

ISSN 1669-9521

A sociación
A rgentina de
A stronomía

Boletín N° 51

San Juan, 2008

Asociación Argentina de Astronomía

Fundada en 1958

Personería Jurídica 11811 (Buenos Aires)

Comisión Directiva

Presidente: Dr. Hernán Muriel
Vicepresidente: Dr. Adrián Rovero
Secretaria: Lic. Celeste Parisi
Tesorera: Dra. Ileana Andruchow
Vocal 1: Dra. Olga Pintado
Vocal 2: Dr. Roberto Gamen
Vocal Sup. 1: Dra. Mariela Corti
Vocal Sup. 2: Dr. Jorge Combi

Comisión Revisora de Cuentas

Titulares:

Lic. Jesús Calderón
Dr. Sergio Cellone
Dr. Mario Melita

Suplente:

Dr. David Merlo
Dr. Marcelo López Fuentes

Comité Nacional de Astronomía

Secretario:

Dr. Roberto O. Aquilano

Miembros:

Dra. Andrea Costa
Dra. Andrea V. Ahumada
Dr. Mario G. Abadi

Asociación Argentina de Astronomía

Reunión Anual

San Juan, 22 al 26 de septiembre de 2008

Organizada por:

Observatorio Astronómico Félix Aguilar

COMITÉ EDITORIAL

Dra. Gloria Dubner (Editora Jefe)
Dr. Diego García Lambas (Editor Invitado)
Dr. Andrés E. Piatti (Secretario Editorial)
Sr. Federico A. Bareilles (Técnico Editorial)

Comité Científico de la Reunión No. 51

Diego García Lambas (*presidente*)
Leandro Althaus
Zulema López García
Cristina Mandrini
Mariano Méndez
Ricardo Morras
Rosa Orellana

Comité Organizador Local de la Reunión No. 51

Ing. Lic. Ricardo C. Podestá (*presidente*)
Esp. Ing. Eloy V. G. Actis (*vice-presidente*)
Dr. Gustavo E. Romero
Ing. Lic. Ana María Pacheco
Ing. Alfredo Cornudella
Prof. Héctor López
Ing. Alberto A. González
Dra. Rosa B. Orellana
Lic. Natalia Nuñez
Prof. José A. Pérez
Tec. Julio Vicentela
Tec. Washington Gómez
Tec. Mario Cesco
Esp. Ing. Ester Alonso
Ing. Carlos Francile
Lic. Carlos E. López
Prof. Luis Marmolejo
Lic. Claudio Mallamaci
Dra. María Sol Alonso
Lic. Natalia Maza
Prof. José Navarro
Prof. Jorge Sedeño
Tec. Julio Torres

Nota Editorial

El Boletín No. 51 de la Asociación Argentina de Astronomía contiene parte de los trabajos presentados durante la Reunión Anual realizada en la ciudad de San Juan (Prov. de San Juan) entre el 22 y el 25 de septiembre de 2008.

La reunión fue organizada por el Observatorio Astronómico “Félix Aguilar” (OAFa). Un Comité Organizador Científico formado por destacados investigadores y un muy eficiente Comité Organizador Local, trabajaron conjuntamente para garantizar una reunión interesante y productiva, que se desarrolló en el moderno Centro de Convenciones de la ciudad de San Juan. A todos los colegas que con su trabajo aseguraron el éxito de la reunión, nuestro agradecimiento. Se agradece especialmente el auspicio del Gobierno de la Provincia de San Juan, así como de Universidad Nacional de San Juan (UNsJ), Facultad de Ciencias Exactas, Físicas y Naturales de UNsJ, CONICET, ANPCyT y FUPACA. Agradecemos asimismo a todos los colegas de Argentina y del resto del mundo que colaboraron en la instancia de revisión de los trabajos publicados.

En esta reunión celebramos el cincuenta aniversario de la fundación de la Asociación Argentina de Astronomía, que tuvo lugar durante una reunión realizada en el OAFa en el año 1958. La presente reunión nos brindó la oportunidad de honrar la iniciativa y el empuje de los socios fundadores, grupo de pioneros de entre quienes tuvimos el gusto de contar con la presencia del Dr. Jorge Sahade y la Dra. Adela Ringuelet. La reunión, además, fue una ocasión propicia para que el OAFa y la Provincia de San Juan, a través de su gobernador, Ing. José Luis Gioja, rindan un homenaje al Agrimensor Walter Manrique, quien durante más de 20 años estuvo a cargo de la dirección del grupo del Astrolabio Impersonal Danjon, instrumento adquirido por el OAFa en 1968. Manrique fue el impulsor de convenios con la Academia de Ciencias de China para la instalación y puesta en funcionamiento en el OAFa del Astrolabio Fotoeléctrico PAII y el Laser Satelital San Juan. En las últimas páginas de este Boletín compartimos con los lectores algunas fotografías de la ocasión.

Diego García Lambas
Editor Invitado de BAAA 51

Gloria Dubner
Editora Jefe de BAAA

Andrés E. Piatti
Secretario Editorial

Federico Bareilles
Técnico Editorial

Índice

Nota Editorial	v
Fotografía: Reunión fundacional de la AAA <i>Alejandro Feinstein</i>	xiv
Fotografía Grupal	xv

I Sol, Sistema Solar y Ciencias Planetarias

The UV limits of life on extrasolar planets: an experiment with halophile archaeobacteria at different UV doses. <i>X. C. Abrevaya, H. P. Adamo, E. Cortón, P. J. D. Mauas</i>	3
Estudio numérico de modos MHD en arcos magnéticos de la baja corona solar <i>M. Cécere, A. Costa, L. Lehner & O. Reula</i>	7
A solar burst with a spectral component observed above 100 GHz during an M class flare <i>G. Cristiani, C.G. Giménez de Castro, C.H. Mandrini, M.E. Machado, I. de Benedetto e Silva, P. Kaufmann, M.G. Rovira</i>	11
Comportamiento de la cromósfera solar en la línea $H\alpha$ durante el ciclo 23 <i>D. Davoli, R. Aquilano, H. Missio</i>	15
Archivo de placas astrométricas del Observatorio de La Plata <i>R. P. Di Sisto, R. B. Orellana</i>	19
Simulación mediante ondas de choque de la dinámica de abri-llantamientos en arcos magnéticos de la baja corona solar. Comparación con observaciones <i>C. Fernández, A. Costa, S. Elaskar & W. Schulz</i>	23
Hacia la medición de la polarización de la corona solar en la línea de emisión de 530 nm <i>F. López, C. Francile, J. Castro</i>	27
The tilt and writhe of peculiar solar active regions <i>M. C. López Fuentes, C. H. Mandrini</i>	31
Propiedades turbulentas de la heliosfera interna <i>M.E. Ruiz, S. Dasso, W.H. Matthaeus, E. Marsch & J.M. Weygand</i>	35

II Estrellas y Sistemas Estelares

Calculating the Orbit of a Double Star with Visual, Interferometric, and Radial Velocity Data	41
<i>R.L. Branham, Jr.</i>	
Clasificación de asterismos utilizando datos astrométricos	49
<i>María Silvina De Biasi & Rosa Beatriz Orellana</i>	
Estudio de Sistemas Binarios Interactuantes y su dependencia con la masa inicial de la estrella de neutrones	53
<i>M. A. De Vito, O. G. Benvenuto</i>	
Análisis y determinación de parámetros físicos de estrellas de tipo FU Orionis	57
<i>L. Gramajo, M. Gómez, B. Whitney</i>	
Metalicidades y velocidades radiales de 16 cúmulos estelares de la Nube Menor de Magallanes	61
<i>M.C. Parisi, A.J Grocholski, J.J. Clariá, D. Geisler, A. Sarajedini</i>	
Estudio mineralógico de discos protoplanetarios en estrellas de tipo FU Orionis	65
<i>E. Sainz, M. Gómez</i>	
Integrated spectroscopy of 10 Galactic open clusters	69
<i>A.V. Ahumada, J.J. Clariá, E. Bica, M.C. Parisi, T. Palma</i>	
Flickering en RS Ophiuchi	73
<i>E. Brandi, L.G. García, C. Quiroga, O.E. Ferrer</i>	
Multi-cycle chromospheric activity in II Peg and V711 Tau	77
<i>A. P. Buccino & P. J. D. Mauas</i>	
Photometric observations and Coravel radial velocities of red giant candidates in open clusters	81
<i>J.J. Clariá, A.E. Piatti, J.-C. Mermilliod, T. Palma</i>	
HDE 269896: Una supergigante especial de la nube mayor de Magallanes	85
<i>M.A. Corti, N.R. Walborn</i>	
OB stars in the Galactic Cluster Anon Puppis b	89
<i>C. Courau, E. Gonzalez, F. Lovos, R. Gamen, N. Morrell</i>	
Análisis y determinación de movimientos propios de cúmulos abiertos entre 200 y 500 pc basados en el catálogo astrométrico UCAC2	93
<i>María Silvina De Biasi & Rosa Beatriz Orellana</i>	
PSR J0751+1807: un ajuste a los parámetros característicos del sistema binario	97
<i>M. A. De Vito, O. G. Benvenuto</i>	
Estudio del Cúmulo Abierto Collinder 220	101
<i>Fernández Lajús E., Baume G., de Elía G.C. & Gamen R.C.</i>	

Discos “debris” o de “escombros” en sistemas binarios y estrellas simples	105
<i>L. H. García, M. Gómez</i>	
Estudio de la extinción interestelar en dirección a la Nebulosa Gum	109
<i>E. E. Giorgi, G. R. Solivella, R. A. Vázquez & G. L. Baume</i>	
On the Nature of the Stellar Group ESO442-SC04	113
<i>F.F.S. Maia, J.F.C. Santos Jr., W.J.B. Corradi, A.E. Piatti</i>	
Parámetros orbitales de KX TrA	117
<i>P. Marchiano, E. Brandi, C. Quiroga, L.G. Garcia & O.E. Ferrer</i>	
The role of metals and scattering processes in a Helium stellar atmosphere	121
<i>Luis A. Milone & David C. Merlo</i>	
H, He, C, Mg, Al, Si, ground-state photoionization cross sections	125
<i>Luis A. Milone & David C. Merlo</i>	
La Taxonomía Numérica, una herramienta para identificar “Moving Groups”. Aplicación a Cúmulos Abiertos	129
<i>Rosa Beatriz Orellana & Gregorio Perichinsky</i>	
Estrellas variables en Kappa Crucis	133
<i>A. M. Orsatti, M. M. Vergne, C. Feinstein, R. E. Martínez</i>	
Identificación de “moving groups” en el catálogo astrométrico UCAC2	137
<i>Leonardo Paíz, María Silvina De Biasi & Rosa Beatriz Orellana</i>	
Intermediate-mass black holes in globular clusters	141
<i>C. Pepe, L. J. Pellizza</i>	
Propiedades astrofísicas de Czernik 26, Czernik 30 y Haffner 11: tres cúmulos abiertos proyectados sobre la supuesta galaxia enana Canis Major	145
<i>A.E. Piatti, J.J. Clariá, M.C. Parisi, A.V. Ahumada</i>	
First estimates of the fundamental parameters of the very small open cluster Ruprecht 1	149
<i>A.E. Piatti, J.J. Clariá, M.C. Parisi, A.V. Ahumada</i>	
Sobre la aparente sobredensidad de cúmulos abiertos en la región de la supuesta galaxia enana en Canis Major	153
<i>A. E. Piatti, J.J. Clariá</i>	
Formación y evolución química de cúmulos estelares en la Nube Menor de Magallanes	157
<i>A.E. Piatti, D. Geisler, A. Sarajedini & C. Gallart</i>	
Parámetros de Stokes en Estrellas B	161
<i>R. Vallverdú, L. Cidale, R. Rohrmann</i>	
Descubrimiento de un sistema triple en el cúmulo abierto NGC 2516	165
<i>M. E. Veramendi, J. F. González</i>	

III Medio Interestelar y Estructura Galáctica

Massive stars and the Canadian Galactic Plane Survey	171
<i>S. Pineault</i>	
Molecular gas related to the ring nebula RCW 78 around HD 117688	181
<i>C.E. Cappa, M. Rubio, M.C. Martín, & G.A. Romero</i>	
Sh2-173 and its environs: a hierarchical system of three generations?	185
<i>S. Cichowolski, G.A. Romero, M.E. Ortega, C.E. Cappa, J. Vasquez</i>	
Vinculación Física entre Super Cáscaras de Hidrógeno Neutro y Formación Estelar Reciente	189
<i>Mariela A. Corti, E. Marcelo Arnal</i>	
Star formation in 30 Doradus: a molecular study	193
<i>S. Paron, M. Rubio, G. Dubner</i>	
Multi-frequency GMRT observations of SNR G338.3–0.0	197
<i>G. Castelletti, E. Giacani, G. Dubner, R. Pramesh, & B. C. Joshi</i>	
Study of the interstellar medium around the γ-ray source HESS J1837-069	201
<i>M.E. Ortega, S. Paron, & E. Giacani</i>	
Sistematización de las diferencias entre las estimaciones de modelos de extinción y las observaciones en la Vía Láctea	205
<i>G. Perren, R. Vázquez, H. Navone</i>	
The interstellar medium towards the supernova remnant G24.7+0.6	209
<i>A. Petriella, S. Paron, E. Giacani</i>	
Criterios de Identificación de Supercáscaras de Hidrógeno Neutro en Nuestra Galaxia.	213
<i>L. A. Suad, E. M. Arnal</i>	

IV Astronomía Extragaláctica y Cosmología

Large-scale modulation of star formation in void walls	219
<i>Ceccarelli, L., Padilla, N., Lambas, D.G.</i>	
Influence of black hole spin on galaxy properties	223
<i>S. A. Cora, C. del P. Lagos, N. D. Padilla</i>	
GEMINI-GMOS spectroscopy in the Antlia cluster	227
<i>F. Faifer, A. Smith Castelli, L. P. Bassino, T. Richtler, S. A. Cellone</i>	
Effects of environment on galaxies in clusters: ram pressure stripping	231
<i>T. E. Tecce, S. A. Cora, P. B. Tissera, M. G. Abadi</i>	
Alabeos en los Discos de Galaxias	235
<i>M.P. Agüero, R.J. Díaz</i>	

Mergers and metallicity in high stellar mass Galaxies	239
<i>M. Sol Alonso, Diego G. Lambas, Leo Michel-Dansac</i>	
The environment of long gamma-ray burst host galaxies	243
<i>N. E. Chisari, M. Mayochi, L. J. Pellizza</i>	
Cúmulos de Galaxias en rayos X y MaxBCG: Propiedades de Galaxias Brillantes	247
<i>V. Coenda, H. Muriel</i>	
Canibalismo Extremo y Lente Gravitacional Intensa en el Cúmulo de Galaxias Abell 3827	251
<i>Rubén J. Díaz, Michael West, Marcel Bergmann, Eleazar R. Carrasco, Percy Gomez, Henry Lee, Bryan Miller, James Turner</i>	
The Paradigm of SAURON vs. the Ring of NGC 7742 and Other Kinematic Mirages	255
<i>Rubén J. Díaz & Horacio Dottori</i>	
Pinning down HIPASS galaxies to measure their stellar disk masses for a Baryonic Tully-Fisher relation study	259
<i>S. Gurovich, K. C. Freeman, Olga I. Pintado Luis Vega Neme</i>	
The Color-Magnitude Relation of Cluster Galaxies: Observations and Model Predictions	263
<i>N. Jiménez, A. Smith Castelli, S. A. Cora & L. P. Bassino</i>	
Determinación estadística de propiedades de la subestructura de materia: Número de satélites.	267
<i>M. Lares & D.G. Lambas</i>	
Gemini 3D-Spectroscopy of IRAS 17002+5153 and IRAS 07598+6508: Evidence of Two New Exploding BAL + IR + Fe II QSOs.	271
<i>S. Lípari, M. Bergmann, Y. Taniguchi, R. Terlevich, E. Mediavilla, B. García-Lorenzo, W. Zheng, S. F. Sanchez, B. Punsly, D. Merlo</i>	
Sistemas de galaxias luminosas rojas: Supercúmulos a partir de sobredensidades de galaxias en el catálogo fotométrico del SDSS.	275
<i>H. Luparello, M. Lares, D.G. Lambas</i>	
Diagrama color-magnitud en grupos de galaxias a “redshifts” intermedios	279
<i>J. L. Nilo Castellón, M. V. Alonso, H. Cuevas, D. G. Lambas, A. Ramirez</i>	
Análisis morfológico de radiofuentes	283
<i>J.L. Nilo Castellón, R.Vena Valdarenas, G. Volpe, G.Coldwell, C.Valotto</i>	
A common colour-magnitude relation from giant elliptical galaxies to globular clusters?	287
<i>A.V. Smith Castelli, L. P. Bassino, T. Richtler, F. Faifer, J. C. Forte, S. A. Cellone</i>	

V Astrofísica de Altas Energías

Powerful non-thermal emission in black-hole powered sources	293
<i>V. Bosch-Ramon</i>	

Interactions of jets and clumpy stellar winds in high-mass microquasars	305
<i>A. T. Araudo, V. Bosch-Ramon, G. E. Romero</i>	
Lepto-hadronic models of high-energy radiation from microquasars: application to GX 339-4	309
<i>G. S. Vila, G. E. Romero</i>	
Relevancia de los Resultados Recientemente Publicados por el Observatorio Pierre Auger	313
<i>A. C. Rovero</i>	
Optical observations of TeV Blazars: first results.	317
<i>I. Andruchow, J. A. Combi, S. A. Cellone, G. E. Romero, J. Martí, P. Luque-Escamilla, A. J. Muñoz-Arjonilla & J. R. Sánchez-Sutil</i>	
Monitoreo de blazares con el Telescopio Whipple de rayos gamma	321
<i>A. Pichel, A.C. Rovero, por la Colaboración VERITAS</i>	

VI Instrumentación y Sitios Astronómicos

Caracterización Astronómica del Cordón Macón	327
<i>D. García Lambas, H. Muriel, P. Recabarren, V. Renzi, R. Vrech, M. Sarazin, G. Lombardi</i>	
Rutinas para reducción de observaciones polarimétricas: evolución y estado actual	331
<i>Sergio A. Cellone</i>	
Distribución Espacial de Ancho Equivalente del Triplete del CaII a partir de Imágenes GMOS	335
<i>Rubén J. Díaz & Damián Mast</i>	
New observational capabilities of the H-alpha Solar Telescope for Argentina (HASTA)	339
<i>C. Francile, J. I. Castro, L. Leuzzi, M.L. Luoni, M.G. Rovira, A. Cornudella, W. Gómez, R. Sarmiento</i>	
Estimación de la magnitud límite alcanzada con el telescopio ASH (Astrograph for the Southern Hemisphere)	343
<i>L. A. Mammana, R. Gil-Hutton</i>	
Contribución de la Estación San Juan SLR al Sistema Galileo	347
<i>R. Podestá, E. Actis, E. Alonso, A. Pacheco, A. González, Yanben Han, Tanqiang Wang, Limin Zhao, Chengzhi Liu, J. Alacoria, L. Peñaloza, D. Brizuela, M. Flores</i>	
Desarrollo de una Interfaz de Control para un Observatorio Astronómico Robotizado con fines educativos en la Facultad de Ciencias Exactas, Físicas y Naturales de la UNSJ	351
<i>L. Pogrebinsky, C. Francile</i>	

VII Divulgación y Docencia en Astronomía

Talleres Extra-Curriculares de Astronomía	357
<i>I. Witteveen</i>	

VIII Premios y Distinciones

Premio AAA a la mejor Tesis Doctoral. Radiación gamma en binarias con acreción	363
<i>Mariana Orellana</i>	

Índice de Autores	375
-----------------------------	-----

**Reunión fundacional de la Asociación Argentina de Astronomía
Observatorio Félix Aguilar, San Juan, Año 1958.**



Foto: Cortesía del Dr. Alejandro Feinstein.

De izquierda a derecha: M.J. Ramé, Sergei Slaucitajs, Carlos Rogati, Carlos Hernández, Augusto López, Bernard Dawson, Juan José Nissen, Ricardo Platzek, Francisco Muñoz, Livio Gratton, Jorge Sahade, Adela Ringuelet, José Luis Sér-sic, Herbert Wilkens, Jorge Landi Dessy y Juan Bussolini.

Las primeras autoridades de la Asociación fueron Presidente: Dr. B. H. Dawson
Secretario: Dr. Carlos O. Jaschek.



Parte I

Sol, Sistema Solar y Ciencias Planetarias

PRESENTACIÓN MURAL

The UV limits of life on extrasolar planets: an experiment with halophile archaeobacteria at different UV doses.

X. C. Abrevaya¹, H. P. Adamo², E. Cortón³, P. J. D. Mauas¹

(1) *Instituto de Astronomía y Física del Espacio (IAFE)*
UBA-CONICET.

(2) *Instituto de Química y Fisico-Química Biológicas (IQUIFIB)*
FFyB-UBA.

(3) *Departamento de Química Biológica-FCEyN-UBA-CONICET.*

Abstract. Terrestrial-type planets around M stars are proposed as feasible places for development of life as we know it. Nevertheless many dMe stars emit large amounts of UV radiation during flares and it is unknown if these events could be deleterious for life. Since terrestrial biological systems are particularly vulnerable to this kind of radiation, this fact could set a limit for habitability. Organisms as halophile archaeobacteria were found in ancient evaporites on Earth. Evaporites have been detected in Martian meteorites, so these organisms are proposed as plausible inhabitants of Mars-like planets or other extrasolar planets. We examine the effect of UV-C on the halophile archaea *Natrialba magadii*. Results show that these organisms are able to survive at the UV doses tested.

Resumen. Los planetas que orbitan estrellas M podrían ser lugares posibles para el desarrollo de la vida tal como la conocemos. Sin embargo, muchas estrellas dMe emiten grandes cantidades de radiación UV durante fulguraciones y se desconoce si estos eventos podrían ser letales para la vida. Dado que los sistemas biológicos terrestres son particularmente vulnerables a este tipo de radiación, este hecho podría establecer un límite para la habitabilidad. Organismos tales como archaeobacterias halófilas fueron hallados en evaporitas antiguas en la Tierra. Como se han detectado evaporitas en meteoritos provenientes de Marte, estos organismos son propuestos como posibles habitantes de Marte o de otros planetas extrasolares. Examinamos el efecto de la radiación UV-C en el archaea halófila *Natrialba magadii*. Los resultados muestran que estos organismos son capaces de sobrevivir a las dosis de UV ensayadas.

1. Introduction

Recent advances in exoplanet detection, in particular of terrestrial planets, enhanced the interest to study habitability criteria and to analyze the capability of organisms to survive in hostile conditions. One of the fundamental pillars of astrobiology is the "Mediocrity principle", which proposes that our planetary system, life on Earth, and technological civilizations are an average case in the

Universe (von Hoerner, 1961). According to this hypothesis, life as we know it could emerge in any place with conditions similar to Earth, and would develop following similar selection rules.

Habitability criteria are established according to physical and chemical environmental factors and define which places are appropriate for life (Cockell, 2007). Usually, the most important aspect for habitability is the presence of liquid water in the planet's surface which is known as Liquid-Water Habitable Zone (LW-HZ)(Huang, 1959; Dole, 1964; Hart, 1979). However, there are other important environmental features which can play a significant role in habitability. One of these factors is UV radiation, which can have deleterious effects for cells, acting as a genotoxic agent and inducing DNA damage, or damaging a wide variety of proteins and lipids. In fact, high exposure to UV-C (wavelengths <290 nm) is lethal to most terrestrial biological systems. Therefore, UV radiation should also be considered as an habitability criteria (Buccino et al., 2006).

In particular, during the last decade there was a change in paradigm, which led to consider that terrestrial planets around dM stars can be suitable places for the emergence and evolution of life. However, many dMe stars emit large amount of UV radiation during flares, and it is uncertain how these UV events can affect the evolution of life (Buccino et al., 2007).

Extremophile organisms have been subject of studies in astrobiology due to their capacity to survive in extreme physicochemical environmental conditions. Between these microorganisms there is a group of archaeobacteria which inhabits in environments with high salt concentrations (3.4 - 5.1 M NaCl range for optimally growth), commonly known as halophilic archaea. These organisms were identified on Earth in halites (salt sediments several million years old) and in other ancient deposits as evaporites or rock salt (Fendrihan et al., 2006; Zolensky et al. 1999; Whitby et al. 2000). Since evaporites have been detected in Martian SNC meteorites (Gooding, 1992; Rieder et al., 2004), these organisms are proposed as plausible inhabitants of Mars-like planets or other extrasolar planets (Stan-Lotter et al., 2004). Moreover, because much halophiles are exposed to intense solar UV radiation in their natural environment they are generally regarded as relatively UV tolerant. In this work we examine the effect of UV-C on *Natrialba magadii* an halophile archaea initially isolated from Magadi Lake in Kenya, Africa (ATCC number: 43099).

2. Methods

Cultures of *N. magadii* were grown around optical density (*OD*) related to mid-exponential phase. Samples were divided in five groups: Control (non irradiated culture), and irradiated for 5, 10, 20 and 30 minutes (doses: 1110, 2220, 4440, 6660 J/m², respectively). Liquid culture was diluted to reach $OD_{600nm} = 0.05$, drops (100 μ l) of the culture were placed in Petri dishes and irradiated, being exposed to a monochromatic UV-C source (37cm below a germicidal Phillips 15W Hg lamp emitting in wavelength=254 nm). The irradiance of the lamp (3.7 W/m²) was measured with a radiometer and used to calculate the UV dose received by the samples. Aliquots of the irradiated and control groups were withdrawn after different irradiation times and the effect of the UV treatment was assessed following the changes of the growth kinetics.

3. Results

To obtain growth curves, OD values for each sample were acquired at different times after irradiation and were plotted versus post-irradiation time. Then data points were fitted to a modified logistic equation (A. Mendez, personal communication), as is shown:

$$y = \frac{A}{1 + \text{Exp}\left[\frac{A\mu_m}{A}(\lambda - t) + 2\right]} \quad (1)$$

where "y" is proportional to biomass (in our case OD), "A" is the maximum growth, " μ_m " is the maximum specific growth rate, and " λ " is the lag time (Fig.1 a). Growth curves were obtained for each dose assayed as shown in Figure 1 b. and parameters were calculated according to equation 1. Our results show that there is a dose dependent delay in the growth of the different samples (Table 1).

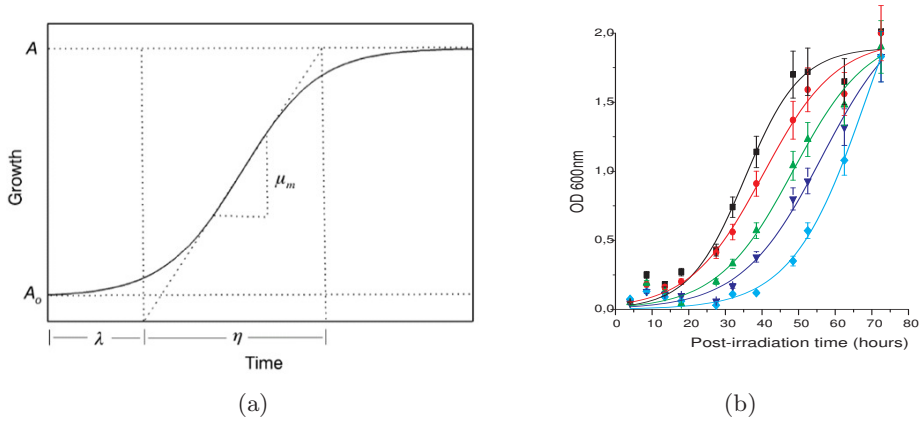


Figure 1. (a) : Growth curve showing the meaning of the parameters in equation 1, where " A_0 " is the initial growth and " η " is the growth time. (b) : Growth curves for all samples. Each line shows different UV doses: control, 0 J/m^2 (■) and irradiated 1110 J/m^2 (●); 2220 J/m^2 (▲); 4440 J/m^2 (▼); 6660 J/m^2 (◆).

Experimental group	Irradiance W/m^2	Irradiation time s	Dose J/m^2	Lag time (λ) hs
Control	0	0	0	20, 13 \pm 2, 36
UV 5 min	3,7	300	1110	20, 31 \pm 2, 41
UV 10 min	3,7	600	2220	27, 95 \pm 1, 50
UV 20 min	3,7	1200	4440	34, 35 \pm 1, 52
UV 30 min	3,7	1800	6660	48, 24 \pm 2, 07

Table 1. Parameters obtained from the experimental data

4. Discussion

It is well known that UV induces diverse kind of damage in cells. In particular UV-C is a potent inductor of DNA chemical modifications like formation of cyclobutane pyrimidine dimers and 6-4 photoproducts (Mitchell et al., 1989; Cadet et al., 2005). If these alterations are not repaired they can cause blockage of diverse cellular processes, leading to mutations or cell death. Growth delay could be explained by some of these effects, and could be related to possible sublethal effects like cell cycle arrest (Rudolph et al., 2007) induced by DNA damage or by other processes capable of blocking cell growth like tRNA photodamage (Opezzo & Pizarro, 2001). In such cases cells stops to growth and bacterial population remain in lag phase, which is visualized as a dose dependent displacement of the growth curve. In any case these preliminary results show that even after significant UV damage, as judged by the absence of detectable growth for more than 30 hours, the surviving cells were able to resume growth with nearly normal kinetics at all doses analyzed. Doses tested in these experiments are similar to UV-C levels received on Mars, are much higher than the doses received on Earth (because UV-C is filtered by the terrestrial atmosphere) and they are several orders of magnitude smaller than those that could be received from a stellar flare (Cockell, 2001). In next experiments we will include as an important factor the flare frequency which usually is very high: e.g., one flare every 10 hours for Proxima Centauri and every 1-1.5 hours for AD Leo (Cincunegui et al., 2007; Mauas & Falchi, 1994).

References

- Buccino, A. P., Lemarchand, G. A. & Mauas, P. J. D. 2007, *Icarus* 192, 582, 587.
 Buccino A. P., Lemarchand G. A. & Mauas P. J. D. 2006, *Icarus* 183, 491, 503.
 Cadet J., Sage E. & Douki T. 2005, *Mutat. Res.* 571, 3, 17.
 Cincunegui C., Diaz R. F. & Mauas P. J. D. 2007, *aap*, 461, 1107, 1113.
 Cockell C. S. 2007, *Complete Course in Astrobiology* (Horneck G.& Rettberg P., Eds.) 151, 177. Wiley-VCH.
 Cockell C. S. 2001, *Acta Astronautica* 49 (11): 631-640.
 Dole S. H. 1964, *Habitable planets for man*. New York, Blaisdell Pub. Co.(1st ed.).
 Fendrihan S., et al. 2006, *Rev. Environ. Sci. Biotechnol.* 5, 203, 218.
 Gooding J. L. 1992, *Icarus* 99, 28, 41
 Hart M. H. 1979, *Icarus* 37, 351, 357.
 Huang S. S. 1959, *Am. Sci.* 47, 397, 402.
 Mauas P. J. D & Falchi A. 1994, *aap* 281, 129, 138.
 Mitchell D. L. & Nairn R. S. 1989, *Photochem. photobiol.* 49, 805, 819.
 Opezzo O. J. & Pizarro R. A. 2001, *J.Photochem. Photobiol.B: Biology.* 62, 158, 165.
 Rieder R., et al 2004, *Science* 306, 1746, 1749.
 Rudolph C. J., Upton A. L.& Lloyd R. 2007, *Genes & Dev.* 21, 668, 681.
 Stan-Lotter H., et al. 2004, *Halophilic microorganisms*. Springer Verlag, N.Y., 89,102.
 von Hoerner S. 1961, *Science* 134, 1839, 1843.
 Whitby, J., et al. 2000, *Science*, 288, 1819, 1821.
 Zolensky, M. E., et al. 1999, *Science*, 285, 1377, 1379.

PRESENTACIÓN MURAL

Estudio numérico de modos MHD en arcos magnéticos de la baja corona solar

M. Cécere¹, A. Costa², L. Lehner³ y O. Reula¹

(1) Facultad de Matemática, Astronomía y Física (FaMAF, UNC)

(2) Instituto de Astronomía Teórica y Experimental
(IATE, UNC-CONICET)

(3) Dpt. of Physics and Astronomy (Louisiana State University, USA)

Abstract. Performing numerical simulations using the *divergence cleaning* technique, we characterize the plasma dynamics and the modes that propagate in magnetically structured media (i.e., with small values of $\beta = P_g/P_M$ and large magnetic Reynolds number). We show preliminary results that confirm others described by the coronal seismology, i.e. modes obtained using cylindrical geometry and the *line tied* condition. This allows to adjust the numerical method to study the non-dissipative decay of fast modes in media of high Reynolds number.

Resumen. Caracterizamos la dinámica del plasma y los modos que pueden propagarse en medios estructurados por el campo magnético (es decir con bajo valor de $\beta = P_g/P_M$ y alto número de Reynolds magnético), realizando simulaciones numéricas usando la técnica numérica de *divergence cleaning*. Se muestran resultados preliminares que confirman casos conocidos de la sismología coronal, es decir modos obtenidos suponiendo geometría cilíndrica y en la condición de *line tied loops*, con el fin de ajustar el método para utilizarlo en el estudio del amortiguamiento no disipativo de modos con alto número de Reynolds.

1. Introducción

Debido al alto valor del número de Reynolds ($\sim 10^{10}$) la MHD ideal describe con buena aproximación la física de la atmósfera solar. El tiempo de difusión es mucho mayor que el tiempo característico de la dinámica general y se dice que el fluido está congelado al campo. En la baja corona solar ($1R_\odot - 2R_\odot$) la dinámica es controlada por el campo magnético ($\beta \ll 1$) que confina al plasma en infinidad de tubos delgados con flujos a diferentes temperaturas y densidades: el transporte del plasma se realiza, fundamentalmente, a lo largo de las líneas de campo y en cambio, es fuertemente inhibido en la dirección transversal a las mismas. En la cromósfera, por el contrario, la dinámica es gobernada por el fluido ($\beta \gg 1$) que da la apariencia de turbulencia isótropa del medio. En la corona existen múltiples configuraciones del campo magnético que permiten la propagación de diferentes perturbaciones. Por ejemplo, el movimiento de las bases magnéticas “ancladas” a la cromósfera genera perturbaciones permanentes que son transmitidas a través

de las líneas de campo -debido al congelamiento y al cambio del valor relativo de β entre la corona y la cromósfera. Generalmente el sistema sale de la situación de equilibrio y evoluciona espontáneamente a través de una serie de nuevos equilibrios, o eventualmente se producen reconexiones que rompen el aislamiento magnético de la estructura y el arco pierde su individualidad. Un tema abierto de la física solar es el de los mecanismos de calentamiento responsables de temperaturas coronales ($T \sim 10^6 K$), más de dos órdenes de magnitud por encima de la temperatura fotosférica. Debido al alto número de Reynolds, la disipación Joule y la viscosidad son despreciables y deben descartarse como mecanismos de calentamiento directo. Los candidatos más aceptados son la turbulencia, la reconexión magnética (fundamentalmente microreconexiones, por debajo de la resolución de los instrumentos) y ondas magnetoacústicas. Por largo tiempo se ha descartado la importancia de estas últimas, debido a que las ondas heliosismológicas (ondas lentas, modos p) características de la cromósfera son frenadas en la región de transición y proporcionan un flujo de energía demasiado bajo. Sin embargo, es conocido que las ondas magnetoacústicas rápidas (modos *sausage* y *kink*) se amortiguan en unos pocos períodos (~ 2 a 7 períodos) debido a diferentes efectos: pérdidas a través de las bases cromosféricas, mezcla de fases y absorción resonante. Dependiendo de la eficiencia de cada mecanismo la energía cinética de la oscilación transversal a las líneas de campo (característica de las ondas magnetoacústicas rápidas) se transforma en: energía de la cromósfera, en el caso de pérdidas a través de las bases cromosféricas; viscosidad coronal en el caso de la mezcla de fases (que se produce por resonancia con el continuo de Alfvén en las regiones con gradientes pronunciados internas a los arcos magnéticos); y en oscilaciones azimutales de las regiones inhomogéneas de los arcos magnéticos en el caso de absorción resonante que luego se transforman en calor debido a la mezcla de fases. De modo que, si bien las ondas magnetoacústicas lentas son energéticamente deficitarias, las rápidas aportan una contribución energética comparable a las pérdidas (debidas a la radiación y a la conducción térmica) y son candidatas para contribuir apreciablemente al calentamiento de las regiones activas en las que se desarrollan. (Aschwanden 2004)

2. Procedimiento

Mediante el método de *divergence cleaning* hemos simulado la dinámica de un arco magnético 2D en condiciones coronales (suponiendo ignorable la coordenada angular). Dicho método asegura, que la divergencia del campo magnético se mantiene nula a lo largo de la evolución temporal del sistema físico. Las condiciones de contorno son tales que, la perturbación numérica que alcanza el límite de la grilla no retorna al dominio computacional, sino que sale o se propaga a lo largo del contorno (Cécere et al. 2008). La grilla utilizada fue de 200^2 con un tamaño de 10×10 en unidades de simulación ($10 Mm$). Los parámetros del arco magnético elegidos fueron: longitud = $96 Mm$; ancho = $10 Mm$. En la corona: $\rho = 5 \cdot 10^{-16} \text{ gr/cm}^3$, $T = 10^6 K$, $B_y = 9 G$; dentro del arco: $\rho = 3,34 \cdot 10^{-15} \text{ gr/cm}^3$, $T = 1,1 \cdot 10^6 K$, $B_y = 10 G$ y en la cromósfera: $\rho = 1,67 \cdot 10^{-8} \text{ gr/cm}^3$, $T = 5 \cdot 10^6 K$, $B_y = 10 G$. Esta configuración garantiza valores realistas y usuales del parámetro β . Sin embargo, dado que la

configuración inicial no está en equilibrio termodinámico el sistema evoluciona espontáneamente.

3. Resultados

El sistema inicialmente evoluciona generando un modo *sausage* que es amortiguado en tres períodos ($\tau = 40$ s, valor característico de estos modos). En la

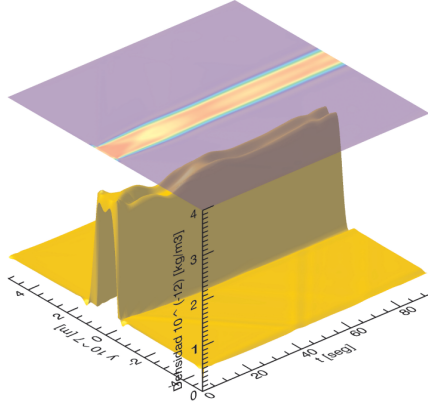


Figura 1. Densidad como función del tiempo a lo largo del eje x , con $y = 0$.

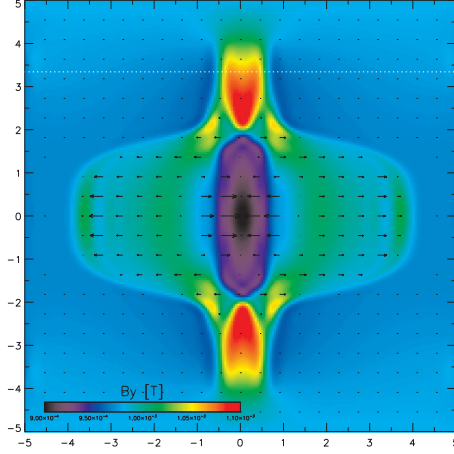


Figura 2. Componente B_y superpuesta a v_x .

figura 2 se pueden observar las tres oscilaciones de compresión y el correspondiente amortiguamiento en el panel de arriba de la figura. La figura 2 muestra la evolución de la componente y del campo magnético para el tiempo $t = 26, 62$ s. Superpuesta a esta figura, en forma de flechas, se muestra la componente x de la velocidad para cada punto del plano xy . Nótese que:

1. Debido al congelamiento del flujo con el campo, la evolución en x de la perturbación en B_y se corresponde con la excitación de la componente x de la velocidad.
2. El campo resulta atado (line-tied) a las bases cromosféricas debido al aumento de la densidad ($\beta > 1$); la densidad del campo es mayor en los puntos de anclaje cromosféricos y la velocidad transversal al campo es nula.
3. Hay transferencia de energía de las regiones internas del arco a las externas (*leaky modes*). Dicha transferencia se realiza en la forma de modos de Alfvén de compresión (la perturbación del campo magnético $B_1 \mathbf{e}_y$ es paralela al campo inicial $B_0 \mathbf{e}_y$ y la componente transversal al campo de la velocidad perturbada $v_{x1} \mathbf{e}_x$ es paralela a la dirección de propagación de $k \mathbf{e}_x$). Además, verificamos que hay una correlación entre los mínimos de la energía magnética (componente y) en el arco con pequeños máximos de la misma cantidad en la corona. Es decir, cuando aumenta la presión magnética en el arco disminuye en la corona, lo que está de acuerdo con la interpretación de modos de Alfvén de compresión. Con la evolución se desarrolla una componente no nula del campo en la dirección x pero en todo momento es menos del 10% que la de la componente en y del campo.

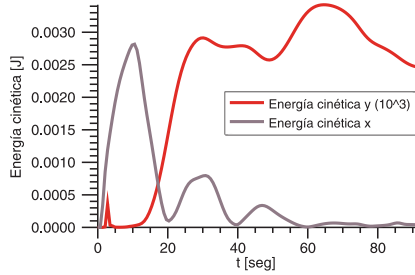


Figura 3. Superposición de la contribución a la energía cinética del arco, componente x con la y .

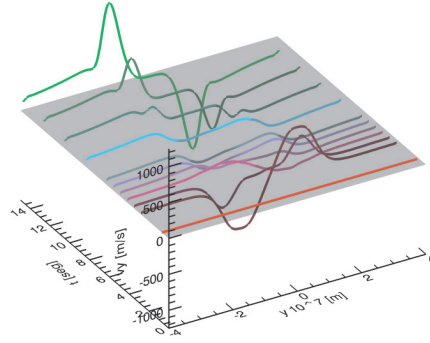


Figura 4. Evolución de los modos magnetoacústicos lentos.

La figura 3 muestra la evolución de las perturbaciones $\rho v_x^2/2$ y $\rho v_y^2/2$. Vemos aquí que a medida que el modo *sausage* se amortigua, aumenta la energía en la dirección del arco magnético formando un modo magnetoacústico lento (velocidad de los modos lentos: velocidad del sonido, c_s ; velocidad de los modos rápidos: velocidad de Alfvén $c_a \ll c_s$). En la figura 3, constatamos que la evolución de los modos magnetoacústicos lentos convergen a un modo caracterizable como segundo armónico: con un máximo de la densidad en el centro del arco (eje $x=0$ de la fig. 2) y con un nodo en la velocidad longitudinal (Nakariakov 2006).

4. Conclusiones

La simulación 2D de arcos magnéticos muestra que perturbaciones espontáneas de tipo *sausage* evolucionan amortiguando su energía en muy pocos períodos. Parte de la energía se transfiere a modos magnetoacústicos lentos (segundos armónicos) internos al arco y otra parte al medio externo en forma de modos de Alfvén compresionales. Los modos lentos quedan confinados dentro del arco (no perturban al campo), los rápidos, en cambio, transfieren parte de su energía a la corona en forma de modos *leaky* o modos de Alfvén de compresión que pueden contribuir al calentamiento coronal de regiones activas.

Referencias

- Aschwanden M., *Physics of the Solar Corona* ed. Springer-Verlag Berlin, 2004
 Cécere M., Lehner L. y Reula O., *Computer Phys. Communications*, **179**, 545-554, 2008
 Nakariakov, V. et al. *A&A* **452**, 343, 2006

PRESENTACIÓN MURAL

A solar burst with a spectral component observed above 100 GHz during an M class flare

G. Cristiani¹, C.G. Giménez de Castro², C.H. Mandrini¹, M.E. Machado³, I. de Benedetto e Silva², P. Kaufmann², M.G. Rovira¹

(1) Instituto de Astronomía y Física del Espacio, Bs. As., Argentina

(2) Centro de Rádio Astronomia e Astrofísica Mackenzie, SP, Brazil

(3) Comisión Nacional de Actividades Espaciales, Bs. As., Argentina

Abstract. We study the M6.8 class flare on 20 December, 2002, which shows a submillimeter radio spectral component different from the microwave classical burst. Two successive bursts occurred in active region (AR) 10226 around 13:15 UT. Sub-mm and microwave flux density data in addition to H α , UV, and soft X-ray observations are used to characterize the flaring region. The sub-mm component is only observed at 212 GHz. An extensive analysis of the magnetic field evolution is derived from full-disk magnetograms. The magnetic topology reveals a very compact and complex system of arches anchored in regions with magnetic field intensity differing by an order of magnitude that reconnects at low heights. Thus, we conclude that the microwave emission comes from mildly relativistic electrons spiraling down along the reconnected loops. A very small portion of the accelerated electrons can reach the footpoint with the stronger magnetic field (2000 G) and produce synchrotron emission, which is observed at sub-mm frequencies.

Resumen. Estudiamos la fulguración M6.8 del 20 de diciembre de 2002 que muestra una componente espectral en radio diferente de la clásica observada en microondas. Hacia las 13:15 TU ocurrieron sucesivamente en la región activa 10226 dos explosiones en radio. Para caracterizar la región de emisión se usan datos de densidad de flujo en el sub-mm y en microondas junto con observaciones en H α , UV y en rayos X blandos. La componente sub-mm se observa sólo en 212 GHz. Se realiza un análisis de la evolución del campo magnético de la región y un estudio de su topología, que revela un complejo sistema de arcos anclados en regiones con intensidades de campo que difieren en un orden de magnitud que se reconectan a baja altura. Se concluye que el flujo en microondas es emisión de electrones medianamente relativistas. Una pequeña porción de los electrones acelerados puede alcanzar el pie del arco con mayor campo magnético (2000 G) y produce emisión sincrotrónica la cual se observa en el sub-mm.

1. Chromospheric and coronal observations

The analyzed radio burst was observed by many radio telescopes around the world. At 1.415, 2.695, 4.995, 8.800, and 15.400 GHz frequencies, the USAF

Radio Solar Telescope Network (RSTN) provides solar patrol data with 1 second time resolution. We also have observations at 8.4, 11.8, 19.6, 35, and 50 GHz from the Bern Patrol telescopes, and at 89.4 GHz from the two-element nulling interferometer of the University of Bern (Lüthi et al. 2004). At frequencies higher than 200 GHz we have data from the Submillimeter Solar Telescope (Kaufmann et al. 2001). At 50 and 89.4 GHz, the noise dominates the emission and only an upper bound limit can be determined. Surprisingly, at 212 GHz the emission of the second burst is larger than the noise, but at 405 GHz the signal is dominated by the noise again. The radio emission time evolution is compared to that of the soft X-ray emission in the lower left panel of Fig. 1.

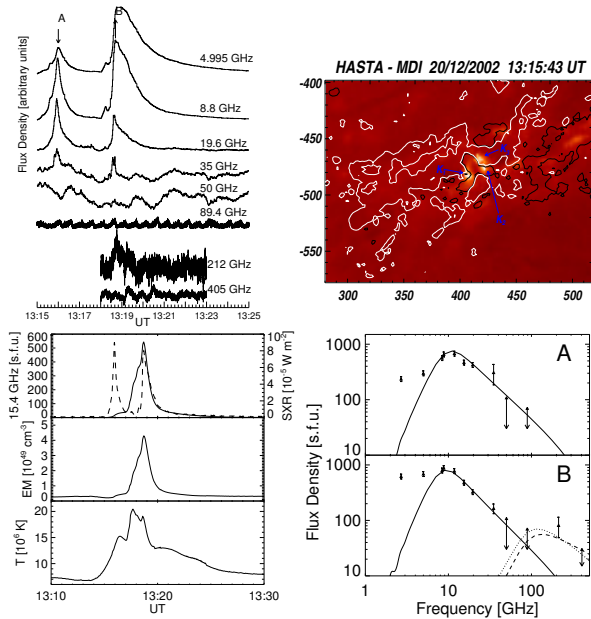


Figure 1. Left panels: Above, normalized flux density time profiles at selected frequencies. Below: a) GOES 1 – 8 Å flux (continuous curve) with 15.4 GHz flux density (dashed curve). b) Emission measure (EM). c) Temperature. Right panels: Above, H α image at 13:15:43 UT showing the three kernels. MDI contours of ± 100 G have been added (white/black colour corresponds to positive/negative values). Below, a) Radio spectra at instant A b) Radio spectra at instant B (see top left panel). The curves represent the obtained gyrosynchrotron solutions.

At sub-mm frequencies only the second burst was recorded because the antenna was performing calibration routines before. The two spectra are very similar, at instant B, the main characteristic is the appearance of emission at 212 GHz, which is more intense than the maximum upper limits at 89.4 and 405 GHz. H α images obtained with H α Solar Telescope show three bright kernels (right top panel of Fig. 1) that brighten with different timings.

2. Photospheric observations and modeling

AR 10226 was seen on the solar southern hemisphere on 13 December 2002. The main polarities (bipole A, see Fig. 2) grew in size and intensity and separated from each other. By 15 December an oppositely oriented bipole (bipole B), forming a quadrupolar configuration with the main AR polarities, started emerging. In the early morning of 20 December another emergence as the previous one, the small bipole C, was observed. The H α and EUV kernels of the flare analyzed in this work are associated with the two emergences just described.

To find clues about the magnetic environment in which the observed flare took place we have extrapolated the photospheric magnetic data to the corona (see Fig. 3). The coronal field is computed under the linear force-free assumption.

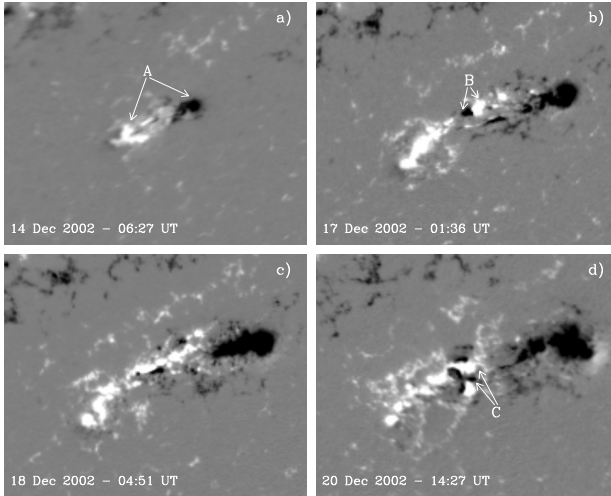
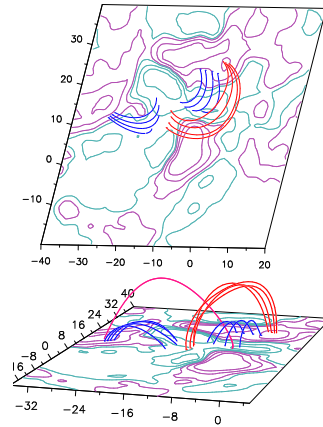


Figure 2. a), b), c) and d) show the line of sight magnetic field of AR 10226 from 14 December to 20 December. Letters correspond to the emerging bipoles, arrows point to the positive and negative polarities of these bipoles. The data are saturated above (below) 500G (-500G).

Figure 3. Field line connectivity in the vicinity of flare kernels. Top panel corresponds to the observer's point of view. We have computed magnetic field lines anchored in both polarities of bipoles B and C (see Fig. 2). Blue/red field lines represent the connectivities before/after magnetic reconnection has occurred. Only one set of reconnected lines can be computed using a value of $\alpha = 6.03 \times 10^{-2} \text{ Mm}^{-1}$. Other set (not resulting of the computes) is represented by one line added to the bottom panel, for illustrative purposes only. This figure has been drawn from a different perspective. The isocontours of the field are $\pm 100, 500, 1000 \text{ G}$. All axes are measured in Mm.



3. Physical parameters derived from observations

Quantitative estimates can be obtained using the characteristic decay times, τ , of the X-ray plasma temperature and emission measure (see Fig. 1) that we may equate to the conductive and radiative cooling timescales (Tandberg-Hanssen & Emslie 1988). These times are derived from the spatially unresolved GOES data, we will take $\tau \sim 100 \text{ s}$ as an average time. Equating this value to the radiative cooling timescale τ_r or to the conductive timescale τ_c we can calculate the characteristic loop length (L) and the plasma density (n) in the emission region. Other independent determination of L can be obtained using the rise timescale of the emission measure, assuming that it represents the filling-in of the flaring loop(s) through chromospheric evaporation and equating these values to the hydrodynamic timescale τ_h . The region is a rather compact ($L \sim 10^9 \text{ cm}$) and dense ($n \sim 10^{12} \text{ cm}^{-3}$) loop or loop system, rooted in a high magnetic field region.

The radio emission at low frequencies is gyrosynchrotron radiation from accelerated electrons. We can use Ramaty (1969) derivations to compute the expected emission of a homogeneous source having as a constraint the magnetic topology previously derived and our results from the soft X-ray analysis. For interval A we found a total number of 10^{35} electrons with a power law index $\delta = 3.2$ and a cutoff energy $E_0 = 25 \text{ keV}$; the source has a diameter of $9''$, its height is

5×10^8 cm and a magnetic field intensity of 200 G. The search for a solution during interval B gives similar results for the low frequencies. However, the flux at 212 GHz cannot be fitted with this solution. An additional source is proposed to explain the emission at high frequencies. We had considered two possibilities: (a) a strong magnetic field (~ 2000 G) with a standard electron beam density value ($n_e \sim 10^9 \text{cm}^{-3}$), (b) a lower magnetic field intensity (~ 500 G) with a higher electron beam density value ($n_e \sim 10^{11} \text{cm}^{-3}$). In both cases the sub-mm power law index considered was $\delta_H = 2.1$. The two scenarios are shown in the bottom right panel of Fig. 1 (dashed/dotted line corresponds to (a)/(b) scenario).

4. Discussion and conclusions

Observations at different wavelengths ($\text{H}\alpha$, radio, EUV and soft X-rays), combined with the study of the magnetic field evolution and modeling, lead us to the following flare scenario. As bipole C emerges in the pre-existing magnetic environment of bipole B, magnetic reconnection occurring in the low chromosphere can accelerate electrons that will produce the observed microwave emission as they spiral along the magnetic field lines. Then, a second burst can happen; this is the burst when we observe radio emission at frequencies above 100 GHz. An asymmetry present in the reconnected loops could explain the almost simultaneous presence of both low and high frequency emission. If one of the footpoints of the reconnected lines is anchored in a region of higher magnetic field than the other one, we expect that electrons accelerated towards this footpoint would be mirrored towards the other one. These electrons would produce low frequency emission by gyrosynchrotron along the upper coronal portion of the loop and high frequency emission as they travel in regions with higher magnetic field to which they have access. This would imply that, from the two models proposed to explain the radio emission above 100 GHz, the one requiring a magnetic field of 2000 G is the most plausible one. Only a very small portion ($\sim 10^{-5}$) of the accelerated electrons is mirrored and, in this process, its distribution hardens as can be deduced by the increase in the electron index.

The emission at frequencies above 100 GHz cannot be synchrotron of positrons produced during nuclear reactions because its expected spectrum is very wide and peaks in the far infrared (Lingenfelter & Ramaty 1967). Thermal bremsstrahlung can be also discarded because its spectrum is expected to be quite flat for frequencies in the optically thick regime.

References

- Lüthi, T., Lüdi, A., & Magun, A., 2004, *A&A*, 420, 361
 Kaufmann, P., Costa, J. E. R., Giménez de Castro, C. G., Hadano, R., Kingsley, J. S. et al., 2001, Proc. of the SBMO/IEEE MTT-S International Microwave and Optoelectronics Conference, 439.
 Tandberg-Hanssen, E. & Emslie, A.G., *The Physics of Solar Flares*, Cambridge University Press, 1988
 Ramaty, R., 1969, *ApJ*, 158, 753
 Lingenfelter & Ramaty, 1967, *Planetary and Space Science*, 15, 1303

PRESENTACIÓN MURAL

Comportamiento de la cromósfera solar en la línea $H\alpha$ durante el ciclo 23

D. Davoli^{1,2}, R. Aquilano^{1,2,3}, H. Missio^{1,2,4}

(1) *Observatorio Astronómico Municipal de Rosario (OAMR)*

(2) *Instituto de Física de Rosario (IFIR-UNR)*

(3) *Facultad de Ciencias Exactas, Ingeniería y Agrimensura - UNR*

(4) *Instituto Politécnico Superior Gral. San Martín - UNR*

Abstract. Using the instrumental of the Observatorio Astronómico Municipal de Rosario (OAMR), we analyze the solar chromospheric activity during an approximate period of 11 years. The instrument is a Carl Zeiss refractor telescope of 150 mm aperture and 2250 mm of focal distance with a monochromatic filter in the $H\alpha$ line. We take as proxy for the solar activity the area covered by chromospheric plages. Simultaneously, we determine the relative Wolf number from observations of the solar photosphere. We describe our technique and the results obtained. We observe 2 maxima of solar activity in the years 2000 and 2001 respectively, and a later decrease of this activity with low average values starting around 2006 that corresponds to the end of cycle 23.

Resumen. Utilizando el instrumental del Observatorio Astronómico Municipal de Rosario (OAMR), analizamos la actividad cromosférica solar durante un período aproximado de 11 años. El instrumento es un telescopio refractor Carl Zeiss de 150 mm de apertura y 2250 mm de distancia focal, con un filtro monocromático de Lyot para la línea $H\alpha$. Tomamos como representación de la actividad solar el área cubierta por plagas cromosféricas. Simultáneamente, determinamos el número relativo de Wolf mediante observaciones de la fotosfera solar. Describimos nuestra técnica y los resultados obtenidos. Se observaron 2 máximos de actividad solar en los años 2000 y 2001 respectivamente, y una posterior disminución de la misma con valores promedios bajos a partir del año 2006, conforme con la finalización del ciclo 23.

1. Introducción

El Observatorio Astronómico Municipal de Rosario, cuenta con un telescopio refractor acodado marca Carl Zeiss, de 150 mm. de apertura y 2250 mm. de distancia focal, provisto de un filtro monocromático de Lyot para la línea $H\alpha$, con anchos de banda pasante de 0,5 y 0,25 Å. Utilizando este instrumental se realizó el seguimiento de la actividad cromosférica solar durante un período de aproximadamente 11 años, lapso que comprende desde el NRS 1911 al NRS 2067, correspondientes al ciclo solar 23. Se tomó como indicador de dicha actividad

el área ocupada por las plagas expresada en grados cuadrados y las mediciones se realizaron sobre registros fotográficos en base a la metodología descrita más adelante. Simultáneamente con las mediciones en $H\alpha$, se determinó el número relativo de Wolf mediante observaciones de la fotosfera solar y se compararon los resultados obtenidos con los promedios mundiales de este clásico indicador de la actividad solar.

2. Metodología

La rutina fotográfica consistió en la toma de 4 fotografías diarias con un intervalo de 5 minutos entre cada exposición. Se utiliza una película diapositiva color Agfachrome de 100 ASA, de respuesta aceptable en la zona roja del espectro, obteniéndose imágenes con tiempos de exposición de 1/125 y 1/250 segundos. La técnica utilizada para la medición consiste en evaluar las áreas ocupadas por las plagas mediante la proyección de las diapositivas de la cromósfera solar sobre un diagrama polar que divide la semiesfera genérica en 900 sectores de 25,5 grados cuadrados cada uno. El error estimado para la determinación de las áreas usando este procedimiento es del orden del 15%. Considerando los días en que por razones climáticas no fue posible realizar la rutina observacional de referencia; el promedio anual de observaciones realizadas fue de 185, llevadas a cabo durante un período aproximado de 11 años, que corresponde al ciclo solar 23.

3. Resultados y conclusiones

Se programó una rutina diaria de seguimiento del Sol durante todo el ciclo solar 23, observando la cantidad de manchas solares y el número de grupos que aparecen. A partir de estos datos se obtuvo el número de Wolf (R_w) diario y se calculó el promedio para cada rotación solar. Conjuntamente con el R_w , se determinó el valor de las zonas activas en unidades de grados cuadrados de la superficie solar (A_f) a partir de fotografías obtenidas en $H\alpha$ mediante el filtro de Lyot. A fin de cuantificar el nivel de actividad observada en cada una de las rotaciones tanto en la cromósfera como en la fotosfera solar, se calcularon los respectivos promedios de R_w y A_f en función del número de rotación sinódica. Luego se compararon los valores de R_w obtenidos en el OAMR con los promedios mundiales para dicho indicador. La figura 1 muestra la variación de la actividad solar expresada por el número de Wolf, durante el período NRS 1911 al NRS 2067. La figura 2 muestra la evolución de la actividad solar en términos del indicador A_f para ese mismo intervalo de tiempo. La figura 3 resume la evolución de la actividad solar según los promedios mensuales de R_w y A_f obtenidos en el OAMR durante el ciclo 23. Finalmente la figura 4 compara los valores de R_w calculados en el OAMR y los registros mundiales de dicho parámetro para el período mencionado. En base a los resultados obtenidos se concluye que la actividad solar caracterizada por el área ocupada por las plagas cromosféricas presenta 2 máximos de actividad solar en los años 2000 y 2001 respectivamente, y una posterior disminución de la misma con valores promedios bajos a partir del año 2006 conforme con la finalización del mencionado ciclo. Estos resultados concuerdan con la evolución del R_w durante el mismo ciclo. Ambos indicadores

permiten estimar el comportamiento de la actividad solar general durante el desarrollo del ciclo 23.

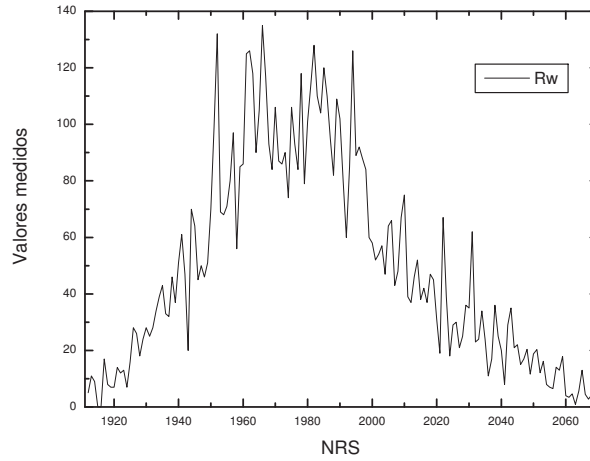


Figura 1. Variación de la actividad solar expresada por el R_w , entre el NRS 1911 y 2067

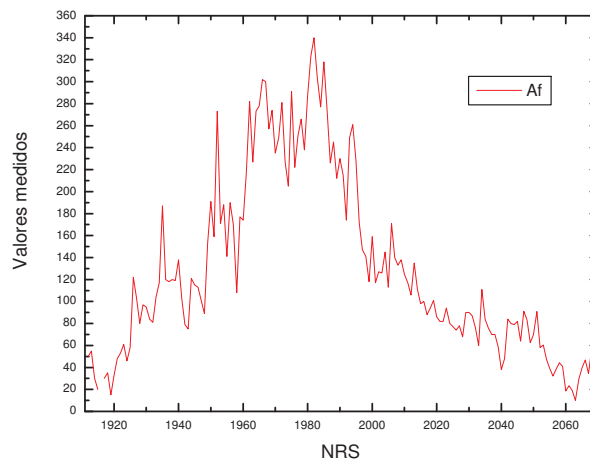


Figura 2. Evolución de la actividad solar en términos de A_f entre el NRS 1911 y 2067

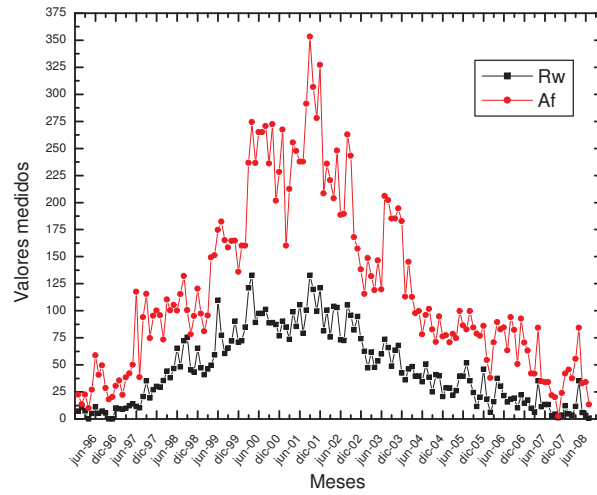


Figura 3. Promedios mensuales de Rw y Af obtenidos en el OAMR durante el ciclo 23

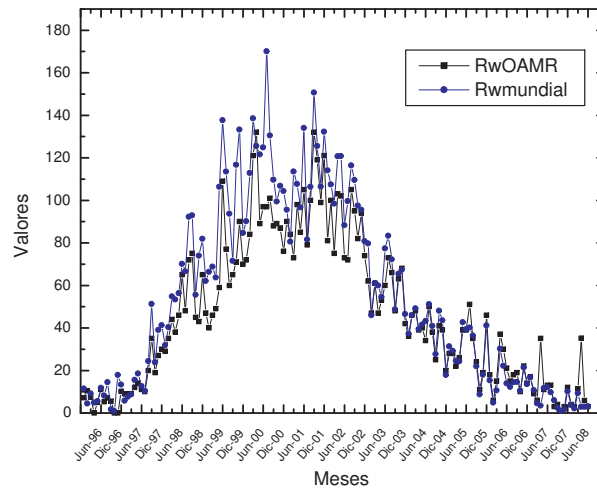


Figura 4. Comparación del Rw obtenido en el OAMR con los promedios mundiales de dicho parámetro para el período mencionado

PRESENTACIÓN MURAL

Archivo de placas astrométricas del Observatorio de La Plata

R. P. Di Sisto^{1,2}, R. B. Orellana ^{1,2}

(1) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas - UNLP*

(2) *IALP - CCT La Plata - CONICET*

Abstract. The asteroid and comet photographic observation has been carried out in La Plata Observatory since the beginning of operations of the Astrographic telescope in 1913. This telescope operated till 1986, providing a large number of photographic plates. Such material, important part of the history and tradition of La Plata Observatory, is preserved in two databases with internet access

(<http://gcp.fcaglp.unlp.edu.ar/base/base.html>), an archive of all existent information both, in plates and in observation notes, of 2031 asteroid plates and 156 comet plates obtained from 1948.

Resumen. La observación fotográfica de asteroides y cometas se ha llevado a cabo en el Observatorio de La Plata desde la puesta en marcha del telescopio Astrográfico en 1913. Este telescopio funcionó hasta el año 1986, proporcionando un gran número de placas fotográficas. La importancia de este material que forma parte de la historia y trayectoria del Observatorio de La Plata está plasmada en dos bases de datos con acceso vía internet (<http://gcp.fcaglp.unlp.edu.ar/base/base.html>) que registran la información existente en las placas y los cuadernos de observación, de 2031 placas de asteroides y 156 de cometas obtenidas desde 1948.

1. Introducción

En la 21a Asamblea General de la IAU realizada en 1991 en Buenos Aires (Argentina), la Comisión 9: "Instruments and Techniques" crea el Working Group on Wide-field Imaging (WGWI). El mayor proyecto de este grupo era el registro en computadora de las placas fotográficas existentes en todos los observatorios del mundo desde fines del siglo pasado hasta la fecha (Tsvetkov, 1992; Tsvetkov y Tsvetkova, 1993; Tsvetkov y otros, 1994; West, 1991). Se calcula que existen aproximadamente 2 millones de placas que han sido obtenidas con unos 225 telescopios. En la Asamblea General de la IAU de 2000 se resuelve, (Resolución B3), "Proteger la Información presente en las Observaciones Fotográficas" transfiriéndola a un formato digital, ya que el destino de su contenido afecta a toda la comunidad astronómica. Para que esta resolución sea llevada a cabo se crea un grupo internacional para actuar como órgano consultivo y de vigilancia que recibe el nombre de "Grupo de Tareas para la Preservación y Digitalización de Placas Fotográficas (PDPP)". Este grupo se unió formalmente a la Comisión 5 de

“Datos Astronómicos” y representaría a todos los proyectos, actuales o previstos, relativos a los archivos de placas fotográficas. En 2006 la IAU resuelve que todo lo referente a placas fotográficas se concentre en la Comisión 5 de manera tal que el Grupo de Trabajo “Working Group on the Astrographic Catalogue and Carte du Ciel Plates” perteneciente a la Comisión 8 de “Astrometría” se incorpore al PDPP de la Comisión 5.

La observación fotográfica de asteroides y cometas se ha llevado a cabo en el Observatorio de La Plata desde la puesta en funcionamiento del telescopio Astrográfico en el año 1913. Este telescopio funcionó hasta el año 1986, proporcionando un gran número de placas fotográficas. La Fig. 1 muestra una placa del asteroide (481) Erita tomada en el año 1977. Durante estos años de observación el Observatorio de La Plata, ha contribuido de forma significativa en la determinación precisa de las posiciones y efemérides de asteroides y cometas. Es interesante recordar, además que se han descubierto varios asteroides en este período, como por ejemplo: (965) Angélica, (1029) La Plata, (1254) Erfodia. La importancia de este material que forma parte de la historia y trayectoria del Observatorio de La Plata motivó la realización de una clasificación del mismo, en base a las placas y cuadernos de observación (Di Sisto, 1999). Esta clasificación permitió realizar una base de datos digital y analizar la misma.

2. Selección y clasificación de placas y cuadernos de observación

En primer lugar se analizó todo el material existente, tanto placas como cuadernos, encontrándose alrededor de 5000 placas. Se encontraron placas de diversos objetos: asteroides (en mayor número), cometas, Luna (eclipses, ocultaciones), cúmulos abiertos y globulares, nebulosas, estrellas, etc. Estas fueron tomadas desde el año 1914 hasta 1986. Los cuadernos de observación existentes corresponden a observaciones de asteroides, cometas y algunas observaciones de los demás objetos. Se separó el material correspondiente al telescopio Astrográfico para iniciar su clasificación. Se separaron las placas que no pudieron ser clasificadas debido a la falta de cuadernos de observación, también se descartaron las placas sin nombre ni fecha debido a la imposibilidad de identificarlas, y finalmente se separaron las placas en muy mal estado. Se realizó una clasificación por separado para los asteroides y los cometas y en ambos casos se agruparon las placas según su tamaño en 9 x 12 cm, 12 x 16 cm, 13 x 18 cm y 16 x 16 cm. En cada grupo de cajas se ordenaron las placas por orden cronológico desde las más antiguas hasta las más modernas. Se enumeraron los cuadernos de observación y las cajas comenzando con la caja más antigua de cada grupo de tamaño. Por otro lado, dada la antigüedad de las observaciones se debió etiquetar cada placa con los datos correspondientes (número de caja, número de placa, número y nombre del asteroide o cometa y fecha) para individualizar y preservar la información en la placa.

3. La Base de datos

Con los datos obtenidos a partir de las placas y de los cuadernos de observación se elaboraron dos bases de datos con acceso por computadora para las placas de 16 x 16 cm. Una de ellas registra las placas de los asteroides y la otra los

cometas. Estas placas fueron obtenidas a partir del año 1948, cubren cada una de ellas un campo del cielo de $2^\circ \times 2^\circ$ y son 2031 placas de asteroides y 156 de cometas. Ambas bases de datos se encuentran disponibles en la página web: <http://gcp.fcaglp.unlp.edu.ar/base/base.html>

Los campos creados son:

CAJA: número de la caja.

FECHA: fecha de observación de cada imagen.

CUAD: número de cuaderno en que se encuentra asentada la observación.

NP: número de la placa en cada caja.

ASTN: número del asteroide.

ASTNOMBRE: nombre del asteroide.

NOMBRE: nombre del cometa.

ARH: horas de ascensión recta del centro de placa 1950.0.

ARM: minutos de ascensión recta del centro de placa 1950.0.

DECG: grados de declinación del centro de placa 1950.0.

DECM: minutos de declinación del centro de placa 1950.0.

TE: tiempo de exposición, en minutos (asteroides).

TEM: tiempo de exposición, en minutos (cometas).

TES: tiempo de exposición, en segundos (cometas).

EMUL: tipo de emulsión de la placa.

ESTPLACA: Calidad de la imagen y estado de la placa, se han clasificado en 6 categorías: MB (Muy Buena), MB-B (Muy Buena a Buena), B (Buena), B-R (Buena a Regular), R (Regular), R-M (Regular a Mala).

4. Análisis del archivo de placas

La figura (2) muestra el número de placas obtenidas según el año. La brecha entre 1964 y 1970 se debió a operaciones de reparación en el telescopio. La figura (3) muestra la distribución de centros de placas en coordenadas ecuatoriales en todo el cielo para asteroides y cometas. En ambos casos se destaca la mayor cantidad de placas centradas en la eclíptica al Sur del ecuador, momento más favorable para la observación desde este hemisferio. Por otro lado se puede notar que las observaciones de cometas se hacían durante el período de observabilidad en noches consecutivas. La figura (4) muestra los tiempos de exposición de las placas para asteroides y cometas. Otros análisis muestran que el estado de las placas es en general muy bueno o bueno y la emulsión fotográfica usada más comúnmente fue 103aO de Kodak.

Referencias

- Di Sisto, R. P., *Práctica de la Especialidad*. 1999 . FCAGLP - UNLP.
- Tsvetkov M.K. 1992, IAU Working Group on Wide-field Imaging Newsletter 2, 51.
- Tsvetkov M.K. and Tsvetkova K.P. 1993, IAU Working Group on Wide-field Imaging Newsletter 3, 72.
- Tsvetkov M.K., Stavrev K.Y., Tsvetkova K.P., Ivanov P.V. and Iliev M.S. 1994, Proceedings of the IAU Symposium 161: Astronomy from Wide-field Imaging, 359-364.
- West R. 1991, *The Messenger* 65, 45.

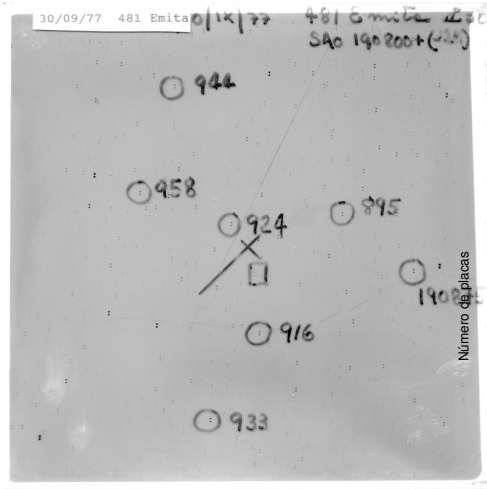


Figura 1. Placa de asteroide

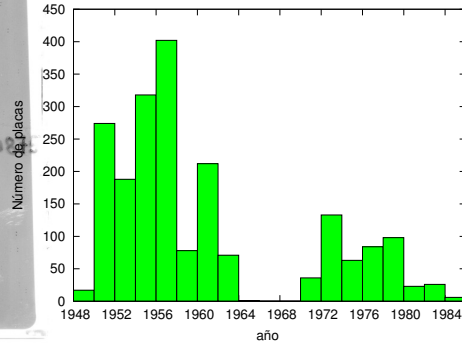


Figura 2. Número de placas tomadas por año

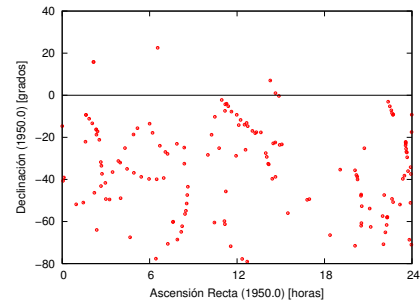
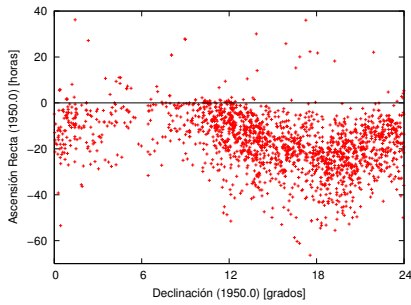


Figura 3. *Izquierda:* Ascension Recta vs Declinación de los centros de placa de las placas de asteroides. *Derecha:* Ascension Recta vs Declinación de los centros de placa de las placas de cometas.

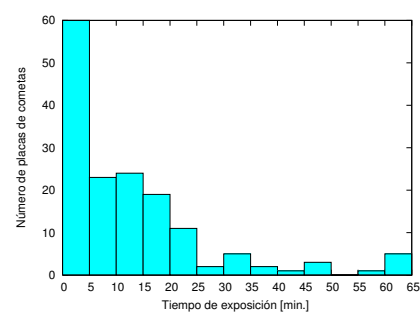
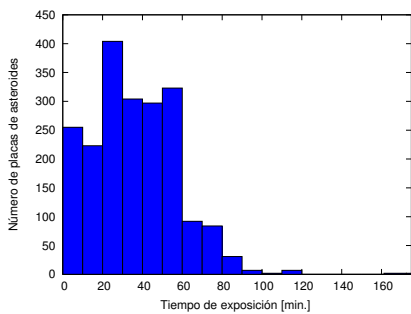


Figura 4. *Izquierda:* Número de placas según el tiempo de exposición de las placas asteroides. *Derecha:* Número de placas según el tiempo de exposición de las placas de cometas

PRESENTACIÓN MURAL

Simulación mediante ondas de choque de la dinámica de abrillantamientos en arcos magnéticos de la baja corona solar. Comparación con observaciones

C. Fernández ¹, A. Costa ^{1,2,3}, S. Elaskar ^{1,3} y W. Schulz ¹

(1) *Facultad de Ciencias Exactas, Físicas y Naturales (UNC)*

(2) *Instituto de Astronomía Teórica y Experimental (IATE-CONICET)*

(3) *Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas
(CONICET)*

Abstract. We simulated brightening sliding down along a coronal loop. We solved the MHD equations with a finite volume scheme centered in cells. For the numerical fluxes we used a TVD scheme of Harten-Yee with an approximate Riemann solver. We reproduced observational curves that describe the dynamics of loop brightening as shock waves.

Resumen. Se realizó un estudio numérico de la propagación de ondas de choque en medios magnéticamente estructurados de la baja corona solar, i.e., medios totalmente ionizados con valores de presión magnética mucho mayores que la presión del gas. Se resolvieron las ecuaciones MHD mediante un esquema de volúmenes finitos centrados en celdas. El cálculo de los flujos numéricos fue resuelto por medio de la implementación del esquema TVD de Harten-Yee juntamente con un “Riemann solver” aproximado. Se han podido reproducir curvas observacionales que describen la dinámica de abrillantamientos en arcos magnéticos, lo que nos ha permitido aportar una nueva interpretación a la dinámica del plasma interno a los arcos en términos de ondas de choque de distinto tipo.

1. Introducción

La MHD ideal describe en muy buena aproximación la física de la atmósfera solar debido a su alto número de Reynolds ($R \sim 10^{10}$). Los arcos magnéticos coronales son estructuras filamentosas aisladas magnéticamente que se sostienen sobre la cromosfera y la fotosfera. En la literatura hay diferentes escenarios que intentan explicar la dinámica interna del plasma de estos arcos que, a pesar del aislamiento magnético, muestran un comportamiento coherente de los filamentos entre sí. En particular, se discute si los abrillantamientos que se propagan a lo largo de las estructuras corresponden a flujo de plasma congelado al campo (el transporte transversal a las líneas resulta fuertemente inhibido debido a que los tiempos de difusión son muy largos) o si son el resultado de la propagación de distintos modos magnetoacústicos caracterizados por la elasticidad y la compresibilidad del medio (velocidad de Alfvén y velocidad del sonido respectivamente). Modelos teóricos de flujos han mostrado dificultades para dar cuenta de las características

observacionales de los abrillantamientos. Por otro lado, debido a los altos valores de energía que se ponen en juego en las fulguraciones, los modelos de ondas magnetoacústicas presentaron también dificultades a la hora de dar cuenta de las observaciones en arcos postfulguración. Se cree que el calentamiento eficiente del plasma cromosférico por parte de la fulguración desencadena la evaporación cromosférica y el consiguiente flujo de plasma que, eventualmente, puede volverse oscilatorio.

El mecanismo responsable de estas modulaciones cuasiperiódicas es también un problema abierto. Se han dado diferentes explicaciones: I) excitación desde las bases cromosféricas debido a pulsaciones asociadas a fulguraciones (Mitra–Kraev et al. 2005); II) mecanismos de acoplamiento magnético con un arco externo al sistema de arcos que se describe (Ballai 2007) o III) son resultado de modos muy poco amortiguados, internos al arco (segundos armónicos) (Nakariakov 2004). En trabajos observacionales recientes (Costa y Stenborg, 2004; Borgazzi y Costa, 2005) hemos desarrollado un método que permite seguir la evolución de abrillantamientos a lo largo de arcos magnéticos. Aplicamos el procedimiento a un evento post-fulguración observado simultáneamente con el telescopio terrestre MICA, y con el telescopio espacial TRACE de mayor resolución. Detectamos una emisión, inicialmente en el vértice superior de la estructura, que descendió por ambos laterales en aproximadamente 12 minutos y con velocidades del orden de la velocidad del sonido en el medio. TRACE registró una doble reiteración del fenómeno a los 13 min y a los 18 min (ver Fig.1a y 1b). En este trabajo nos propusimos reobtener dichas curvas a partir de la evolución numérica no lineal utilizando ecuaciones de la magnetohidrodinámica ideal (MHD).

2. Procedimiento

Se solucionan las ecuaciones de la MHD ideal en forma adimensional por medio del método de volúmenes finitos, discretizando el dominio de celdas e introduciendo una formulación integral. Para la derivada temporal se utilizan diferencias finitas de primer orden “upwind” en un esquema explícito (Maglione et al. 2003). Los flujos numéricos hiperbólicos son evaluados por medio del método de Roe (1981) con las modificaciones introducidas por Harten y Yee (1985) empleando la técnica “Total Variation Diminishing” (LeVeque 2005). El método permite alcanzar resultados con segundo orden de precisión en las regiones donde la solución es suave y capturar discontinuidades sin introducir oscilaciones espúrias.

Parámetros coronales utilizados:

Simulamos el arco magnético como un tubo extendido de longitud unitaria dividido en tres secciones variables ($x_1 = 40\%L, x_2 = 20\%L, x_3 = 40\%L$), $L = 150Mm$. La elección de coordenadas es tal que el eje x varía a lo largo del arco desde su pata sur. Como condición inicial el campo magnético en la dirección longitudinal del arco es constante y mucho mayor que en las otras direcciones, $B_x = 20G$. La temperatura y densidad de la sección central son sustancialmente mayores que los valores laterales de modo que se generan dos discontinuidades a ambos lados de la sección central. Se hicieron diferentes corridas variando las condiciones iniciales entre $(10^9 - 10^{11}) cm^{-3}$ para la densidad y $(10^4 - 10^6) K$ para la temperatura. La selección de la configuración final se determina por el ajuste con las observaciones. Al evolucionar se presentan dos

problemas de Riemann, uno para cada discontinuidad inicial. La solución son dos ondas de choque que viajan desde el centro hacia las patas del arco. Cada onda es seguida a menor velocidad por una discontinuidad de contacto. Hacia el centro del arco viajan dos ondas de expansión que interactúan no linealmente en la parte superior del arco. Por ser una simulación unidimensional las condiciones de borde se fijan sólo en los extremos del arco colocando una celda fantasma en la que la velocidad se invierte (simulando condiciones cromosféricas).

3. Resultados

De todas las configuraciones posibles elegimos la que mejor se ajustaba a las condiciones coronales y a las observaciones. En la Fig. 2a mostramos el perfil de densidad para 2000 pasos de tiempo. El frente de onda de la primera discontinuidad corresponde a una onda de choque. Para medir la velocidad con que el abrillantamiento se desplaza a lo largo del arco magnético se tomaron las posiciones de los máximos simétricos a lo largo del tiempo, dando como resultado una gráfica como la representada en la Fig. 2b, que reproduce el caso observacional de la Fig.1a. La onda de choque fue clasificada como choque rápido debido a que para todos los casos analizados su velocidad resultaba mayor que la velocidad del sonido del medio y que la componente transversal del campo magnético era modulada por la densidad del frente (la amplitud del campo transversal perturbado resultó un 10 % del no perturbado). Con el fin de testear las hipótesis que darían cuenta de cuasi periodicidades observacionales, intentamos obtener la doble reiteración de la Fig.1b a partir de las condiciones iniciales que permitieron reproducir la Fig.1a. En ningún caso, al variar los parámetros, pudimos obtener el patrón de dicha figura, lo que, en principio, nos permite descartar el mecanismo III de la introducción. El mecanismo II no se corresponde con la coherencia cromosférica amplia que se observó en este caso particular. Por ello simulamos una excitación cromosférica con impulsos periódicos desde las bases del dispositivo numérico (pulsaciones asociadas a fulguraciones, mecanismo I) y obtuvimos así la Fig. 2c con la función $A \sin(\omega t)$, $A = 0,5$ $\omega = 1,75$ aplicada 2 veces para modelar 2 impulsos consecutivos en la fase final de una fulguración (Mathioudakis et al. 2003). Logramos así reproducir las velocidades características y la cadencia temporal del fenómeno observado.

4. Conclusiones

Hemos podido reproducir numéricamente curvas obtenidas observacionalmente. La dinámica de abrillantamientos observada responde a la descripción en términos de ondas de choque propagándose en el interior de tubos magnéticos. Este tipo de resultados es novedoso dado que, si bien se ha sugerido la interpretación en términos de ondas de choque, en la literatura sólo se han reportado simulaciones de la dinámica del plasma de arcos coronales interpretada en términos de ondas de plasma. Hemos podido reproducir, en orden de magnitud, los parámetros asociados a cuasi periodicidades a partir de suponer un mecanismo de excitación cromosférica. La variabilidad y la riqueza de los fenómenos de la dinámica de abrillantamientos en la baja corona solar es grande, lo que proporciona un amplio margen de interpretaciones posibles. Sin embargo, el ajuste



Figura 1. a) Trayectoria de abrillantamientos en TRACE a lo largo del arco magnético; origen espacial la pata norte del arco. b) Superposición de diferentes eventos: * primer sub-intervalo de TRACE; Δ segundo sub-intervalo de TRACE; \square tercer sub-intervalo de TRACE. Se compara los resultados con los de MICA (\diamond), curva superpuesta con el primer sub-intervalo de TRACE.

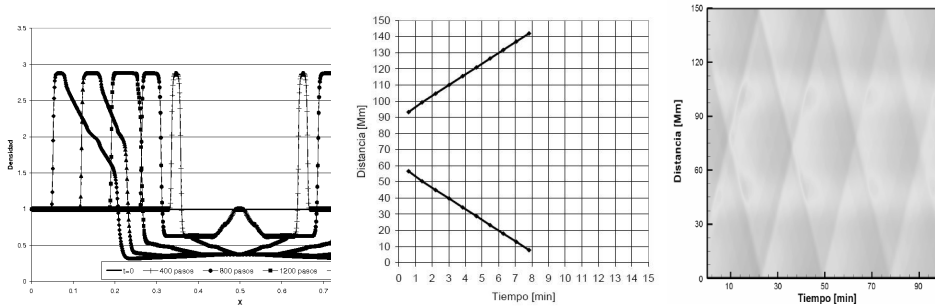


Figura 2. a) Evolución de la densidad a lo largo del arco. b) Resultado de la simulación de la Fig.1a. c) Resultado de la simulación de la Fig.1b.

en lo que concierne al orden de magnitud y la reproducción de la dinámica de un caso particular, como el estudio unidimensional de ondas de choque en el interior de tubos magnéticos, son resultados promisorios que además muestran la factibilidad de este tipo de interpretación.

Referencias

- Ballai, I., *Solar Phys.* 246, 1, 177, 2007
 Borgazzi, A., Costa, A., *A&A* 441, 327, 2005
 Costa, A., Stenborg, G., *Solar Phys.* 222, 2, 2004
 LeVeque, R., “Numerical Methods for Hyperbolic Systems”, Cambridge, 2005
 Maglione L. S., Elaskar S. A., Brito H., *IEPC*, 70, 2003
 Mathioudakis, M., Seiradakis, J.H., Williams, D.R., Avgoloupis, S., Bloomfield, D., S., Ateer, R.T.J., *A&A* 403, 1101, 2003
 Mitra-Kraev, U., Harra, L.K., Williams, D.R., et al., *A&A* 436, 1041, 2005
 Roe, P.L., *J. Comput. Phys.* 43, 357, 1981
 Yee, H., *J. Comput. Phys.* 57, 327, 1985

PRESENTACIÓN MURAL

Hacia la medición de la polarización de la corona solar en la línea de emisión de 530 nm

F. López^{1,2}, C. Francile^{1,2}, J. I. Castro^{1,2}

(1) Observatorio Astronómico Félix Aguilar (Oafa)

(2) Facultad de Ciencias Exactas, Físicas y Naturales - UNSJ

Abstract. In this paper it is presented the method that we will use to measure the linear polarization of the solar corona in the emission line of FeXIV(530 nm). The instrument used is MICA (Mirror Coronagraph for Argentina) where were placed three polarizers oriented at intervals of 45 degrees, which will be used to determine the state of polarization coronal through the parameters of Stokes.

Resumen. En este paper se presenta el método que vamos a utilizar para medir la polarización lineal de la corona solar en la línea de emisión de FeXIV(530 nm). El instrumento utilizado es MICA (Mirror Coronagraph for Argentina) en el cual se colocaron 3 polarizadores orientados en intervalos de 45°, los que se utilizarán para determinar el estado de polarización coronal por medio de los parámetros de Stokes.

1. Instrumento y Observaciones

El coronógrafo de espejos MICA opera continuamente desde 1997 en la “Estación Astronómica Carlos U. Cesco” (EACUC) en El Leoncito (69.3°W, 31.8°S), como parte de un convenio de cooperación científica suscripto entre el actual “Max Planck Institut für Sonnensystemforschung” (MPS) de Alemania, el “Instituto de Astronomía y Física del Espacio” (IAFE) y el “Observatorio Astronómico Félix Aguilar” (Oafa), para observar la corona solar entre 1.05 y 2 radios solares en las líneas de emisión de Fe X y Fe XIV. Como parte de las tareas de mantenimiento y mejoras en el instrumento llevadas a cabo por el Oafa durante el último año, le fue instalado un juego de polarizadores a fin de intentar medir la polarización de la baja corona solar de emisión, la cual responde a los campos magnéticos que dominan la misma y podría explicar los fenómenos que en ella se producen (Badalyan et al. 2002). El objetivo final es el estudio del origen y la evolución de las estructuras y los transitorios coronales. MICA cuenta con un conjunto de filtros interferenciales para la observación de la corona en las líneas de emisión mencionadas. Para cada línea dispone de un filtro de banda angosta (0.15 nm) y un filtro auxiliar de banda ancha (1.0 nm). El primero está centrado en la longitud de onda de la línea de emisión (componente *on line*) y el segundo no contiene la línea pero es cercano a ella, por lo que contiene la componente coronal del continuo así como la luz dispersada en el cielo y en el instrumento (componente *off line*). En adición un difusor permite realizar correcciones de

campo plano para eliminar las diferencias de sensibilidad en los píxeles del CCD y compensar los defectos de la óptica del coronógrafo. Las imágenes de la corona de emisión se obtienen mediante la sustracción de la componente *off line* de la componente *on line*, proceso que elimina la radiación de fondo del cielo y la corona de luz blanca originada en la dispersión de luz solar fotosférica debida a los electrones presente en la corona. Debido a la variabilidad del fondo de cielo, el intervalo de tiempo entre la obtención de las imágenes de la componente *on line* y la componente *off line* debe ser el menor posible. Además, todas las imágenes deben ser corregidas por corriente oscura (ruido electrónico generado térmicamente en el CCD) y campo plano. En nuestro caso, estas imágenes deben ser obtenidas con el agregado de los filtros polarizadores, los que introducen una absorción de luz adicional. Todo el proceso mencionado debe ser repetido para cada uno de los tres polarizadores a fin de obtener las imágenes necesarias para el cálculo de la polarización coronal. Por lo tanto, los tiempos requeridos para obtener una imagen de polarización coronal son 12 veces mayores que para una imagen normal. Esto constituye un problema debido a la variabilidad del fondo del cielo, lo que implica que la relación señal-ruido empeora considerablemente. Para mejorar la calidad de las observaciones, realizamos el promedio de varias imágenes durante un cierto lapso de tiempo, lo cual inhibe el seguimiento de fenómenos transitorios en la corona solar, pero permite resolver mejor la polarización de las estructuras coronales más estables. A estos problemas instrumentales se sumó la casi ausente actividad solar de los últimos meses que implicó intensidades muy débiles de emisión coronal.

2. Polarización Instrumental

Para el presente trabajo hemos realizado una primera estimación de la polarización instrumental (polarización introducida por el telescopio). Para obtenerla utilizamos como fuente de luz no polarizada al disco solar completo al cual se lo hizo pasar por un difusor.

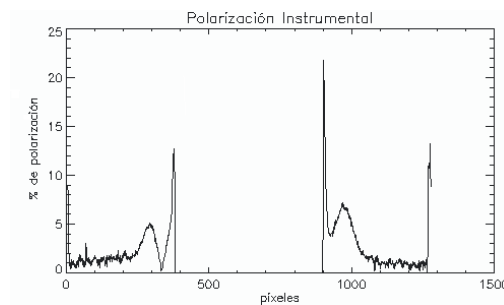


Figura 1. Perfil de la imagen de Polarización Instrumental

En primera aproximación suponemos a esta fuente no polarizada por que su componente principal es la emisión fotosférica integrada cuya intensidad es varios órdenes mayor que otras componentes solares y atmosféricas. Esta serie de imágenes de intensidad uniforme por efecto del difusor, se utilizó para obtener la

transmitancia de cada polarizador y el cero instrumental de polarización bajo la suposición de que el cielo no cambió durante la secuencia de imágenes adquirida. En la Figura 1 se presenta el perfil obtenido para la polarización instrumental sobre la parte central del ocultador, donde se puede observar claramente la fracción de polarización introducida por el telescopio. Se observa como a medida que nos acercamos al ocultador del coronógrafo la polarización instrumental se incrementa considerablemente. Más allá de 0.5 radios solares (512 píxeles sobre la imagen desde el centro del ocultador), la polarización instrumental decae nuevamente hacia valores cercanos a cero.

3. Método Utilizado

Presentamos aquí el método (Kramer, 2003) que utilizaremos para obtener el ángulo y la fracción de polarización de la corona solar. El ángulo de polarización θ se obtiene como:

$$\tan(2\theta) = \frac{2I_b - I_a - I_c}{I_a - I_c} \quad (1)$$

donde I_a , I_b y I_c son las intensidades de las imágenes obtenidas a través de los polarizadores orientados a 0° , 45° y 90° respectivamente. La intensidad de luz polarizada I_p se obtiene de alguna de las siguientes expresiones:

$$I_p = \frac{I_a - I_c}{\cos(\theta)^2 - \sen(\theta)^2} \quad (2)$$

$$I_p = \frac{I_b - I_c}{\frac{1 + \sen(2\theta)}{2} - \sen(\theta)^2} \quad (3)$$

$$I_p = \frac{I_b - I_a}{\frac{1 + \sen(2\theta)}{2} - \cos(\theta)^2} \quad (4)$$

La fracción de luz polarizada se obtiene como:

$$p = \frac{I_p}{I_a + I_c} \quad (5)$$

4. Primeros resultados

En esta sección presentamos los primeros resultados obtenidos en el estudio de la polarización coronal. Se realizó un análisis de la corona solar en la línea de Fe XIV obtenida para el día 18 de Octubre de 2008. En la Figura 2 izquierda se observa una imagen correspondiente al Fe XIV donde se puede observar una débil actividad coronal en la región inferior derecha de la imagen. La fracción de polarización de esta región se presenta ampliada en la Figura 2 derecha, donde se

observa un brillantamiento marcado bordeando la zona con actividad coronal el cual puede atribuirse a un desplazamiento de las imágenes correspondientes a cada polarizador por problemas instrumentales. Fuera de esta región el cálculo del ángulo y fracción de polarización resultan erráticos debido a los altos niveles de ruido presentes en las imágenes coroneales.

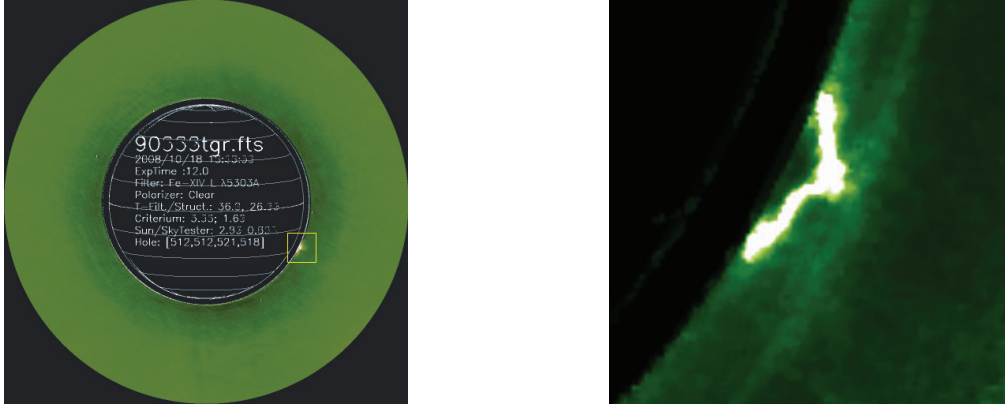


Figura 2. *Izquierda:* Imagen de la Corona Verde del día 18 de octubre de 2008. Se observa una débil actividad coronal en la región denotada. *Derecha:* Fracción de polarización de la región denotada ampliada.

5. Conclusiones

Realizamos el cálculo de la polarización introducida por el coronógrafo utilizando imágenes del disco solar con difusor, obteniendo una imagen de polarización instrumental. Dicha imagen servirá para corregir futuras mediciones. Es notable el incremento de la polarización instrumental en la zona cercana al ocultador del coronógrafo. Para la obtención de la polarización de la corona solar de emisión en la línea FeXIV se requiere un promediado de mediana de las imágenes obtenidas a lo largo de varias horas de observación a los efectos de disminuir el ruido de fondo. No obstante esto, no pudimos obtener la fracción y ángulo de polarización con relativa precisión para alguna estructura coronal debido a la ausencia de actividad coronal intensa y/o días buenos de observación en los últimos meses. Además, los problemas instrumentales tales como luz dispersada dentro del telescopio y desalineamiento de los filtros producen perturbaciones importantes para la medición de polarización. No podemos concluir que el método pueda resultar útil para los estudios de la morfología y dinámica de la baja corona solar en la línea de emisión del FeXIV utilizando el coronógrafo MICA hasta tanto no haya mayor actividad coronal.

Referencias

- Badalyan O. P. et al. 2002 - CAOSP Vol32 Nr2 175-189
 Kramer, R.H. 2003, "Coronal Polarization Measurements and Associated Observations from the June, 2001, Solar Eclipse"

PRESENTACIÓN MURAL

The tilt and writhe of peculiar solar active regions

M. C. López Fuentes¹, C. H. Mandrini¹

(1) *Instituto de Astronomía y Física del Espacio (IAFE)*

Abstract. We study a set of peculiar active regions and we infer, from the orientation and evolution of their polarities, the writhe sign of the associated magnetic flux tubes (i.e., the deformation of their axis). Our goal is to test the predictions of the current models of magnetic flux-tube deformation.

Resumen. Estudiamos un conjunto de regiones activas peculiares e inferimos, a partir de la orientación y evolución de sus polaridades, la componente de la helicidad magnética debida a la deformación (“writhe”) de los tubos de flujo que les dan origen. El objetivo es poner a prueba las predicciones de los modelos que explican la deformación de los tubos de flujo magnético.

1. Introduction

Solar active regions (ARs) are the manifestation of emerging magnetic flux tubes formed at the base of the convection zone. Since the flux tubes follow the direction of the sub-photospheric toroidal field, ARs usually consist of two main magnetic concentrations (polarities) of opposite signs with their main axis approximately oriented in the East-West direction (see Figure 1, left panels). This is known as Hale’s law (Schrijver and Zwaan 2000 and references therein). There exist, however, a number of ARs with tilt angles that substantially depart from Hale’s law. These peculiar cases have been associated with deformed flux tubes with respect to the normal Ω -loop shape (see Figure 1, right panels). The mechanisms alternatively proposed to explain this deformation are: the interaction of the flux tubes with the surrounding plasma during emergence, and the internal redistribution of the magnetic helicity due to the development of a kink instability (see López Fuentes et al. 2000 and references therein). In López Fuentes et al. (2003) we analyzed the magnetic helicity properties of peculiar ARs and found that no more than 35% of the studied cases agreed with the development of a kink instability. In comparison, Tian et al. (2005) studied a set of ARs that contained δ -sunspots (these have been proposed as the best candidates for the kink instability, see Fan et al. 1999), and they found that around 65% of their cases were consistent with kinked flux tubes. Given the statistical nature of the previous works, here we present some examples of detailed studies of peculiar ARs, in order to infer their helical properties and further constrain the mechanisms at the origin of flux-tube deformations.

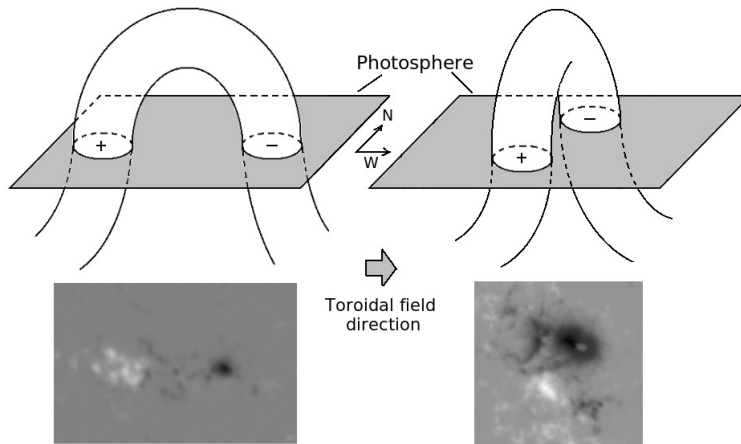


Figure 1. Upper panels: emergence of a normal (left) and a distorted (right) Ω magnetic flux tubes. Lower panels: MDI magnetograms of ARs corresponding to each of the above emergence scenarios (white (black) corresponds to positive (negative) vertical component of the magnetic field).

2. Data analysis and results

Figure 1 shows how the abnormal tilt of ARs can be explained in terms of the emergence of distorted Ω loops. The left panels show a normal Ω -shaped tube emerging through the photosphere. As the flux tube emerges two magnetic polarities oriented in the East-West direction are observed in the photosphere (see MDI magnetogram in the lower panel). The right panels, on the other hand, show the emergence of a deformed Ω loop and the corresponding magnetogram. The deformation of the flux tube as a whole is associated to the “writhe” magnetic helicity component. The other component, called “twist”, relates to the deformation of the field lines around the main axis of the tube. From the inclination of the bipole with respect to the expected direction of the toroidal field on each hemisphere we infer the handedness of the deformation, and therefore the writhe sign.

Using photospheric magnetograms obtained with the Michelson Doppler Imager (SoHO/MDI) we identified and analyzed a set of 38 peculiar ARs observed between 1997 and 2006. In Table 1 we present the Greenwich identification number of the AR, the date of its Central Meridian Passage (CMP), the solar hemisphere where it was observed, the measured tilt angle, and the writhe sign inferred from the tilt. From MDI magnetograms corresponding to the CMP date of the AR we compute the mean positions of the positive (p) and negative (n) polarities:

$$X_{p,n} = \frac{\sum x B_{p,n}}{\sum B_{p,n}}, \quad Y_{p,n} = \frac{\sum y B_{p,n}}{\sum B_{p,n}},$$

where the sums are made over all the pixels in the magnetogram where the field strength $B_{p,n}$ is larger than a given threshold (we use 100 G), x and y correspond

<i>AR</i>	<i>Date</i>	<i>H</i>	<i>Tilt</i>	<i>W</i>	<i>AR</i>	<i>Date</i>	<i>H</i>	<i>Tilt</i>	<i>W</i>
8108	1997-11-19	N	111.8	Pos	9830	2002-02-20	S	161.1	Neg
8113	1997-12-02	N	-134.4	Neg	9866	2002-03-15	S	-27.3	Pos
8124	1997-12-26	S	145.3	Neg	9893	2002-04-09	N	113.8	Pos
8674	1999-08-26	S	111.7	Neg	10039	2002-07-28	S	-67.6	Pos
8759	1999-11-13	N	103.9	Pos	10069	2002-08-17	S	-42.5	Pos
8765	1999-11-17	S	90.0	Neg	10162	2002-10-24	N	-122.3	Neg
8906	2000-03-14	S	-63.7	Pos	10314	2003-03-15	S	-121.4	Pos
8948	2000-04-09	S	-131.1	Pos	10365	2003-05-26	S	138.9	Neg
9026	2000-06-07	N	-140.7	Neg	10375	2003-06-07	N	-114.6	Neg
9077	2000-07-13	N	-69.3	Neg	10386	2003-06-22	S	115.0	Neg
9165	2000-09-15	N	-90.4	Neg	10484	2003-10-23	N	152.3	Pos
9415	2001-04-09	S	-145.2	Pos	10501	2003-11-19	N	40.2	Pos
9591	2001-08-28	S	-155.1	Pos	10507	2003-11-24	N	-166.7	Neg
9628	2001-09-24	S	-62.4	Pos	10537	2004-01-12	N	37.2	Pos
9632	2001-09-26	S	-55.3	Pos	10696	2004-11-06	N	-66.8	Neg
9661	2001-10-17	N	74.0	Pos	10720	2005-01-15	N	127.8	Pos
9672	2001-10-23	S	-165.5	Pos	10756	2005-05-01	S	58.9	Neg
9704	2001-11-19	S	-96.4	Pos	10808	2005-09-14	S	-71.6	Pos
9773	2002-01-09	N	26.8	Pos	10930	2006-12-11	S	88.7	Neg

Table 1. List of analyzed ARs. The columns correspond to: AR Greenwich number, date of CMP, hemisphere of the active region (North-South), tilt angle measured with respect to the East-West direction, and inferred writhe sign.

to the East-West and South-North coordinates of the pixels in the magnetogram. From these expressions we obtain the size of the main bipole (S) and the tilt angle (Φ):

$$S = \sqrt{(X_n - X_p)^2 + (Y_n - Y_p)^2} \quad , \quad \Phi = \arctan \frac{(Y_n - Y_p)}{(X_n - X_p)}.$$

This defines a vector of length S and direction Φ , that has its origin at the positive polarity and its end at the negative one. The vector, then, gives the direction of the magnetic field of the bipole. We infer the sign of the flux tube writhe comparing this vector to the expected direction of the toroidal field.

In the scenario shown in Figure 1 (upper right panel) it is expected that, as the distorted flux tube continues emerging, the magnetic bipole progressively rotates towards its natural East-West direction. Hence, from the observed sense of rotation of the polarities, it is possible to infer the left (negative writhe) or right (positive writhe) chirality of the tubes. For four ARs from our set we studied the tilt evolution along 7 days during the AR passage through the solar disk (one magnetogram per day, starting 3 days before CMP and ending 3 days after CMP). The results are shown in Figure 2. The arrows correspond to the bipole vectors (one per day) computed as described above. The thick black (grey) arrows correspond to the initial (final) tilt. As can be seen in the Figure, the ARs in the upper panels rotate in the CW direction, corresponding to negative writhe, while those in the lower panels have CCW rotation and therefore positive writhe. For all the cases, the writhe inferred from the tilt evolution confirms the

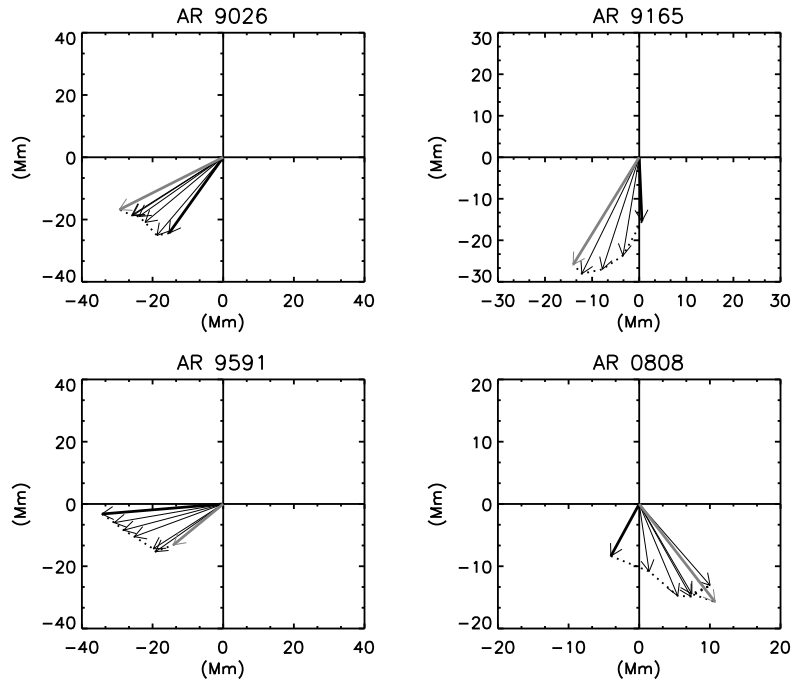


Figure 2. Examples of tilt angle rotation (see text).

writhe sign obtained comparing the bipole orientation with the direction of the toroidal magnetic field (last column of Table 1).

3. Conclusion

We studied 38 ARs which tilts deviate appreciably from Hale's law, to infer the writhe helicity of the associated magnetic flux tubes. For a selected AR subset we found that the tilt comparison with the expected toroidal field and the analysis of the tilt evolution give similar results. In following works we will compare the inferred writhe signs with the twist helicity obtained from magnetic models of the observed ARs coronal structure. In this way we expect to refine the constrains on current models of deformed magnetic flux tubes.

References

- Fan, Y., Zweibel, E. G., Linton, M. G., & Fisher, G. H. 1999, *ApJ*, 521, 460
 López Fuentes, M. C., Demoulin, P., Mandrini, C. H., & van Driel-Gesztelyi, L. 2000, *ApJ*, 544, 540
 López Fuentes, M. C., Démoulin, P., Mandrini, C. H., Pevtsov, A. A., & van Driel-Gesztelyi, L. 2003, *A&A*, 397, 305
 Schrijver, C. J., & Zwaan, C. 2000, *Solar and stellar magnetic activity / Carolus J. Schrijver, Cornelius Zwaan*. New York : Cambridge University Press, 2000. (Cambridge astrophysics series ; 34)
 Tian, L., Alexander, D., Liu, Y., & Yang, J. 2005, *Solar Phys.*, 229, 63

PRESENTACIÓN MURAL

Propiedades turbulentas de la heliosfera interna

M.E. Ruiz^{1,2}, S. Dasso^{1,2}, W.H. Matthaeus³, E. Marsch⁴ & J.M. Weygand⁵

(1) Instituto de Astronomía y Física del Espacio (IAFE), Argentina

(2) Departamento de Física, FCEyN, UBA, Argentina

(3) Bartol Research Institute, University of Delaware, DE, USA

(4) Max-Planck-Institut für Sonnensystemforschung,
Katlenburg-Lindau, Germany

(5) Institute of Geophysics and Planetary Physics, University of
California, CA, USA

Abstract. The dynamical evolution of solar and galactic cosmic rays in the heliosphere is significantly affected by the magnetic conditions of the medium. These effects arise mainly from a combination of (i) the large-scale magnetic field configuration (which just acts as a guide for charged particles) and (ii) the small-scale fluctuations (which cause abrupt changes in their energy and/or momentum, known as wave-particle interaction). Magnetic fluctuations developed in the system in a spatial range larger than the ion skin depth can be modeled using the framework of MHD turbulence. In this work, we present a study of the turbulent properties in the inner heliosphere (solar wind between 0.3 and 1 astronomical unit) based on modeling *in situ* plasma and magnetic observations collected by Helios 1 and Helios 2 spacecraft throughout one full eleven-year solar cycle. In particular we study the magnetic anisotropy properties in the inertial range.

Resumen. La evolución dinámica de los rayos cósmicos solares y galácticos en la heliosfera interna es afectada significativamente por las condiciones magnéticas del medio. Estos efectos surgen principalmente de la combinación de: (i) la configuración magnética de gran escala (que actúa como guía para las partículas cargadas) y (ii) las fluctuaciones de pequeña escala (que causan cambios abruptos en su energía y/o momento, conocidos como interacción onda-partícula). Las fluctuaciones magnéticas desarrolladas en el sistema en un rango espacial mayor que la *ion skin depth* pueden ser modeladas en el marco de la turbulencia magneto-hidrodinámica. En este trabajo presentamos un estudio de las propiedades turbulentas de la heliosfera interna (viento solar entre 0.3 y 1 unidad astronómica) basado en observaciones *in situ* del campo magnético y plasma interplanetario obtenidas por las sondas Helios 1 y Helios 2 a lo largo de un ciclo solar de once años. En particular estudiamos propiedades anisótropas magnéticas en la escala inercial.

1. Introducción

Un aspecto característico de la turbulencia magnetohidrodinámica (MHD) es la tendencia a desarrollar y sostener anisotropías relativas al campo magnético de gran escala \mathbf{B}_0 . La heliosfera interna resulta ser un laboratorio natural privilegiado para estudiar diferentes aspectos de la turbulencia MHD, siendo el viento solar (VS) el escenario astrofísico más estudiado con métodos *in situ*. Observado por más de cuatro décadas, dos paradigmas han surgido: el primero, describe a las fluctuaciones magnéticas ($\mathbf{b} = \mathbf{B} - \mathbf{B}_0$) como ondas de Alfvén no interactuantes, con vector de onda paralelo ($\mathbf{k}_{//}$) a \mathbf{B}_0 propagándose en dirección saliente del Sol. En el segundo, las fluctuaciones representan un medio turbulento activo que evoluciona de manera no lineal mostrando propiedades similares a la turbulencia hidrodinámica de Kolmogorov. Si bien estas dos perspectivas parecen ser muy diferentes, ambas son necesarias para una adecuada descripción del viento solar (e.g., Matthaeus et al., 1990).

Por otro lado, para mejorar el conocimiento de la turbulencia MHD es crucial conocer las propiedades anisótropas de las fluctuaciones magnéticas.

Las propiedades anisótropas de estas fluctuaciones tienen también gran influencia en el transporte y dispersión de partículas energéticas solares (SEP's) en la heliosfera interna y en la modulación de rayos cósmicos galácticos (GCR's). Modelos desarrollados para describir su evolución (e.g., Jokipii, 1966) requieren de información sobre las fluctuaciones espaciales magnéticas tanto en la dirección paralela como perpendicular a \mathbf{B}_0 . En particular, el tensor de difusión de la ecuación de transporte que describe la modulación de GCR's (e.g., Parhi et al., 2003) depende de las fluctuaciones espaciales magnéticas, específicamente, depende de las longitudes de autocorrelación paralela y perpendicular a \mathbf{B}_0 ($\lambda_{//}$ y λ_{\perp}) donde:

$$\lambda_{\perp, //} = \frac{\int_0^{\infty} \langle \mathbf{b}(\mathbf{0}) \cdot \mathbf{b}(\mathbf{r}_{\perp, //}) \rangle dr_{\perp, //}}{\langle b^2 \rangle} \quad (1)$$

En este trabajo estudiamos las longitudes de correlación $\lambda_{//}$ y λ_{\perp} para la función de correlación magnética en la componente estacionaria del VS, usando observaciones del campo magnético y propiedades del plasma de las misiones completas Helios 1 y Helios 2.

2. Funciones de correlación: análisis, resultados y discusión

La función de correlación magnética puede expresarse como:

$$R_{bb}(\mathbf{r}, \tau) = \langle \mathbf{b}(\mathbf{x}, t) \cdot \mathbf{b}(\mathbf{x} + \mathbf{r}, t + \tau) \rangle \quad (2)$$

donde \mathbf{r} y τ son los desplazamientos espacial y temporal respectivamente.

Observaciones realizadas por una única sonda permiten calcular R_{bb} en el VS como $R_{bb}(-\mathbf{V}_s \tau, \tau)$, con \mathbf{V}_s la velocidad del VS. Sin embargo, dado el carácter superalfvénico y supersónico del VS, se puede construir funciones de correlación espaciales haciendo uso del análogo MHD de la hipótesis *frozen-in flow* de Taylor: $R_{bb}(-\mathbf{V}_s \tau, \tau) = R_{bb}(-\mathbf{V}_s \tau, 0)$ (e.g., Tu & Marsch, 1995).

Con el objeto de estudiar R_{bb} , analizamos observaciones con cadencia temporal de ~ 1 minuto, correspondientes a distancias de entre 0,3 y 1,0 unidades

astronómicas (UA). Agrupamos las observaciones en intervalos de 6 horas obteniendo así N subseries (intervalos). Luego desplazamos el origen del conjunto de datos 3 horas y repetimos el procedimiento de manera de maximizar la utilidad de las observaciones. Descartamos intervalos en los cuales la temperatura observada (T_o) y la esperada (T_e) para el VS estacionario verifican $T_o < 0,5 * T_e$ excluyendo así del análisis eyecciones de masa coronal interplanetarias, principal componente transitoria del VS (Richardson & Cane, 1995).

Para estudiar la evolución de las fluctuaciones en la heliosfera interna definimos 3 estaciones espaciales: $0,3 \text{ UA} < x_1 < 0,5 \text{ UA}$, $0,55 \text{ UA} < x_2 < 0,75 \text{ UA}$ y $0,8 \text{ UA} < x_3 < 1,0 \text{ UA}$, con x_i la distancia heliocéntrica. Para analizar la anisotropía de las fluctuaciones etiquetamos cada intervalo I de acuerdo al valor del ángulo θ entre el campo medio \mathbf{B}_0^I y la velocidad del viento solar \mathbf{V}_s^I (en cada intervalo I). Definimos 3 canales angulares θ_j : $0^\circ < \theta_1 < 40^\circ$, $40^\circ < \theta_2 < 50^\circ$ y $50^\circ < \theta_3 < 90^\circ$.

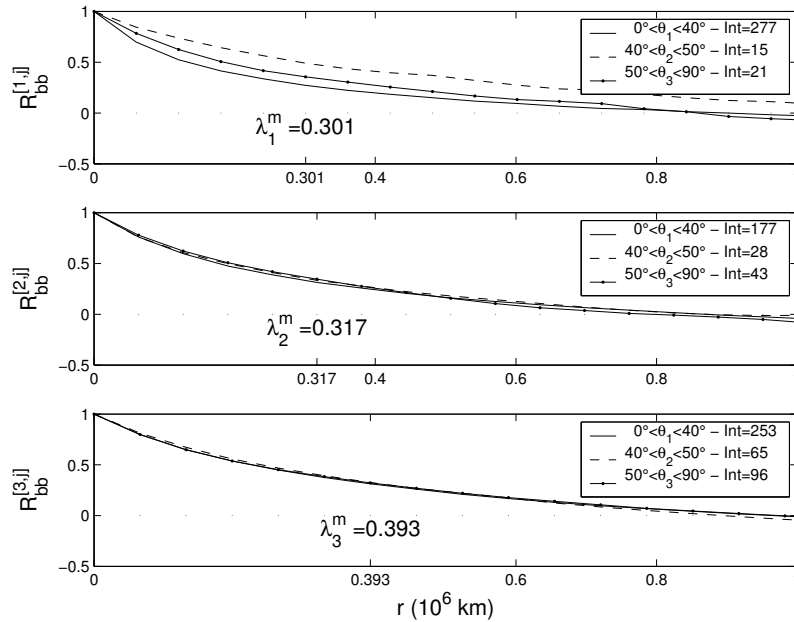


Figura 1. Funciones de correlación magnética para las tres estaciones espaciales. El panel superior, intermedio e inferior corresponden a las estaciones espaciales $0,3 \text{ UA} < x_1 < 0,5 \text{ UA}$, $0,55 \text{ UA} < x_2 < 0,75 \text{ UA}$ y $0,8 \text{ UA} < x_3 < 1,0 \text{ UA}$ respectivamente. λ_i^m ($\times 10^6 \text{ km}$) es la longitud de correlación media en cada estación. Int es el número de intervalos analizados en cada canal angular en cada estación.

A partir de las funciones de correlación R_{bb}^I en cada intervalo, calculadas en la misma manera que en Dasso et al. (2005), promediamos sólo aquellas correspondientes a un dado canal angular θ_j y una dada estación espacial x_i , obteniendo así $R_{bb}^{[i,j]}$. Para cada $R_{bb}^{[i,j]}$ calculamos $\lambda_{//}$ y λ_{\perp} y estudiamos también la evolución heliocéntrica de la longitud de correlación media λ_i^m en cada estación espacial. Dado que la forma de $R_{bb}^{[i,j]}$ se asemeja a un decaimiento exponencial, todas las

longitudes de correlación (ver ec. 1) fueron estimadas como los valores de r donde la función decreciente $R_{bb}(r)$ alcanza el valor $R(0)\exp(-1)$. En la figura 1 se

Tabla 1. Longitudes de correlación entre $0,3 \text{ AU} < r < 0,5 \text{ AU}$

HELIOS 1	HELIOS 2
$\lambda_{//} = 2,41 \times 10^5 \text{ km}$ $\lambda_{\perp} = 3,01 \times 10^5 \text{ km}$	$\lambda_{//} = 2,32 \times 10^5 \text{ km}$ $\lambda_{\perp} = 2,90 \times 10^5 \text{ km}$
$\frac{\lambda_{//}}{\lambda_{\perp}} = 0,801$	$\frac{\lambda_{//}}{\lambda_{\perp}} = 0,800$

muestran los resultados para los tres canales angulares definidos en cada estación espacial obtenidos con Helios 1. Se muestra también la longitud de correlación media λ_i^m en cada estación, la cual crece con la distancia heliocéntrica. Observamos que $\lambda_{//} < \lambda_{\perp}$ cerca del Sol y que esta anisotropía se debilita con distancias heliocéntricas mayores. Helios 2 exhibe el mismo comportamiento. La tabla 1 presenta los valores obtenidos para $\lambda_{//}$ y λ_{\perp} en la estación más cercana al Sol, donde la anisotropía es mayor. Estos resultados son consistentes con los reportados previamente para 1 UA (Dasso et al., 2005) ya que en el presente estudio se ha encontrado mayor abundancia de estructuras alfvénicas cerca del Sol con una progresiva disminución al aumentar la heliodistancia. Esperamos que los resultados obtenidos ayuden a refinar modelos usados en la descripción de procesos difusivos para partículas solares energéticas en el viento solar como así también contribuyan a mejorar el conocimiento de la turbulencia magnetohidrodinámica.

Agradecimientos. M.E. Ruiz y S. Dasso agradecen financiamiento por parte de la Universidad de Buenos Aires UBACyT X425 y de la ANPCyT, PICT 2007-00856. M.E. Ruiz es becaria UBA, Argentina. S. Dasso es miembro de la Carrera de Investigador Científico, CONICET, Argentina

Referencias

- Dasso, S. et al. 2005, *Astrophys. J.*, vol. 635, p. L181.
 Jokipii, J.R. 1966, *Astrophys. J.*, vol. 146, p. 480.
 Matthaeus W.H. et al. 1990, *JGR*, vol. 95, p. 20,673
 Parhi et al. 2003, *Astrophys. J.*, vol. 585, p. 502.
 Richardson, I.G. and Cane H.V. 1995, *JGR*, vol. 100 p. 23,397.
 Tu, C.-Y. and Marsch, E. 1995, "MHD structures, waves and turbulence in the solar wind: observations and theories", *Kluwer*.

Parte II

Estrellas y Sistemas Estelares

TRABAJO INVITADO

Calculating the Orbit of a Double Star with Visual, Interferometric, and Radial Velocity Data

R.L. Branham, Jr.¹

(1) *Instituto Argentino de Nivología, Glaciología y Ciencias Ambientales*

Abstract. Double, or binary, stars are of vital importance to astronomy because visual or interferometric observations of the system permit one to determine the sum of the masses of the components if we also know the star's parallax. If radial velocities are also available, one can independently calculate the distance of the system and the individual masses. A new method, based on semi-definite programming (SDP), calculates the apparent orbit of a binary star using visual/interferometric observations and radial velocities. SDP offers advantages over other methods: the calculated ellipse is unique, it represents a global minimum of the reduction criterion if that criterion is the robust L_1 norm, and allows mixing different norms for the visual and for the radial velocity data. SDP is compared with alternative methods such as use of a linear reduction model and use of nonlinear least squares. An orbit for Capella (α Aurigae), based on 169 interferometric observations made between 1919 and 1999 and 221 radial velocities made between 1896 and 1991, is calculated.

Resumen. Las estrellas binarias son de suma importancia en la astronomía porque observaciones visuales o interferométricas permiten determinar la suma de las masas de sus componentes si sabemos la distancia del sistema. En el caso de poder también medir velocidades radiales, se puede calcular la distancia del sistema y las masas individuales. Un método nuevo, basado en programación semi-definida (SDP), calcula una órbita aparente de una estrella binaria usando observaciones visual/interferométricas y velocidades radiales. SDP ofrece ventajas sobre otros métodos: la elipse calculada es única, representa un mínimo global del criterio de reducción si ese criterio es la norma robusta L_1 , y permite mezclar normas diferentes para las observaciones visuales y las velocidades radiales. Se compara SDP con métodos alternativos, tales como formar un modelo de reducción totalmente lineal y usar cuadrados mínimos no lineales. Se aplica SDP para calcular la órbita del sistema Capela (α Auriga) en base a 169 observaciones interferométricas hechas entre 1919 y 1999 y 221 velocidades radiales medidas entre 1896 y 1991.

1. Introduction

The importance of double (binary) stars hardly needs to be emphasized. Visual or interferometric observations or both permit one to determine the sum of the masses of the system if the parallax is known. If radial velocities are also available, one can calculate directly the distance of the system and the individual masses. I wish to discuss in particular how to determine the apparent orbit. If one also has radial velocities, they can be incorporated into the solution.

For visual observations a measurement comprises: the separation between the components, ρ ; the position angle θ of the secondary with respect to the primary; and the time t of the observation. ρ and θ can be converted to rectangular coordinates $x = \rho \cos \theta$ and $y = \rho \sin \theta$. Then the equation for the apparent orbit, which the laws of dynamics specify to be an ellipse, becomes

$$ax^2 + by^2 + cxy + dx + fy + l = 0, \quad (1)$$

or in more symmetric notation

$$\begin{pmatrix} x & y \end{pmatrix} \begin{pmatrix} a & c/2 \\ c/2 & b \end{pmatrix} \begin{pmatrix} x \\ y \end{pmatrix} + \begin{pmatrix} d & f \end{pmatrix} \begin{pmatrix} x \\ y \end{pmatrix} + l = 0. \quad (2)$$

Several comments are in order. Eq. (1) is homogeneous and has the trivial solution $a = b = \dots = l = 0$. The equation also represents a conic section in general, not necessarily an ellipse. Nor does the equation take into account the time of an observation, only the separation and position angles. In a reduction model the coefficients of the apparent ellipse are the unknowns for which to solve.

If radial velocities, denoted by \dot{r}_1 and \dot{r}_2 , are also used then three further unknowns, V_0 the systemic velocity and the semi-amplitudes K_1 and K_2 , must be included:

$$\begin{aligned} \dot{r}_1 &= V_0 - K_1 [\cos(v + \omega) + e \cos \omega]; \\ \dot{r}_2 &= V_0 + K_2 [\cos(v + \omega) + e \cos \omega], \end{aligned} \quad (3)$$

where e is the eccentricity of the true orbit, ω the argument of perihelion, and v the true anomaly. The coefficients K_1 is given by

$$K_1 = \frac{2\pi \cdot 149.598 \cdot 10^6 a' \sin i}{86400 \cdot 365.2422 \varpi P \sqrt{1 - e^2}} \kappa, \quad (4)$$

where a' is the semi-major axis, in arc-sec, of the true ellipse, i the inclination of the orbit, ϖ the parallax, in arc-sec, of the system, P the period in years, and κ the mass ratio. K_2 is the same as K_1 with $(1 - \kappa)$ replacing κ . In Eqns. (3) and (4). The quantities a', e, i , and ω can be expressed in terms of the coefficients a, \dots, l of Eq. (1). To find the true anomaly v use the relation

$$\tan(\theta - \Omega) = \tan(v + \omega) \cos i, \quad (5)$$

where Ω is the node of the elliptical orbit. Ω can also be expressed in terms of a, \dots, l .

A final unknown is the constant of areal velocity C , given by

$$\rho^2 \dot{\theta} = C. \quad (6)$$

One must, therefore, solve for a total of seven unknowns if radial velocities are not used and ten if they are.

Once the coefficients of the apparent ellipse are found the true orbit may be calculated by a number of methods, such as Kowalsky's (Smart 1962, Sec. 191).

2. Semi-definite programming

Semi-definite programming (SDP), an extension of linear programming, can be summarized by:

$$\mathbf{E} * \mathbf{X} = \min. (\text{or } -\mathbf{E} * \mathbf{X} = \max.) \quad (7)$$

subject to

$$\mathbf{A}_k * \mathbf{X} = b_k, (k = 1, \dots, p), \quad (8)$$

where p stands for the number of conditions imposed on the function being minimized and here coincides with the number of unknowns to be determined. \mathbf{E} , \mathbf{X} , and \mathbf{A}_k are symmetric $p \times p$ matrices, the b_k are scalars, \mathbf{X} is semi-definite (eigenvalues real and nonnegative), and the symbol '*' refers to $\mathbf{E} * \mathbf{X} = \text{trace}(\mathbf{E} \cdot \mathbf{F})$. For a complete discussion see Vandenberghe & Boyd (1996); for a summary discussion see Branham (2007a). For the details of how to set up the problem of calculating the apparent orbit of a double star, defined by the coefficients a, b, \dots, l , plus the constant of areal velocity C and, if one chooses to include radial velocities, the systemic velocity V_0 and the semi-amplitudes K_1 and K_2 see Branham (2007b). Fig. 1 shows geometrically what is being minimized when one uses SDP: minimize the distance a-b as measured along a straight line from the center of the ellipse at C.

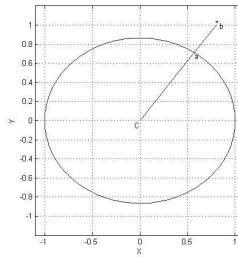


Figure 1. Ellipse and points on line C-a-b.

Several advantages accrue to use of SDP: 1) the method always converges; 2) it converges to a global minimum of the reduction criterion if that criterion is the robust L_1 norm or the difference of squares (DOS) criterion (see Calafiore (2002) for a definition of the DOS criterion); 3) the apparent ellipse calculated is unique; 4) one can mix norms for the various parts of the function being minimized. One may, for example, use the L_1 criterion for the coefficients of the

apparent ellipse and the areal velocity constant and least squares for the radial velocity data. Calafiore (2002) proves assertions (1)-(3).

The main disadvantage of SDP resides in its being computationally intensive. The matrices generated by the method are large, although sparse. Efficient algorithms employ sparse matrix techniques, but much computing is still required. The example I present later, an orbit for Capella, required three hours on a computer with 2 Gb of RAM and 3.4 GHz processing speed.

3. Alternatives to SDP

A simple way to calculate an apparent orbit, mentioned in Aitken's classic text on binary stars (1964, pp. 75-76) and used and modified by others, converts Eq. (1) to a non-homogeneous equation by dividing through by $-l$ to obtain

$$Ax^2 + By^2 + 2Hxy + 2Gx + 2Fy = 1. \quad (9)$$

This equation is easily solved by least squares for the coefficients A, B, H, G, F that can then be used to calculate the true orbit. Several drawbacks, however, attend this simple application.

Let \mathbf{P} represent the matrix of the equations of condition in a least squares problem, \mathbf{p} the vector of the right-hand-side, and \mathbf{s} the vector of the solution. We seek a solution

$$\mathbf{P} \cdot \mathbf{s} \approx \mathbf{p}, \quad (10)$$

where " \approx " means a solution in the least squares sense. In ordinary least squares, the variant of least squares most commonly used, all of the experimental or observational error is concentrated in the vector \mathbf{p} , and the data matrix \mathbf{P} is assumed error-free. When Eq. (10) is converted to a least squares problem, however, the situation is the exact reverse: \mathbf{p} is a vector of 1's and error-free whereas the data matrix \mathbf{P} contains error in all of the columns. This situation can be handled by a modification of least squares known as total least squares (TLS), which allows for error in the columns of \mathbf{P} . The modification involves allowing an error-free right-hand-side whereas \mathbf{p} usually also contains error. For a summary of the use of TLS in astronomy see Branham (2001).

Although Eq. (9) is non-homogeneous, there is no guarantee that the solution must be an ellipse. One merely calculates the coefficients and hopes that they in fact represent an ellipse.

Then there arises the question of, exactly what is being minimized? The residuals from Eq. (10),

$$\mathbf{r} = \mathbf{P} \cdot \mathbf{s} - \mathbf{p}, \quad (11)$$

when minimized in the least squares sense, $\mathbf{r}^T \cdot \mathbf{r} = \min.$, permit no easy interpretation of the relation between the errors in x and y and the fitted ellipse. Eq. (9) can be amended to include the areal velocity, but one must be careful with the dimensions because Eq. (9) is dimensionless whereas the areal velocity constant has dimensions of inverse time and must be multiplied by a time to assure compatibility. The amended equation can be written as

$$Ax^2 + By^2 + 2Hxy + 2Gx + 2Fy - tC = 1 - t\rho^2 d\theta/dt, \quad (12)$$

where t is a time. Eq. (12) remains linear, permitting a quick solution for the variables A, B, H, G, F, C by use of TLS, but the objections already mentioned remain germane.

That this easy solution to the problem of calculating an apparent orbit nevertheless becomes suspect can be seen if we look at the system WDS 06362-3608 (RST 4816, HIP 31547), discovered by Rossiter in 1942. Dr. Z. Cvetković has provided me (personal communication) with all thirteen observations available of this system, covering the interval 1942-1996, six micrometer observations, three visual interferometer, three speckle interferometer, and one *Hipparcos* observation. Fig. 2 shows two ellipses, one calculated from SDP and one from TLS applied to Eq. (12). The TLS solution gives an ellipse with a long semi-major axis but significantly less eccentric than the SDP solution. But the distribution of the observations about the ellipse is superior with the SDP solution, seven observations outside of the ellipse, six within. TLS, on the other hand, gives four observations outside of the ellipse, nine within, despite what a runs test indicates for the randomness of the residuals. With thirteen observations we would expect 6 or 7 runs with a standard deviation of 1.8. Applied to the two solutions the runs test gives for TLS seven runs, and for SDP six. The SDP runs agree well with what is observed in Fig. 2 but are far off the mark for the TLS solution. This, however, is a consequence of how we define the residuals. With SDP the residuals have a clear geometric interpretation whereas with TLS they arise from the solution of a linear system where the relationship between the fitted ellipse and the minimization criterion is highly convoluted.

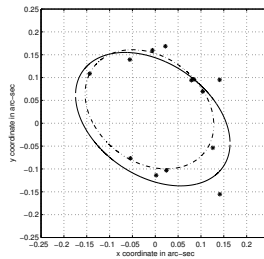


Figure 2. TLS (‘-’) and SDP (‘-.’) ellipses for RST 4816.

At the cost of switching from a linear to a nonlinear algorithm, one can establish a clear relationship between what is being minimized and the ellipse fitted. In SDP one minimizes the line segment between the center of the ellipse and the data point as measured along a straight line between the center of the ellipse and the data point. Späth (1997) proposes a nonlinear algorithm to minimize the perpendicular distance between the data point and the fitted ellipse. His algorithm, however, requires numerous iterations. Other algorithms, such as Barlow, Fekel, and Scarfe (1993), prefer to minimize the deviations in ρ and θ , $(\Delta\rho/\sigma_\rho)^2 + (\Delta\theta/\sigma_\theta)^2 = \min$, where σ_ρ and σ_θ are the standard deviations in ρ and θ . With these algorithms, SDP, Späth, and Barlow, Fekel, and Scarfe, it is clear what is being minimized; with Eq. (9) it is not.

A nonlinear least squares algorithm, however, suffers from certain disadvantages. Convergence is not guaranteed. Calafiore (2002) discusses this matter and mentions that it is particularly severe when one is attempting to fit an ellipse, an assertion with which I concur on the basis of personal experience. And when convergence is attained, it may be to a local rather than to a global minimum. Pourbaix (1998) ameliorates the difficulty by using a simulated annealing algorithm that calculates the probability of a global minimum's having been reached. With SDP such a stratagem is unnecessary because the minimum *is* global.

4. An example

I have applied SDP to three binary systems, as already mentioned to RST 4816, to 24 Aquarii (Branham 2007b), and to Capella (α Aurigae) (Branham 2008), always with good results. The details of the calculation of the orbit of Capella, including mean errors for the unknowns, will not be repeated here. It suffices to say that the orbit is based on 169 interferometric observations made between 1919 and 1999 and 221 double-line radial velocities, 135 of the primary and 86 of the secondary, made between 1896 and 1991. Both the interferometric and the radial velocity data were reduced with the L_1 criterion, although as previously stated use of the same criterion for both classes of observation is not required. For 24 Aquarii the visual and speckle observations were reduced with the L_1 criterion and the radial velocities with least squares. To achieve a harmonious integration of the two types of observation the interferometric observations received a variable weighting whereas the radial velocities received a constant weight of 1.5. The variable weighting is based on the biweight function,

$$\begin{aligned} w_i &= 0; & |r_i| > 4.685; \\ w_i &= [1 - (r_i/4.685)^2]^2; & |r_i| \leq 4.685, \end{aligned} \tag{13}$$

where w_i is the weight, varying from 0 to 1, and r_i is a scaled residual, a residual divided by the median of the absolute values of all of the residuals.

Fig. 3 shows the fit of the final orbit to the interferometric observations, Fig. 4 the fit to the radial velocities, and the table the final orbit and the mean errors for the unknowns. The table also shows, in addition to the orbital elements, the time of periastron passage T , the period P of the system, the parallax ϖ , and the masses, in units of the solar mass, of the two components. One sees that the fit between the orbit and the observations is good. van Leeuwen's re-reduction of the *Hipparcos* catalog (2007) confirms that the fit is good. van Leeuwen determines a parallax of 76.19 ± 0.47 mas, which agrees with the parallax in the table considering its mean error. To be specific, there is a 44% chance that the null hypothesis, the table's parallax and the van Leeuwen parallax are the same, is correct.

5. Conclusions

Semi-definite programming is a useful tool with numerous advantages over more traditional methods for calculating the orbit of a double star. It has been applied with success to three systems.

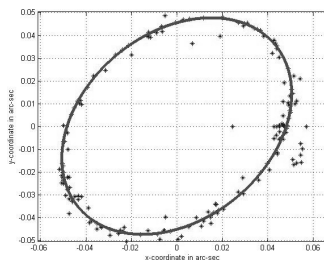


Figure 3. Best-fit orbit for interferometric observations.

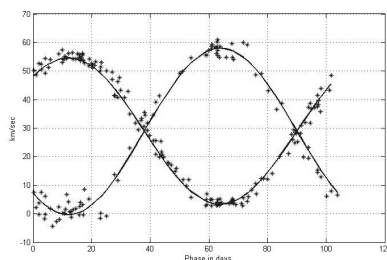


Figure 4. Best-fit orbit for radial velocities.

Parameter	Value	Error
T	1989.922	0.008 <i>year</i>
P	104. ^d 039	0. ^d 041
a'	0. ^{''} 056	0. ^{''} 001
e	0.00508	0.00084
i	136. [°] 856	0. [°] 650
Ω	39. [°] 162	0. [°] 858
ω	251. [°] 535	0. [°] 524
κ	0.457	0.002
<i>Mass</i> M_1	3.049 M_\odot	0.513 M_\odot
<i>Mass</i> M_2	2.569 M_\odot	0.432 M_\odot
ϖ	74.85 <i>mas</i>	1.53 <i>mas</i>

Table 1. Orbital Elements

References

- Barlow, D.J., Fekel, F.C. & Scarfe, C.D., 1993, *PASP*, 105, 476.
 Branham, R.L. Jr., 2001, *New. Astron. Rev.* 45, 649.
 Branham, R.L. Jr., 2007a, *Actas del Workshop sobre Astronomía Teórica en Argentina: Problemas y Perspectivas*, S. Cellone y P. Benaglia (eds.), La Plata, Argentina, p. 29.
 Branham, R.L. Jr., 2007b, *AJ*, 134, 274.
 Branham, R.L. Jr., 2008, *AJ*, 136, 963.
 Calafiore, G., 2002, *IEEE Trans. Sys., Man & Cyber-Part A*, 32, 269.
 Poubaix, D., 1998, *A&AS*, 131, 377.

- Smart, W.M., 1962, Text-Book on Spherical Astronomy, Fifth Ed., University Press, Cambridge.
- Späth, H., 1997, Recent Advances in Total Least Squares Techniques and Errors-in-Variables Modeling, S. Van Huffel (ed.), SIAM, Philadelphia, p. 259.
- Vandenberghe, L., & Boyd, S. 1996, SIAM Review, 38, 49.
- van Leeuwen, F., 2007, Hipparcos, the New Reduction of the Raw Data, Springer, New York.

PRESENTACIÓN ORAL

Clasificación de asterismos utilizando datos astrométricos

María Silvina De Biasi¹ y Rosa Beatriz Orellana²

(1) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, UNLP y Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas*

(2) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, UNLP e Instituto de Astrofísica de La Plata (CCT La Plata - CONICET)*

Abstract.

Based on accurate positions and proper motion data up to faint magnitudes, we have studied the regions of twenty three objects known in the literature as asterisms. A parametric method was applied to confirm the nature of these objects. The following objects have been classified: Alessi 11, Alessi 17, Brosch 1, Collinder 21, Dol-Dzim 1, Dolidze 31, Dolidze 43, Dolidze 50, Dolidze 51, NGC 272, NGC2063, NGC 2413, NGC 2664, NGC 5155, NGC 5284, NGC 6222, NGC 6360, NGC 6447, NGC 6476, NGC 6480, NGC 6605, NGC 6659, NGC 6728.

Resumen.

Se estudiaron las regiones de veintitrés objetos conocidos como asterismos utilizando posiciones y movimientos propios precisos hasta magnitudes débiles. Se aplicó un método paramétrico a fin de confirmar la naturaleza de estos grupos estelares. Se analizaron y clasificaron los siguientes objetos: Alessi 11, Alessi 17, Brosch 1, Collinder 21, Dol-Dzim 1, Dolidze 31, Dolidze 43, Dolidze 50, Dolidze 51, NGC 272, NGC2063, NGC 2413, NGC 2664, NGC 5155, NGC 5284, NGC 6222, NGC 6360, NGC 6447, NGC 6476, NGC 6480, NGC 6605, NGC 6659, NGC 6728.

1. Introducción

Los asterismos, concentraciones de estrellas similares a los cúmulos abiertos, resultan ser alineaciones de estrellas a distancias enormemente diferentes y con gran diversidad de movimientos espaciales. Históricamente, han sido identificados por la intuición del descubridor o por una simple inspección de los datos del catálogo Hipparcos, permitiendo diferenciar algunos asterismos de los cúmulos abiertos.

Orellana & De Biasi (2005, 2006 y 2008), y De Biasi & Orellana (2008) han desarrollado un método paramétrico para la identificación de miembros de cúmulos abiertos y la determinación de sus parámetros, considerando simultáneamente la distribución espacial y la de movimientos propios de las estrellas de la región. Una decena de estos objetos entre 200 y 500 pc del Sol fueron analizados utilizando los datos astrométricos precisos del catálogo UCAC2 (Zacharias et al, 2004) y de su suplemento UCAC2 BSS (Urban et al, 2004).

En este trabajo, se muestra que este procedimiento permite identificar a los asterismos. Es la primera vez que se aplica un método paramétrico para identificar estos grupos estelares sin conexión gravitatoria.

2. Datos seleccionados y análisis

Se eligieron veintitrés asterismos de la lista de objetos eliminados del Catálogo de cúmulos abiertos y candidatos visibles ópticamente de Dias et al. (2002 y 2006), y se extrajeron las coordenadas de los centros y los diámetros aparentes. Se utilizaron la posición y las componentes del movimiento propio en ascensión recta (μ_{xi}) y en declinación (μ_{yi}) de las estrellas en regiones circulares de radio igual al diámetro de cada objeto con origen en el centro del mismo, obtenidas de los catálogos astrométricos antes mencionados. Se analizaron estos datos suponiendo la existencia de un hipotético cúmulo en cada región.

El modelo, desarrollado in extenso en Orellana & De Biasi (2008), considera las sobredensidades en la distribución espacial (Fig. 1 Izquierda) y en el diagrama de los movimientos propios (VPD) (Fig. 1 Derecha) de las estrellas de la región. El estudio de estas sobredensidades se realizará para las estrellas contenidas en una subregión del VPD de forma elíptica (Fig. 1 Derecha), donde la distribución de los movimientos propios es la superposición de una función elíptica para las estrellas de campo y otra circular para las estrellas del asterismo (hipotético cúmulo). A partir del perfil de densidad estelar radial de esta subregión, se obtuvieron los parámetros (ρ_0 , r_0) y (f_0) que definen las densidades espaciales de las estrellas del asterismo y de las del campo, respectivamente (Tabla 1). Incorporando estos valores a la función de distribución de los movimientos propios, se determinan los parámetros que la caracterizan (Tabla 2) y se calcula la probabilidad de pertenencia para las estrellas de la subregión. Se obtienen valores casi nulos de dichas probabilidades, demostrando que no existe vinculación gravitatoria entre estas estrellas.

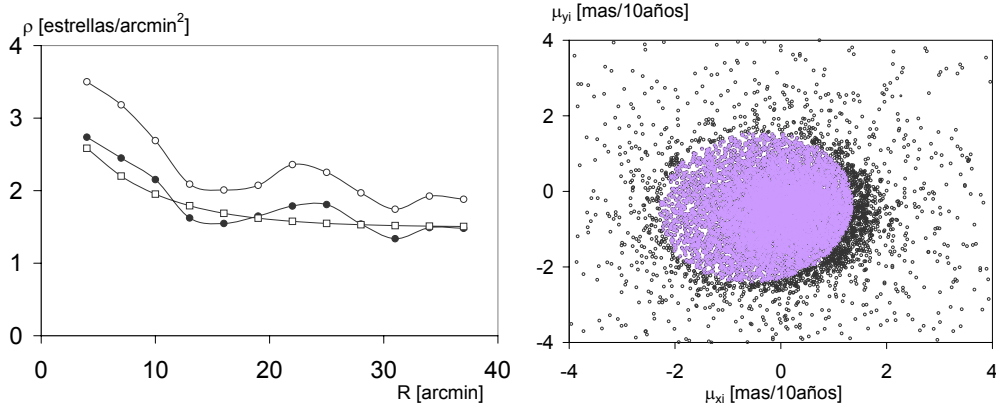


Figura 1. Izquierda: Perfil de densidad estelar radial en la región de NGC 6476. Derecha: VPD en la región de NGC 6476. Los círculos oscuros representan a las estrellas de toda la región y los claros a las estrellas que se encuentran en la elipse.

En los perfiles de densidad estelar, los círculos vacíos representan las estrellas de la región, los círculos llenos las estrellas de la elipse y los cuadrados vacíos la función que ajusta la densidad de las estrellas de la subregión definida como $\rho(R) = \rho_0 \exp(-R/r_0) + f_0$, donde el primer término corresponde al asterismo y R es la distancia de las estrellas al centro del mismo.

3. Clasificación de asterismos

El método ha reconocido a los asterismos estudiados en distintos pasos de su aplicación, permitiendo realizar la siguiente clasificación:

* Grupo 1: Dolidze 31, Dolidze 50, NGC 6476 y NGC 6659. A partir de la densidad espacial y de la distribución de movimientos propios (Figura 1), se obtuvieron los parámetros que caracterizan a las estrellas de la región (Tablas 1 y 2). Los valores de la probabilidad de las estrellas fueron todos nulos, mostrando que las estrellas presentes en la sobredensidad de movimientos propios no coinciden con las estrellas presentes en la sobredensidad espacial.

Región de	$\rho_0[1/arcmin^2]$	$r_0[arcmin]$	$f_0[1/arcmin^2]$
Dolidze 31	$0,36 \pm 0,03$	$11,30 \pm 2,50$	$0,64 \pm 0,02$
Dolidze 50	$1,96 \pm 0,30$	$1,09 \pm 0,14$	$0,37 \pm 0,01$
NGC 6476	$1,94 \pm 0,23$	$6,90 \pm 1,33$	$1,50 \pm 0,06$
NGC 6659	$3,18 \pm 0,25$	$1,28 \pm 0,10$	$0,74 \pm 0,01$

Tabla 1. Parámetros de las densidades espaciales de las regiones de Dolidze 31, Dolidze 50, NGC 6476 y NGC 6659.

Región de	μ_{x0} [mas/yr]	μ_{y0} [mas/yr]	σ_x [mas/yr]	σ_y [mas/yr]
Dolidze 31	$-3,32 \pm 0,06$	$-2,40 \pm 0,04$	$6,28 \pm 0,11$	$6,32 \pm 0,11$
Dolidze 50	$-3,10 \pm 0,10$	$-6,58 \pm 0,20$	$7,69 \pm 0,23$	$7,24 \pm 0,22$
NGC 6476	$-1,26 \pm 0,01$	$-4,95 \pm 0,05$	$7,95 \pm 0,08$	$7,49 \pm 0,08$
NGC 6659	$+0,24 \pm 0,01$	$-2,63 \pm 0,09$	$6,32 \pm 0,21$	$4,88 \pm 0,16$

Tabla 2. Parámetros de la función distribución de las estrellas de campo de Dolidze 31, Dolidze 50, NGC 6476 y NGC 6659 .

* Grupo 2: NGC 272, NGC 2413, NGC 2664, NGC 6447, NGC 6728, Alessi 17, Brosh 1 y Dol-Dzim 1. Si bien existe una sobredensidad estelar en la región (Figura 2 Izquierda, círculos vacíos), la densidad espacial de las estrellas de la subregión (Figura 2 Izquierda, círculos llenos) es constante, indicando que éstas no presentan sobredensidad espacial.

* Grupo 3: Alessi 11, Collinder 21, Dolidze 43, Dolidze 51, NGC 2063, NGC 5155, NGC 5284, NGC 6222, NGC 6360, NGC 6480 y NGC 6605. Los

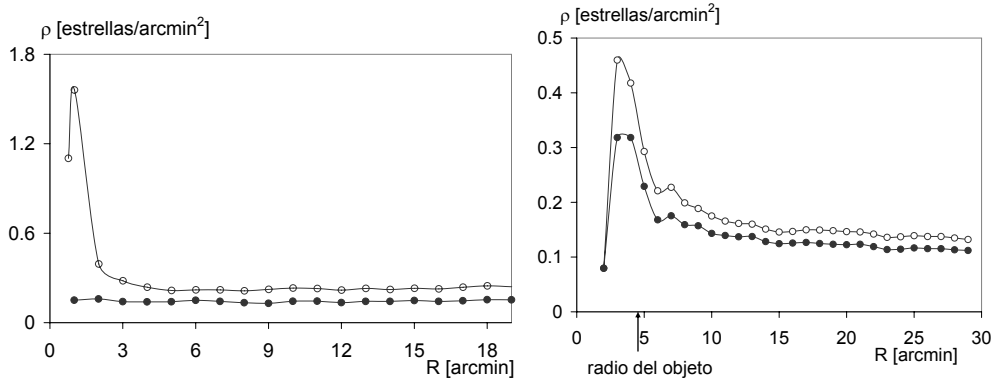


Figura 2. Perfiles de densidad estelar radial. Izquierda: Región de NGC 272, la densidad representada por los círculos llenos es constante. Derecha: Región de Collinder 21, se muestra el radio publicado del asterismo.

perfiles de densidad estelar de las estrellas de la región y de las estrellas de la subregión elíptica muestran sus máximos en valores de R muy próximos al valor del radio publicado para el asterismo, como lo ejemplifica la Figura 2 Derecha, evidenciando un error en las coordenadas del centro del mismo. La aplicación del método requiere determinar previamente las coordenadas precisas del centro.

4. Conclusiones

Por primera vez se utilizan datos astrométricos en un método paramétrico para estudiar regiones de sobredensidad estelar cuyas estrellas no están vinculadas gravitacionalmente. Este método, empleado anteriormente con muy buenos resultados en el análisis de cúmulos abiertos y la identificación de sus miembros, ha mostrado ser suficientemente robusto para identificar en una región de sobredensidad estelar y de sobredensidad de movimientos propios, la presencia de un cúmulo abierto o de un asterismo.

Se estudiaron las regiones de veintitrés objetos analizando los datos del catálogo astrométrico UCAC2 y su suplemento, siendo el número total de estrellas estudiadas en esos campos de 78417.

Referencias

- Dias, W.S, Alessi, B.S., Moitinho, A. & Lépine, J.R.D. 2002, *A&A*, 389, 871
 Dias, W.S, Assafin, M., Flório, V., Alessi, B.S. & Líbero, V. 2006, *A&A*, 446, 949
 De Biasi, M.S. & Orellana, R.B. 2008, *BAAA*, 51 (enviado a publicación)
 Orellana, R.B. & De Biasi, M.S. 2005, *BAAA*, 48, 67
 Orellana, R.B. & De Biasi, M.S. 2006, *BAAA*, 49, 93
 Orellana, R.B. & De Biasi, M.S. 2008, *RevMex AA (Serie de Conferencias)*, 34, 111-114
 Urban, S.E., Zacharias, N. et al. *VizieR On-line Data Catalogue: I/294*
 Zacharias, N., Urban, S.E., Zacharias, M.I. et al. 2004, *AJ*, 127, 3043.

PRESENTACIÓN ORAL

Estudio de Sistemas Binarios Interactuantes y su dependencia con la masa inicial de la estrella de neutrones

M. A. De Vito^{1,2,3}, O. G. Benvenuto^{2,3,4}

(1) *Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Tecnológicas (CONICET)*

(2) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas - UNLP*

(3) *Instituto de Astrofísica de La Plata (IALP)*

(4) *Comisión de Investigaciones Científicas de la Provincia de Buenos Aires (CICPBA)*

Abstract. In this work we have constructed a set of evolutionary calculations for a donor normal main sequence star belonging to a close binary system, together with a neutron star. We have considered a variety of initial mass values for each star and for the initial orbital period.

This calculations allow us to study the orbital period - white dwarf mass relation, and verify that it is independent of the value of the neutron star mass.

Resumen. En este trabajo hemos construido una serie de cálculos evolutivos para una estrella donante normal, de secuencia principal, que se encuentra en un sistema binario interactuante, en compañía de una estrella de neutrones. Hemos considerado una variedad de masas iniciales para cada estrella, y diferentes valores para el período orbital inicial. Estos cálculos son utilizados para estudiar la relación período orbital final - masa de la enana blanca, y comprobar, según lo han planteado otros autores, la independencia de la mencionada relación con el valor de la masa de la estrella de neutrones.

1. Introducción

Los modelos de sistemas binarios interactuantes en los que una de las componentes es una estrella de neutrones (EN) suelen considerar que la masa inicial de esta estrella es la canónica ($1.4 M_{\odot}$). En este trabajo hemos realizado una serie de cálculos evolutivos con el fin de estudiar de qué manera afecta el valor inicial de la masa de la EN a la evolución de este tipo de sistemas.

Por otra parte, deseamos verificar que la relación que existe entre el período orbital y la masa de la enana blanca (EB) en sistemas binarios abiertos es independiente del valor de la masa de la EN, como se espera que suceda (Rappaport et al. 1995).

2. Nuestros cálculos

Hemos realizado una serie de cálculos evolutivos en los que utilizamos nuestro código de evolución binaria (Benvenuto & De Vito 2003).

Calculamos la evolución completa de estrellas donantes con metalicidad solar, y masas iniciales entre 0.50 , y $3.50 M_{\odot}$ acompañadas por una EN (receptora) de 0.80 , 1.00 , 1.20 y $1.40 M_{\odot}$. Los períodos iniciales estuvieron en el rango entre 0.175 y 12.00 días. Se supuso que el material que se escapa del sistema lleva consigo todo el momento angular: $\alpha = 1$, y que la EN recibe la mitad del material perdido por su compañera: $\beta = 0.5$ (para más detalles, referimos al lector a Benvenuto & De Vito 2003).

De entre todos nuestros cálculos, hemos seleccionado un subgrupo representativo, en el que fijamos la masa inicial de la estrella donante ($1.50 M_{\odot}$) y el período orbital inicial (1 día), para todos los valores de las masas de las ENs consideradas.

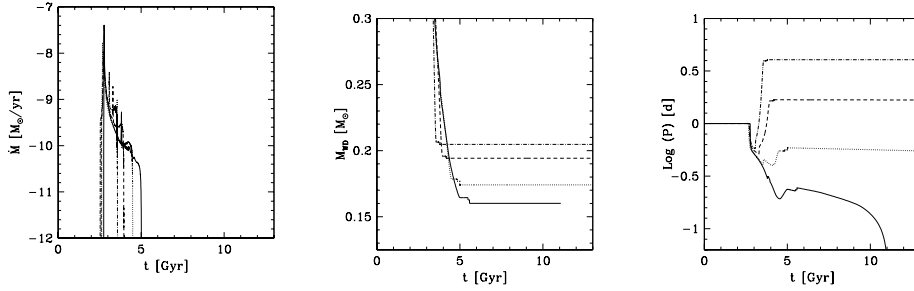


Figura 1. *Izquierda:* Tasa de pérdida de masa para la estrella donante de los sistemas con una estrella normal de $1.5 M_{\odot}$ y período orbital inicial de 1 día. Con línea sólida, de puntos, quebrada y quebrada - de puntos se muestran las tasas de pérdida de masa correspondientes a ENs de masas iniciales 0.8 , 1.0 , 1.2 y $1.4 M_{\odot}$.

Centro: Masas de las EBs obtenidas al final de los cálculos. El significado de las líneas es como en el panel de la izquierda.

Derecha: Evolución del período orbital para este subgrupo de sistemas. El significado de las líneas es como en el panel de la izquierda.

En la Figura 1 mostramos las tasas de pérdida de masa (izquierda), las masas de las EBs (centro) y la evolución del período orbital (derecha) en función del tiempo para este subgrupo de sistemas. A partir de esta Figura podemos observar que cuanto menor es la masa de la EN que recibe el material, mayor es la duración del primer episodio de transferencia de masa¹, y este evento comienza más tarde, debido a que el lóbulo de Roche correspondiente a la estrella donante es de mayor tamaño. Encontramos EBs menos masivas para ENs menos masivas. En lo que respecta a la evolución orbital, puede observarse que los sistemas que tienen ENs menos masivas evolucionan a configuraciones con períodos más cortos.

¹Llamamos primer episodio de transferencia de masa a aquel que no está inducido por los flashes termonucleares de la envoltura estelar.

3. Relación período - masa

Rappaport et al. (1995) detallan la deducción de la expresión que relaciona el período orbital y la masa de la enana blanca (relación $P - M_{EB}$) en sistemas binarios abiertos (es decir, que se encuentren bien alejados del período de bifurcación) que contienen un pulsar de milisegundo. Los autores encuentran

$$P \simeq 0,374 \left(R_0 \frac{M_{EB}^{4,5}}{1 + M_{EB}^4} + 0,5 \right)^{3/2} M_{EB}^{-1/2} d, \quad (1)$$

donde M_{EB} es la masa de la enana blanca, en unidades solares, y $R_0 = 5500$ para el caso de Población I.

Otros autores han presentado diferentes relaciones $P - M_{EB}$. Según Tauris & Savonije (1999): $\frac{M_{EB}}{M_{\odot}} = \left(\frac{P}{b}\right)^{1/a} + c$, donde $a = 4.50$, $b = 1.2 \times 10^5$, $c = 0.120$ (Población I), y P y b están expresados en días. Este ajuste es válido para $0.18 \leq M_{EB}/M_{\odot} \leq 0.45$. Nelson et al. (2004) establecieron la relación: $P = 2,5 Z^{0,3} 10^{10,7(M_{EB}/M_{\odot})} \text{hs}$, donde Z es el contenido de metales de la estrella donante. En este caso, el ajuste es válido para $M_{EB} \geq 0.25 M_{\odot}$.

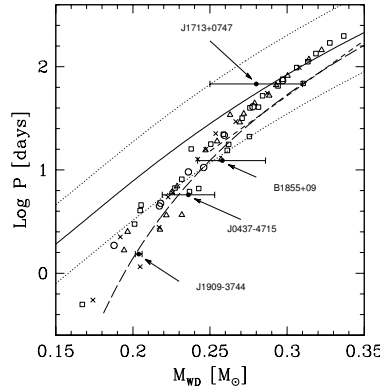


Figura 2. Relación $P - M_{EB}$ para los sistemas binarios presentados en este trabajo. Los círculos, cruces, triángulos y cuadrados corresponden a sistemas que tienen una EN receptora con masa inicial de 0.80 , 1.00 , 1.20 y $1.40 M_{\odot}$. Además, se incluyen: en línea sólida la relación de Rappaport et al (1995) con sus correspondiente cotas para el error (líneas de puntos), en línea quebrada larga la relación de Tauris & Savonije (1999), y con línea quebrada corta la relación dada por Nelson et al. (2004) (todas para Población I).

En la Figura 2 mostramos la relación $P - M_{EB}$ para nuestros cálculos. Hemos graficado, además, las relaciones $P - M_{EB}$ de los autores mencionados previamente en este trabajo. Hemos incluido también, los datos de los sistemas binarios compuestos por un pulsar de milisegundo y una EB de Helio con masas mejor determinadas (Shapiro delay), y sus correspondientes barras de error. Como puede

apreciarse en esta Figura, nuestros cálculos están en acuerdo con la predicción de que la relación $P - M_{EB}$ no depende del valor de la masa de la EN.

Para realizar nuestro ajuste en el plano $P - M_{EB}$, notamos que nuestros resultados presentan una dependencia lineal en el plano $\log P - \log M_{EB}$. Luego, proponemos un ajuste lineal por mínimos cuadrados:

$$P = B \left(\frac{M_{EB}}{M_{\odot}} \right)^A d \quad (2)$$

donde $A = 8.7078$ y $B = 2.6303 \times 10^6$. En la Figura 3 mostramos nuestro ajuste, incluyendo en línea de puntos las incertezas asociadas con el ajuste, correspondientes a una desviación de 1σ . Nuestro ajuste resulta muy similar al que realizan Tauris & Savonije (1999), aunque se acomoda a valores del período levemente mayores. Sin embargo, las diferencias son menores que la incerteza de nuestro ajuste.

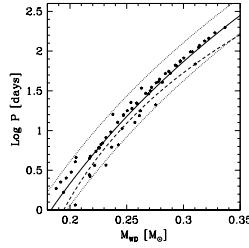


Figura 3. Presentamos, con línea sólida el ajuste de nuestros resultados. Los límites superior e inferior (líneas de puntos) muestran las incertezas inherentes a nuestro ajuste. La línea quebrada corresponde al ajuste de Tauris & Savonije (1999). Con símbolos de estrellas mostramos nuestros resultados.

4. Discusión y Conclusiones

En base a nuestros resultados, hemos podido analizar de qué manera se ve afectada la evolución de sistemas binarios interactuantes cuando varía el valor inicial de la masa de la estrella de neutrones (EN). Hemos verificado, además, que la relación período orbital - masa de la enana blanca ($P - M_{EB}$) es independiente del valor de la masa de la EN. Nuestro mejor ajuste en el plano $P - M_{EB}$ a los resultados que obtuvimos viene dado por la Ecuación (2).

Referencias

- Benvenuto, O. G., & De Vito, M. A. 2003, MNRAS, 342, 50
 Nelson, L. A., Dubeau, E., & MacCannell, K. A. 2004, ApJ, 616, 1124
 Rappaport, S., Podsiadlowski, P., Joss, P. C., Di Stefano, R., & Han, Z. 1995, MNRAS, 273, 731
 Tauris, T. M., & Savonije, G. J. 1999, A&A, 350, 928

PRESENTACIÓN ORAL

Análisis y determinación de parámetros físicos de estrellas de tipo FU Orionis

L. Gramajo¹, M. Gómez¹, B. Whitney²

(1) *Observatorio Astronómico de Córdoba (OAC)*

(2) *Space Science Institute, 4750 Walnut St. Suite 205, EE. UU.*

Abstract. FU Orionis stars (FUORs) are pre-main sequence objects that periodically incur in a steeply increase of brightness (outburst) of $\Delta V \sim 6$ mag in a period of ~ 10 yr, followed by a gradual descent to the original magnitude in an interval of time of ~ 100 yr. In this contribution we present initial results on the modeling of the spectral energy distributions (SEDs) of a group of 7 FU Orionis stars: FU Ori, V1515 Cyg, V1057 Cyg, Z CMa, BBW 76, V1735 Cyg, and V883 Ori. We initially used the grid of SEDs calculated by Robitaille et al. (2006). This solution was refined applying the code developed by Whitney et al. (2003). We derived physical and geometrical parameters for the disks of these FUORs. We compared these properties with those of "canonical" T Tauri disks.

Resumen. Las estrellas de tipo FU Orionis (FUORs) son objetos de pre-secuencia principal que incurren periódicamente en un aumento de su brillo (estallido) de $\Delta V \sim 6$ mag en un lapso de ~ 10 años. Gradualmente vuelven al valor inicial en una escala de tiempo ~ 100 años. En esta contribución se presentan los resultados del modelado de las distribuciones espectrales de energía (SEDs) de un grupo de 7 estrellas FU Orionis: FU Ori, V1515 Cyg, V1057 Cyg, Z CMa, BBW 76, V1735 Cyg y V883 Ori. Para realizar este análisis, se utilizó inicialmente la grilla de SEDs calculadas por Robitaille et al. (2006). Esta primera solución fue refinada mediante la aplicación directa del código de Whitney et al. (2003). Se derivaron parámetros físicos y geométricos de los discos en estos objetos, los cuales fueron confrontados con los valores típicos de los mismos para estrellas T Tauri.

1. Introducción

Las estrellas T Tauri alternan períodos de relativa quietud con fases de gran actividad (estallido, Hartmann & Kenyon 1996). Durante el estallido se produce un aumento de ~ 6 magnitudes en la banda V. A los objetos que se encuentran en este estado activo se los conoce como estrellas de tipo FU Orionis (FUORs). Frank et al. (1992) proponen que las causas del o de los estallidos estarían dadas por inestabilidades térmicas del disco. Se produce entonces un incremento significativo (del orden de 2 a 4 magnitudes) de la tasa de acreción del disco hacia

la proto-estrella y un aumento del brillo del sistema estrella+disco.

En esta contribución se presenta el análisis del grupo completo de las FUORs ópticamente visibles (7 objetos en total). Para construir las respectivas SEDs se recopilamos de la literatura los flujos disponibles, además se emplearon espectros en el rango de 5 a 35 μm obtenidos con Spitzer/IRS (Green et al. 2006) para cuatro de estos objetos: FU Ori, V1515 Cyg, V1057 Cyg y BBW 76.

2. Análisis y resultados

Inicialmente para realizar el modelado las SEDs y con el objetivo de inferir propiedades físicas tanto del colapso como de los discos de acreción, se utilizó la grilla de 200000 SEDs calculada por Robitaille et al. (2006). Una vez obtenida una primera solución para cada FUOR estudiada se empleó el código de Whitney et al. (2003) para refinar los parámetros obtenidos. De esta manera se derivaron parámetros físicos tales como: la tasa de acreción de masa y el radio centrifugo, parámetros geométricos tales como: el ángulo de inclinación con respecto a la visual y el ángulo de apertura de la cavidad de la envoltura que colapsa y parámetros estelares como la temperatura de la proto-estrella. En la Tabla 1 se indican estos parámetros y en la Figura 1 el mejor modelado para cada uno de los objetos analizados.

La SED de FU Orionis (Figura 1, panel superior izquierdo) presenta una dispersión considerable debida al tamaño de las diferentes aperturas utilizadas en la medición de los flujos. En el caso de V1057 Cyg y V1515 Cyg (Figura 1, paneles medio izquierdo y superior derecho, respectivamente) la dispersión en los flujos es debida a una diferencia temporal en la obtención de las observaciones. Por este motivo los datos fueron discriminados por épocas. En el caso de V1515 Cyg los datos de 2003-2004 son representados por cruces y los de 1983-1996 mediante rombos. Para V1057 Cyg la dispersión es aún mayor ya que los flujos corresponden a los años 1971 (cruces), 1983 (estrellas), 1989 (rombos) y 1995-1998 (triángulos).

Para caracterizar el estado físico del sistema disco+estrella en una determinada etapa se eligieron en ambos casos los flujos que resultaran contemporáneos entre sí. Datos obtenidos entre 2003-2004 (cruces) para V1515 Cyg y entre 1989-1998 (triángulos) para V1057 Cyg. Además, tanto para FU Ori como para V1515 Cyg y V1057 Cyg se grafican distintas SEDs correspondientes a diversos valores de aperturas empleadas en la medición de flujos.

3. Conclusiones y perspectivas futuras

Los valores de los parámetros presentados en la Tabla 1 para las 7 FUORs analizadas son comparados con los valores "típicos" de objetos de Clase II en estado inactivo ($L = 1L_{\odot}$, $M_{\text{disco}} = 0.010 M_{\odot}$, $T = 4000 \text{ K}$, $\dot{M}_{\text{disco}} = 4.6 \times 10^{-9} M_{\odot}/\text{año}$, Whitney et al. 2003). Los objetos FUORs, en promedio, presentan un aumento en la tasa de acreción de masa del disco del orden de 3 magnitudes, de la masa misma del disco de casi una magnitud y de la luminosidad total de más de un

orden de magnitud. Estos valores, obtenidos para las FUORs ópticamente visibles, corroboran lo esperado según el modelo de la inestabilidad térmica de Frank et al. (1992). Además se corresponden con los parámetros o rangos de valores obtenidos por otros autores tales como: Kenyon et al. (1988), Lodato & Bertin (2003), Green et al. (2006), Pfalzner et al. (2008), Zhu et al. (2008), entre otros. En particular cabe mencionarse el elevado valor de la tasa de acreción del disco ($\sim 10^{-4} M_{\odot}/\text{año}$), derivada tanto en el presente trabajo como por otros autores.

En un futuro próximo se espera completar el modelado de las SEDs de las FUORs embebidas o incrustadas (6 objetos en total) a fin de derivar parámetros físicos y geométricos de ambos grupos y de realizar una comparación global entre las propiedades de los discos durante el estado activo (fase eruptiva de tipo FUOR) y el estado pasivo o de relativa quietud, etapa de clases I y II.

Referencias

- Clarke, C., et al. 2005, MNRAS, 361, 942
 Frank, J., King, A., & Raine, D. 1992, en *Accretion Power in Astrophysics*, 2nd Edition Cambridge University Press, Vol. 258, pag. 1015
 Lodato, G., & Bertin, G. 2003, A&A, 408, L1015
 Green, J. D., et al. 2006, ApJ, 648, 1099
 Kenyon, S. J., et al. 1988, ApJ, 325, 231
 Hartmann, L. W. & Kenyon, S. J. 1996, ARA&A, 34, 207
 Pfalzner, S., et al. 2008, A&A, 487, L45
 Robitaille, T. P., et al. 2006, ApJ, 167, 256
 Whitney, B. A., et al. 2003, ApJ, 598, 1079
 Zhu, Z., et al. 2008, ApJ, 684, 1281

Tabla 1. Principales parámetros para siete FUORs ópticamente visibles

Parámetros	FU Ori	V1515 Cyg	V1057 Cyg	Z CMa	BBW 76	V1735 Cyg	V883 Ori
$R_{\text{star}} (R_{\odot})$	5.1	3.3	3.9	3.2	4.5	2.6	3.5
$T_{\text{efectiva}} (K)$	5000	4400	4600	4000	5800	4500	4000
$M_{\text{star}} (M_{\odot})$	0.3	0.3	0.5	0.8	0.5	0.5	0.3
$M_{\text{disco}} (M_{\odot})$	0.01	0.05	0.05	0.08	0.02	0.09	0.30
$R_{\text{cencrfugo}} (UA)$	60	62	80	65	160	60	200
$\dot{M}_{\text{disco}} (M_{\odot}/\text{año})$	1.0×10^{-4}	2.0×10^{-4}	1.4×10^{-4}	9.0×10^{-5}	8.0×10^{-5}	9.0×10^{-5}	8.5×10^{-5}
A ⁽¹⁾	2.010	2.103	2.140	2.180	2.069	2.092	2.213
B ⁽²⁾	1.010	1.103	1.140	1.180	1.069	1.092	1.213
$\dot{M}_{\text{envolvente}} (M_{\odot}/\text{año})$	1.0×10^{-7}	1.0×10^{-6}	6.0×10^{-6}	1.0×10^{-5}	1.0×10^{-7}	1.0×10^{-6}	2.0×10^{-8}
Apertura _{cavidad} (°)	40	20	35	20	20	35	5
Inclinación (°)	45	5	5	32	50	30	18

⁽¹⁾A: Exponente de densidad radial del disco.

⁽²⁾B: Exponente de escala de altura del disco.

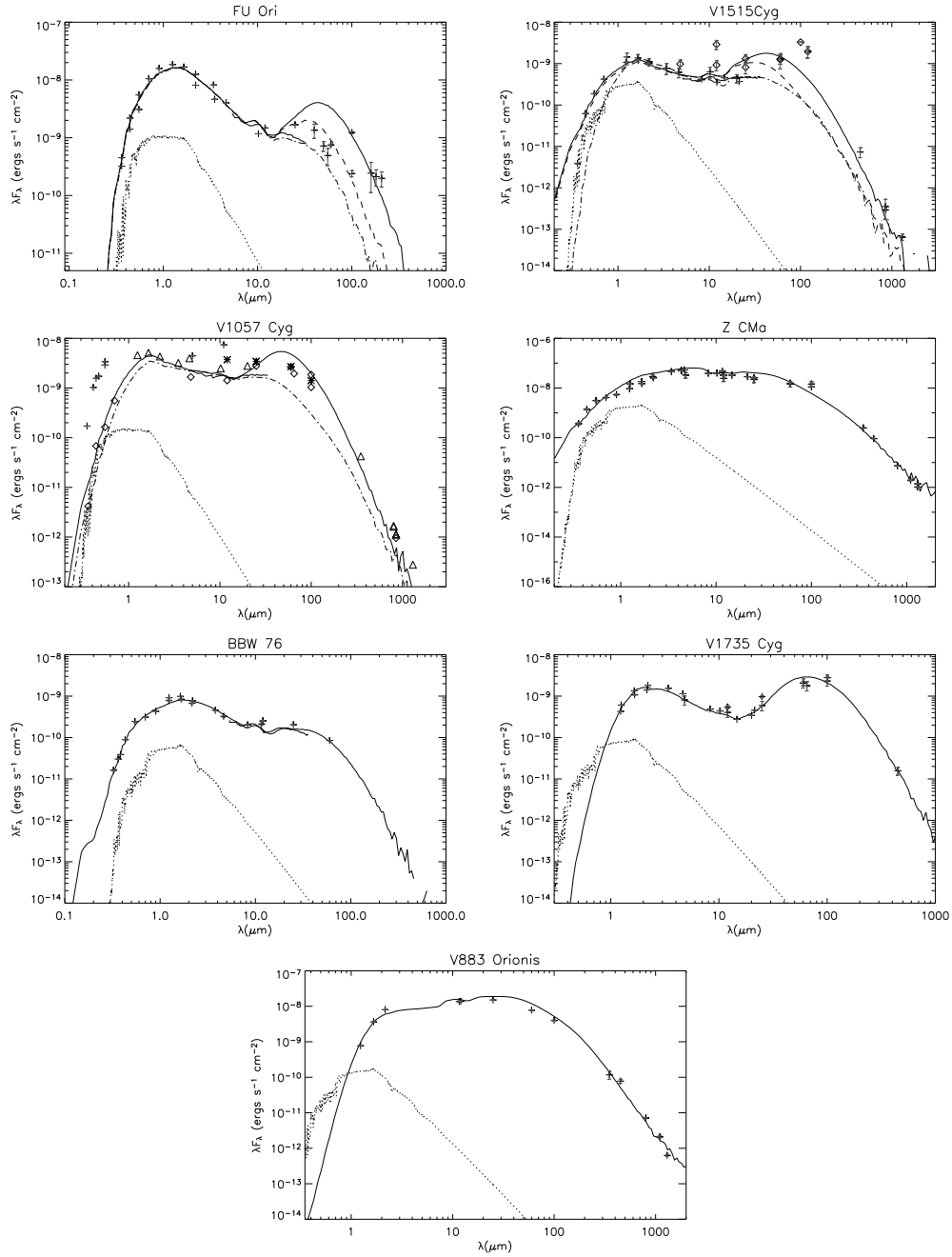


Figura 1. Mejores modelados para el grupo de los objetos FU Orionis ópticamente visibles (línea continua). Los diversos símbolos empleados para V1515 Cyg y V1057 Cyg corresponden a observaciones obtenidas en diferentes épocas (ver texto). Para FU Ori y V1515 Cyg se grafican los mejores modelos para tres diferentes aperturas, 50'' (línea continua), 30'' (línea de trazos) y 10'' (línea de puntos y trazo). En el caso de V1057 Cyg se muestran las SEDs calculadas para aperturas de 40'' (línea continua) y de 10'' (línea de puntos y trazo). En línea de puntos se grafica la atmósfera de Kurucz de cada objeto.

PRESENTACIÓN ORAL

Metallicidades y velocidades radiales de 16 cúmulos estelares de la Nube Menor de Magallanes

M.C. Parisi¹, A.J Grocholski², J.J. Clariá¹, D. Geisler³, A. Sarajedini⁴

(1) *Observatorio Astronómico, Universidad Nacional de Córdoba, Argentina*

(2) *Space Telescope Science Institute, USA*

(3) *Universidad de Concepción, Chile*

(4) *University of Florida, USA*

Abstract. Using spectroscopic data obtained with the VLT (Chile), we determine metallicities and radial velocities for red giants in 16 Small Magellanic Cloud (SMC) clusters. Based on these data as well as in existing data in the literature, we reexamine the age-metallicity relationship and the possible existence of a metallicity gradient in the SMC.

Resumen. Usando datos espectroscópicos obtenidos con el VLT (Chile), determinamos metallicidades y velocidades radiales para gigantes rojas de 16 cúmulos de la Nube Menor de Magallanes (NmM). En base a estos datos y a otros existentes en la literatura, reexaminamos la relación edad-metalicidad y la posible existencia de un gradiente de metalicidad en la NmM.

1. Velocidades radiales y metallicidades

Usando el FORS2 del VLT (Chile), obtuvimos espectros de ~ 300 gigantes rojas de 16 cúmulos estelares de la Nube Menor de Magallanes (NmM). Los espectros tienen una dispersión de $\sim 0.85 \text{ \AA/pixel}$ y cubren un rango de $\sim 1600 \text{ \AA}$ en la región de las líneas del triplete del CaII. Todos los datos fueron reducidos usando IRAF. Las velocidades radiales (VRs) tienen un error típico de $\sim 6 \text{ km/seg}$. Las metallicidades se determinaron con el método de Cole et al. (2004), con un error típico de 0.17 en la razón $[\text{Fe}/\text{H}]$. Se aplicaron 3 criterios para identificar los miembros de los cúmulos: (1) Que los mismos se ubiquen dentro del radio del cúmulo. (2) Que tengan una dispersión de VRs menor que las estrellas del campo y una VR media diferente de la del mismo. (3) Que las metallicidades de los miembros no excedan los límites establecidos por sus errores asociados. Determinamos así los parámetros medios para los 16 cúmulos (Tabla 1).

2. Distribución de metallicidades - Gradiente de metalicidad

Para asignar mayor peso estadístico a la distribución de las metallicidades (DMs), agregamos a la presente muestra los objetos estudiados por Da Costa & Hatzidimitriou (2004).

dimitriou (1998, DH98) y algunos trabajos de Piatti et al. (2005, 2007) basados en fotometría de Washington. Disponemos así de 26 cúmulos de la NmM con metalicidades conocidas. La muestra fue dividida en objetos más jóvenes y más viejos que 3×10^9 años, respectivamente, con lo cual 4 y 12 cúmulos quedan incluidos en uno y otro grupo. Las metalicidades medias resultantes son $[Fe/H] = -1.11 \pm 0.17$ y -0.88 ± 0.17 , respectivamente. Si la metalicidad actual de la NmM es $[Fe/H] \sim -0.65$ (Hill 1997), se advierte que incluso en estos últimos $\sim 3 \times 10^9$ años, el proceso de enriquecimiento metálico ha sido realmente importante. La DMs en la NmM puede verse en la Fig. 1 (izquierda), comparada con la de la Nube Mayor (NMM).

Para determinar distancias galactocéntricas teniendo en cuenta los efectos de proyección, computamos, para cada cúmulo, el semieje mayor a que debería tener una elipse, si la misma estuviese centrada en el centro de la NmM, estuviese alineada con la barra, tuviese una razón de semiejes $b/a = 1/2$ y uno de los puntos de su trayectoria coincidiese con la posición del cúmulo. El valor de a obtenido (Tabla 1) fue usado en lugar de la distancia galactocéntrica real. En la Fig. 1 (derecha) no se advierte una clara variación de la metalicidad con a , por lo que, si existe un gradiente, el mismo debe ser relativamente débil.

3. Relación Edad-Metalicidad

En la Fig. 2 vemos cómo varía la metalicidad con la edad para nuestros cúmulos y los de DH98 y Piatti et al. (2001, 2007). Las edades de nuestros objetos fueron tomadas de la literatura. La línea a rayas representa el modelo de caja cerrada computado por DH98, mientras que la línea sólida corresponde al modelo explosivo de Pagel & Tautvaisiene (1998, PT98). El primero predice un enriquecimiento químico continuo, gradual, a lo largo de la historia de la galaxia. De acuerdo al mismo, la metalicidad aumentó desde $[Fe/H] \approx -1.2$ hasta -0.8 entre hace $\sim 10 \times 10^9$ y 3×10^9 años y continuó aumentando a este ritmo durante los últimos 3×10^9 años. Por el contrario, el modelo de PT98 supone un estallido de formación estelar en la etapa más temprana, seguido de un período de aparente quietud que habría ocurrido entre hace $\sim 12 \times 10^9$ y 4×10^9 años y luego otro estallido más reciente de formación estelar. Este último evento, según este modelo, habría producido un significativo enriquecimiento químico en la NmM. Como se aprecia en la figura, el modelo de DH98 no parece estar muy bien reproducido por los datos, los cuales ajustan mucho mejor las predicciones de PT98, particularmente durante el período intermedio y en los últimos 3×10^9 años. El acuerdo en general con este modelo es muy bueno, aunque existen dos regiones en las cuales aparenta haber desacuerdo. A su vez, el modelo de Carrera (2005), en línea punteada en la figura, no parece ajustar bien los datos, excepto quizás, curiosamente, en las dos regiones donde el modelo de PT98 presenta un ajuste más pobre. En líneas generales, los datos disponibles hasta la fecha tienden a favorecer un reducido proceso de formación estelar y de enriquecimiento químico durante el período intermedio y un significativo incremento en el desarrollo de estos procesos durante los últimos 3×10^9 años. Bekki et al. (2004) llegaron a la conclusión de que el primer encuentro cercano entre ambas Nubes ocurrió hace $\sim 4 \times 10^9$ años. Parecería entonces razonable aceptar que este encuentro dio origen

al mencionado estallido. Es bueno recordar que la NMM también experimentó un estallido reciente aproximadamente en la misma época y, sin embargo, los cúmulos formados en esa época muestran una metalicidad bastante uniforme, cosa que no ocurre en la NmM.

Tabla 1. Propiedades derivadas para los cúmulos de la NmM

Cúmulo	n	VR	σ_{VR}	[Fe/H]	$\sigma_{[Fe/H]}$	A.P.	a
BS121	5	167.7	4.2	-0.66	0.07	41.73	1.496
HW47	4	126.5	3.4	-0.92	0.04	137.14	3.502
HW84	4	139.2	1.5	-0.91	0.05	59.90	5.513
HW86	4	147.4	1.6	-0.61	0.06	101.70	7.345
K1, L4	9	143.8	1.6	-1.08	0.04	268.34	3.265
L5	5	156.6	3.3	-1.25	0.05	234.70	3.092
K4, L6	7	145.9	2.8	-1.24	0.03	270.81	3.124
K5, L7	7	135.0	2.6	-0.76	0.06	268.79	2.888
K13, L17	8	109.6	1.6	-0.84	0.03	278.90	1.718
L19	7	156.3	2.1	-0.87	0.03	263.83	1.564
K21, L27	7	178.6	2.6	-1.14	0.06	317.73	1.392
NGC 376, K49, L72	5	149.2	3.9	–	–	39.88	1.410
L106	7	169.4	3.3	-0.88	0.06	136.64	7.877
L108	6	98.55	4.0	-1.05	0.05	61.37	4.460
L110	9	182.4	3.0	-1.03	0.05	77.32	5.323
NGC 643, L111	8	175.6	1.9	-0.82	0.03	126.81	7.830

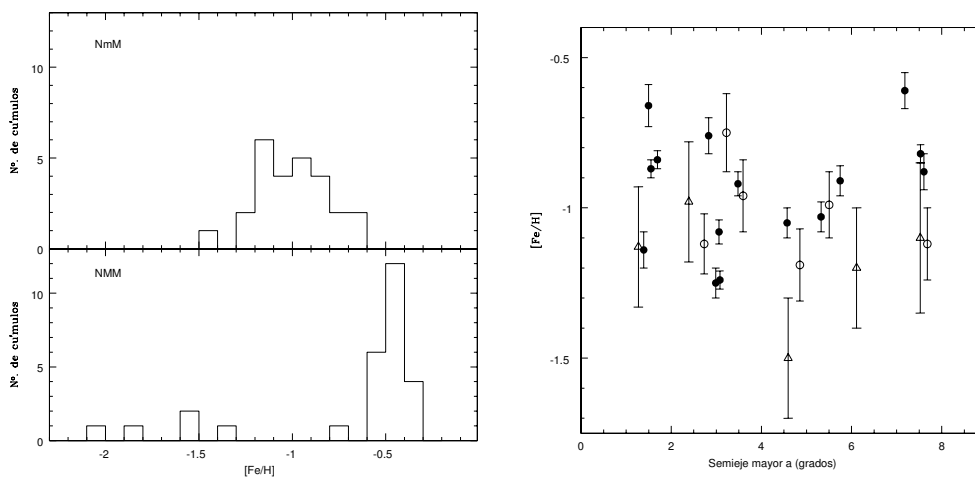


Figura 1. Izquierda: Distribución de metalicidades de la NmM (panel superior). El panel inferior corresponde a la distribución de metalicidades de la NMM derivada por Grocholski et al. (2006). Derecha: Metalicidad vs. semieje mayor a para los cúmulos de la NmM. Círculos abiertos representan los cúmulos de DH98, los triángulos los cúmulos de Piatti et al. (2001, 2007) y los círculos llenos representan los cúmulos de nuestra muestra.

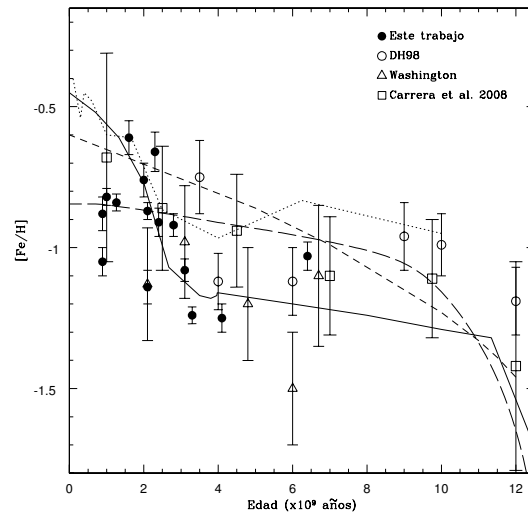


Figura 2. Relación edad-metalicidad. Círculos abiertos representan los cúmulos de DH98, los triángulos los cúmulos de Piatti et al. (2001, 2007) y los círculos llenos representan los cúmulos de nuestra muestra. La metalicidad media en seis intervalos de edad se muestra con cuadrados (Carrera et al. 2008).

Referencias

- Bekki, K., Couch, W.J., Beasley, M.A. et al. 2004, ApJ, 610, L93
 Carrera, R. 2005, Tesis Doctoral, Univ. La Laguna
 Carrera, R., Gallart, C., Aparicio, A. et al. 2008, astro-ph/0806.4465
 Cole, A.A., Smecker-Hane, T.A., Gallagher III, J.S. 2000, AJ, 120, 1808
 Da Costa, G.S., Hatzidimitriou, D. 1998, AJ, 115, 1934 (DH98)
 Grocholski, A.J., Cole, A.A., Sarajedini, A. et al. 2006, AJ, 132, 1630
 Hill, V. 1997, A&A, 324, 435
 Pagel, B.E.J., Tautvaisiene, G. 1998, MNRAS, 299, 535
 Piatti, A.E., Sarajedini, A., Geisler, D. et al. 2005, MNRAS, 358, 1215
 Piatti, A.E., Sarajedini, A., Geisler, D. et al. 2007, MNRAS, 381, L84
 Piatti, A.E., Santos Jr., J.F.C., Clariá, J.J. et al. 2001, MNRAS, 325, 792

PRESENTACIÓN ORAL

Estudio mineralógico de discos protoplanetarios en estrellas de tipo FU Orionis

E. Sainz^{1,2}, M. Gómez¹

(1) *Observatorio Astronómico de Córdoba*

(2) *Facultad de Matemáticas, Astronomía y Física*

Abstract. In this contribution we present mid-infrared (8-13 μm) spectra of eight FU Orionis (FUORs) objects: FU Ori, V1515 Cyg, OO Ser, ISO-ChaI 192, PP 13S, V1057 Cyg, L1551 IRS5, RNO 1B/1C, taken with T-ReCS and Michelle on the Gemini South and North telescopes, respectively. We carried out a qualitative initial mineralogical analysis of each spectrum. In general we observe a predominance of amorphous silicate grains at 9.7 μm in emission (FU Ori, V1515 Cyg) and in absorption (ISO-ChaI 192, PP 13S, OO Ser, L1551 IRS5, RNO 1B/1C). However, we also find crystalline silicate in emission.

Resumen. En esta contribución presentamos los espectros en el infrarrojo medio (8-13 μm) de ocho objetos de tipo FU Orionis (FUORs): FU Ori, V1515 Cyg, OO Ser, ISO-ChaI 192, PP 13S, V1057 Cyg, L1551 IRS5, RNO 1B/1C, obtenidos con los instrumentos T-ReCS y Michelle de los telescopios Gemini Sur y Norte, respectivamente. Realizamos un análisis mineralógico cualitativo inicial de cada uno de los espectros, en el cual observamos un predominio de granos de silicatos amorfos en 9.7 μm , tanto en emisión (FU Ori, V1515 Cyg) como en absorción (ISO-ChaI 192, PP 13S, OO Ser, L1551 IRS5, RNO 1B/1C). Sin embargo, también se observa perfiles en emisión de silicatos cristalinos.

1. Introducción

A lo largo de su etapa de formación, las estrellas sufren un incremento repentino de brillo conocido como estallido FU Orionis (FUOR). La estrella en formación aumenta de brillo hasta en 6 magnitudes en un período que varía desde unos pocos meses hasta unos pocos años, para luego decaer lentamente (~ 100 años) hasta regresar a su brillo antes del estallido. Los modelos actuales indican que el mismo se debe a una inestabilidad térmica en las regiones internas del disco (Frank et al. 1992). Durante un evento FU Orionis, la tasa de acreción de materia del disco aumenta hasta en 3 órdenes de magnitudes. El fenómeno FUOR es un evento recurrente en la etapa de formación de las estrellas (Hartmann 1998).

Los granos de polvo que componen los discos circunestelares sufren un proceso evolutivo en el cual predominan dos efectos: el aglutinamiento de los granos y la cristalización de los mismos. Este último se ve muy afectado por la tempe-

ratura del medio (Dorschner et al. 1995). Entre 1200 y 1900 K, el proceso de cristalización se produce de forma muy efectiva, casi inmediata. Las especies de granos que predominan en los discos de estrellas de pre-secuencia principal de baja masa son los olivinos de magnesio e hierro ($\text{Mg}_{2Y}\text{Fe}_{2-2Y}$, $0 \leq Y \leq 1$); mientras que los piroxenos ($\text{Mg}_X\text{Fe}_{1-X}$, $0 \leq X \leq 1$) son los que predominan en los discos de estrellas de masa intermedia (X e Y son parámetros de riqueza del Mg sobre el Fe). En nuestro análisis inicial estudiamos la presencia de olivinos amorfos (Mg_2SiO_4), olivinos y piroxenos cristalinos de magnesio puro: forsterita ($Y = 1$); y enstatita ($X = 1$).

2. Observaciones

Las observaciones fueron realizadas entre el primer semestre de 2005 y el segundo semestre de 2006 (ver Tabla 1) con los instrumentos T-ReCS y Michelle de los telescopios Gemini Sur y Norte respectivamente, en la modalidad de espectroscopía de baja resolución ($R \sim 100$) en la banda N (8 - 13 μm). En la Tabla 1 se indica, además, la Clase I o II de los objetos analizados (Lada 1987). La reducción se realizó con el paquete estándar de IRAF (*Image and Reduction Analysis Facility*) para observaciones de Gemini en el infrarrojo medio (paquete *midir*).

Objeto	Fecha	Instrumento	Telescopio	Clase
FU Ori	29/12/05	Michelle	Gemini N	II
ISO-ChaI 192	02/03/06	T-ReCS	Gemini S	I
	11/04/06			
L1551 IRS5	05/12/05	Michelle	Gemini N	I
PP 13S	25/08/05	Michelle	Gemini N	I
OO Ser	24/0805	Michelle	Gemini N	I
RNO 1B/1C	23/0805	Michelle	Gemini N	II
V1057 Cyg	24/0805	Michelle	Gemini N	II
V1515 Cyg	25/08/05	Michelle	Gemini N	II

Tabla 1. Objetos de tipo FU Orionis observados

3. Resultados

En la Figura 1 se muestran los ocho espectros obtenidos, normalizados al continuo (estimado vía interpolación lineal de los flujos cercanos a los extremos). Los coeficientes de absorción de la forsterita y de la enstatita fueron reescalados para cada espectro para estudiar la presencia de los principales perfiles de los silicatos en los espectros.

Podemos distinguir dos tipos de espectros atendiendo a la forma del perfil de los mismos alrededor de 10 μm . Por un lado, espectros que presentan una absorción de los silicatos amorfos (objetos de Clase I). Esto se debe a que estos objetos todavía se encuentran muy embebidos o incrustados en la nube molecular madre

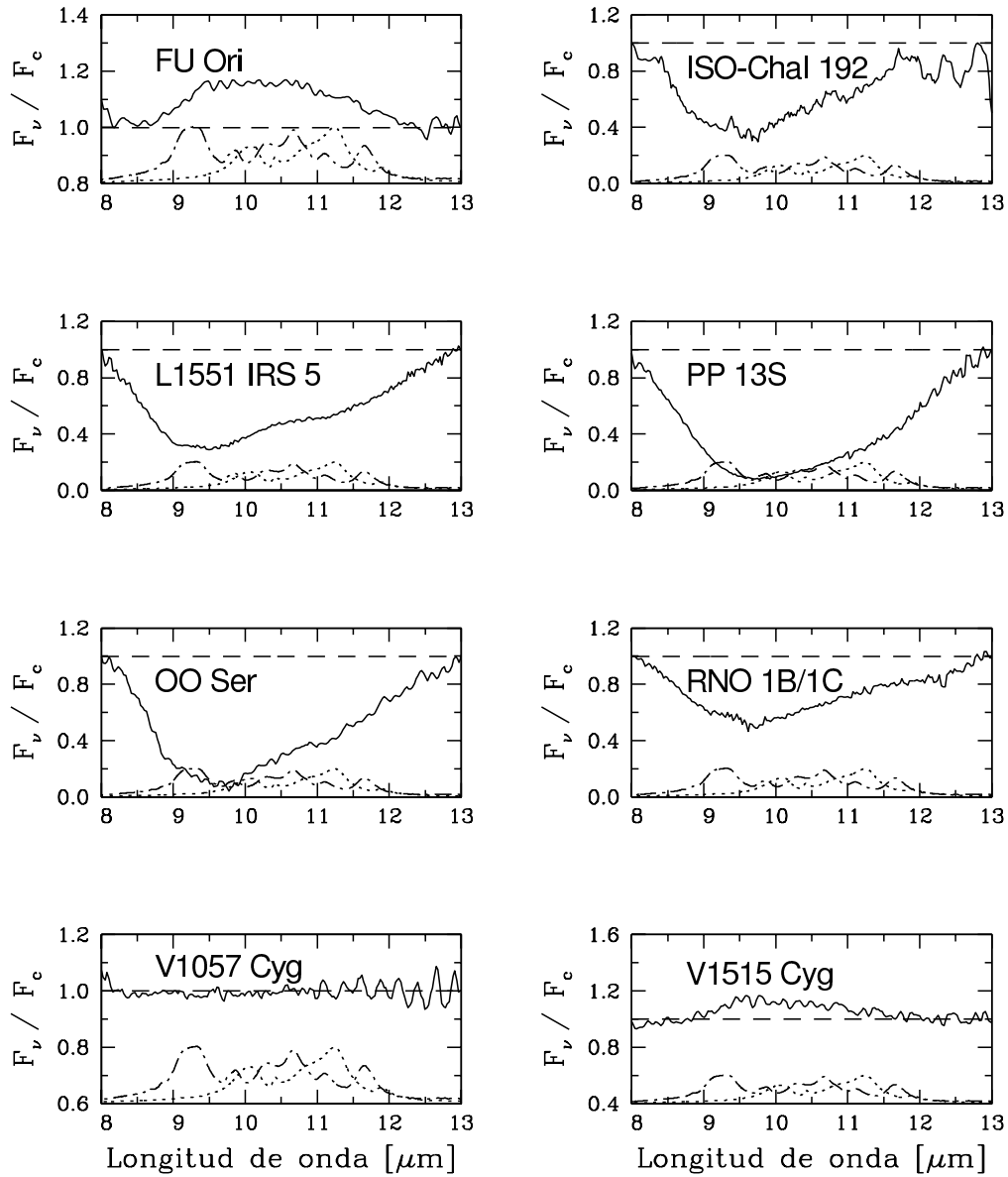


Figura 1. Espectros en el infrarrojo medio de los objetos observados. En línea continua se muestran los espectros de los objetos, normalizados al continuo (línea de rayas). En línea de puntos se muestra el coeficiente de absorción de la forsterita; y en línea de rayas y puntos, el de la enstatita.

($A_V \geq 10$). Y por otro lado, espectros que muestran el perfil en emisión (objetos de Clase II o tipo T Tauri ópticamente visibles) en los cuales se observa que predomina un perfil ensanchado, correspondiente a granos grandes ($< 2 \mu\text{m}$) provenientes de las regiones internas del disco, y no de la envoltura lo cual indicaría una evolución y un aglutinamiento de los granos.

ISO-ChaI 192 y OO Ser muestran perfiles característicos de la enstatita cristalina en $\sim 9.2 \mu\text{m}$ y $\sim 10.7 \mu\text{m}$, mientras que L1551 IRS5 y PP 13S no evidencian perfiles de granos cristalinos. Los objetos de Clase II muestran evidencia de cristalización en sus granos.

El perfil de absorción en el espectro de RNO 1B/1C no se debería a que este objeto estuviera aún embebido en la nube molecular, sino que sería un efecto producido por la inclinación del remanente de la envolvente respecto de la visual (inclinación del disco poca o casi nula); y es a través de ésta que estaríamos observando al objeto central. En el caso de V1057 Cyg, casi no se observa perfiles. Esto podría ser un indicio de que gran parte del polvo habría sido acretado, dejando, posiblemente, un disco de escombros o análogo del cinturón de Kuiper. Sin embargo no es posible decir mucho de la cristalización de los granos ya que el ruido del espectro disponible es considerable.

4. Síntesis y conclusiones

En esta contribución presentamos los espectros en el infrarrojo medio (8-13 μm) de ocho objetos tipo FU Orionis y analizamos de forma cualitativa los distintos rasgos espectrales. La profunda absorción en 9.7 μm es debida a la gran abundancia de silicatos amorfos sin procesamiento en el caso de los objetos de Clase I debido a la envolvente de la nube madre, mientras que los de Clase II muestran este perfil en emisión y con un pico ensanchado indicando un incipiente crecimiento de los granos. La absorción en el espectro de RNO 1B/1C sería por un efecto debido a la orientación del sistema respecto del observador.

Los espectros obtenidos evidencian, además, la presencia de algunos silicatos cristalinos (sobre todo enstatita), lo cual sugiere que el procesamiento del polvo interestelar comienza a edades muy tempranas de la estrella central. Consecuentemente, la formación planetaria comenzaría en etapas muy tempranas de la evolución estelar, contemporáneamente con el nacimiento de la misma estrella.

Referencias

- Dorschner, J., Begemann, B., Henning, Th., Jäger, C. & Mutschke, H. 1995, *A&A*, 300, 500
- Frank, J., King, A. & Raine, D. 1992, en *Accretion Power in Astrophysics*, 2nd Edition Cambridge University Press
- Hartmann, L. 1998, en *Accretion Process in Star Formation*, Cambridge University Press
- Lada, C. J. 1987, en *Star Forming Regions* (IAU Symp. 115), Eds M. Peimbert & J. Jugaku, Reidel, Dordrecht, pag. 1

PRESENTACIÓN MURAL

Integrated spectroscopy of 10 Galactic open clusters

A.V. Ahumada^{1,2,3}, J.J. Clariá^{2,3}, E. Bica⁴, M.C. Parisi^{2,3}, T. Palma^{2,3}

(1) *European Southern Observatory (ESO), Chile*

(2) *Observatorio Astronómico de la Universidad Nacional de Córdoba*

(3) *CONICET*

(4) *IF-UFRGS, Porto Alegre, Brazil*

Abstract. We present flux-calibrated integrated spectra for 10 concentrated Galactic open clusters located in the fourth quadrant of the Milky Way. The spectra were obtained at CASLEO (San Juan, Argentina) in the visual range. For one of the clusters: BH 202, we present for the first time its fundamental parameters. For the remaining clusters we provide independent information of that derived from colour magnitude diagram studies. Using the equivalent widths of the Balmer lines and comparing the cluster spectra with solar-metallicity template spectra of Galactic star clusters with known properties, we derive both foreground $E(B-V)$ colour excesses and ages for the whole sample.

Resumen. Presentamos los resultados obtenidos para 10 cúmulos abiertos de pequeño diámetro angular ubicados en el cuarto cuadrante de nuestra Galaxia. Los espectros obtenidos en el CASLEO (San Juan, Argentina) cubren la región visual del espectro electromagnético. Para un cúmulo de la muestra seleccionada: BH 202, presentamos por primera vez sus parámetros fundamentales. Para el resto de la muestra presentamos información independiente de la derivada a partir de estudios basados en el análisis de diagramas color-magnitud. En base a mediciones de anchos equivalentes de las primeras líneas de Balmer y a comparaciones efectuadas con espectros patrones, determinamos excesos de color $E(B-V)$ y edades para todos los cúmulos estelares de la muestra.

1. Introduction

Star clusters are the building block of galaxies. In particular, Galactic open clusters (OCs) present fossil traces of the complex history of our Galaxy. They are important to study the properties of the Galactic disc (GD), since they offer information e.g. on age and on the metallicity evolution, both in space and time. In fact, OCs are found in different regions of the GD, cover a large interval in age and in metallicity. Moreover, their ages and distances are much more accurate than for any other disc object. In some cases, BVI photometry proved to be a valuable tool to obtain the cluster fundamental parameters (e.g., Piatti et al. 2007). In other cases, CCD BVI photometry was supplemented with CCD or photoelectric Washington photometric data to determine mainly cluster

metal content (e.g., Clariá et al. 2007). In addition, integrated spectroscopy has proved to be highly useful to obtain complementary data about reddening, age (Palma et al. 2008), and even metallicity of small angular diameter OCs (e.g., Ahumada et al. 2000).

2. Spectroscopic observations and analysis of the spectra

As part of a program of systematic observation of small angular diameter OCs, we determine here foreground reddening and age for a sample of 10 OCs. The designation of the clusters in different catalogs together with their equatorial and Galactic coordinates are given in Table 1. Integrated spectra of these clusters were obtained with the “*Jorge Sahade*” 2.15 m telescope at Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO, San Juan, Argentina), using the REOSC spectrograph and a CCD Tektronix chip of 1024x1024 pixels. We used a grating of 300 grooves/mm producing an average dispersion of $\sim 3.4 \text{ \AA}/\text{pixel}$. The slit width was $4.2''$, providing a resolution (FWHM) of $\sim 14 \text{ \AA}$.

The reduction of the spectra was carried out with the *IRAF*¹ package at the *European Southern Observatory*, Santiago, Chile. In Figure 1 we present the flux-calibrated integrated spectra of the whole sample.

A first reddening independent age estimate was obtained from the equivalent widths (EWs) of the Balmer lines by interpolating these values in the calibration of Bica & Alloin (1986). Then, an appropriate set of template spectra was selected from the libraries of Piatti et al. (2002) and Ahumada et al. (2007) according to the age provided by the EWs of the Balmer lines. Finally, reddening and template were varied to get the best match of continuum and lines of the observed spectrum to that of the template that most resembles it. To perform reddening corrections, we used the normal reddening law (Seaton 1979).

3. Age and reddening values

The parameters determined for the 10 OCs are shown in Table 1. The colour excess derived for the whole sample range from 0.05 (NGC 4609) to 0.60 (NGC 4463), while the ages vary from 30 Myr (Sher 1 and NGC 4463) to ~ 2.5 Gyr (Rup 107). Within an expected range of uncertainties, the ages derived here agree with those given in the literature.

As far as we know, BH 202 has not been previously studied. This fact prompted us to show some details of this concentrated cluster to illustrate the template matching method. Figure 2 presents BH 202 observed spectrum, the reddening corrected spectrum and Piatti et al.’s (2002) 1 Gyr template spectrum that best matches the one being studied. The age of the chosen template is compatible with the one determined by the EWs of the Balmer lines (Table 1). In addition, we obtained an individual spectrum of the star that dominates the integrated light of BH 202: HD 322308. Once this spectrum was corrected according to the

¹*IRAF* is distributed by the National Optical Astronomy Observatory, which is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy (AURA) under cooperative agreement with the National Science Foundation

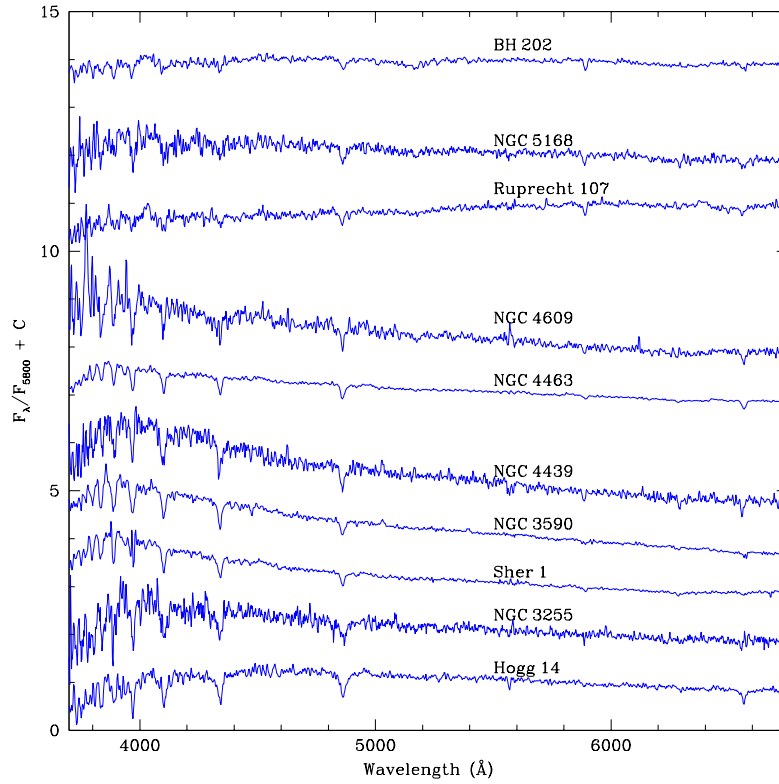


Figure 1. Observed integrated spectra of 10 OCs. Spectra are in relative F_λ units normalized at $\lambda \sim 5800 \text{ \AA}$. Constants have been added to the spectra for clarity, except for the bottom one.

cluster reddening [$E(B-V) = 0.10$], we found that it shows a perfect match to the K4 V template of the library of Silva & Cornell (1985).

Table 1. Reddening and age determinations

Cluster	α_{2000} h:m:s	δ_{2000} o : ' : "	l o	b o	$E(B-V)$ mag	τ_{Balmer} Myr	$\tau_{Template}$ Myr
NGC 3255, BH 96	10:26:31	-60:40:36	286.089	-2.635	0.10	500	200-350
Sher 1	11:01:04	-60:14:00	289.637	-0.242	0.45	10-50	30
NGC 3590, BH 114	11:12:59	-60:47:18	291.204	-0.178	0.25	10-50	40
NGC 4439, BH 134	12:28:27	-60:06:18	300.068	+2.639	0.20	10-50	40
Hogg 14	12:28:36	-59:49:00	300.061	+2.928	0.29	400	200-350
NGC 4463, BH 135	12:29:56	-64:47:24	300.643	-2.014	0.60	10-50	30
NGC 4609, BH 138	12:42:18	-62:59:42	301.895	-0.142	0.05	50-100	100-150
Rup 107, BH 146	13:19:46	-64:57:00	305.927	-2.243	0.15	1000-5000	3000-4000
					0.40		1000
NGC 5168, BH 147	13:31:06	-60:56:24	307.732	+1.562	0.25	50-100	100-150
BH 202	16:55:18	-40:57:00	344.280	+01.57	0.10	1000-5000	1000

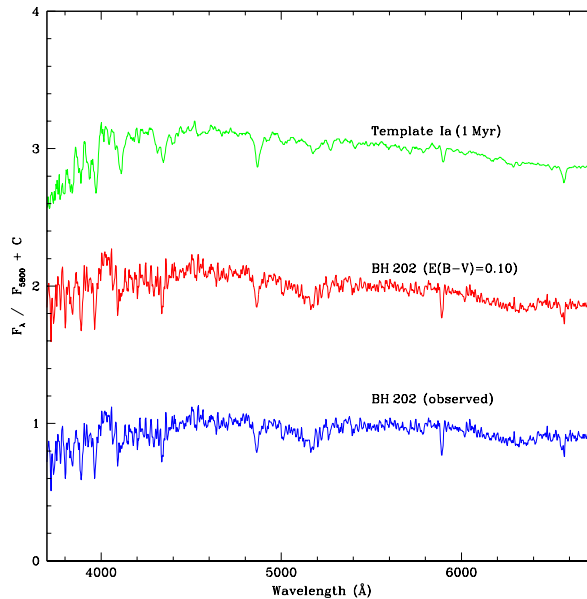


Figure 2. The observed integrated spectrum of BH 202 (bottom), the spectrum corrected by $E(B-V) = 0.10$ (middle) and the Ia 1 Gyr template (top).

Acknowledgments. We thank the staff at CASLEO for their hospitality and assistance during the observations. The authors acknowledge use of the CCD and data acquisition system supported under U.S. National Science Foundation grant AST-90-15827 to R.M. Rich. We gratefully acknowledge financial support from the CONICET and SeCyT (UNC). This research has made use of the SIMBAD database, operated at CDS, Strasbourg, France, and the WEBDA database, operated at the Institute for Astronomy of the University of Vienna.

References

- Ahumada, A.V., Clariá, J.J., & Bica, E. 2007, *A&A*, 473, 437
 Ahumada, A.V., Clariá, J.J., Bica, & E. Piatti, A.E. 2000, *A&AS*, 141, 79
 Bica, E., & Alloin, D. 1986, *A&AS*, 66, 171
 Clariá, J.J., Piatti, A.E., Parisi, M.C., & Ahumada, A.V. 2007, *MNRAS*, 379, 159
 Palma, T., Ahumada, A.V., Clariá, J.J., & Bica, E. 2008, *AN* 329, 392
 Piatti, A.E., Bica, E., Clariá, J.J., Santos Jr., J.F.C., & Ahumada, A.V. 2002, *MNRAS*, 335, 233
 Piatti, A.E., Clariá, J.J., Mermilliod, J.-C., Parisi, M.C., & Ahumada, A.V. 2007, *MNRAS*, 377, 1737
 Seaton, M.J. 1979, *MNRAS*, 187, 73p
 Silva, D.R., & Cornell, M.E. 1992, *ApJS*, 81, 865

PRESENTACIÓN MURAL

Flickering en RS Ophiuchi

E. Brandi^{1,2,3}, L.G. García^{1,2}, C. Quiroga^{1,2}, O.E. Ferrer^{1,4}

(1) Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas - UNLP

(2) Instituto de Astrofísica de La Plata-CCT La Plata CONICET - UNLP)

(3) Comisión de Investigaciones Científicas de la Prov. de Buenos Aires (CIC)

(4) Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas (CONICET)

Abstract. This paper presents an analysis of flickering in the symbiotic binary RS Oph. We find that the fast photometric variations, mainly at the *B* band, are associated with the orbital motion of the binary. A maximum in the amplitude of flickering is observed at phases 0.0–0.2, when important spectral changes in both the continuum and absorption lines occur.

Resumen. Presentamos un análisis de las variaciones fotométricas rápidas (*flickering*) de la binaria simbiótica RS Oph. Encontramos que las variaciones, especialmente en la banda B, están asociadas al movimiento orbital observándose un máximo en la amplitud del *flickering* en las fases 0.0–0.2. En esas mismas fases ocurren también importantes cambios espectrales en el continuo y la intensidad de las líneas.

1. Introducción

RS Oph es una nova recurrente simbiótica conformada por una gigante roja y una enana blanca, cuya masa es cercana al límite de Chandrasekhar. Se la considera como posible precursora de una supernova Ia. El sistema binario es no eclipsante con un período orbital de 453.6 días (Brandi et al., 2008).

Se han registrado seis explosiones de este sistema con un tiempo de recurrencia de aproximadamente 20 años, siendo el más reciente el ocurrido el 12 de febrero de 2006. Las explosiones son provocadas por procesos termonucleares en el material acretaado en la superficie de la enana blanca y proveniente de la gigante roja.

RS Oph presenta variaciones fotométricas rápidas, del orden de minutos (*flickering*), las cuales son de mayor amplitud hacia las longitudes de onda cortas, y estarían asociadas con el proceso de acreción sobre la componente caliente. La actividad de *flickering*, estudiada por varios autores, fue siempre detectada, excepto 117 días después de la última erupción, cuando Zamanov et al. (2006) no observaron ninguna variación superior a 0.03 mag en la banda B, significando que el disco de acreción alrededor de la enana blanca fué destruido durante la

Tabla 1. Observaciones fotométricas rápidas de RS Oph

Fecha	JD 2450000+	Fase (\dagger)	t [min]	$\Delta\text{mag}(\sigma)(\star)$						
				<i>U</i>	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	<i>G</i>	<i>J</i>
May1999	1312.78	0.82	60	0.26 (0.06)	0.18 (0.04)	0.06 (0.01)	0.06 (0.01)	0.06 (0.01)	0.06 (0.01)	0.06 (0.01)
Abr2001	2027.85	0.40	64	–	0.19 (0.04)	0.06 (0.02)	0.06 (0.02)	0.06 (0.02)	0.06 (0.02)	0.06 (0.02)
Jul2003	2849.71	0.21	85	0.24 (0.06)	0.17 (0.04)	0.06 (0.02)	0.06 (0.02)	0.09 (0.02)	0.09 (0.02)	0.09 (0.02)
Ago2003	2858.59	0.23	63	0.16 (0.04)	0.13 (0.03)	0.07 (0.02)	0.07 (0.02)	0.06 (0.01)	0.06 (0.01)	0.06 (0.01)
May2005	3495.87	0.63	62	0.15 (0.03)	0.10 (0.02)	0.04 (0.01)	0.04 (0.01)	0.04 (0.01)	0.04 (0.01)	0.04 (0.01)
Ago2005	3594.66	0.85	67	0.31 (0.07)	0.22 (0.05)	0.34 (0.11)	0.07 (0.01)	0.07 (0.01)	0.07 (0.01)	0.07 (0.01)
May2007	4235.82	0.26	93	0.23 (0.06)	0.16 (0.05)	0.11 (0.03)	0.11 (0.03)	0.11 (0.03)	0.11 (0.03)	0.11 (0.03)

(\dagger) las fases fueron calculadas según $T_{conj} = 2445043,54 + 453,6E$ (Brandi et al., 2008); (\star) La curva de luz en *I* fue substraída de las curvas *UBVR*.

erupción. Más tarde, 241 días después de la explosión, Worters et al. (2007) indicaron que el *flickering* había reaparecido, dando así una señal de que se había restablecido el mecanismo de acreción.

2. Observaciones

Se realizaron observaciones de fotometría rápida diferencial con el Fotopolarímetro FOTOR y el telescopio de 2.15 m *Jorge Sahade* del CASLEO. El instrumento permite medidas simultáneas de polarización e intensidad en las cinco bandas *UBVRI*. Se usan dos canales para medidas sincrónicas de la estrella y *background*, lo cual hace posible compensar efectos de radiación alta y variable de fondo.

Se observaron estrellas standards fotométricas regularmente cada noche, antes y después de la integración del objeto a estudiar. Para un ciclo completo en cada filtro, se alcanza una resolución temporal de 10 segundos y el tiempo típico de integración fue del orden de una hora. Las observaciones de *flickering* realizadas durante siete turnos de observación, se detallan en la Tabla 1.

Se dispone además de una buena cantidad de espectros de RS Oph obtenidos entre 1998-2007 con el espectrógrafo Reosc-DC del CASLEO y cuatro espectros de alta resolución (R=60000) obtenidos con el espectrógrafo FEROS y el telescopio de 2.2 m en el ESO, La Silla, en mayo y junio de 2008.

3. *Flickering* y variaciones espectrales

Nuestras observaciones de *flickering* muestran una variabilidad que es siempre mayor hacia las cortas longitudes de onda (ver Fig. 1, panel izquierdo). Suponiendo que la luz en la banda *I* no varía significativamente, la usamos para eliminar efectos espúreos a la variabilidad intrínseca en las otras bandas *UBVR*. Una vez aplicada esta corrección obtuvimos la amplitud de variación Δm en cada filtro como la diferencia entre el máximo y mínimo de magnitud en el intervalo observado. En la Tabla 1 se indican los valores Δm y la desviación standard σ para cada filtro *UBVR*.

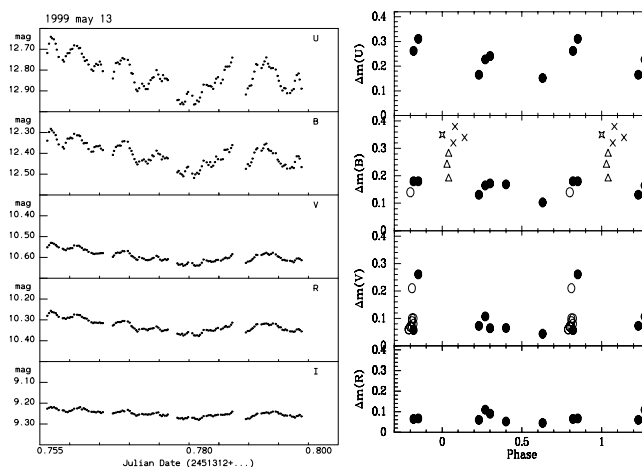


Figura 1. *Izquierda:* Las observaciones de *flickering* muestran una variabilidad que es siempre mayor hacia las cortas longitudes de onda. *Derecha:* Δm en las bandas *UBVR* versus las fases orbitales de RS Oph. Las amplitudes de *flickering* tomadas de la literatura son: Bruch (1992) (*cruces*); Dobrzycka (1996) (*triángulos*); Sokolowski et al. (2001) (*asterisco*) y Worters et al. (2007) (*círculos vacíos*). Los círculos llenos corresponden al presente trabajo.

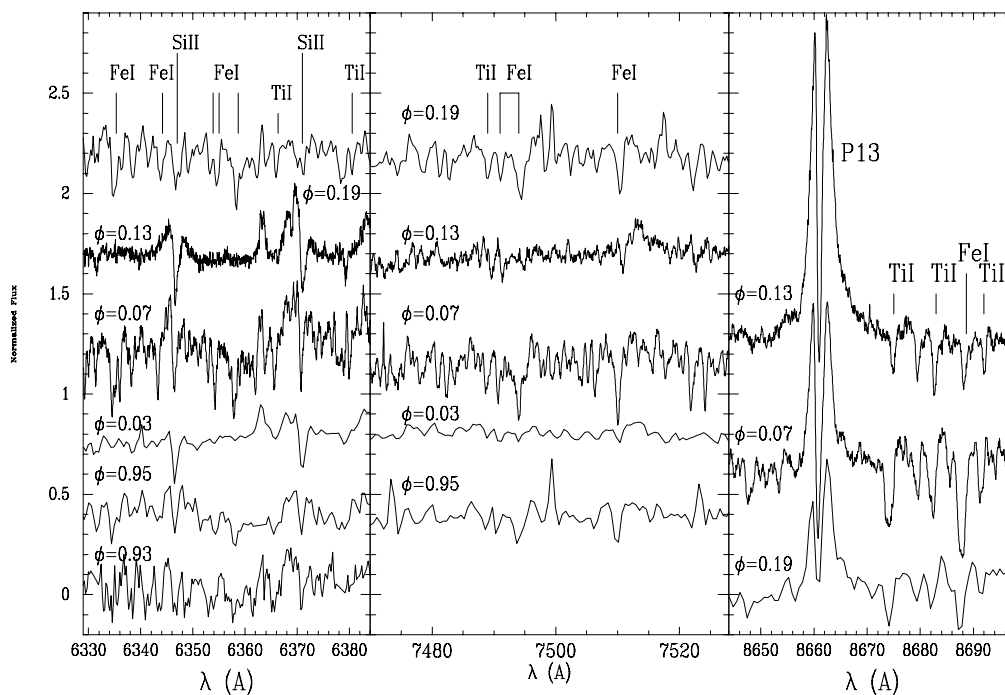


Figura 2. Se observan importantes cambios en la intensidad de las líneas de absorción del espectro de la gigante M. *Panel izquierdo:* Las líneas de Fe I y Ti I están ausentes en fases 0.03 (mayo 2003) y 0.13 (junio 2008). *Paneles central y derecho:* Los mismos elementos presentan un menor debilitamiento de las líneas hacia las largas longitudes de onda.

Un resultado importante que surge de nuestro estudio es que reuniendo nuestras observaciones con las publicadas por otros autores, las variaciones de *flickering* están asociadas con las fases orbitales de la binaria. Especialmente en la banda *B*, las amplitudes son mayores entre fases 0.0-0.2, después de la conjunción, cuando la gigante roja está entre el observador y la compañera enana blanca. Se observa que en el resto de las fases las amplitudes decaen notablemente (ver Fig. 1, panel derecho).

Por otro lado en la Fig. 2 se muestran importantes cambios espectroscópicos que ocurren en ese mismo intervalo de fases. Los espectros FEROS de fases 0.07 (mayo 2008) y 0.13 (junio 2008), muestran una importante variación en las líneas de absorción. En fase 0.13 las líneas de elementos neutros, correspondientes a la gigante M, disminuyen en intensidad siendo el efecto más importante hacia las cortas longitudes de onda, como si un continuo azul adicional provocara un "velado" del espectro tipo M.

Se observa además en la misma fase 0.13 que las líneas de FeII, SiII y TiII, que se formarían en la corriente gaseosa (Brandi et al. 2008), presentan una absorción central profunda, indicando un aumento en la opacidad del material donde se forman y una velocidad radial más positiva. Esto indicaría que estamos viendo en la dirección de la corriente gaseosa que va desde la gigante roja a la componente caliente, alejándose por el punto lagrangiano L_1 .

Nótese en la Fig. 2 (paneles izquierdo y central) que los mismos efectos son observados también en fase 0.03 (mayo de 2003). Este cambio en la fase podría deberse a cambios de un ciclo a otro de la binaria. La época ahora es anterior a la erupción del 2006 y desde entonces han ocurrido cambios en la estructura gaseosa circumbinaria.

Continuaremos con el estudio de este sistema reuniendo mayor cantidad de datos observacionales y comparando con los modelos standards utilizados para las variables cataclísmicas, para poder decidir cuál es el origen del continuo caliente adicional presente en fase 0.13 y su relación con una mayor amplitud en las variaciones de *flickering*.

Agradecimientos. Agradecemos especialmente a los Dres. Nidia Morrell y Rodolfo Barbá por la adquisición de los espectros FEROS en mayo y junio de 2008.

Referencias

- Brandi, E., Quiroga, C., Mikolajewska, Ferrer, O.E., García, L.G., 2008 A&A (aceptado)
 Bruch, A. 1992, A&A, 266, 237
 Dobrzycka, D., Kenyon, S., Milone, A.A.E. 1996, AJ, 111, 414
 Sokoloski, J.L., Bildsten, L., Ho, W.C.G. 2001, MNRAS, 326, 553
 Worters, H.L., Eyres, S.P.S., Bromage, G.E., Osborne, J.P. 2007, MNRAS 379, 1557
 Zamanov, R.; Panov, K.; Boer, M.; Coroller, H. Le 2006, The Astronomer's Telegram
 832

PRESENTACIÓN MURAL

Multi-cycle chromospheric activity in II Peg and V711 Tau

A. P. Buccino¹ and P. J. D. Mauas¹

(1) *Instituto de Astronomía y Física del Espacio (IAFE)*

Abstract. In this work, we studied the Mount Wilson indexes we obtained indirectly from both IUE high and low-resolution spectra of the RS CVn-type systems II Peg (K2IV) and V711 Tau (K1IV+G5V). For both systems, we found a long-term chromospheric activity cycle related to the mean level of activity of the primary star and a shorter cycle associated to the non-axisymmetric redistribution of active regions on its surface

Resumen. En este trabajo estudiamos el índice de Mount Wilson derivado de espectros IUE de alta y baja resolución de los sistemas binarios de tipo RS CVn: II Peg (K2IV) y V711 Tau (K1IV+G5V). En ambos sistemas detectamos un ciclo de actividad de largo plazo relacionado con el nivel medio de actividad de la estrella primaria y otro ciclo más corto vinculado a la distribución no axisimétrica de las regiones activas sobre su superficie.

1. Introduction

RS CVn-type stars are binary systems where the most massive primary component is a G-K giant or subgiant and the secondary a subgiant or dwarf of spectral classes G to M. These systems are well known due to their strong chromospheric plages, coronal X-ray emission, and strong flares in the optical, UV, radio, and X-ray.

Most long-term stellar activity studies of RS CVn-type stars are derived from the easily detected optical photometric variations produced by their long-lived large spots. In general, these studies concluded that the mean activity level of RS CVn-type stars present a cyclic pattern similar to the 11-year solar cycle. On the other hand, they found that large starspots tend to appear always at particular longitudes, called “active longitudes” (ALs), which are generally separated by 180° on average and differ in their level of activity. (14) found that the dominant activity switches periodically from one active longitude to the other in most RS CVn stars. This type of stellar activity cycle, known as “flip-flop cycle”, is mainly related to the non-axisymmetric redistribution of spotted area.

2. Observations

The *International Ultraviolet Explorer (IUE)* database provides a large number of UV high and low-resolution spectra of RS CVn-type stars. Furthermore, IUE

monitored these stars continuously during several seasons. In most cases, the observations were aimed at uniform coverage with respect to orbital phase over more than one rotation period in each season.

In the present work, we have measured the Mg II line-core fluxes on the UV low and high-resolution spectra of two RS CVn-type stars observed by IUE and then converted the fluxes to the Mount Wilson index S (15; 16). For each star, we analyzed the mean annual index $\langle S \rangle$ with the Lomb-Scargle periodogram (21; 19) to search for a long-term chromospheric cycle. Following (17), we obtained the rotational modulation of the S -index for several seasons by fitting the light-curves with a harmonic function. We analyzed the amplitude of each curve with the Lomb-Scargle periodogram to search for a chromospheric flip-flop cycle.

3. RS CVn-type systems

In Table 1, we list the main physical parameters of the RS CVn-type systems studied in this work: spectral type and class (Col. 2), colour $B - V$ (Col. 3), rotation period P_{rot} (Col. 4) and inclination angle i (Col. 5).

Star Name	HD	Sp. type & class	$B - V$	P_{rot} (days)	i (deg)
V711 Tau	22468	K1IV+G5V	0.85	2.837	33
II Peg	224085	K2IV	1.01	6.724	60

Tabla 1. Physical parameters of the RS CVn systems studied.

3.1. II Peg-HD 224085

HD 224085 (II Peg) is a single-lined RS CVn-binary system composed by a K2IV star and an unseen companion of an estimated spectral class M0-M3V (13).

In Fig. 1 we plot the Mount Wilson index S derived from the IUE high and low resolution spectra obtained between 1979 and 1995.

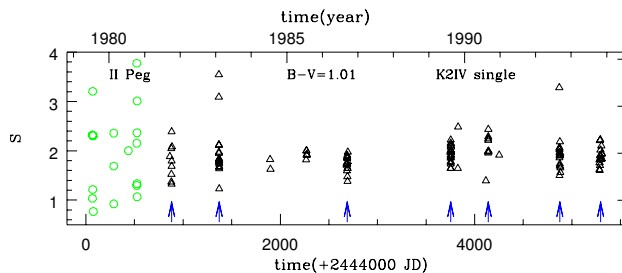


Figura 1. II Peg-HD 224085. Mount Wilson index S derived from the IUE high resolution spectra (Δ), and from the IUE low resolution spectra (\circ). Arrows indicate the seasons for which we analyzed the modulation.

To search for cyclic patterns in the chromospheric data, we first studied the mean annual index $\langle S \rangle$ of the data plotted in Fig. 1 as a function of time with

the Lomb-Scargle periodogram. We obtained a peak at 7741 days (~ 21 years) with a Monte Carlo false alarm probability (FAP) of 10 %.

Secondly, we analyzed the rotational modulation of the index S during the seasons indicated with arrows in Fig. 3. To do so, we phased each season's light-curve S vs. time with the 6.724-day rotation period (see Fig. 2) and we fitted each set of data with the harmonic function: $a_0 + a_1 \cos(2\pi\phi) + a_2$ (17).

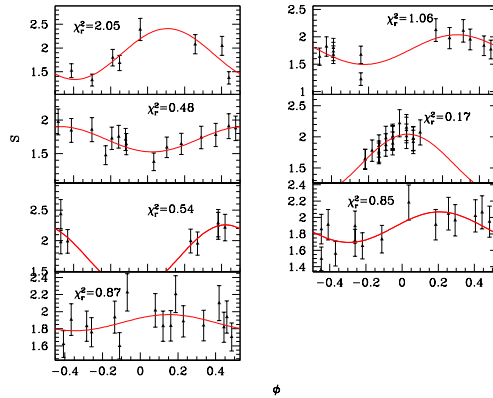


Figure 2. Variability on II Peg. Light curves S vs. ϕ of the datasets indicated with arrows in Fig. 1, the harmonic curve that best fit the data and the reduced χ^2 of the fit.

We analyzed the amplitude $A = \sqrt{a_1^2 + a_2^2}$ against time with the Lomb-Scargle periodogram and we obtained a cyclic pattern of 3310 ± 253 days (9.07 ± 0.69 years) with a Monte Carlo FAP of 7 %. This periodic behaviour seems to be well correlated with the flip-flop cycle of 9.30-year period obtained by Berdyugina and Tuominen (1998) for the spot activity.

3.2. V711 Tau-HD 22468

HD 22468 (HR 1099, V711 Tau) is one of the most active RS CVn non-eclipsing spectroscopic binary system, consisting of a K1 subgiant primary and a G5 dwarf secondary in a 2.837 day-orbit.

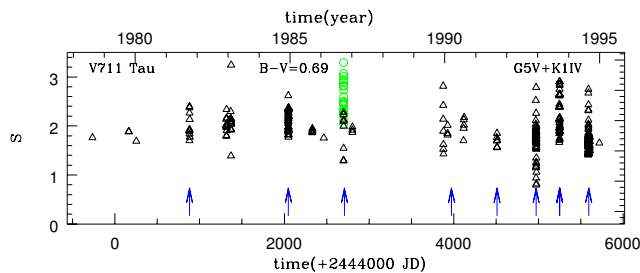


Figure 3. V711 Tau-HD 22468. Symbols as in Fig. 1

In Fig. 3 we plot the indexes S for this star, for which we obtained a mean Mount Wilson index $\langle S \rangle = 1.86$ from 1978 to 1995.

We analyzed the mean annual $\langle S \rangle$ as a function of time with the Lomb-Scargle periodogram and we obtained a peak at 6589 days (± 1170 days) with a FAP of 1%. This period of $18,05 \pm 3,21$ years is in concordance with the ones reported in the literature (18; 20; 12).

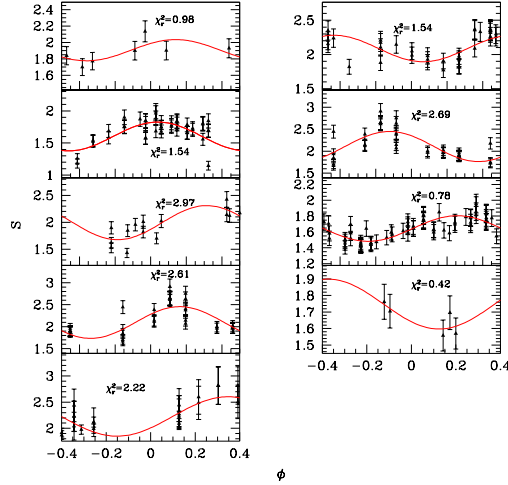


Figura 4. Variability on V711 Tau. Light curves S vs. ϕ of the datasets indicated with arrows in Fig. 3, the harmonic curve that best fit the data and the reduced χ^2 of the fit.

On the other hand, we analyzed the amplitude of rotational modulation of the datasets indicated with arrows in Fig. 3 in time with the Lomb-Scargle periodogram. We obtained a cyclic pattern in the amplitude A of the curves plotted in Fig. 4 with a period of 1207 ± 45 days (~ 3.3 years) of 5% FAP, which is consistent with the one obtained by (20) for the spot activity.

Referencias

- Berdyugina, S. V. & Henry, G. W. 2007, ApJ, 659, L157
 Berdyugina, S. V., Jankov, S., Ilyin, I., Tuominen, I., & Fekel, F. C. 1998, A&A, 334, 863
 Berdyugina, S. V. & Tuominen, I. 1998, A&A, 336, L25
 Buccino, A. P. & Mauas, P. J. D. 2006, BAAA, 49, 136
 Buccino, A. P. & Mauas, P. J. D. 2008, A&A, 483, 903
 Díaz, R. F., González, J. F., Cincunegui, C., & Mauas, P. J. D. 2007, A&A, 474, 345
 Henry, G. W., Eaton, J. A., Hamer, J., & Hall, D. S. 1995, ApJS, 97, 513
 Horne, J. H. & Baliunas, S. L. 1986, ApJ, 302, 757
 Lanza, A. F., Piluso, N., Rodonò, M., Messina, S., & Cutispoto, G. 2006, A&A, 455, 595
 Scargle, J. D. 1982, ApJ, 263, 835

PRESENTACIÓN MURAL

Photometric observations and Coravel radial velocities of red giant candidates in open clusters

J.J. Clariá^{1,3}, A.E. Piatti^{2,3}, J.-C. Mermilliod⁴, T. Palma^{1,3}

(1) *Observatorio Astronómico, Universidad Nacional de Córdoba, Argentina*

(2) *IAFE, Buenos Aires, Argentina*

(3) *CONICET*

(4) *Laboratoire d'Astrophysique de l'École polytechnique fédérale de Lausanne, Switzerland*

Abstract. We present high precision multicolour photoelectric photometry together with Coravel radial-velocity data for a sample of red giant (RG) candidates in nine Galactic open clusters. Nearly 82% of the analyzed stars are found to be cluster RGs from photometric criteria, in excellent agreement with the Coravel membership probabilities. $E(B - V)$ colour excesses, effective temperatures and metallicities are derived for the cluster giants. A new spectroscopic binary was discovered among the RGs of NGC 2482.

Resumen. Presentamos fotometría fotoeléctrica multicolor de alta precisión y velocidades radiales (VRs) Coravel para una muestra de candidatas a gigantes rojas (GRs) en nueve cúmulos abiertos galácticos. Encontramos que aproximadamente el 82% de las estrellas analizadas son GRs de los cúmulos, de acuerdo a criterios fotométricos, en excelente acuerdo con los resultados inferidos a partir de las VRs Coravel. Se determinan excesos de color $E(B - V)$, temperaturas efectivas y metalicidades para las gigantes de los cúmulos. Una nueva binaria espectroscópica fue descubierta entre las GRs de NGC 2482.

1. The observational material

The *DDO* system is a powerful tool to derive metallicities of population I and II red giants (RGs) (Piatti et al. 1993; Clariá et al. 1994a), to provide $E(B - V)$ colour excesses (Janes 1977), to predict MK spectral types and to estimate effective temperatures (Clariá et al. 1994b). When combined with *BV* data, *DDO* measurements allow us to separate fairly accurately cluster members from red field stars (Clariá & Lapasset 1983). We present here photoelectric *DDO* photometry of 33 RG candidates located in the field of nine selected open clusters (OCs). Photoelectric *UBV* measurements have also been obtained for 24 of these stars. These data are supplemented with Washington photometry of six G and K stars of Ruprecht 97. The observations were performed during several observing runs at Cerro Tololo Inter-American (CTIO) and La Silla (ESO) ob-

servatories. Single channel photometers, pulse-counting electronics and dry-ice cooled photomultipliers were used. Radial velocities (RVs) for 13 RG candidates in NGC 2437, NGC 2482, NGC 2546 and NGC 6425 were also obtained with the Coravel instrument at La Silla.

2. Reddening and cluster membership

$E(B - V)$ colour excesses were estimated by applying the method described by Janes (1977). To correct for reddening the CMT_1T_2 observations in Ruprecht 97, we adopted $E(B - V) = 0.21$ (van den Bergh et al. 1976). To separate red field stars from the physical members of the clusters, we applied two photometric criteria (Clariá & Lapasset 1983). We assigned membership status for 51 late-type stars and found that 42 stars are very likely cluster members, 2 stars are probable members, while the remaining 7 ones should be considered red field stars. A comparison between the photometric and kinematic (Coravel) membership results shows excellent agreement.

Table 1. Mean cluster abundances

Cluster	ΔCN	σ	[Fe/H]	σ	N	I
NGC 2360	0.01	0.01	-0.12	0.03	13	2.2
NGC 2433	0.05	0.01	0.03	0.03	8	2.4
NGC 2437	0.00	0.04	-0.16	0.11	2	2.5
NGC 2482	0.08	0.01	0.14	0.04	3	3.0
NGC 2546	0.07	0.02	0.11	0.09	2	3.0
Ruprecht 97	-	-	-0.03	0.03	2	-
Lodén 807	-0.01	0.02	-0.19	0.06	2	3.0
NGC 6425	0.11	0.01	0.25	0.04	2	2.5
NGC 6633	0.04	0.01	-0.01	0.03	5	2.0

3. Effective temperatures and metallicities

Clariá et al. (1994b, hereafter CPL) established an empirical *DDO* effective temperature calibration for G and K stars. Using this calibration, we derived effective temperatures for all cluster giants and we even made rough estimates for some non-members. These temperatures should prove useful for future studies, for example as input temperatures for model atmosphere analysis of high dispersion spectroscopy or for the construction of colour-magnitude diagrams (CMDs) for comparison with theoretical giant branch models. The *DDO* system has also proved very useful to determine metallicities of G and K giants. For the RGs confirmed as cluster members, we derived the *DDO* cyanogen anomaly index ΔCN and the corresponding [Fe/H] value by applying the method described by Piatti et al. (1993, PCM). Once the "normal" *DDO* colours were obtained, the corresponding MK spectral types and effective temperatures were determined from the calibration of CPL. The resulting mean cluster abundances are shown in Table 1, whose columns give in succession the cluster designation, the mean value of ΔCN and its standard deviation of the mean, the derived

cluster abundance and its formal uncertainty, the number N of RGs used to derive metallicity and, finally, the average number I of iterations performed until the $[\text{Fe}/\text{H}]$ converged within 0.01 dex. To derive the metallicity of Ruprecht 97 using the Washington data, we applied the method described by Geisler et al. (1991).

4. Discussion on individual clusters

NGC 2360: Coravel RVs measured by Mermilliod & Mayor (1990) for 24 RG candidates yielded 20 cluster members. These results are in excellent agreement with those derived here from the photometric criteria. The only discrepancy is star 44 (Becker et al. 1976), a Coravel member which is found to be a photometric non-member. The mean reddening derived from the RGs is $\langle E(B - V) \rangle = 0.11 \pm 0.02$. The average value of the cyanogen strength index from 14 RG members is $\langle \Delta\text{CN} \rangle = 0.00 \pm 0.01$, which implies $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.16 \pm 0.04$, if equation (2) of PCM is used.

NGC 2437: Stars 29 and 242 (Cuffey 1941) were found to be cluster members according to the photometric criteria, in excellent agreement with the Coravel data. The suspected variable star 174 (Cuffey 1941), a Coravel cluster member, is here considered to be a probable member. The mean reddening from stars 29, 174 and 242 shows good agreement with previous reddening determinations. Unfortunately, the spectroscopic binary 242 lies outside the range of PCM's calibration. The mean *DDO* metal abundance from stars 29 and 174, i.e., $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.16 \pm 0.03$, has been adopted for the cluster.

NGC 2482: Star 7 (Moffat & Vogt 1975) has been discovered to be a new spectroscopic binary (SB) from the Coravel RV observations, while star 23 has been previously reported as a SB by Mermilliod et al. (2007). The average reddening value of three cluster members is $\Delta\text{CN} = 0.08 \pm 0.01$, equivalent to $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.14 \pm 0.04$ (PCM).

NGC 2546: Although the photometric membership of stars 99 and 356 (Lindoff 1968) is confirmed here, their individual metallicities are quite discordant. If these two stars were indeed cluster members, their average value for the cyanogen anomaly would be $\Delta\text{CN} = 0.04 \pm 0.06$, which would lead to $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.0 \pm 0.2$, if equation (8) of PCM is used.

Ruprecht 97: Six late-type stars in the cluster field were observed in the Washington system. To derive the cluster metal content, we applied the method proposed by Geisler et al. (1991, GCM). The resulting mean metallicities and their corresponding standard deviations from three assumed cluster giant members are: $[\text{Fe}/\text{H}]_1 = -0.16 \pm 0.11$, $[\text{Fe}/\text{H}]_2 = -0.28 \pm 0.22$, $[\text{Fe}/\text{H}]_3 = -0.20 \pm 0.15$, $[\text{Fe}/\text{H}]_4 = -0.05 \pm 0.02$ and $[\text{Fe}/\text{H}]_5 = -0.11 \pm 0.03$, if the calibrations of GCM are used. The unweighed mean of the five abundance estimates is $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.16 \pm 0.08$ and has been adopted for the cluster.

Lodén 807: This cluster contains three relatively bright RG candidates. Their $E(B - V)$ colour excesses and MK(*DDO*) spectral types are compatible with cluster membership for two of them. The average ΔCN value from these two stars implies $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.20 \pm 0.07$.

NGC 6259: From Washington photometry of 8 Coravel RG members, Mermilliod et al. (2001) derived $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.06 \pm 0.08$. Only two RG candidates have been observed here in the *DDO* system. Unfortunately, none of them were found to be definite Coravel cluster members.

NGC 6425: The CMD published by The & Stokes (1970) reveals that only five late-type stars could be giant members. One of them - star 2 from The & Stokes (1970) - falls outside the range of the *DDO* calibrations, while other two stars - 14 and 22 - should be considered red field stars according to the photometric criteria. The remaining two observed stars (46 and 61) were found to be a probable member and a cluster member, respectively. Both stars have Coravel RVs nearly identical so that they should be regarded as very likely cluster members. Their mean reddening is $\langle E(B - V) \rangle = 0.34 \pm 0.01$. The *DDO* abundances of these two stars show good agreement, the mean value being $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.25 \pm 0.04$.

NGC 6633: From the photometric study of Hiltner et al. (1958), we selected 6 stars for observation in the *DDO* system: four of them forming the clump at $V = 8.5$ and $B - V = 1.10$, the brightest RG star 67 from Hiltner et al. (1958), and the somewhat hotter star 56 located in the Hertzsprung gap. Unfortunately, the latter falls outside the range of the *DDO* calibrations. Accurate Coravel RVs obtained by Mermilliod & Mayor (1989) for the remaining five stars indicate that all five of them are cluster members, in excellent agreement with the present photometric membership results. Their mean cyanogen anomaly is $\langle \Delta\text{CN} \rangle = 0.04 \pm 0.01$, which implies $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.01 \pm 0.03$. This result tends to confirm that NGC 6633 is a slightly lower metallicity analogue of the Hyades and Praesepe clusters at a similar age.

References

- Becker, W., Svolopoulos, S.N., Fang, C. 1976, Katalog von 25 Galaktischen Sternhaufen im RGU-und UcbV-System, Univ. Basel
- Clariá, J.J., and Lapasset, E. 1983, JApA, 4, 117
- Clariá, J.J., Minniti, D., Piatti, A.E., and Lapasset, E. 1994a, MNRAS, 268, 733
- Clariá, J.J., Piatti, A.E., and Lapasset, E. 1994b, PASP, 106, 436 (CPL)
- Cuffey, J. 1941, ApJ, 94, 55
- Geisler, D., Clariá, J.J., and Minniti, D. 1991, AJ, 102, 1846 (GCM)
- Hiltner, W.A., Iriarte, B., Johnson, H.L. 1958, ApJ, 127, 539
- Janes, K.A. 1977, PASP, 89, 576
- Lindoff, U. 1968, Ark. Astron., 5, 63
- Mermilliod, J.-C., Andersen, J. et al., 2007, A&A, 473, 829
- Mermilliod, J.-C, Clariá, J.J. et al. 2001, A&A, 375, 30
- Mermilliod, J.-C, and Mayor, M. 1989, A&A, 219, 125
- Mermilliod, J.-C., and Mayor, M. 1990, A&A, 237, 61
- Moffat, A.W.J., and Vogt, N., 1975, A&AS, 20, 85
- Piatti, A.E., Clariá, J.J., and Minniti, D., 1993, JApA, 14, 135 (PCM)
- The, P.S., and Stokes, N. 1970, A&A, 5, 298
- van den Bergh, S., Herbst, E., Harris, G.L.H., and Herbst, W. 1976, ApJ, 208, 770

PRESENTACIÓN MURAL

HDE 269896: Una supergigante especial de la nube mayor de Magallanes

M.A. Corti^{1,2}, N.R. Walborn³

(1) Instituto Argentino de Radioastronomía (IAR), (CCT-La Plata)
CONICET, Villa Elisa, Argentina.

(2) Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas - UNLaPlata,
Argentina.

(3) Space Telescope Science Institute, Baltimore, MD 21218, USA.

Abstract. The star HDE 269896, a hypergiant in the Large Magellanic Cloud, with spectral type ON9.7 Ia⁺, is a special case within the known OB Zoo. We have discovered strong emission from the N II 5000 Å complex in its spectrum, and the previously known He II λ4686 emission, with an anomalous strength for the spectral type, has also been observed. Comparing HDE 269896 with other objects that show N II emission lines, such as WN10 and WN11 types, we find that this star is highly evolved, albeit less so than the latter stars. Thus, it is reasonable to propose that HDE 269896 should be in an immediate pre-WNVL (Very Late WN) state. Another characteristic of this star is the unusually wide range of ionization present in its extended atmosphere. Subsequent analysis of its spectrum will permit a better understanding of both the relevant atomic physics and the structure of this unusual atmosphere.

Resumen. La estrella HDE 269896, hipergigante de la Nube Mayor de Magallanes, con tipo espectral ON9.7 Ia⁺, es un caso particular dentro del zoológico OB conocido. Hemos encontrado en su espectro, una intensa emisión del complejo N II 5000 Å y se ha observado también una emisión de He II λ4686, la cual por su intensidad, resulta anómala para su tipo espectral. Comparando a HDE 269896 con otros objetos que muestran líneas de emisión de N II, como ser WN10 y WN11, resulta evidente que HDE 269896 es un objeto altamente evolucionado, aunque lo es menos que las estrellas WN10 y WN11. Por esto, resulta razonable proponer que HDE 269896 debe hallarse en un estado inmediato de pre-WNVL (*Very Late WN*). Otra particularidad presente en HDE 269896, es el inusualmente amplio rango de ionización que tiene lugar en su atmósfera extendida. Análisis posteriores de su espectro permitirán comprender mejor tanto la física atómica involucrada como la estructura de esta atmósfera inusual.

1. Introducción

La estrella HDE 269896 (Sanduleak (Sk) $-68^{\circ} 135$; $\alpha = 05:38:15$, $\delta = -68:55:04$, J2000) es una estrella OB considerada uno de los miembros más brillantes que

tiene la Nube Mayor de Magallanes. Su espectro despliega dos características inusuales: la línea en emisión de He II $\lambda 4686$ con una intensidad no esperada para su tipo espectral relativamente tardío, y las líneas de CNO con intensidades relativas anómalas que definen a la clase supergigante ON. En los tipos espectrales muy tempranos, la emisión en $\lambda 4686$ (Of) es una indicadora de luminosidad (Walborn & Fitzpatrick, 1990). La presencia de la misma en el espectro de HDE 269896, fue interpretada como un efecto de superluminosidad ($M_V = -8.1$). La relación He II $\lambda 4541 =$ Si III $\lambda 4552$, define al tipo espectral O9.7. Es por esto que este espectro ha sido clasificado por Walborn (1977) como ON9.7 Ia+.

2. Observaciones

Las observaciones de HDE 269896 y las estrellas de comparación mostradas en la Figura 1, fueron obtenidas con el telescopio "Jorge Sahade" 2.15 m del CASLEO, San Juan. Se emplearon el espectrógrafo REOSC con una ranura de 200 - 300 μ de ancho, la red de 600 l mm^{-1} y un CCD Tek 1024 x 1024 con pixel de 24 μ , cubriendo un rango de 3700 - 5600 \AA con una dispersión recíproca de $\sim 1.64 \text{\AA pix}^{-1}$ y relación S/N de 150 - 200. Los tiempos de exposición variaron de 20 s para μ Normae a 600 s para HDE 269896 ($V = 11.36$, $(B-V) = 0.00$). Los datos fueron reducidos con las rutinas IRAF.

3. Resultados

El espectro de HDE 269896 se muestra en la Figura 1 junto a cuatro supergigantes Galácticas ON, OC y normal. Las características de HDE 269896 son: (i) Anomalía en las líneas de absorción CNO vista en la razón N III $\lambda 4640$ /C III $\lambda 4650$; (ii) Intensa emisión en H β ; (iii) Debilitada absorción en H γ ; (iv) Intensa emisión de He II $\lambda 4686$ e (v) Intensa emisión en el perfil de N II 5000 \AA presente débilmente en la supergigante ON HD 105056 y completamente ausente en las supergigantes OC y objetos normales.

El perfil de N II 5000 \AA es un *blend* de cinco líneas, como se muestra en el dato en alta resolución de HD 105056 en la Figura 2 (Walborn 2001). Las características (ii), (iii) y (iv) que aquí se presentan, evidencian muy alta luminosidad en HDE 269896.

4. Discusión

Los potenciales de ionización de H 0 , N $^+$ y He $^+$ son 13.6, 29.6 y 54.4 eV respectivamente, por lo cual resulta sorprendente ver perfiles de N II y He II en el mismo espectro. El N II corresponde a un tipo espectral más tardío y el He II a uno más temprano que el tipo espectral asociado a HDE 269896. De este modo, pensamos que este objeto superluminoso debe tener una atmósfera inusualmente extendida con un amplio rango de condiciones de ionización. Otra estrella interesante de la Nube Mayor de Magallanes es Sk $-66^\circ 169$, clasificada como O9.7 Ia+ por Fitzpatrick (1991). La misma presenta la emisión de He II $\lambda 4686$ al igual que HDE 269896, mientras que a diferencia de esta última, el CNO se manifiesta *morfológicamente* normal. En los trabajos de Crowther et al. (2002) y Evans

et al. (2004) se encuentran desarrollados análisis astrofísicos comparativos entre ambas estrellas, los cuales no reproducen la emisión de He II $\lambda 4686$ ni consideran al perfil de N II $\lambda 5000$, esenciales para la comprensión de los parámetros físicos de esta clase de estrellas. Es interesante comparar también a HDE 269896 con otros objetos mostrando la emisión de N II, particularmente las estrellas WN10 y WN11 definidas como tal por Crowther & Smith (1997). Estos objetos tienen un espectro más extenso de líneas de emisión, incluyendo un intenso perfil P Cygni en He I $\lambda 5016$ que junto al perfil de N II $\lambda 5000$ forman un *blend* parcial, el cual diagnostica vientos mucho más densos.

5. Conclusiones

- La presencia en emisión del *blend* N II $\lambda 5000$ puede ser un diagnóstico de luminosidad además de abundancia de nitrógeno en las supergigantes O tardías.
- Aún, no se ha conseguido modelar un espectro que reproduzca simultáneamente todos los perfiles observados en HDE 269896. Sin embargo, los mismos modelos mencionados son capaces de producir estas líneas en emisión, y es posible que puedan reproducir este espectro con pequeñas variaciones de los parámetros adoptados, incluyendo una mayor abundancia de helio (Corti, Walborn, & Evans 2009, en prensa).
- Algunas estrellas WNVL corresponden al estado quieto/mínimo de LBV (*Luminous Blue Variables*), como sucede con R127 (Walborn et al. 2008). Es razonable proponer que HDE 269896, deba encontrarse en un estado inmediato de pre-WNVL (*Very Late WN*) y que como tal, durante su evolución, desarrolle vientos más densos y un extenso espectro de líneas de emisión. Es de interés recordar que HDE 269896 (Sk $-68^\circ 135$) está ubicada al norte de 30 Doradus, cerca de la estrella Sk $-68^\circ 137$ de tipo espectral O2 III(f*), también una probable progenitora WN (Walborn et al. 2002).

Referencias

- Corti M.A., Walborn N.R. & Evans C.J. 2009, PASP, en prensa.
- Crowther P.A. & Smith L.J. 1997, A&A, 320, 500.
- Crowther P.A., Hillier D.J., Evans C.J., Fullerton A.W., De Marco O. & Willis A.J. 2002, ApJ, 579, 774.
- Evans C.J., Crowther P.A., Fullerton A.W. & Hillier D.J. 2004, ApJ, 610, 1021.
- Fitzpatrick E.L. 1991, PASP, 103, 1123.
- Walborn N.R. 1977, ApJ, 215, 53.
- Walborn N.R. & Fitzpatrick E.L. 1990, PASP, 102, 379.
- Walborn N.R. 2001, ASPC, 242, 217.
- Walborn N.R., Howarth I.D., Lennon D.J., Massey P., Oey M.S., Moffat A.F.J., Skalkowski G., Morrell N.I., Drissen L. & Parker J.Wm. 2002, AJ, 123, 2754.
- Walborn N.R., Stahl O., Gamen R.C., Szeifert T., Morrell N.I., Smith N., Howarth I.D., Humphreys R.M., Bond H.E. & Lennon D.J. 2008, ApJ, 683, L33.

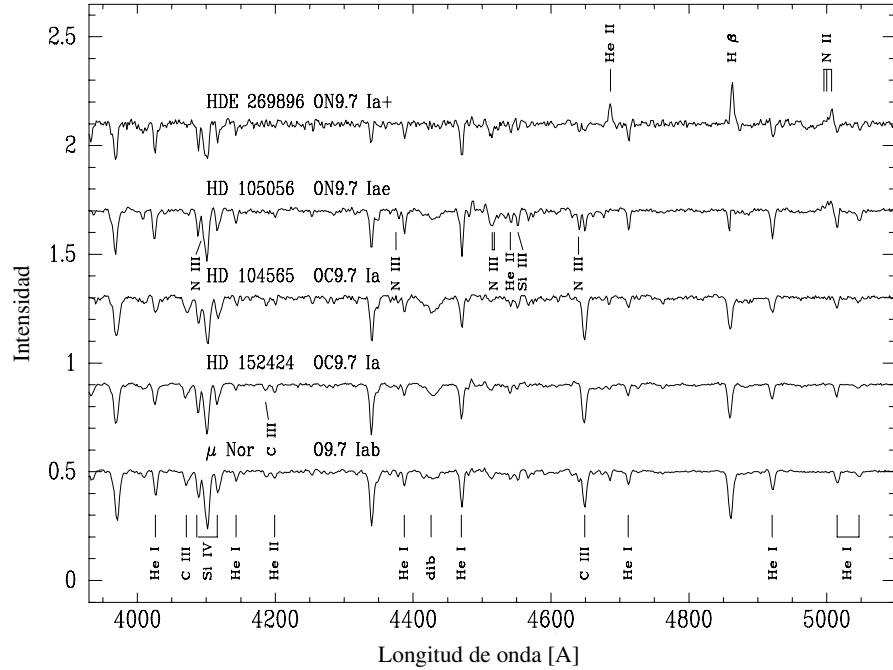


Figura 1. Espectros de HDE 269896 y 4 objetos de comparación. La escala de intensidad está normalizada en unidades del continuo. Las líneas de absorción identificadas debajo son: He I $\lambda\lambda$ 4026, 4144, 4387, 4471, 4713, 4922, 5016+5048; blends C III $\lambda\lambda$ 4070 y 4650; Si IV $\lambda\lambda$ 4089+4116; y He II λ 4200. En el espectro de HD 152424, es identificado C III λ 4187; y en HD 105056, N III $\lambda\lambda$ 4097 (*blend* con H δ), 4379 y los *blends* 4511-4514 y 4640-4642; He II λ 4541; y Si III λ 4552. Las líneas de emisión identificadas arriba son He II λ 4686, H β λ 4861 y el *blend* N II $\lambda\lambda$ 4987-4994-5001-5005-5007.

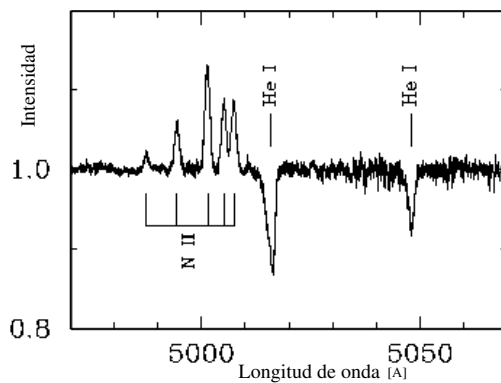


Figura 2. Segmento de un espectro Echelle de HD 105056 (Walborn (2001)). Las líneas de emisión son: N II $\lambda\lambda$ 4987+4994+5001+5005+5007. Las líneas de absorción son: He I $\lambda\lambda$ 5016, 5048. Cortesía de Ian Howarth.

PRESENTACIÓN MURAL

OB stars in the Galactic Cluster Anon Puppis b

C. Courau¹, E. Gonzalez¹, F. Lovos¹, R. Gamen^{1,2}, N. Morrell³

(1) *Universidad Nacional de San Juan (UNSJ)*

(2) *Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO), San Juan*

(3) *Las Campanas Observatory, La Serena, Chile*

Abstract. With the aim of finding out about the real existence of the star cluster Anon Puppis b, and to characterize its stellar content, we observed the spectra of some stars in the region. We used the WFCCD spectrograph installed in the 2.5-m telescope at Las Campanas Observatory, Chile. In this work, we present the stellar classification for the observed stars, using these data to estimate the distance to the cluster.

Resumen. Con el objeto de indagar sobre la existencia del cúmulo estelar Anon Puppis b, y caracterizar su contenido estelar, observamos los espectros de algunas estrellas en la región. Usamos el espectrógrafo WFCCD instalado en el telescopio de 2.5-m en el Observatorio Las Campanas, Chile. En este trabajo presentamos la clasificación espectral de las estrellas observadas, utilizando esta información para estimar la distancia al cúmulo.

1. Introduction

The existence of a star association or open cluster at the position ($l=249.3$, $b=-4.8$) was proposed by McCarthy & Miller (1974). They analysed the *UBV* colours of some stars surrounding HD 63077 and found approximately 30 stars in a radius of 10 arcmin which seemed to be OB-type ones. Lundstrom & Stenholm (1984) associated the Wolf-Rayet star WR 9 to the cluster, then becoming a very interesting astrophysical object, i.e. one of the few galactic clusters containing a Wolf-Rayet star. However, there is no later works which do confirm or rule out the existence of this cluster.

In order to characterize the early population of Anon Puppis b, we observed the spectra of 39 stars in the region, classified them, and estimated their respective spectroscopic distances.

2. Observations

The data were taken with the "Wide Field reimaging CCD" (WFCCD), a multi-slit spectrograph attached to the 2.5-m Irénée du Pont telescope, at Las Campanas Observatory, Chile. It has an useful field of 25' of diameter, and produces images with a scale of about 0.774" per pixel. The prism used (H&K) provides

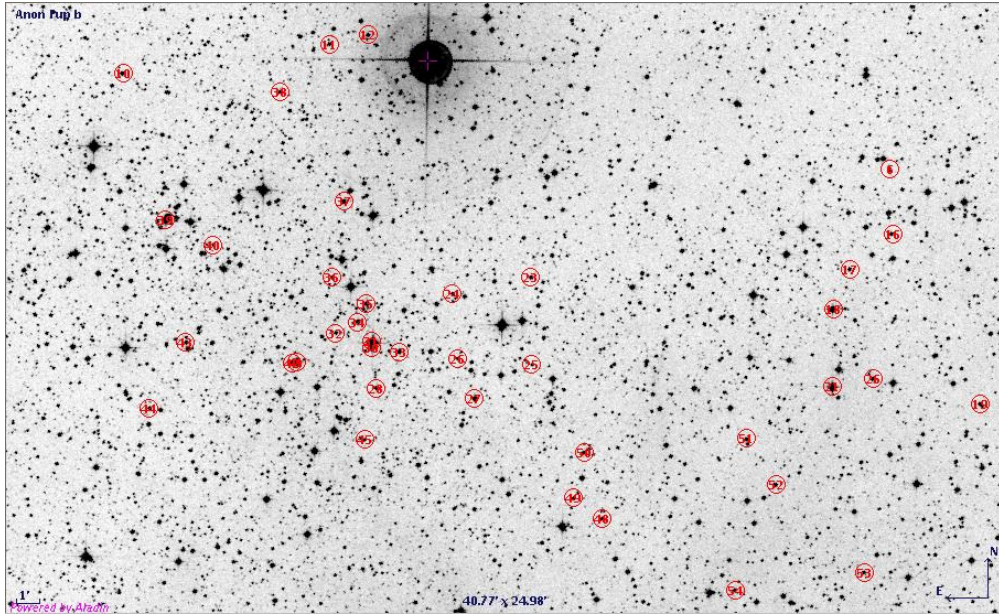


Figure 1. Image of the field of HD 63077. Observed stars are labeled.

a 2.7 \AA resolution and the spectral range varies with the position of the star in the mask, typically $3900 - 5000 \text{ \AA}$.

The data were processed in the standard way, using the LONGSLIT package within IRAF¹.

The observed stars are indicated in Figure 1 labeled with their numbers in McCarthy & Miller (1974).

3. Results

3.1. Spectral Classification

We classified the spectrograms following the criteria described in Walborn & Fitzpatrick (1990).

We had classified 34 stars in the spectral type range between B0 and B3. Some stars could not be classified because of the low S/N of their spectra or because of the unsuitable resulting spectral range. Figure 2 displays a sample of our spectra along with the derived classification. Some conspicuous spectral features in the observed wavelength range are also labeled.

The interstellar band at $\lambda 4430 \text{ \AA}$ is well noticeable ($EW \sim 2.7 \pm 0.3 \text{ \AA}$) in all spectra, indicating that an important reddening is present in this direction.

¹IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatories, which are operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under cooperative agreement with the National Science Foundation.

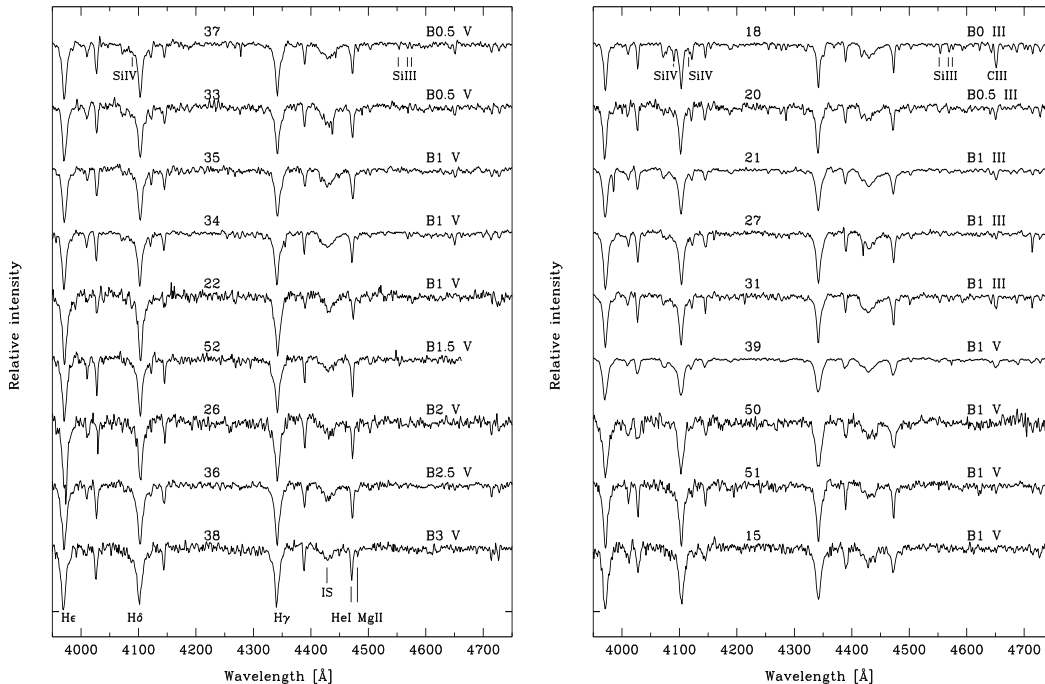


Figure 2. *Left:* Optical spectra of 9 of the stars probable members of the cluster. Most important spectral lines are indicated as also the number of the star and its provided spectral type. *Right:* Idem as left.

3.2. Spectroscopic distance to Anon Pup b

Making use of the *UBV* photographic photometry by Mc Carthy & Miller (1974), we calculated spectroscopic distances to the observed stars, supposing absolute magnitudes as calibrated by Walborn (1972) and intrinsic colours by Fitzgerald (1970). The visual absorption was calculated supposing a canonical total to selective extinction ratio of $R_v = 3.1$.

We obtained similar spectroscopic distances, averaging $\sim 5.0 \pm 0.4$ Kpc, for 26 out of the 34 stars for which we derived spectral classification. To other 4 stars, we estimate a distance of 3.2 ± 0.2 Kpc. To the remaining 4 objects, we derive distances between 1.5 and 4 Kpc. It is important to mention that different reddenings are obtained for each star, the $E(B - V)$ for the 26 stars (at similar spectroscopic distance) vary between 0.8 and 1.3, thus pointing out to an important differential reddening.

4. Discussion

The mere existence of 26 OB stars at a similar distance (~ 5 Kpc) and within a radius that at such a distance is equivalent to ~ 20 pc seems to confirm the existence of the cluster as an astrophysical entity. However, we searched for information on databases that could help to confirm this hypothesis.

For a star cluster to exist, it is necessary that the stellar density in the cluster area is higher than in the surroundings. We found a work by Froebrich et al (2007) which, using maps of 2MASS-sources density in the galactic plane ($|b| < 20^\circ$), identified two overdensities (among 1788 cluster candidates) which are coincident with the position of the OB stars studied here (identified as possible clusters #1351 and #1352 in their work).

Being a cluster with early B-type stars still in the Main Sequence, its age must be of a few million years and therefore must still lie in a spiral arm, near its birth place. Thus, we correlated the cluster's position with a model of spiral arms (Vallée, 2005) and found that it is coincident with the Perseus arm.

We also searched for proper motions published in the Astrographic Catalogue (Zacharias et al 2004). We found that many cluster stars have measurements published but their proper motion are rather similar to the mean of the field stars. Consequently, a further more detailed analysis is necessary.

Despite of some interesting coincidences which point to the real existence of a young cluster or association in this region, it is necessary to make a more tailored study using deep multicolour photometry (the available one, photographic *UBV*, reaches only $V=15.5$ magnitudes), and considering differential reddening (see 3.2) to confirm the existence of this cluster.

Agradecimientos. RG and NM thank the director and staff of Las Campanas Observatory, Chile, for the support and use of their facilities.

References

- Fitzgerald, M., 1970, *A&A*, 4, 231
Froebrich, D., Scholz, A., & Raftery, C., *MNRAS*, 2007, 374, 399
Lundstrom, I. & Stenholm, B., *A&AS*, 1984, 58, 163
Mc Carthy, C. & Miller, E., *AJ*, 1971, 79, 1296
Vallée, J., *AJ*, 2005, 130, 569
Walborn, N., 1972, *AJ*, 77, 312
Walborn, N. & Fitzpatrick, E., *PASP*, 1900, 102, 379
Zacharias, N., et al , 2004, *AJ*, 127, 3043

PRESENTACIÓN MURAL

Análisis y determinación de movimientos propios de cúmulos abiertos entre 200 y 500 pc basados en el catálogo astrométrico UCAC2

María Silvina De Biasi¹ y Rosa Beatriz Orellana²

(1) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, UNLP y Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas*

(2) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, UNLP e Instituto de Astrofísica de La Plata (CCT La Plata - CONICET)*

Abstract.

We present mean absolute proper motions of five open clusters based on the UCAC2 catalogue up to magnitude $R=16.0$, for distances between 200 and 500 pc from the Sun. The mean proper motions of the clusters and membership probability of individual stars were obtained from both position and proper motion data by applying the Vasilevskis-Sanders method modified by the stellar density. The clusters analysed are Alessi 1, Collinder 135, Collinder 140, NGC 6633 and Roslund 5.

Resumen.

Se presentan los movimientos propios medios absolutos de cinco cúmulos abiertos entre 200 y 500 pc del Sol utilizando el catálogo UCAC2 hasta magnitud $R=16$. Se obtuvieron los movimientos propios medios de los cúmulos y la probabilidad de membresía de las estrellas a partir de las posiciones y de los movimientos propios estelares aplicando el método de Vasilevskis-Sanders modificado por la densidad areal estelar. Los objetos analizados son Alessi 1, Collinder 135, Collinder 140, NGC 6633 and Roslund 5.

1. Introducción

El estudio de los cúmulos abiertos ha mejorado el conocimiento sobre la estructura, la dinámica y la evolución de la Galaxia.

Los parámetros cinemáticos de las estrellas de la región, posición y movimiento propio o velocidad radial, utilizados en modelos estadísticos permiten identificar los miembros de estos objetos con mayor confiabilidad que los parámetros fotométricos. A partir del conocimiento de sus miembros, es posible abordar diversos estudios vinculados a los cúmulos, tales como la metalicidad, la distancia, el análisis de evolución, entre otros.

El presente trabajo forma parte de un proyecto global cuyo objetivo es contribuir al estudio dinámico de treinta y un cúmulos abiertos entre 200 y 500 pc del Sol utilizando datos del catálogo astrométrico UCAC2 (Zacharias et al., 2004). Este catálogo representa el relevamiento más preciso y más completo de posiciones y

movimientos propios en el ICRS para la época J2000. hasta magnitud $R=16$. Su suplemento UCAC2 BSS completa las estrellas brillantes y algunas zonas vacías del UCAC2 (Urban et al, 2004).

Para determinar el movimiento propio e identificar los miembros de los cúmulos abiertos, se utilizaron la posición y las componentes del movimiento propio en ascensión recta (μ_{xi}) y en declinación (μ_{yi}) de las estrellas de la región. Los primeros resultados correspondientes a cinco de estos objetos fueron presentados en la 49 reunión de la AAA (Orellana y De Biasi, 2006).

2. Cúmulos seleccionados

Hasta el año 2006, existían treinta y un cúmulos abiertos conocidos no analizados con el catálogo astrométrico UCAC2 en el rango de distancias mencionado (Dias et al, 2006). En ese año, el grupo estudió cinco de esos objetos: NGC 752, IC 348, Collinder 132, Alessi 3 y Stephenson 1 publicando sus resultados en Orellana y De Biasi (2006).

Para este trabajo se seleccionaron otros cinco nuevos cúmulos, obteniendo las coordenadas de sus centros y sus diámetros del Catálogo de cúmulos abiertos y candidatos visibles ópticamente (Dias et. al, 2002, 2007) y sus distancias de la WEBDA (Tabla 1).

Objeto	AR(ICRS) h m s	DEC(ICRS) ° ' "	Diam '	Dist pc
Alessi 1(Cass)	00 53 27	+49 34 00	48	302
Collinder 135 (Pup)	07 17 17	- 36 49 00	50	316
Collinder 140 (CMa)	07 24 77	- 31 51 00	60	405
NGC 6633 (Oph)	18 27 15	+06 30 30	20	376
Roslund 5 (Cyg)	20 10 00	+33 46 00	50	389

Tabla 1.Datos de los cúmulos abiertos seleccionados.

3. Determinación de los movimientos propios absolutos y membresía

Siguiendo el procedimiento descrito en Orellana y De Biasi (2005) y Giorgi et al (2007), se aplicó el método de Vasilevskis - Sanders modificado por la densidad espacial a regiones estelares del doble del radio de cada cúmulo analizado, con el fin de determinar los movimientos propios absolutos de los mismos.

Dicho procedimiento considera la sobredensidad en la distribución espacial de las estrellas de la región (Figura 1 Izquierda) y en el diagrama vectorial de los correspondientes movimientos propios estelares (VPD) (Figura 1 Derecha).

4. Resultados y Discusiones

Para cada región estudiada, se obtuvieron los parámetros que caracterizan las funciones de distribución. En la Tabla 2 se muestran los valores correspondien-

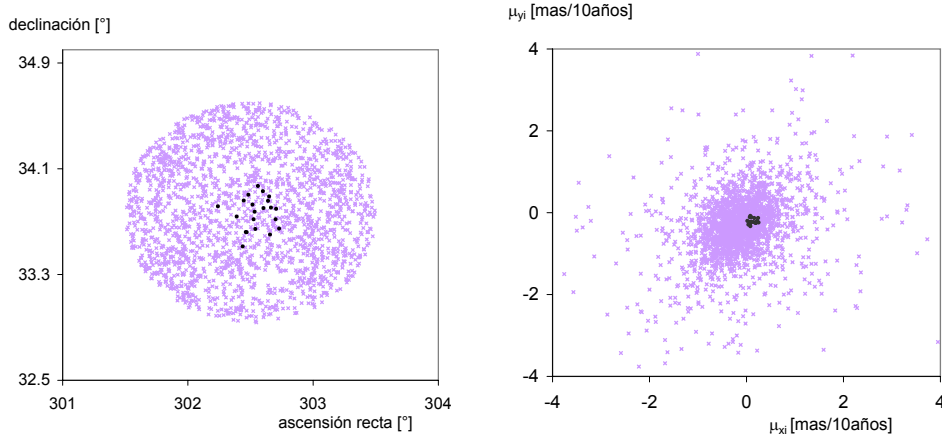


Figura 1. Izquierda: Distribución espacial en la región de Roslund 5. Derecha: VPD en la región de Roslund 5.

tes a cada cúmulo y en la Tabla 3 los de las estrellas de campo. Para cada cúmulo, μ_{xc} , μ_{yc} son los movimientos propios absolutos en $\alpha\cos\delta$ y δ , σ es la desviación standard y N es el número de miembros. Para las estrellas de campo, μ_{x0} , μ_{y0} son los movimientos propios absolutos en $\alpha\cos\delta$ y δ , σ_x , σ_y son las desviaciones standard en μ_{x0} y en μ_{y0} . En ambos gráficos de la Figura 1, los puntos representan los miembros del cúmulo.

Objeto	μ_{xc} [mas/yr]	μ_{yc} [mas/yr]	σ [mas/yr]	N
Alessi 1	+5.23	- 6.89	1.51	59
Collinder 135	-11.36	+5.53	1.21	9
Collinder 140	- 7.68	+4.81	2.51	10
NGC 6633	- 0.45	- 2.72	1.27	40
Roslund 5	+1.23	- 2.21	0.89	20

Tabla 2. Parámetros de la función distribución de los cúmulos seleccionados.

Región de	μ_{x0} [mas/yr]	μ_{y0} [mas/yr]	σ_x [mas/yr]	σ_y [mas/yr]
Alessi 1	-1.04	- 4.30	4.86	6.19
Collinder 135	-4.56	+5.48	6.07	4.42
Collinder 140	-4.80	+5.93	3.47	5.10
NGC 6633	-2.82	- 3.71	5.35	4.12
Roslund 5	-1.38	- 3.19	7.19	5.22

Tabla 3. Parámetros de la función distribución de las estrellas de campo.

Análogamente al primer grupo de objetos analizados, los resultados se compararon con los obtenidos por Dias et al. (2002) y Kharchenko et al.(2003). De la inspección de la Tabla 4, puede observarse que los resultados muestran un buen acuerdo.

5. Conclusiones

Se estudiaron las regiones de cinco cúmulos abiertos analizando los datos cinemáticos del catálogo astrométrico UCAC2 y su suplemento. El número total de estrellas estudiadas en esos campos fue de 42869, de las cuales 138 fueron consideradas miembros astrométricos. Se determinó el movimiento propio absoluto de cada cúmulo y sus estrellas miembros. Los resultados obtenidos están en buen acuerdo con los resultados de Dias et al (2002,2007), basados en datos provenientes del catálogo astrométrico Tycho2, y con los de Kharchenko et al (2005), basados en el catálogo ASCC-2.5.

Objeto	μ_{xc} DBO	μ_{yc} DBO	μ_{xc} D	μ_{yc} D	μ_{xc} K	μ_{yc} K
Alessi 1	+5.23	- 6.89	+6.74	- 7.79	+6.51	- 7.70
Collinder 135	-11.36	+5.53	-10.70	+5.30	-10.70	+5.31
Collinder 140	- 7.68	+4.81	- 7.33	+2.70	- 8.50	+3.67
NGC 6633	- 0.45	- 2.72	- 0.21	- 1.60	+0.10	- 2.00
Roslund 5	+1.23	- 2.21	+2.32	- 1.50	+2.75	- 2.12

Tabla 4. μ_{xc} DBO y μ_{yc} DBO valores de este trabajo, μ_{xc} D y μ_{yc} D valores de Dias et al, μ_{xc} K y μ_{yc} K valores de Kharchenko et al.

Referencias

- Dias, W.S, Alessi, B.S., Moitinho, A.& Lépine, J.R.D. 2002, A&A, 389, 871
Dias, W.S, Alessi, B.S., Moitinho, A.& Lépine, J.R.D. 2007, VizieR On-line Data Catalogue: B/ocl. Originally published in 2002 A&A, 389, 871
Dias, W.S, Assafin, M., Flório, V., Alessi, B.S.& Libero, V. 2006, A&A, 446, 949
Giorgi, E., Vázquez, R.A., Solivella, G.R., Orellana, R.B, Nuñez, J. 2007, NewA, 12, 461
Kharchenko, N.V., Piskunov, A.E., Röser, S., Schilbach, E.& Scholz, R.-D. 2005, A&A, 438, 1163
Orellana, R.B.& De Biasi, M.S. 2005, BAAA, 48, 67
Orellana, R.B.& De Biasi, M.S. 2006, BAAA, 49, 93
Urban, S.E., Zacharias, N. et al. VizieR On-line Data Catalogue: I/294
Zacharias, N., Urban, S.E., Zacharias, M.I. et al. 2004, AJ, 127, 3043.

Agradecimientos:

Las autoras agradecen al PIP 6373 del CONICET por el financiamiento de este trabajo.

PRESENTACIÓN MURAL

PSR J0751+1807: un ajuste a los parámetros característicos del sistema binario

M. A. De Vito^{1,2,3}, O. G. Benvenuto^{2,3,4}

(1) Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas (CONICET)

(2) Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas - UNLP

(3) Instituto de Astrofísica de La Plata (IALP)

(4) Comisión de Investigaciones Científicas de la Provincia de Buenos Aires (CICPBA)

Abstract. PSR J0751+1807 is a millisecond pulsar belonging to a binary system with a low mass white dwarf companion. This system belongs to the group of recycled pulsars by mass transfer from a close companion, accelerating the pulsar rotation in this process. The orbital period for the system is of 6 hours.

In this work we show our fit to the characteristic parameters of the system presented by Nice et al. (2005)

Resumen. PSR J0751+1807 es un pulsar de milisegundo que se encuentra en un sistema binario en compañía de una enana blanca de baja masa. Pertenece al grupo de pulsares reciclados a través de la transferencia de masa desde una compañera cercana, que aceleró al pulsar en dicho proceso. El período orbital del sistema es de 6 horas.

En este trabajo mostramos nuestro ajuste a los parámetros característicos del sistema presentados en Nice et al. (2005).

1. Introducción

PSR J0751+1807 fue descubierto en 1995 (Lundgren, Zepka & Cordes 1995). Nice et al. (2005) observaron a PSR J0751+1807 desde 1993 hasta 2004 utilizando los radiotelescopios de Arecibo y Effelsberg. El período orbital del sistema es $P_b = 0.26$ días. Los autores miden el decaimiento del período orbital como consecuencia de la pérdida de energía a través de emisión de ondas gravitatorias ($\dot{P}_b = -(6.2 \pm 0.08) \times 10^{-14}$). Combinado con mediciones del desfasaje de Shapiro, encuentran las masas de las componentes. La compañera de PSR J0751+1807 fue detectada en el año 2006 (Bassa et al. 2006).

En este trabajo mostraremos que el progenitor de este sistema habría tenido un valor del período orbital inicial, P_i , próximo al valor del período de bifurcación, P_{bif} (ver Sección 2.). Presentaremos dos modelos evolutivos de sistemas binarios que reproduzcan simultáneamente las masas de las componentes (según Nice et al. 2005) y el período orbital observado.

2. Nuestros cálculos

Hemos utilizado nuestro código de evolución binaria para realizar los cálculos (Benvenuto & De Vito 2003). Consideramos que la estrella de neutrones (EN) es capaz de recibir una cantidad $\beta = 0.5$ del material que proviene desde la estrella donante. Suponemos, además, que el material que se escapa del sistema se lleva todo el momento angular específico: $\alpha = 1$. Hemos despreciado la irradiación que proviene del pulsar, y asumimos el caso de atmósfera gris. La masa inicial de la EN fue considerada de $1.4M_{\odot}$. El valor del P_i del sistema se encontraría en las proximidades del P_{bif} (esto es, el valor del período que divide a los sistemas que evolucionan hacia configuraciones convergentes de aquellos que lo hacen a sistemas abiertos). Esto agrega una dificultad extra al problema, ya que variaciones muy pequeñas en los valores de P_i , cuando este se encuentra en un entorno de P_{bif} , conducen a configuraciones muy distintas.

La condición que debe satisfacer un sistema para ser considerado como un *buen candidato* para describir al sistema que contiene a PSR J0751+1807 es que las componentes tengan valores de las masas dentro del rango permitido, en el momento en que el período orbital del sistema es de 0.26 días.

2.1. Ajuste de las masas con el 68 % de confianza

Los valores de las masas determinadas con un 68 % de confianza son $M_{EN} = 2.1 \pm 0.2 M_{\odot}$ y $M_{EB} = 0.191 \pm 0.015 M_{\odot}$ para la EN y la enana blanca (EB), respectivamente.

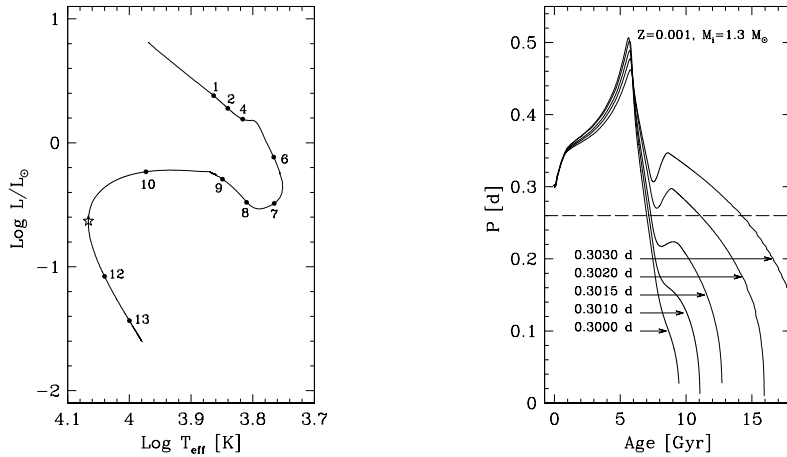


Figura 1. *Izquierda:* Presentamos el recorrido evolutivo de una estrella donante con masa de $1.3 M_{\odot}$, período inicial de 0.302 días y $Z = 0.001$. Se señalan con puntos llenos algunas edades de la estrella, en unidades de 10^9 años. El símbolo de estrella sobre el recorrido evolutivo marca el punto en el que el período calculado coincide con el del sistema binario que contiene a PSR J0751+1807, de 0.26 días

Derecha: Evolución orbital de sistemas binarios compuestos por una estrella donante de $1.3 M_{\odot}$ y $Z = 0.001$, con diferentes períodos orbitales iniciales.

Calculamos recorridos evolutivos de estrellas donantes con masas iniciales de 1.00, 1.25, 1.30 y 1.35 M_{\odot} . Para este nivel de confianza encontramos *buenos candidatos* sólo en el caso de $Z = 0.001$, y no para el de metalicidad solar.

Los modelos, que no experimentan flashes termonucleares, presentan una considerable actividad nuclear durante el recorrido de enfriamiento, lo que hace que este sea más lento, y que la EB obtenida sea más caliente que la observada, en conflicto con las observaciones de Bassa et al. (2006).

2.2. Ajuste de las masas con el 95 % de confianza

Relajamos ahora el nivel de confianza al 95 %. Los valores de las masas son ahora: $M_{EN} = 2.1^{+0,4}_{-0,5} M_{\odot}$ y $M_{EB} = 0.191^{+0,033}_{-0,029} M_{\odot}$ para la EN y la EB, respectivamente.

Se calcularon recorridos evolutivos para estrellas donantes de 1.45, 1.50, 1.75 y 2.00 M_{\odot} y metalicidad solar, para poder hallar *buenos candidatos*.

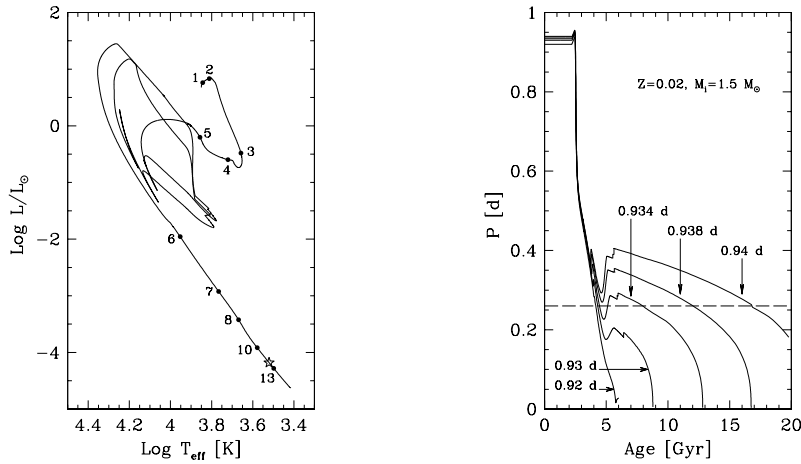


Figura 2. *Izquierda:* Recorrido evolutivo de una estrella donante con masa de 1.5 M_{\odot} , período inicial de 0.938 días y $Z = 0.020$. Los puntos llenos y el símbolo de estrella tienen el mismo significado que en el panel derecho de la Figura 1.

Derecha: Evolución orbital de sistemas binarios compuestos por una estrella donante de 1.5 M_{\odot} y $Z = 0.020$, con diferentes períodos orbitales iniciales.

Encontramos modelos con valores de la masa por encima del límite para que desarrollen flashes termonucleares, que pueden representar las masas y el período orbital de un modo aceptable para este nivel de confianza. Los modelos se enfrían mucho más rápido que en el caso de $Z = 0.001$, alcanzando luminosidades y temperaturas efectivas aceptables a una edad menor que la del Universo. Consideramos que el modelo calculado que mejor describe al sistema que contiene a PSR J0751+1807 es el correspondiente a $M_i = 1.5 M_{\odot}$ (estrella donante), $Z = Z_{\odot}$ y $P_i = 0.938$ días.

En este sistema en particular, no es conveniente utilizar la edad característica del pulsar para descartar candidatos. La aproximación usualmente utilizada de

que $P_0 \ll P$ (donde P_0 es el período de rotación del pulsar al finalizar la primera etapa de transferencia de masa, y P el período de rotación actual del pulsar) podría no ser válida. Luego, hemos encontrado también que estrellas donantes de metalicidad solar, ($M_i = 1.45 M_\odot$, $P_i = 0.925$ d) y ($M_i = 2.0 M_\odot$, $P_i = 1.075$ d) conducen a una descripción de las masas y el período orbital compatibles con las observadas. Sin embargo preferimos el modelo presentado en el párrafo anterior, ya que conduce a un valor de la masa de la EB en mejor acuerdo con la estimada.

3. Nuevas mediciones para PSR J0751+1807

Muy recientemente, Nice et al. (2008) han presentado nuevas mediciones para PSR J0751+1807. Encuentran un valor $\dot{P}_b = -(3.1 \pm 0.5) \times 10^{-14}$, sustancialmente menor que el obtenido previamente. Para la masa del pulsar hallan $1.26 \pm 0.14 M_\odot$ (68 % de confianza) y $1.26 \pm 0.28 M_\odot$ (95 % de confianza). Según los autores, la discrepancia podría deberse a que la detección original del decaimiento orbital fue hecha utilizando todos los datos disponibles para el pulsar; de otro modo no era posible detectarlo. De este modo, no fue posible revisar si la medida de \dot{P}_b era consistente a lo largo de todo el conjunto de datos. La incorporación de los nuevos datos en el análisis del timing reduce en una cantidad sorprendentemente grande el mejor ajuste del decaimiento orbital. Encuentran, además, inconsistencias entre distintos subgrupos de datos.

4. Discusión y Conclusiones

Hemos calculado la evolución de diferentes sistemas binarios interactuantes para lograr un ajuste simultáneo a las masas (según Nice et al. 2005) y al período orbital del sistema binario que contiene al pulsar de milisegundo PSR J0751+1807. Según nuestros cálculos, el sistema binario progenitor posiblemente haya tenido un período orbital inicial (P_i) muy próximo al valor del período de bifurcación (P_{bif}). Esto hace muy dificultosa la búsqueda de una configuración inicial. Consideramos que nuestro mejor ajuste corresponde a $M_i = 1.5 M_\odot$ (estrella donante), $Z = Z_\odot$, $P_i = 0.938$ días.

Las recientes mediciones presentadas por Nice et al. (2008) conducen a un valor de la masa del pulsar muy diferente al que hemos ajustado en este trabajo. Sin embargo, esto no invalida nuestra conclusión de que P_i haya tenido un valor muy próximo al de P_{bif} .

Referencias

- Bassa, C. G., van Kerkwijk, M. H., & Kulkarni, S. R. 2006, A&A, 450, 295
 Benvenuto, O. G., & De Vito, M. A.; 2003, MNRAS, 342, 50
 Lundgren, S. C., Zepka, A. F., & Cordes, J. M. 1995, ApJ, 453, 419
 Nice, D. J., Splaver, E. M., Stairs, I. H., Löhmer, O., Jessner, A., Kramer, M., & Cordes, J. M. 2005, ApJ, 634, 1242
 Nice, D. J., Stairs, I. H., & Kasian, L. E.; 2008, 40 Years of Pulsars: Millisecond Pulsars, Magnetars and More, 983, 453

PRESENTACIÓN MURAL

Estudio del Cúmulo Abierto Collinder 220

Fernández Lajús E.^{1,2}, Baume G.L.^{1,2}, de Elía G.C.^{1,2} y Gamen R.C.³

(1) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas (UNLP)*

(2) *Instituto de Astrofísica de La Plata (Conicet - UNLP)*

(3) *Complejo Astronómico El Leoncito - San Juan*

Abstract. The paper reports the analysis of a particular region in Carina containing several interesting objects. Our study is based on our own *UBVI* photometric observations and on public data (2MASS infrared data and UCAC2 kinematic data). The main object of interest was the open cluster Cr 220. Our analysis suggests that the cluster might have similar characteristics to its surrounding field, but the possibility of it being a real object of $\sim 100 - 200$ Myr suffering differential reddening ($0.15 < E_{B-V} < 0.36$) and located at about 3 kpc from the Sun, cannot be discarded. We have also estimated the mean proper motions associated to this object and computed the respective cluster and field luminosity functions.

Resumen. Se ha realizado un análisis de una región particular de Carina en la que se localizan varios objetos interesantes. Nuestro estudio se ha basado en observaciones fotométricas propias *UBVI* y datos públicos (datos infrarrojos del 2MASS y datos cinemáticos del UCAC2). El principal objeto bajo estudio fue el cúmulo abierto Cr 220. Nuestro análisis indicaría que el cúmulo posee características similares al campo estelar de sus alrededores. Sin embargo aún se podría tratar de un objeto real de $\sim 100 - 200$ Myr que sufre enrojecimiento diferencial ($0.15 < E_{B-V} < 0.36$) y que se hallaría localizado a unos 3 kpc del Sol. Se estimaron también las componentes medias de los movimientos propios asociadas a este objeto y se calcularon las funciones de luminosidad relacionadas tanto del cúmulo como del campo circundante.

1. Introducción

La región de Carina se caracteriza por la presencia de gran cantidad de objetos de población muy joven y hay aún algunos de ellos cuyos parámetros no han sido bien establecidos. Entre estos casos se encuentra la determinación de la distancia a los cúmulos abiertos Collinder 220, NGC 3247 y a la estrella WR 21a.

En este caso se ha comenzado un estudio de esta región investigando primero a Collinder 220 con la intención de determinar sus principales características (p.e. distancia, enrojecimiento, edad).

En la primera parte se presentan los datos utilizados, luego el análisis efectuado y finalmente las conclusiones preliminares alcanzadas hasta el momento.

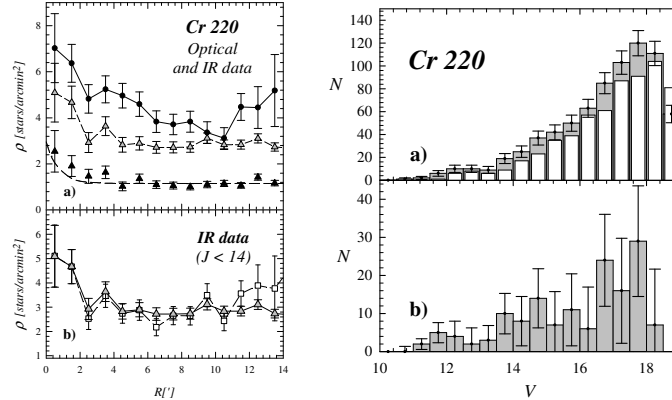


Figura 1. *Izquierda:* Perfiles radiales. Los distintos símbolos indican los distintos grupos seleccionados: grupo a = círculos negros; grupo b = triángulos negros; grupo c = triángulos grises y grupo 4 = cuadrados blancos, ver texto. *Derecha:* a) El histograma gris corresponde al “Area del cúmulo” mientras que el histograma blanco al “Campo de comparación”. b) Histograma del cúmulo.

2. Datos

Se realizaron observaciones fotométricas *UBVI* utilizando el telescopio de 0.9m de CTIO junto con la cámara CCD 2048×2046 que permite cubrir un campo aproximado de $13'.5 \times 13'.5$. La calibración se llevó a cabo utilizando estrellas estándar de Landolt (1992). Nuestra fotometría fue comparada con la dada por Ahumada (2003) encontrándose las siguientes diferencias en el sentido “Nosotros - Ahumada”: $\Delta V = 0.05 \pm 0.06$; $\Delta(B - V) = -0.11 \pm 0.08$ y $\Delta(V - I) = -0.15 \pm 0.05$. Nuestras observaciones se complementaron con fotometría *JHK* del catálogo 2MASS (Skrutskie et al. 2006) y datos astrométricos y cinemáticos del catálogo UCAC2 (Zacharias et al. 2004).

3. Análisis

3.1. Tamaño del cúmulo

La estimación del tamaño del cúmulo se realizó en base al estudio del perfil radial. Para ello se adoptó como centro del cúmulo $\alpha_{2000} = 10 : 25 : 51$, $\delta_{2000} = -57 : 55 : 24$ (WEBDA) y se tomaron cuatro grupos de datos (ver Fig. 1): a) Datos CCD para estrellas con $V < 17$; b) Datos UCAC2 para estrellas con $UCACmag < 15$; c) Datos 2MASS para estrellas con $J < 14$ y d) Datos 2MASS para estrellas con $J < 14$ y localizadas en la zona cubierta por las observaciones CCD.

Los perfiles obtenidos son similares, indicando la presencia de una sobredensidad y que la región observada es una buena representación de todo el campo del cúmulo y de sus alrededores. Es posible entonces adoptar un valor de $r = 5'.6$ como radio del cúmulo. No obstante, es de notar que existen ciertas diferencias entre los perfiles en el visible y en el infrarrojo, las que se pueden interpretar como un indicador de la presencia de nubes de polvo localizadas en los alrededores del

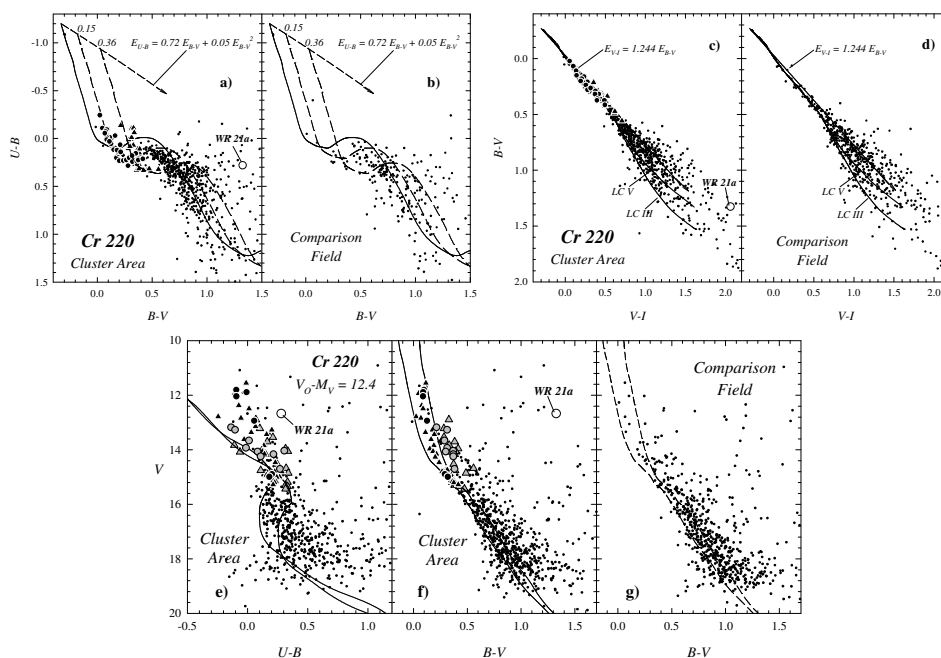


Figura 2. Diagramas fotométricos. Los símbolos negros indican las estrellas con $E_{B-V} = 0.15$ mientras que los símbolos grises indican aquellas con $E_{B-V} = 0.36$. Los círculos son los lm , los triángulos los pm y los puntos los “?” (ver texto). Las curvas son las relaciones intrínsecas de acuerdo con Schmidt-Kaler 1982 o Cousins (1978ab).

cúmulo. Es de notar que en la búsqueda en el 2MASS realizada por Froebich et al. (2007), ellos no hallan ningún objeto asociado con Collinder 220.

Para efectuar el análisis se subdivide el área observada en dos zonas: a) “Área del cúmulo” (“*Cluster area*”): zona circular ($r < 5.6$) centrada en el cúmulo; y b) “Campo de comparación” (“*Comparison Field*”): los alrededores del cúmulo de forma tal de cubrir una zona de igual superficie que la anterior.

3.2. Funciones de Luminosidad Observadas

Para obtener la Función de Luminosidad del cúmulo (ver Fig. 1), se determinaron los histogramas correspondientes al “Área del cúmulo” y al “Campo de comparación” contando la cantidad de estrellas en sucesivos intervalos de magnitud aparente en cada región y finalmente se realizó la diferencia entre ambos histogramas.

3.3. Diagramas Fotométricos

Los diagramas fotométricos se presentan en la Fig. 2, habiéndose examinado las posiciones individuales de todas las estrellas con $V < 16$ localizadas en el “Área del cúmulo”.

Los diagramas permiten notar que la población joven del cúmulo sufre una dispersión importante en color, mientras que el “Campo de comparación” adoptado contiene unas pocas estrellas en posiciones similares a las de las estrellas del cú-

mulo. Adicionalmente, el diagrama $B - V$ vs. $V - I$ permite apreciar que todas las estrellas están afectadas por una ley de extinción normal ($A_V/E_{B-V} = 3.1$).

3.4. Movimientos Propios

A partir de los datos del UCAC2 (dentro de un radio de $15'$ del centro adoptado para Cr 220) se obtuvieron probabilidades de pertenencia basadas en dos métodos: a) utilizando solo la información cinemática (Vasilevskis et al. 1958; 1965) y b) utilizando tanto la información cinemática como la información espacial (Jones & Walker 1988).

4. Conclusiones Preliminares

Los diagramas fotométricos ($V < 16$) y los análisis de movimientos propios permitieron clasificar las estrellas en el “Área del cúmulo” en tres grupos: a) Estrellas bien localizadas en los diagramas fotométricos y con los mayores valores de probabilidades (lm); b) Estrellas solo bien localizadas en los diagramas fotométricos (pm) y c) Estrellas sin asignación de pertenencia (“?”).

La selección de miembros permite deducir que existirían dos excesos característicos para este cúmulo ($E_{B-V} = 0.15$ y $E_{B-V} = 0.36$) y simultáneamente dos módulos de distancia aparente asociados ($V - M_V = 12.9$ y $V - M_V = 13.5$). Aunque de ambos resultaría el mismo módulo de distancia corregido y dado por $V_0 - M_V = 12.4$ ($d \approx 3$ kpc). Adicionalmente, comparando con modelos evolutivos de Girardi et al. (2000), se dedujo que la edad correspondiente a este objeto sería de unos 100-200 Myr.

Es de notar que el uso del filtro U y los ajustes simultáneos realizados en la Fig. 2 permiten dar una confiabilidad mayor a los valores obtenidos para los parámetros respecto aquellos indicados en trabajos previos.

Referencias

- Ahumada J. 2003, RMAA 39, 41
 Cousins A.W.J. 1978a, MNSSA 37, 62
 Cousins A.W.J. 1978b, MNSSA 37, 77
 Froebrich D., Scholz A. & Raftery C.L. 2007, MNRAS 374, 399
 Girardi L., Bressan A., Bertelli G. & Chiosi C. 2000, A&AS 141, 371
 Jones B.F. & Walker M.F. 1988, AJ 95, 1755
 Landolt A.U. 1992, AJ 104, 340
 Schmidt-Kaler Th. 1982, Landolt-Börnstein, Numerical data and Functional Relationships in Science and Technology, New Series, Group VI, Vol. 2(b), K. Schaifers and H.H. Voigt Eds., Springer Verlag, Berlin, p.14
 Skrutskie M.F., Cutri R.M., Stiening R. et al. 2006, AJ 131, 1163
 Vasilevskis S., Klemola A. & Preston, G. 1958, AJ 63, 387
 Vasilevskis S., Sanders W.L. & van Altena W.F. 1965, AJ 70, 806
 Zacharias N., Urban S.E., Zacharias M.I. et al. 2004, AJ 127, 3043

Agradecimientos. Los autores agradecen al director del CTIO por haber facilitado los recursos observacionales. Este trabajo ha hecho uso de las bases de datos ADS/NASA, Simbad/CDS, 2MASS, UCAC2 y WEBDA.

PRESENTACIÓN MURAL

Discos “debris” o de “escombros” en sistemas binarios y estrellas simples

L. H. García¹, M. Gómez¹

(1) *Observatorio Astronómico de Córdoba*

Abstract. We carried out the modeling of the spectral energy distributions (SEDs) of a group of 12 single and 16 binary stars to characterize “debris” disks in these stars. We compared the derived parameters for both groups, such as: internal and external radii, mass of the dust grains and minimum and maximum sizes for these grains. We found likely differences in the total mass of dust grains contained in the disks of single and binary stars as well as in the maximum and minimum sizes of these grains.

Resumen. Se realizó el modelado de las distribuciones espectrales de energía de un grupo de 12 estrellas simples y 16 sistemas binarios con el objetivo de caracterizar los discos “debris” detectados en estos objetos. Se compararon los parámetros obtenidos para los discos en estos dos grupos, tales como: radio interno y externo, masa de granos de polvo contenida en los discos, tamaños mínimo y máximo para dichos granos de polvo. Se encontraron posibles diferencias en las masas contenida en granos de polvo en los discos y los tamaños mínimo y máximo de los mismos.

1. Introducción

Los discos “debris” o discos de escombros comenzaron a detectarse en la década de 1980 en estrellas simples, principalmente de tipos espectrales A–F. Sin embargo, la llegada de nuevos instrumentos como el satélite Spitzer (2003) ha permitido la detección de estas estructuras en estrellas de tipos espectrales más tardíos como G o M. Recientemente estos discos han sido encontrados también en sistemas binarios de secuencia principal (Trilling et al. 2007). Dadas las características generales de estas estrellas, el origen del polvo en los discos sería las colisiones entre cuerpos con propiedades similares a los que constituyen el Cinturón de Kuiper en el Sistema Solar que orbitarían alrededor de estas estrellas.

Con el objetivo de caracterizar los discos “debris” en estrellas simples y binarias se seleccionaron dos conjuntos de estrellas: 12 estrellas simples y 16 sistemas binarios, a los cuales se les ha detectado la presencia de discos “debris” mediante la medición de excesos de emisión en el infrarrojo. Si bien las muestras de objetos analizadas son relativamente pequeñas son las que se encuentran disponibles hasta el momento. Los tipos espectrales de estas estrellas están en el rango A–M. Para modelar las distribuciones espectrales de energía (SEDs) se recopiló de la

bibliografía mediciones de flujos en los filtros U, B, V, R e I, además de datos de 2MASS en el infrarrojo cercano. Se incluyeron dentro de los grupos que se mencionan aquellos sistemas para los cuales se disponía en la bibliografía de mediciones de flujos del satélite Spitzer y mediciones en la región del submilimétrico. En cuanto a los sistemas binarios, pertenecen a una muestra seleccionada por Trilling et al. (2007) para la búsqueda de discos con el satélite Spitzer y en particular, para estos sistemas, no se encontraron mediciones de flujos disponibles para $\lambda > 100 \mu\text{m}$.

Las SEDs se modelaron mediante el código de Wolf & Hillenbrand (2003, 2005), el cual es de acceso libre. Este representa el continuo estelar como la emisión de un cuerpo negro con la temperatura efectiva y la luminosidad de la estrella correspondiente, y calcula la radiación que es dispersada y re-emitida por granos de polvo, que se suponen esféricos. De esta manera permite obtener parámetros de los discos tales como: radios interno y externo, masa contenida en granos de polvo, tamaños mínimo y máximo de los mismos, etc. Se comparan los parámetros derivados de los modelos para los discos en estrellas simples y binarias.

2. Comparación de la masa de polvo contenida en los discos

En el panel de la izquierda de la Figura 2 se muestran las distribuciones de masa de polvo, en color gris para los discos en estrellas simples, y en color negro (histograma rayado) para los discos en binarias. En la misma figura se lista, entre paréntesis, la cantidad de objetos de cada distribución. El test estadístico Kolmogorov - Smirnov (test K-S, Press et al. 1992) arrojó una probabilidad del orden de 10^{-6} de que ambas distribuciones pertenezcan a la misma población. Según los valores de las medianas de cada distribución, que se listan en la misma figura, los discos en estrellas simples, en general, muestran masas mayores en granos de polvo que los discos en binarias. Sin embargo, para las binarias no se disponía de mediciones de flujos más allá de $\lambda = 100 \mu\text{m}$ para realizar el modelado de las SEDs que, por otro lado, sí se encontraron disponibles para las estrellas simples. Por este motivo se realizó un segundo modelado de todas las SEDs de las estrellas simples descartando las mediciones de flujo más allá de $\lambda = 100 \mu\text{m}$, con el objetivo de ver como afectaba esto a la diferencia inicial encontrada en la masa en granos de polvo. Las distribuciones para este segundo modelado se muestran en el panel de la derecha de la Figura 2. La aplicación del test K-S, si bien no mostró una diferencia tan marcada como en el primer caso, arrojó una probabilidad de 10^{-3} de que ambas distribuciones representen a la misma población. Además la mediana para la distribución de las estrellas simples resultó, nuevamente, mayor que para las binarias. Es decir, se repiten los resultados obtenidos inicialmente.

3. Comparación del tamaño de los granos de polvo

La comparación de los tamaños mínimo y máximo de los granos de polvo en los discos de estrellas simples y binarias también mostró posibles diferencias. En

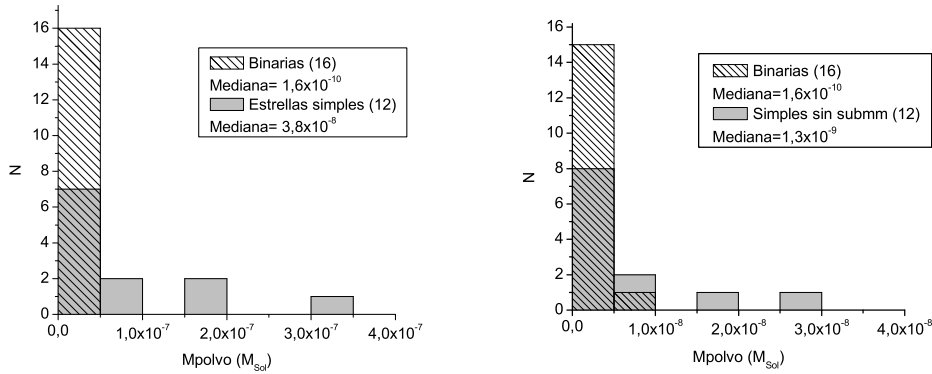


Figura 1. *Izquierda:* Distribución de masa de granos de polvo para los discos en estrellas simples (histograma liso de color gris) y para los discos en binarias (histograma rayado de color negro). En la misma figura se indican las medianas y, entre paréntesis, la cantidad de objetos de cada distribución.

Derecha: Distribuciones para las masas de polvo contenida en los discos de estrellas simples y binarias para el caso donde no se consideraron mediciones de flujos para $\lambda > 100 \mu\text{m}$ en las estrellas simples al momento de modelar las SEDs.

la Figura 2 se muestran las distribuciones de tamaños mínimo y máximo para los granos de polvo. En el panel de la izquierda de la Figura 2 se grafican las distribuciones de tamaño mínimo. El histograma liso de color gris corresponde a las partículas de polvo de los discos en estrellas simples y el histograma rayado de color negro a aquellas en los discos de binarias. Los valores de las medianas de cada distribución, que se listan en la misma figura, no difieren significativamente una de otra. Por otra parte, el test K-S indica que ambas distribuciones tienen una probabilidad de 10^{-1} de representar a la misma población. Para el tamaño máximo de los granos de polvo los resultados son análogos. En el panel de la derecha de la Figura 2 se grafican las distribuciones de tamaño máximo para los granos de polvo. Los colores de los histogramas son iguales que en el caso del tamaño mínimo. Las medianas de las distribuciones no difieren una de otra y, por otra parte, el test K-S indica que ambas distribuciones serían diferentes.

4. Conclusiones

Se compararon las características de los discos en estrellas simples y binarias. Se encontraron posibles diferencias en la masa de granos de polvo contenida en los discos y en el tamaño de los mismos. Los discos en estrellas simples mostraron, en general, masas mayores en granos de polvo que los discos en binarias.

Por otra parte se hallaron posibles diferencias en los tamaños máximo y mínimo de los granos de polvo. En el caso del tamaño mínimo, las medianas de las distribuciones no difieren significativamente una de otra. Sin embargo, el test

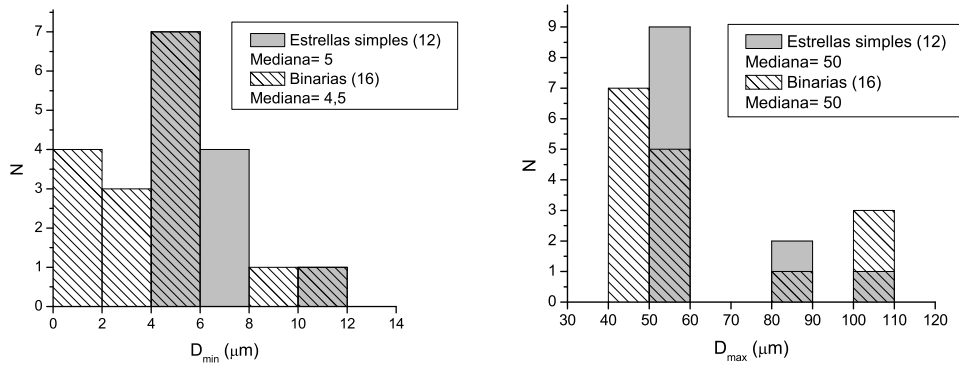


Figura 2. *Izquierda:* Distribución de tamaño mínimo para los granos de los discos de estrellas simples (histograma liso de color gris) y para los discos en binarias (histograma rayado de color negro). Entre paréntesis se indican la cantidad de objetos de cada distribución junto con los valores de las medianas. *Derecha:* Distribución de tamaño máximo para los granos de polvo para los discos de estrellas simples y los discos en binarias. Al igual que para el caso del tamaño mínimo, en la misma figura se listan las medianas de cada distribución, y entre paréntesis, la cantidad de objetos de cada una.

K-S indica que las distribuciones de tamaño mínimo para los granos de polvo en los discos de estrellas simples y binarias serían distintas. Existe una mayor dispersión de valores para los tamaños mínimos de los granos de polvo en los discos de binarias que en estrellas simples. Estos mismos resultados generales se repiten para el tamaño máximo de las partículas de polvo, donde la distribución de tamaños máximo para los granos de polvo de los discos en binarias muestra una dispersión mayor en comparación con la distribución para los granos de los discos en estrellas simples. Esta diversidad en los tamaños podrían estar indicando diferencias evolutivas en los granos de polvo en discos alrededor de estrellas simples y de binarias. Uno de los procesos que ocurren en los discos “debris” son las colisiones entre granos de polvo. Dependiendo de sus velocidades relativas, dichos encuentros pueden resultar destructivos o acumulativos dando origen a granos de distinto tamaño. La presencia de una estrella compañera podría influir en las velocidades de los granos de polvo (ver por ejemplo, Marzary & Scholl 2000) afectando su desarrollo en los discos en binarias.

Referencias

- Marzary, F., Scholl, H., 2000, *ApJ*, 543, 328
 Press W. H., et al. 1992, *Numerical Recipes*, Cambridge Univer. Press, p. 617
 Trilling, D. E., Stansberry, J. A., Stapelfeldt, K. R., et al. 2007, *ApJ*, 658, 1289
 Wolf, S., Hillenbrand, L.A., 2003, *ApJ*, 596, 603 (El programa se encuentra disponible en la dirección web: <http://www1.astrophysik.uni-kiel.de/dds/>)
 Wolf, S., Hillenbrand, L.A., 2005, *Computer Physics Communicatios*, 171, 208

PRESENTACIÓN MURAL

Estudio de la extinción interestelar en dirección a la Nebulosa Gum

E. E. Giorgi¹, G. R. Solivella¹, R. A. Vázquez¹ & G. L. Baume¹

(1) Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas-UNLP
IALP-CCT La Plata-CONICET

Abstract. In the current work we present the results of a spectroscopic and photometric study of 61 stars projected in the fields of 6 open clusters located at the south-east and north-west regions of the Gum Nebula. It is our aim to analyze the variation of the interstellar reddening in this region of the Galaxy.

Resumen. En el presente trabajo presentamos los resultados de un estudio espectroscópico y fotométrico de 61 estrellas proyectadas en la región de 6 cúmulos abiertos localizados en las zonas sur-este y nor-oeste de la Nebulosa Gum. Nuestro propósito es analizar la variación del enrojecimiento interestelar en esta región de la Galaxia.

1. Introducción

La Nebulosa Gum es una de las regiones HII más grandes de la Vía Láctea, posee un diámetro angular de aproximadamente 36° y está centrada en $l = 258^\circ$ $b = -5^\circ$. La estructura del medio interestelar hasta 2 kpc del Sol en la región de la Nebulosa Gum ha sido analizada por Sahu (1992), mientras que los procesos de formación estelar y los glóbulos cometarios han sido estudiados por Kim (2002) y Kim (2005). También ha sido estudiada la distribución del hidrógeno neutro por Dubner et al. (1992) y Reynoso & Dubner (1997) y el continuo de radio en 1420 Mhz por Testori (2001) y Reich et al. (2001). En esta región se encuentran las estrellas ζ Pup (O4If) y γ^2 Vel (WC8+O7.5 I), las cuales juntamente con las dos asociaciones estelares OB Trumpler 10 y Vela OB2, podrían ser las responsables de la mayor parte de la fotoionización en la nebulosa. Las estimaciones realizadas por diversos autores de las distancias a las que se encuentran estos objetos oscilan entre 400 y 500 pc (Brandt et al. 1971; Hawarden & Brand 1976; Zealey et al. 1983; Henning & Launhardt 1998). Sahu (1992) propone que el IRAS Vela Shell encierra una cavidad aparentemente formada por los vientos estelares y explosiones de las estrellas de la asociación Vela OB2. En la región de la Nebulosa Gum también se encuentra el "Vela Molecular Ridge" (Murphy & May 1991), esto es, un complejo de nubes moleculares gigantes localizado a 700 pc del Sol (Liseau et al. 1992).

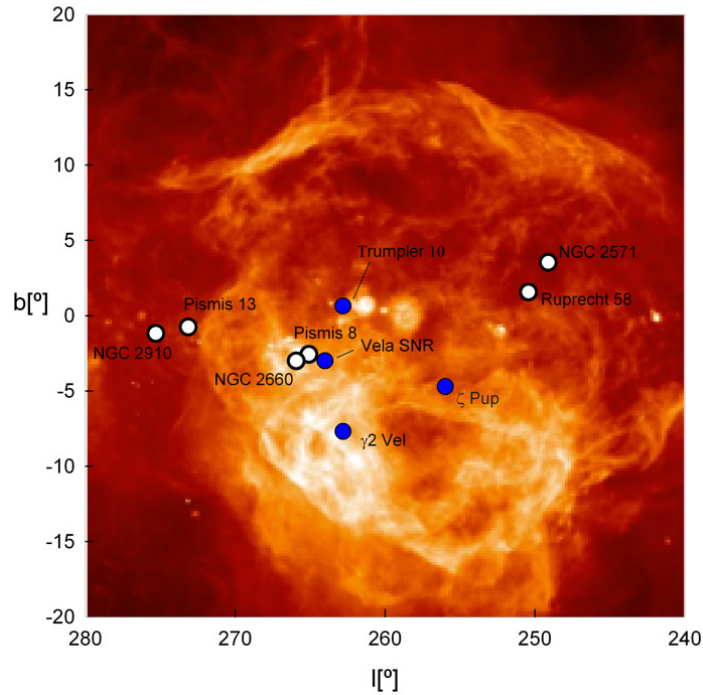


Figura 1. Imagen $H\alpha$ de la Nebulosa Gum (The Southern H-alpha Sky Survey Atlas SHASSA). Se indican la posiciones de los campos estudiados (círculos blancos) y de algunos objetos importantes de la región (círculos azules).

2. Observaciones

Los datos para clasificación MK de 61 estrellas en los campos de los cúmulos Pismis 8, Pismis 13, NGC 2571, NGC 2660, NGC 2910 y Ruprecht 58, ubicados en la dirección en la que se observa la Nebulosa Gum (Fig. 1), fueron obtenidos con el telescopio de 2.15 m de CASLEO (San Juan, Argentina) y REOSC-DS, a lo largo de varias campañas de observación entre los años 2002 y 2007. Los datos fotométricos de los mismos cúmulos fueron obtenidos en el Observatorio Las Campanas (Chile), excepto NGC 2571 que fue observado en CTIO (Chile) y Ruprecht 58 en el CASLEO.

3. Cálculo de los excesos

La variación de la absorción en esta dirección puede determinarse a partir de la combinación de los datos fotométricos y espectroscópicos de las estrellas observadas. Con el tipo espectral MK es posible conocer la magnitud absoluta y el color intrínseco de estas estrellas. A su vez, los datos fotométricos permiten determinar el exceso de color $E_{(B-V)}$ y la distancia individual de cada estrella. Excepto en Pismis 8 (Fig. 2), donde todas las estrellas observadas espectroscópi-

camente son miembros, los restantes cúmulos exhiben en sus campos miembros y no miembros, todos los cuales resultan útiles para examinar la variación del enrojecimiento a través de la Nebulosa Gum ubicada a $\sim (400-500)$ pc del Sol. En la Fig. 2 (panel c), el patrón de enrojecimiento es creciente con la distancia y la absorción por delante de la Nebulosa Gum es extremadamente baja; en el panel b) se observa un enrojecimiento comprendido entre 0.15 y hasta 0.9, con una media de 0.3, para objetos tan lejanos como 4 kpc. No obstante el alto patrón de enrojecimiento observado, en Pismis 8 podría ser intrínseco. En el panel a), a la distancia de la Nebulosa Gum, el enrojecimiento puede llegar hasta 0.3, permaneciendo siempre inferior a este valor hasta 3 kpc del Sol.

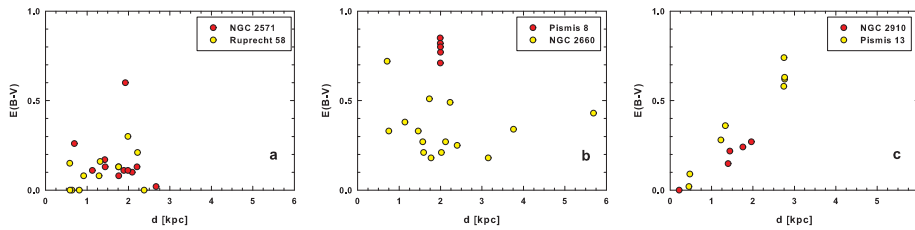


Figura 2. $E_{(B-V)}$ vs. distancia para las estrellas observadas en los campos de: a) NGC 2571 y Ruprecht 58; b) Pismis 8 y NGC 2660; c) Pismis 13 y NGC 2910.

4. Análisis y conclusiones

La poca extensión angular cubierta por nuestros objetos amerita utilizar datos disponibles en la literatura (WEBDA) de estrellas en los campos de otros cúmulos abiertos, con datos fotométricos y espectroscópicos, para verificar la tendencia mostrada en la Fig. 2. Sólo se utilizaron para este propósito estrellas clasificadas como de clases de luminosidad I, III o V en campos de cúmulos ubicados entre $240^\circ < l < 275^\circ$ y $-15^\circ < b < +10^\circ$. Esta muestra debe considerarse inhomogénea ya que los datos provienen de diferentes autores y técnicas. Se encontraron 632 estrellas con tipos espectrales MK y datos fotométricos UBV, ubicadas en 59 cúmulos abiertos. En todos los casos, distancias y excesos $E_{(B-V)}$ se determinaron en forma independiente, sin tener en cuenta la pertenencia o no de dichas estrellas a los cúmulos. La variación del $E_{(B-V)}$ con la distancia se muestra en la Fig. 3, en intervalos de 5° de longitud galáctica. Los objetos más distantes pertenecen al intervalo $240^\circ < l < 250^\circ$ y presentan excesos de color de hasta $E_{(B-V)} = 1.5$. La zona entre $250^\circ < l < 265^\circ$ muestra objetos concentrados hasta 2 kpc, con un patrón de enrojecimiento aparentemente creciente con la distancia, y gradual desaparición de objetos distantes a medida que crece la longitud galáctica, hasta que en la región entre 265° y 270° aparecen nuevamente objetos relativamente remotos (aunque a no más de 6 kpc), algunos de ellos fuertemente enrojecidos. En este sector se encuentran algunos de los cúmulos acá estudiados, tales como NGC 2660 y Pismis 8. En todos los casos la tendencia encontrada en los 6 cúmulos estudiados en este trabajo coincide con la que se obtiene al analizar los datos extraídos de la literatura. En la zona

270°-275°, sólo se han detectado objetos a menos de 2 kpc del Sol. Este efecto de distribución puede estar relacionado con zonas de alta absorción en la Nebulosa Gum y, potencialmente, con el "Vela Molecular Ridge". En el presente estudio, se interpreta que la Nebulosa presenta una región central y nor-oeste con una absorción comparativamente menor. Esto obedecería quizás a un efecto de barrido de material, el cual habría dado lugar a una cavidad alrededor del centro mismo de esta estructura. A través de esta cavidad se alcanzan a visualizar, con una absorción relativamente baja, por ejemplo las estrellas del campo del cúmulo NGC 2660, a distancias del orden de 6 kpc. Esto evidencia una zona de transparencia que marcaría el borde sudeste del "Vela Molecular Ridge".

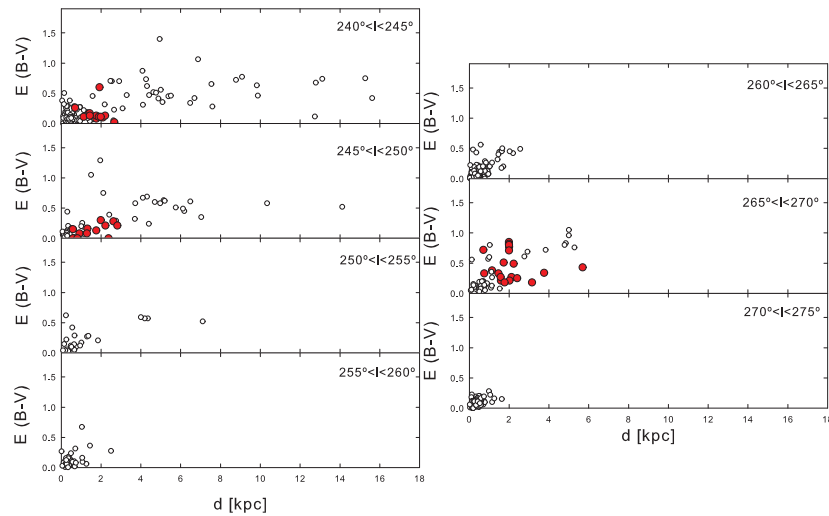


Figura 3. $E_{(B-V)}$ vs. distancia para todas las estrellas con tipos espectrales entre $240^\circ < l < 275^\circ$. Los círculos rojos representan las estrellas analizadas en este trabajo.

Referencias

- Brandt, J. C., Stecher, T. P., Crawford, D. L., Maran, S. P. 1971, ApJ 163, L99
 Dubner, G., Giacani, E., Cappa de Nicolau, C., Reynoso E. 1992, A&ASS 96, 505
 Hawarden, T. G., Brand, P. W. J. L. 1976 MNRAS 175, 19P
 Henning, Th., Launhardt, R. 1998, A&A 338, 223
 Kim, J.S. 2002, Tesis Doctoral
 Kim, J.S, Walter, F. M., Wolk, S. J. 2005, ApJ 129, 1564
 Liseau, R., Lorenzetti, D., Nisini, B., Spinoglio, L., Moneti, A. 1992, A&A 165, 577
 Murphy, D.C., May, J. 1991, A&A 247, 2002
 Reich, P. Testori, J.C., Reich W. 2001, A&A 376, 861
 Reynoso, E. M., Dubner, G.M. 1997, 123, 31
 Sahu, M.S. 1992, Tesis Doctoral
 Testori, J.C. 2001, Tesis Doctoral, Univ. Nacional de La Plata
 Zealey, W. J., Ninkov, Z., Rice, E., Hartley, M., Tritton, S. B. 1983, ApL 23, 119

PRESENTACIÓN MURAL

On the Nature of the Stellar Group ESO442-SC04

F.F.S. Maia¹, J.F.C. Santos Jr.¹, W.J.B. Corradi¹, A.E. Piatti²

(1) *Universidade Federal de Minas Gerais (UFMG, Brazil)*

(2) *Instituto de Astronomía y Física del Espacio (CONICET)*

Abstract. We propose a definitive test on the real physical nature of ESO 442-SC04, an object which has been listed as a possible open cluster remnant (POCR) by Bica et al. (2001). In order to pursue such analysis, we carried out multi-object spectroscopy of stars in its inner area using GMOS at Gemini-South telescope. By determining their radial velocity and metallicity, in conjunction with 2MASS color-magnitude diagrams and proper motion analysis, we aim at evaluating if the stars form a physical system. Our analysis of the radial velocity data suggests that the stars are not dynamically bound, according to the large radial velocity dispersion ($\gtrsim 50$ km/s).

Resumen. Proponemos un test definitivo acerca de la verdadera naturaleza física de ESO 442-SC04, un objeto catalogado por Bica et al. (2001) como posible remanente de un cúmulo abierto. A partir del análisis de sus velocidades radiales y metalicidades -obtenidas con el multiespectrógrafo GMOS del telescopio Gemini Sur-, en combinación con movimientos propios y diagramas color-magnitud 2MASS, evaluamos la posibilidad de que dichas estrellas formen un sistema físico. Nuestro análisis de las velocidades radiales sugiere que las estrellas no se encuentran ligadas dinámicamente, de acuerdo a su relativamente gran dispersión de velocidades ($\gtrsim 50$ km/s).

1. Introduction

As a consequence of the dynamical evolution of open clusters, it is an expected fact the occurrence of systems characterized by loose clumps with small number of stars in the intermediate state between well defined, concentrated, dense structures and disrupted systems. According to the present knowledge on how this dynamical evolution occurs, the timescales involved indicate that finding clusters in the state of dissolution should be common.

In this context, there is a controversy whether ESO 442-SC04 is, in fact, a dissolving open cluster or the result of a fortuit alignment of stars (Carraro et al. 2005). We propose a definitive test on its real physical nature.

2. Data Analysis

The Gemini Multi-Object Spectrograph (GMOS), on Gemini-South telescope, was used to collect spectra of 36 selected stars on a $5' \times 5'$ region centered on ESO 442-SC04. Radial velocity and metallicity standard stars were also observed using GMOS on longslit mode. Table 1 lists the observed standard stars and summarizes their properties as found in Nordstrom et al. (2004, radial velocities and metallicities) and SIMBAD (spectral types).

Table 1. Standard-stars properties

Object	ST	V_r (km/s)	[Fe/H]	$E(B - V)$	$\sigma_{E(B-V)}$	$E(B-V)_{SCH}$	$E(B-V)_{BH}$
HD104471	G0V	-7.2 ± 0.1	0.00	0.26	0.10	0.08 ± 0.01	0.10 ± 0.01
HD104982	G2V	10.5 ± 0.1	-0.40	0.14	0.04	0.07 ± 0.01	0.09 ± 0.01
HD105004	F8VI	121.6 ± 0.3	-0.79	0.10	0.03	0.08 ± 0.01	0.14 ± 0.01
HD107122	F1V	16.2 ± 3.3	-0.42	0.04	0.03	0.07 ± 0.01	0.08 ± 0.01
HD111433	F3IV	4.0 ± 0.6	0.25	0.01	0.01	0.07 ± 0.01	0.07 ± 0.01
CD-289374	—	30.4 ± 0.2	-1.18	0.05	0.02	0.06 ± 0.01	0.09 ± 0.01

The collected spectra cover the spectral range 3875 – 5300 with resolution $R = 3945$ ($\Delta\lambda = 1.2 \text{ \AA}$) and dispersion of 0.4713 /pixel. Grating *B1200_G5321* was used with 0.5'' slit width.

Radial velocities were determined by cross-correlation techniques using the FXCOR task. As a first step the task was applied on the standard stars set using the values given by Table 1 as a first guess to stars radial velocity. A self-consistent set of solutions was then obtained by making corrections to the velocities and redoing the correlation in order to find consistent values for the whole set.

Table 2 shows the results of the employed correlations and the averaged radial velocities obtained.

Table 2. Calculated radial velocities for the standard stars. Boldfaced values represent the velocities adopted for each template in the correlation.

star/template	HD104471	HD104982	HD105004	HD107122	HD111433	CD-289374
HD104471	-126.3±11.5	-7.5±5.2	118.0±15.1	16.7±25.9	-24.6±11.4	30.4±5.7
HD104982	-127.5±5.2	-8.7±5.7	114.0±13.4	9.4 ±24.7	-28.8±13.0	32.9±11.2
HD105004	-122.7±15.8	-1.1±13.4	121.6±0.3	19.6±27.9	-20.6±18.0	37.5±16.6
HD107122	-126.8±25.9	-1.9±24.7	118.2±27.9	16.2±3.3	-24.6±18.4	36.0±28.9
HD111433	-126.3±11.5	-4.5±13.0	117.6±18.0	16.2±18.4	-24.6±11.4	33.7±17.8
CD-289374	-128.8±11.2	-8.7±5.2	114.5±16.6	10.6±3.3	-27.9±17.8	30.4±0.2
\bar{V}_r	-126.4±6.1	-5.4±5.4	117.3±7.0	14.8±9.5	-25.2±6.3	33.5±6.6

Next, with the heliocentric velocities previously determined for the standard stars, FXCOR was run on the 17 science spectra using the 6 standard stars spectra as templates. Table 4 shows the used spectra, their corresponding S/N and the average radial velocities obtained.

2.1. Spectral type determination

Spectral types were determined by matching each star's spectrum against ELODIE 3.1 stellar spectral library (Prugniel & Soubiran 2001). As a first step we used ELODIE's lower resolution spectra ($R = 10000$) as templates to the standard stars spectra on task FXCOR in order to determine, through the sharpness of the correlation function peak (Tonry & Davis 1979), the most similar templates to each standard star.

The spectral types were determined by collecting the ten most similar templates and selecting among them the most recurrent spectral type, giving priority to the ones with higher mean TDR. The determination of luminosity classes followed similar procedures. Table 3 shows the determined spectral types for standard stars and their spectral types as provided by SIMBAD (Table 1).

Table 3. Comparison of determined Spectral Types for standard stars

	HD104471	HD104982	HD105004	HD107122	HD111433	CD-289374
Determined	K0III	G5IV-V	F8V	F0V	F3IV-V	G5IV
SIMBAD	G0V	G2V	F8IV	F1V	F3IV	—

It can be seen that, except for HD104471, the spectral types determined by the adopted method are uncertain by up to 3 spectral subclasses. Guided by this result we used the same method to determine the spectral types of our science spectra, as shown in Table 4.

2.2. Reddening Determination

Reddening was determined by using the Seaton reddening law (Seaton 1979) to deredden the object spectrum with a range of $E(B-V)$ values and then finding the color excess that minimizes the object-template residuals. Figure 1 shows the dereddening process applied to one of our science spectra against the 3 best matching templates.

Table 1 shows the average $E(B-V)$ found for standard-stars, and the standard deviation of the results. Color excess from Schlegel et al. (1998) dust maps ($E(B-V)_{SCH}$) and Burstein & Heiles (1982, scaled) HI maps ($E(B-V)_{BH}$) are also shown.

As the standard-stars determined color excesses showed good agreement with predicted values (except for HD104471), we used the same procedure to evaluate the color excess of each science spectra (Table 4). The predicted color excess values in the direction of science-stars from the dust and scaled HI maps are respectively $E(B-V)_{SCH} = 0.08 \pm 0.01$ and $E(B-V)_{BH} = 0.10 \pm 0.01$.

3. Results & Conclusions

By means of cross-correlation with ELODIE’s spectral library we were able to determine heliocentric radial velocities, spectral types and reddening for 17 stars in the inner region of stellar object ESO 442-SC04. These results are summarized in Table 4.

Our results suggests that few, if any, of the studied stars are physically bound. The radial velocities obtained show dispersion greater than 50 km/s. Also reddening values calculated allow us to exclude only 3 stars with $E(B-V)$ outside 1σ from the mean. Although further studies are still necessary, the data strongly points out that ESO 442-SC04 is not a physical system.

References

- Bica E. et al. 2001, A&A, 366, 827
 Burstein D. & Heiles C. 1982, AJ, 87, 1165 (BH)

Table 4. Radial velocities, spectral type and reddening for science spectra

Spectrum	S/N	$\overline{V_r}$	σ_{V_r}	Spectral Type	$\overline{E(B-V)}$	$\sigma_{E(B-V)}$
S2	15	75.8	7.2	G8III-IV	0.02	0.02
S6	40	9.5	5.2	G0I-II	0.15	0.05
S9	20	25.1	4.7	G0I-II	0.11	0.06
S10	10	93.6	10.3	K0III	0.26	0.02
S12	20	227.2	12.7	G8IV	0.10	0.06
S14	25	110.0	10.9	G5IV	0.17	0.04
S15	30	78.5	7.5	K0IV-V	0.03	0.02
S19	50	68.0	8.2	G5IV	0.22	0.03
S20	25	74.4	6.9	K0III	0.13	0.02
S21	30	31.3	5.6	G5IV-V	0.13	0.05
S23	35	95.5	8.5	K0IV-V	0.14	0.04
S25	6	145.9	17.1	G0I-II	0.58	0.05
S28	30	15.0	5.4	G8III-IV	0.11	0.06
S29	22	10.7	7.1	K0III	0.10	0.04
S30	12	40.0	6.6	G8III	0.01	0.02
S32	10	47.0	6.7	K0III	0.03	0.03
S33	12	142.4	12.9	G8III	0.17	0.04

Carraro G. et al. 2005, A&A, 433, 143

Nordström, B. et al. 2004, A&A, 418, 989

Prugniel P. & Soubiran C. 2001, A&A, 369, 1048

Schlegel D. J. et al. 1998, ApJ, 500, 525 (SCH)

Seaton M. J. 1979, MNRAS, 187, 73

Tonry J. & Davis, M. 1979, AJ, 84, 1511

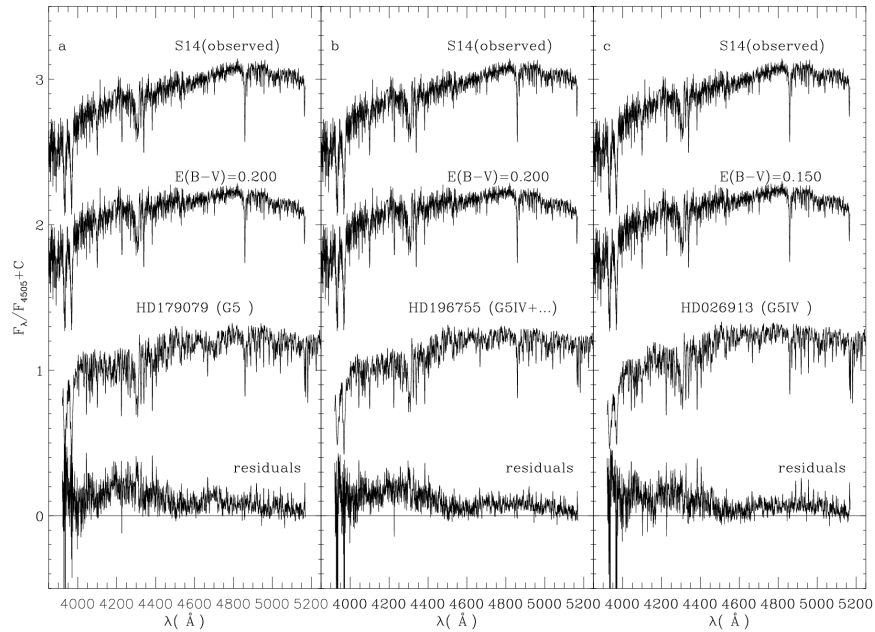


Figure 1. Dereddening process for 3 best templates of spectrum S14.

PRESENTACIÓN MURAL

Parámetros orbitales de KX TrA

P. Marchiano¹, E. Brandi^{1,2,3}, C. Quiroga^{1,3}, L.G. García^{1,3} y O.E. Ferrer^{1,4}

(1) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas - UNLP*

(2) *Comisión de Inv. Científicas de la Prov. de Bs.As. (CIC)*

(3) *Instituto de Astrofísica La Plata (IALP) - CCT La Plata-CONICET - UNLP*

(4) *Consejo Nacional de Inv. Científicas y Técnicas (CONICET)*

Abstract. In this work we present a spectral analysis of the symbiotic binary KX TrA based on optical spectra and the nearby IR obtained in Casleo between 1995-2007. Through the radial velocity curve, we have determined a new orbital solution to the absorption lines of the red giant. Since 2004 the system entered into a period of activity, which has been covered by our observations. We present an analysis of some emission lines and their variations during the active phase.

Resumen. Presentamos un análisis espectral de la binaria simbiótica KX TrA en base a espectros ópticos y del cercano IR obtenidos en el Casleo entre los años 1995-2007. Hemos determinado, a través de la curva de velocidades radiales, una nueva solución orbital para las líneas de absorción correspondientes a la gigante roja. A partir del año 2004 el sistema entró en un período de actividad, el cual ha sido cubierto por nuestras observaciones. Se presenta un análisis de determinadas líneas de emisión y sus variaciones durante la fase activa.

1. Introducción

KX TrA es una binaria simbiótica tipo *S* de alta excitación. A comienzos del año 2004 la componente caliente del sistema ha sufrido un incremento en el brillo óptico de ~ 2.5 mag, debido a una erupción y continúa en la fase activa hasta nuestros datos más recientes.

Para esta binaria fueron determinados períodos orbitales de más de 1300 días mediante la espectropolarimetría por Harries & Howarth (2000) y a partir de la espectroscopía por Ferrer et al. (2003).

Presentamos una redeterminación de la órbita espectroscópica de KX TrA, en base a imágenes obtenidas con el espectrógrafo REOSC-DC de Casleo, calculando las soluciones orbitales para las líneas de absorción correspondientes a la gigante roja. Además, como parte de nuestras observaciones cubren la fase eruptiva, presentamos un análisis de las líneas de emisión presentes y sus variaciones

en función de la actividad de la componente caliente y del movimiento orbital.

Las observaciones espectroscópicas de KX TrA fueron realizadas en forma sistemática en CASLEO, desde junio de 1995 hasta agosto de 2007, utilizándose el telescopio de 2.15m "Jorge Sahade" y el espectrógrafo REOSC, en modo dispersión cruzada. Con el fin de reunir la mayor cantidad de observaciones extendidas en el tiempo, se incluyeron en el presente estudio espectros de dispersión intermedia obtenidos con Z-Machine en Casleo en los años 1990 y 1991.

2. Órbita Espectroscópica

La curva de velocidad radial de la componente gigante tipo M se obtuvo en base a las mediciones de las líneas de absorción correspondientes principalmente a FeI y TiI, en la región de longitudes de onda mayores que 6000 Å donde la contribución de la componente caliente es menor.

A continuación se muestran los parámetros orbitales que resultan de considerar el mejor ajuste para una órbita excéntrica.

P	K	γ_0	e	$T_0(\star)$	$a \sin i$	$f(M)$
[días]	[kms^{-1}]	[kms^{-1}]		[JD 244..+]	[UA]	[M_\odot]
1916 ± 66	$8,1 \pm 2,8$	$-125,9 \pm 1,0$	$0,42 \pm 0,2$	8898 ± 145	1,29	0,029

(\star) T_0 corresponde al momento de paso por el periastro.

En la Figura 1 se muestra la curva de velocidades radiales de la gigante obtenidas a partir de mediciones de las absorciones, ubicadas en la región roja del espectro.

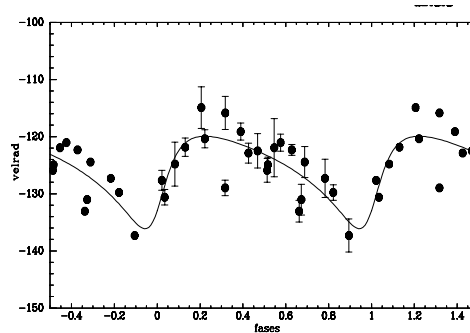


Figura 1. La línea continua corresponde a la curva teórica

3. Actividad de la Componente Caliente

Cuando KX TrA incrementa su brillo óptico se observa un ensanchamiento en las alas de las emisiones permitidas de H y He II $\lambda 4686$ y de las líneas prohibidas de [OIII] $\lambda\lambda 5007, 4959$ y [FeVII] $\lambda 6087$. Cuando la estrella alcanza el máximo a comienzos de 2004, las emisiones prácticamente desaparecen, aunque la variación

en $H\alpha$ es menos notable. La Fig. 2 muestra la evolución de los anchos equivalentes a lo largo de la curva de luz.

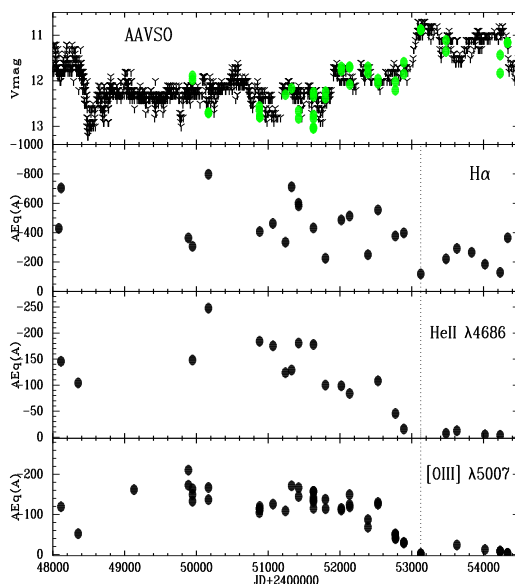


Figura 2. *Panel superior:* curva de luz visual de KX TrA entre 1990 y 2007 (datos AAVSO). Los puntos verdes representan las magnitudes V calculadas de nuestros espectros. *Paneles centrales e inferior:* evolución de los anchos equivalentes de $H\alpha$, $He\ II\ \lambda\ 4686$ y $[O\ III]\ \lambda\ 5007$ a lo largo de la curva de luz. La línea punteada corresponde a abril 2004, cuando KX TrA aumenta de brillo y las emisiones se debilitan o desaparecen.

Los cambios en los perfiles, mostrados en Fig. 3, indican que la temperatura de la componente caliente ha disminuido en el máximo de luz, posiblemente debido a un aumento en la profundidad óptica en el viento desarrollado por la estrella caliente durante la erupción.

Las líneas de emisión anchas $\lambda\lambda 6825, 7082$ son frecuentemente observadas en estrellas simbióticas de alta excitación. Son producidas cuando fotones UV de $OVI\ \lambda\lambda 1031, 1038$ provenientes de la componente caliente son dispersados por scattering Raman por los átomos de H neutros asociados a la gigante roja. Ambas emisiones anchas estaban presentes en KX TrA durante el período de quietud pero desaparecen durante la fase activa, hasta nuestros días. La Fig. 4 muestra la variación de $\lambda\ 6825\ \text{\AA}$.

La ausencia de las líneas Raman en tiempo de actividad podría ser explicada por una alteración en la geometría y en el mecanismo de scattering al momento de la explosión. Probablemente el scattering Raman no es eficiente entonces, debido a que los fotones UV de OVI son rápidamente absorbidos por el material denso alrededor de la estrella caliente.

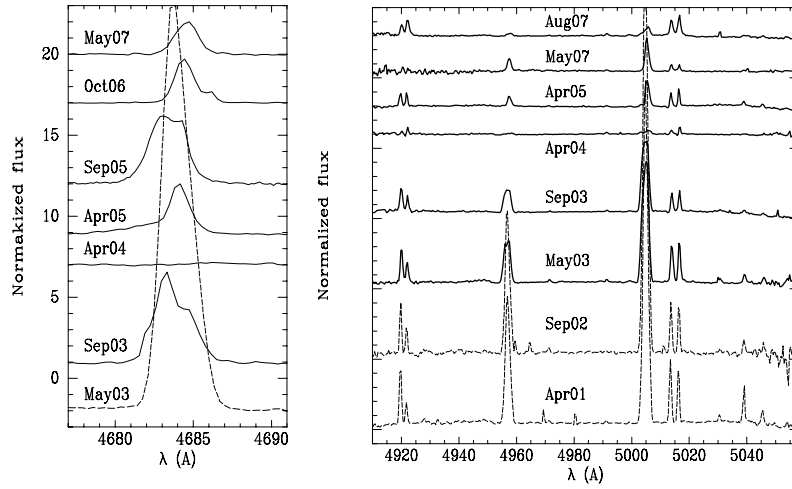


Figura 3. *Izquierda:* Cambios en el perfil de He II $\lambda 4686$ durante la fase activa.

Derecha: Las emisiones de [OIII] $\lambda\lambda 4959, 5007$ Se debilitan y ensanchan notablemente a partir de 2003 y prácticamente desaparecen en abril 2004

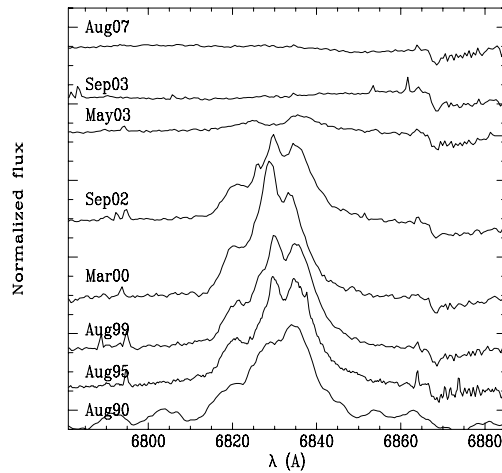


Figura 4. Esta ancha emisión es producida por scattering Raman: fotones UV de OVI son dispersados por átomos neutros de H. Vemos que desaparece a comienzos del 2003, ni bien comienza la erupción y sigue sin observarse en nuestros espectros más recientes.

Referencias

- Ferrer, O.E., Quiroga, C., Brandi, E., García, L.G. 2003 in *Symbiotic Stars Probing Stellar Evolution*. ASP Conference Series, vol. 303, 117
- Harries, T.J. & Howarth, I.D. 2000, A&A 361, 139

PRESENTACIÓN MURAL

The role of metals and scattering processes in a Helium stellar atmosphere

Luis A. Milone¹ & David C. Merlo¹

(1) *Observatorio Astronómico, Universidad Nacional de Córdoba, Argentina.*

Abstract. “Metals” easily ionize (F, Ne and Ar, are exceptions), hence, if present, they provide additional continuous absorption and free electrons. Helium atmospheres (i.e., with no or negligible amounts of H and metals) are very transparent, much more transparent than those of solar -or Population II- chemical composition. If in such atmospheres we add metals in solar amounts and disregard line blanketing, it is shown that a “*continuous (absorption) blanketing*” is still present, and a steeper temperature gradient results.

Resumen. Mostramos que las atmósferas estelares exclusivamente de Helio, son más “transparentes” que las de composición solar, o las deficientes en metales. Cuando incluimos en su composición química metales (en abundancia solar, y aún cuando no consideremos el “bloqueo” de las líneas espectrales), se incrementa la absorción en todas las frecuencias -en particular en el UV- produciéndose un efecto “blanketing” por absorción continua y un gradiente de temperatura más pronunciado.

1. Introduction

More than four decades ago, Hunger & van Blerkom (1967) wrote: “...*Helium stars are interesting in connection with stellar evolution. Therefore, it is desirable to have well determined abundances...*”. The situation has evolved favourably since then (e.g., see Asplund *et al.*, 1997; Behara & Jeffery, 2006, and many other papers), but an analysis of the properties of a He atmosphere is, even today, still very useful.

For $\lambda < 504 \text{ \AA}$, a He atmosphere is nearly opaque, while for longer wavelengths, Rayleigh scattering is the dominant source of opacity at almost all depths (we are considering atmospheres with effective temperatures lower than 10000 K). Electron scattering plays a secondary role. The addition of metals increases the absorption at all wavelengths and layers, and a “*back warming*” occurs: the temperature gradient becomes steeper.

2. Absorption and dispersion coefficients per unit mass; total extinction

Total extinction per unit mass results from the contribution of cross-sections, abundance of the elements, and ionization (or dissociation) states. H, He, C, Mg, Al and Si, were included in our analysis as they are -potentially- important absorbers, or dispersers, for temperatures lower than 10000 K. Formulae used in calculations were selected from elsewhere (Milone & Merlo, 2005). LTE conditions were assumed. See Table 1 for chemical compositions used.

Elem.	(1)	(2)	(3)	(4)
H	1.00e12	1.00e12	1.00e08	1.00e02
He	9.77e10	9.77e10	3.16e11	3.16e11
C	3.63e08	3.63e06	6.31e09	3.63e02
N	1.12e08	1.12e06	6.31e08	1.12e02
O	8.51e08	8.51e06	3.16e08	8.51e02
Ne	1.23e08	1.23e06	1.23e08	1.23e02
Na	2.14e06	2.14e04	2.14e06	2.14e02
Mg	3.80e07	3.80e05	3.80e07	3.80e02
Al	2.95e06	2.95e04	2.95e06	2.95e02
Si	3.55e07	3.55e05	3.55e07	3.55e02
P	2.82e05	2.82e03	2.82e05	2.82e02
S	1.62e07	1.62e05	1.62e07	1.62e02
A	3.63e06	3.63e04	3.63e06	3.63e02
K	1.32e05	1.32e03	1.32e05	1.32e02
Ca	2.29e06	2.29e04	2.29e06	2.29e02
Fe	4.68e07	4.68e05	4.68e07	4.68e02
Ni	1.78e06	1.78e04	1.78e06	1.78e02
Met	6.00e06	6.00e04	6.00e06	6.00e02

Table 1. Chemical compositions used in the analysis: (1) Solar, (2) Population II, (3) H-deficient C-rich; Merlo & Milone (2003); (4) He mixture, extremely deficient in H and metals.

For our analysis, we used two sets of temperature and electronic pressure (T, P_e) values; one such set represents conditions for a close-to-the-surface layer, while the other corresponds to the physical conditions of a very deep layer. Those values originate in atmospheric models from Kurucz (1979) for the solar and population II chemical compositions, and Merlo (2007) for He compositions. Total extinction (i.e., **absorption plus dispersion**) for each case under study is shown in figures 1 to 5. Analysis of Population II mixture is not included here.

3. Analysis of results

3.1. Solar composition: $T_e = 5770$ K, $\log g = 4.44$.

Fig. 1: $T=5934$ K, $\log P_e=1.354$. a) $\lambda < 912 \text{ \AA}$, almost fully blocked by H+He; $(\log \kappa_\lambda)_{max} \approx 6.5$. b) $912 \text{ \AA} < \lambda < 3650 \text{ \AA}$, significant absorption by H+metals; $6.5 > \log \kappa_\lambda > -1.2$. c) $\lambda > 3650 \text{ \AA}$, total extinction exclusively dominated by H^- ; $\log \kappa_\lambda \approx -1.5$.

Fig. 2: $T=8450.9$ K, $\log P_e=3.249$. a) $\lambda < 912 \text{ \AA}$, almost fully blocked by H+He; $(\log \kappa_\lambda)_{max} \approx 5.7$. b) $912 \text{ \AA} < \lambda < 1200 \text{ \AA}$, significant absorption by C; $5.7 > \log \kappa_\lambda > 0.0$. c) $\lambda > 1200 \text{ \AA}$, total extinction dominated by H; $\log \kappa_\lambda \approx 0.0$.

3.2. He mixture (H-deficient C-rich; metals: solar abundance, i.e., HdC mixture): $T_e = 5500$ K, $\log g = 4.50$.

Fig. 3: $T=5708.9$ K, $\log P_e=2.756$. a) $\lambda < 504 \text{ \AA}$, almost fully blocked by He; $(\log \kappa_\lambda)_{max} \approx 6.0$. b) $1200 \text{ \AA} > \lambda > 504 \text{ \AA}$, significant absorption by C: $\log \kappa_\lambda \approx$

4.5. c) Metals (C, Mg and Si, and, at wavelengths shorter than 2000 Å, also Al) significantly contribute to absorption, specially in the UV; scattering processes play a secondary role. $\log \kappa(\lambda=1000 \text{ \AA}) \approx 4.4$; $\log \kappa(\lambda=2000 \text{ \AA}) \approx -1.0$; $\log \kappa(\lambda=5000 \text{ \AA}) \approx -2.8$; $\log \kappa(\lambda=10000 \text{ \AA}) \approx -2.8$; etc.

Fig. 4: $T=8524.2 \text{ K}$, $\log P_e=3.975$. a) $\lambda < 504 \text{ \AA}$, almost fully blocked by He; $(\log \kappa_\lambda)_{max} \approx 6.0$. b) $1200 > \lambda > 504 \text{ \AA}$, significant absorption by C: $\log \kappa_\lambda \approx 2.3$. c) Metals (C, Mg and Si, and, at wavelengths shorter than 2000 Å, also Al) significantly contribute to absorption, specially in the UV; a significant contribution of electron scattering is present. $\log \kappa(\lambda=1000 \text{ \AA}) \approx 2.3$; $\log \kappa(\lambda=2000 \text{ \AA}) \approx -2.2$; $\log \kappa(\lambda=5000 \text{ \AA}) \approx -2.2$; $\log \kappa(\lambda=10000 \text{ \AA}) \approx -2.0$; etc.

3.3. He mixture, H and metals extremely deficient: $T_e = 5500 \text{ K}$, $\log g = 4.50$.

Fig. 5: $T=5647.1 \text{ K}$, $\log P_e=2.318$. a) $\lambda < 504 \text{ \AA}$, almost fully blocked by He; $(\log \kappa_\lambda)_{max} \approx 6.0$. b) $\lambda > 504 \text{ \AA}$, total extinction dominated by Rayleigh He scattering: $\log \kappa(\lambda > 504 \text{ \AA}) \approx 0.0$; $\log \kappa(\lambda=1000 \text{ \AA}) \approx -1.7$; $\log \kappa(\lambda=2000 \text{ \AA}) \approx -3.2$; $\log \kappa(\lambda=5000 \text{ \AA}) \approx -5.0$; $\log \kappa(\lambda=10000 \text{ \AA}) \approx -6.0$; etc.

$T=8083.2 \text{ K}$, $\log P_e=3.045$. The same values of $\log \kappa_\lambda$ as for the previous T and $\log P_e$.

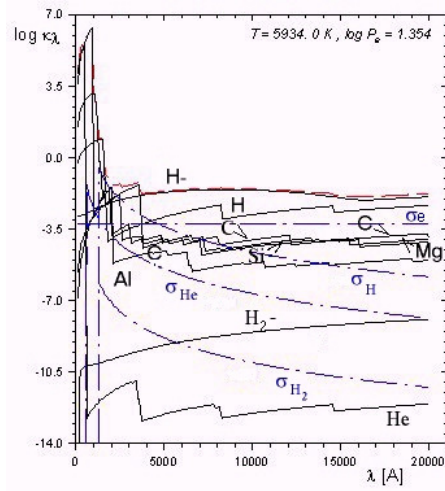


Figure 1.

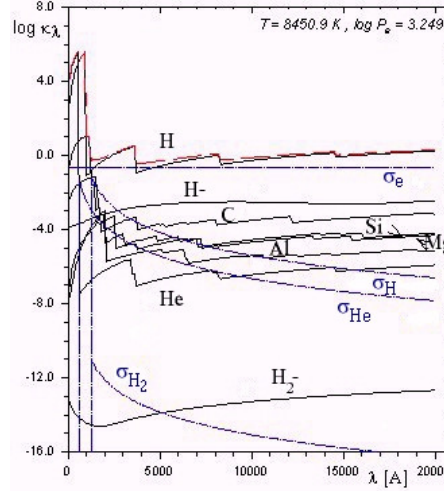


Figure 2.

4. Conclusions

Values of Sect. 3 show that absorption in a HdC atmosphere is from 2 up to 4 orders of magnitude larger than in a pure Helium atmosphere. Metals and (to a lesser extent) scattering processes contribute to obvious warming: the final effect is totally similar to that shown in fig. 6 (Kurucz, 1979).

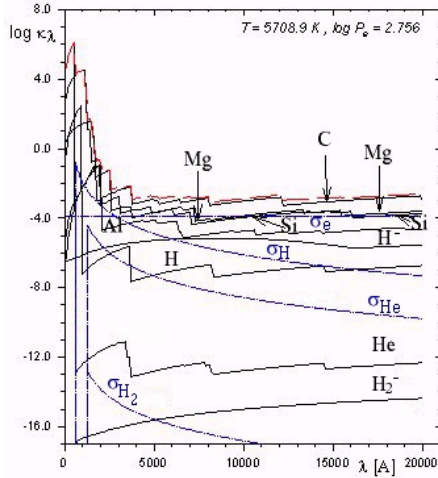


Figure 3.

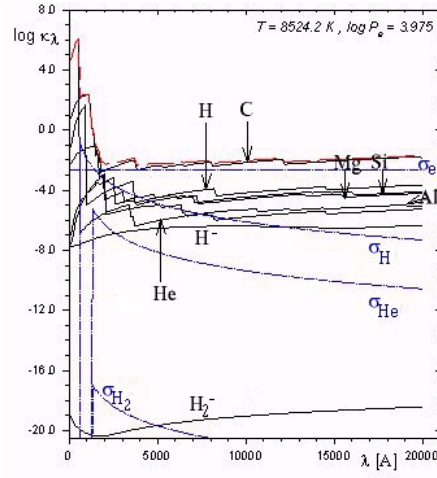


Figure 4.

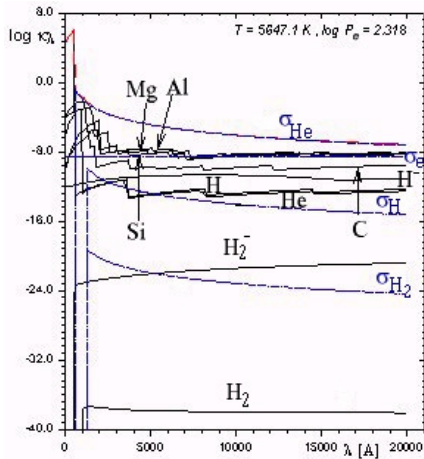


Figure 5. Figs. 1 to 5 show individual absorption, and total extinction, coefficients per unit mass. See Sect. 3 for further explanations.

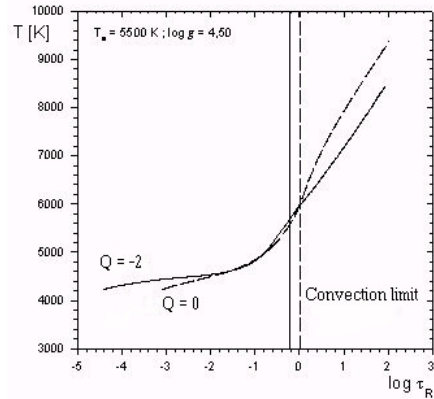


Figure 6. Temperature vs. Rosseland optical depth. $Q=0$: Solar, $Q=-2$: Pop. II, chemical compositions. See Sect. 4 for further explanation.

References

- Asplund, M., Gustafsson, B., Kiselman, D. & Eriksson, K.: 1997, *A&A*, 318, 521.
 Behara, N. & Jeffery, C.: 2006, *A&A*, 451, 643.
 Hunger, K. & van Blerkom, D.: 1967, *ZAp*, 66, 185.
 Kurucz, R.L. 1979, *ApJS*, 40, 1.
 Merlo, D.C. & Milone, L.A.: 2003, *Ap&SS*, 288, 223.
 Merlo, D.C.: 2007, *Bol.Asoc.Arg.Astr.*, 50, 121.
 Milone, L.A. & Merlo, D.C.: 2005, *Bol.Asoc.Arg.Astr.*, 48, 246.

PRESENTACIÓN MURAL

H, He, C, Mg, Al, Si, ground-state photoionization cross sections

Luis A. Milone¹ & David C. Merlo¹

(1) Observatorio Astronómico, Universidad Nacional de Córdoba, Argentina.

Abstract. A comparison of modern approximate ground-state photoionization cross section values of neutral H, He, C, Mg, Al, and Si, is made with values obtained from older approximations. For H, the agreement is excellent; for He and C, it is acceptable; while for Mg, Al, and Si, it is very poor. For all doubtful cases, we suggest more reliable approximate analytic fits.

Resumen. Para transiciones desde el estado fundamental al continuo, comparamos valores de secciones eficaces del H, He, C, Mg, Al y Si, neutros, obtenidos con expresiones aproximadas aún empleadas, con otros más modernos. Mostramos que para el H, He y C, las aproximaciones más viejas utilizadas son buenas, o aceptables. Para el Mg, Al y Si, las aproximaciones más antiguas son malas. Sugerimos expresiones más confiables para el cálculo.

1. Introduction

Some of the model-atmosphere programs currently used still treat opacities through old approximations. Those approximations in the codes may introduce errors in the results (Kurucz, 1994), but, unfortunately, corrections to the codes (a change from older values to modern values), are not easily made (Behara & Jeffery, 2006). In this paper we analyze the problem.

We have employed old and modern mathematical fits to calculate cross-section values of several elements. The resulting values are shown in Tables. Properly selected the modern approximation, we can assume that it is better than the older one. Thus, we obtained an indication about when it is advisable to change from older approximations to modern ones.

H, He, C, Mg, Al and Si, were included in our analysis as they are important absorbers for temperatures lower than 10000 K.

2. Papers selected for reference

Analytical formulae for calculating transitions of an electron in a Coulomb field were written by Bethe & Salpeter (1956). Karzas & Latter (1961) modified those expressions and translated them to a form suitable for numerical calculation;

they subsequently calculated *bound-bound*, *bound-free*, and *free-free*, cross sections for H. Obviously, these results do not need revisions.

Samson *et al.* (1994) made an experimental determination, for several photon energies, of the He cross section for the transition $1s\ ^1S \rightarrow cont\ ^1P$. The results of this paper are still recognized by specialists in the field, as the most reliable ones for the transitions involved.

Verner and collaborators (Verner *et al.*, 1993, Paper I; 1995, Paper II) presented the Hartree-Dirac-Slater calculations and analytic fits, to the partial photoionization cross sections (from ground states to continuum) for all subshells nl of the atoms and ions from He to Zn. H was included shortly thereafter, the experimental values of Samson (Samson *et al.*, 1994) for He were adopted, and in the case of each individual atom and ion, the contributions of all subshells were summed over shells (Verner *et al.*, 1996, Paper III). Comparisons with experimental values (Marr & West, 1976) and theoretical results (Reilman & Manson, 1979; Opacity Project: Cunto *et al.*, 1993; Seaton *et al.*, 1992) were made, and very good agreements were found.

3. Cross sections

In this paper, cross sections are being measured in **square centimeters**, while in Verner's papers, they are measured in **Megabarns**.

3.1. Hydrogen

Kurucz (1970) used Gingerich's approximations for Gaunt factors (Gingerich, 1964; G64). In Table I, logarithm of cross sections as calculated by Kurucz, are compared to Karzas & Latter values; a very good agreement is evident, still for rather short wavelengths.

λ [Å]:	20	50	100	200	300	400	600	800	910
G64	-22.081	-20.888	-19.985	-19.085	-18.562	-18.195	-17.689	-17.349	-17.206
KL61	-22.253	-20.955	-20.002	-19.079	-18.556	-18.193	-17.695	-17.351	-17.200

Table 1. H: Log cross-section, transition $1s^2S \rightarrow cont\ ^2P$

3.2. Helium

Kurucz (1970; K70) used Gingerich's (1964) approximation for He I ground-state cross sections; in Table 2 a comparison of these values and Verner *et al.* (1996; V96) values is made. The agreement is acceptable.

λ [Å]:	20	50	100	200	300	350	400	450	500
K70	-19.881	-19.085	-18.483	-17.881	-17.529	-17.395	-17.279	-17.177	-17.085
V96	-20.797	-19.541	-18.658	-17.896	-17.528	-17.401	-17.296	-17.208	-17.034

Table 2. He I: Log cross section, transition $1s^1S \rightarrow cont\ ^1P$

3.3. C, Mg, Al, Si

Results from various investigations were used by Vernazza *et al.* (1976: VAL 76) to derive ground-state, and excited states, cross sections of C, Mg, Al and Si. A comparison with Verner's values (1996) is made in Tables 3, 4, 5 and 6.

λ [Å]:	50	100	200	300	500	700	910	1100
VAL76	-19.093	-18.506	-17.934	-17.615	-17.245	-17.042	-16.933	-16.914
V96	-19.161	-18.465	-17.838	-17.507	-17.133	-16.925	-16.798	-16.738

Table 3. C I: Log cross section, transition $2p^3P \rightarrow cont$ ($^3S+^3D$)

λ [Å]:	50	100	200	300	500	700	910	1100
VAL76	-33.069	-30.059	-27.049	-23.069	-21.028	-19.645	-18.598	-17.964
V96	-20.319	-19.571	-18.967	-18.584	-18.765	-18.646	-18.100	-17.778

Table 4. Mg I: Log cross section, transition $3s^1S \rightarrow cont$ 1P .

λ [Å]:	50	100	300	500	1000	1400	1700	2070
VAL76	-23.303	-21.978	-19.879	-18.903	-17.578	-16.935	-16.564	-16.188
V96	-19.449	-18.946	-18.351	-18.350	-17.614	-16.855	-16.543	-16.309

Table 5. Al I: Log cross section, transition $3p^2P^o \rightarrow cont$ ($^2D+^2S$)

λ [Å]:	100	200	400	700	1000	1250	1400	1520
VAL76	-22.083	-20.578	-19.073	-17.858	-17.083	-16.599	-16.432	-16.432
V96	-18.677	-18.230	-18.217	-17.535	-16.764	-16.407	-16.259	-16.163

Table 6. Si I: Log cross section, transition $3p^3P \rightarrow cont$ ($^3D+^3S$).

Though the agreement is acceptable for C I, it is far poorer for Al I, Si I and, specially, Mg I.

4. Conclusions

- 1.) For H ground-state photoionizations, Gingerich's (1964) approximation to the Gaunt factor is excellent.
- 2.) For He I and C I, some old representations of ground-state cross sections are acceptable. However, it is advisable to switch to Verner's (1996) approximate mathematical fits.
- 3.) For Mg I, Al I, and Si I ground-state photoionizations, we strongly suggest the use of Verner's (1996) approximate mathematical fits.

5. Acknowledgment

Many thanks to an anonymous referee for pointing out several points discussed in Kallman & Palmeri's (2007) paper.

References

- Behara, N.T. & Jeffery, C.S.: 2006, A&A, 451, 643.
 Bethe, H.A. & Salpeter, E.E.: 1956, Hdb.d.Phys., Bd.XXXV, Atome I (Berlin: Springer Verlag).
 Cunto, W., Mendoza, C., Ochsenbein, F & Zeippen, C.J.: 1993, A&A, 275, L5.
 Gingerich, O.: 1964, Proc. 1st Harvard-Smithsonian Conf. on Stellar Atmospheres, SAO Special Report N^o 167.
 Kallman, T.R. & Palmeri, P.: 2007, Rev. Mod. Phys, 79, 79.
 Karzas, W.J. & Latter, R.: 1961, ApJS, 6, 167.

- Kurucz, R.L.: 1970, Atlas: A Computer Program for Calculating Model Stellar Atmospheres, SAO Special Report N° 309.
- Kurucz, R.L.: 1994, *private communication*.
- Marr, G.V. & West, J.B.: 1976, Atomic Data and Nuclear Data Tables, 18, 497.
- Reilman, R.F. & Manson, S.T.: 1979, ApJS, 40, 815.
- Samson, J.A.R., He, Z.H., Yin, L. & Haddad, G.N.: 1994, J.Phys.B, 27, 887.
- Seaton, M.J. *et al.*: 1992, Rev.Mex.Astron.Astrof., 23, 19.
- Vernazza, J.E., Avrett, E.H. & Loeser, R.: 1976, ApJS, 30, 1.
- Verner, D.A., Yakovlev, D.G., Band, I.M. & Trzhakovskaya, M. B.: 1993, Atomic Data and Nuclear Data Tables, 55, 233.
- Verner, D.A. & Yakovlev, D.G.: 1995, A&AS, 109, 125.
- Verner, D.A., Ferland, G.J., Korista, K.T. & Yakovlev, D.G.: 1996, ApJ, 465, 487.

PRESENTACIÓN MURAL

La Taxonomía Numérica, una herramienta para identificar “Moving Groups”. Aplicación a Cúmulos Abiertos

Rosa Beatriz Orellana¹ y Gregorio Perichinsky²

(1) Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, UNLP e Instituto de Astrofísica de La Plata (CCT La Plata - CONICET)

(2) Laboratorio de Base de Datos y Sistemas Operativos, Departamento de Computación, Facultad de Ingeniería, UBA

Abstract. A new method is presented here to identify the members of an open cluster, based on computational taxonomy: “the spectral method”. The characters used for the analysis are position and proper motion of all the stars belonging to the cluster’s region. Numeric Taxonomy allows to groups the stars together in clusters, based on its genotypic characteristic, which shows the similarity, between two o more stars. The method has been applied to open cluster NGC2516. The outcome list of members agrees very well with the one obtained by applying other methods.

Resumen. Se presenta un nuevo método para identificar los miembros de un cúmulo abierto, basado en la taxonomía computacional: “el método espectral”. Los caracteres utilizados para el análisis son la posición y el movimiento propio de todas las estrellas de la región del cúmulo. La taxonomía numérica permite agrupar a las estrellas en clusters, basada en su característica genotípica, que muestra la relación, en grado de similitud, entre dos o mas de ellas. El método ha sido aplicado al Cúmulo NGC2516. La lista resultante de miembros concuerda muy bien con la obtenida aplicando otros métodos.

1. Introducción

Los primeros estudios estadísticos de movimientos propios estelares para determinar la pertenencia a un cúmulo fueron sugeridos en 1958 por Vasilevskis. El modelo consiste en la suma de dos distribuciones gaussianas correspondientes una a las estrellas del cúmulo y la otra a las estrellas del campo. Posteriormente, en 1971, Sanders estandariza el método aplicando el principio de máxima verosimilitud constituyendo el “método paramétrico”. Otros autores han realizado mejoras a este método con el fin de disminuir el error en la identificación de los miembros. En 1990 Cabrera-Caño y Alfaro y en 1998 Galadí-Enriquez aplican un método denominado “método no-paramétrico” que consiste en determinar empíricamente la función de distribución de los movimientos propios. En este trabajo se propone un nuevo método para identificar los miembros de un cúmulo abierto aplicando la Taxonomía Computacional a las posiciones y movimientos

proprios de la estrellas. A este método lo hemos denominado “método espectral” debido a que como resultado se obtiene un espectro que será común a todos los miembros del cúmulo.

2. Método Espectral

Los cúmulos abiertos son concentraciones estelares donde sus miembros tienen características similares y la identificación de los mismos es necesaria para abordar, por ejemplo, estudios sobre la dinámica de la galaxia. El método espectral, desarrollado in extenso en Perichinsky et al. (2000 y 2002), utiliza procedimientos taxonómicos para identificar los miembros de un cúmulo a partir de las posiciones y movimientos propios de las estrellas de la región. Esta tarea se realiza agrupando las estrellas según el grado de similitud y afinidad en función de los valores de sus caracteres (posiciones (α y δ) y sus correspondientes movimientos propios (μ_α y μ_δ)).

Se le asigna a cada estrella un número (i) y cada uno de sus caracteres se verá identificado con el número de la estrella y otro número (j) que variará de 1 a 4, según el caracter.

Se define el grado de similitud entre las estrellas mediante una distancia euclídea, que se obtiene a partir de los valores de los caracteres normalizados. La normalización de los valores de cada caracter se obtiene a partir de su valor medio y de su varianza. La distancia euclídea normalizada (d_n) permite visualizar el grado de similitud de una estrella con respecto a las demás en su “espectro característico” (Figuras 1 y 2), donde la ordenada representa la distancia d_n . Los miembros del cúmulo se obtienen aplicando el teorema de Tchebycheff y la inecuación de Bienaymé-Tchebycheff a la distancias euclídeas normalizadas, $d_n = \sqrt{k}\sigma_d$, donde σ_d es la varianza de la distancia d_n y k la constante de Tchebycheff que se calcula aplicando el Principio de Máxima Entropía (Perichinsky et al. 2003 y 2005). Todas las estrellas miembros del cúmulo serán aquellas para las cuales $d_n \leq \sqrt{2}\sigma_d$, ($k = 2$). Todas las estrellas dudosas corresponderán a la región de incerteza para las cuales $\sqrt{2}\sigma_d < d_n \leq 2\sigma_d$, ($2 < k \leq 4$). En las Figuras 1 y 2 la línea indica el valor de d_n correspondiente a $k = 2$, denominado frontera. El espectro característico de una estrella no miembro (Figura 2) no muestra valores de d_n debajo de la línea de frontera, lo que indica que esta estrella no está vinculada con alguna otra estrella de la región. El espectro característico de una estrella miembro (Figura 1) muestra valores de d_n por debajo de la línea de frontera, lo que indica que esta estrella está vinculada con esas estrellas de la región, teniendo todas ellas valores similares de los caracteres, constituyendo los miembros del cúmulo. Por lo tanto, el espectro característico de una estrella miembro del cúmulo muestra claramente todos sus miembros.

3. Resultados y Discusiones

El cúmulo abierto NGC2516 ($\alpha_{2000,0} = 7^h 58^m$, $\delta_{2000,0} = -60^\circ 45'$) que se encuentra a unos 400 pc del Sol tiene un diámetro de $35'$, y fue reexaminado aplicando el método espectral, se determinaron sus parámetros y se identificaron sus miembros. Los datos de posición y movimientos propios de las 1554 estrellas

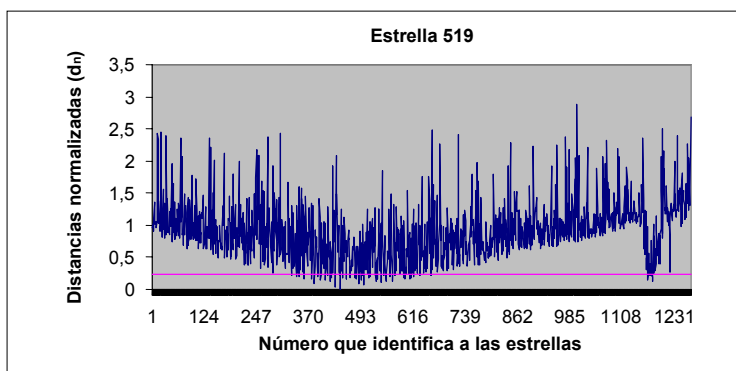


Figura 1. Espectro de una estrella miembro del cúmulo NGC 2516. La línea indica el valor de d_n para $k = 2$, frontera.

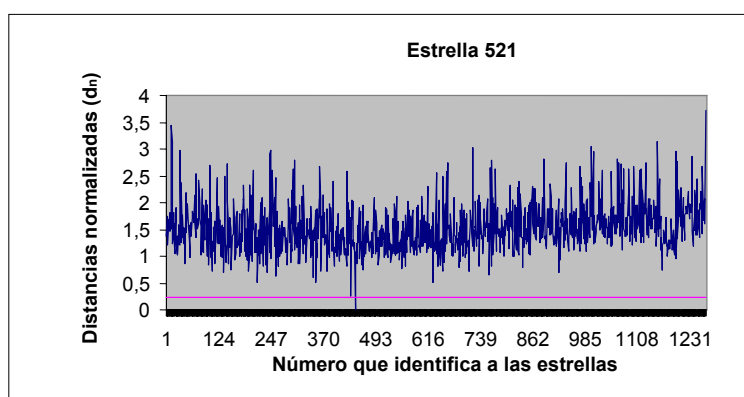


Figura 2. Espectro de una estrella perteneciente al campo de NGC 2516, no miembro del cúmulo. La línea indica el valor de d_n para $k = 2$, frontera.

de la región se obtuvieron del catálogo UCAC2 (Zacharias et al. 2004). Una vez aplicado el método espectral, se encontraron 135 estrellas comprendidas en la región delimitada por la frontera que son los miembros del cúmulo, 13 estrellas en la región de incerteza y los siguientes parámetros para las coordenadas y los movimientos propios del cúmulo:

$$\alpha = 7^h 58^m 03,164^s \pm 0,132^s, \quad \delta = -60^\circ 45' 39,69'' \pm 2,19''$$

$$\mu_\alpha = -2,49 \pm 0,27 \text{ mas/año}, \quad \mu_\delta = 9,74 \pm 0,22 \text{ mas/año}.$$

El método permite también obtener el espectro característico correspondientes a cada estrella de la región. Las Figuras 1 y 2 muestran los espectros correspondientes a una estrella miembro y a una estrella no miembro del cúmulo. Es notorio que cuando una estrella es miembro su espectro atraviesa la línea correspondiente a $k = 2$ y cuando no lo es no llega a la misma. Del análisis de todos los espectros se concluye que existe un espectro único que caracteriza a los miembros del cúmulo por sobre las estrellas de campo, y que el mismo es similar

al de la Figura 1. Cuando se compara los movimientos propios obtenidos para el cúmulo aplicando el método espectral, con los obtenidos por otros autores, se observa que nuestros resultados son coherentes con aquellos encontrados en la literatura. Ver Tabla 1.

Autores	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ [mas/año]	μ_{δ} [mas/año]
Robinchon et al	$-4,04 \pm 0,22$	$10,95 \pm 0,20$
Baumgardt et al	$-4,08 \pm 0,27$	$10,98 \pm 0,24$
Dias et al	$-3,75 \pm 0,25$	$9,92 \pm 0,25$
Este trabajo	$-2,49 \pm 0,27$	$9,74 \pm 0,22$

Tabla 1. Movimientos Propios del Cúmulo NGC2516.

4. Conclusiones

Se ha presentado un nuevo método, “el método espectral”, para identificar miembros de un cúmulo utilizando las posiciones y movimientos propios de las estrellas de la región, basado en la taxonomía computacional. Se obtienen espectros característicos de las estrellas, que muestran claramente las estrellas miembros del cúmulo. Ha sido aplicado satisfactoriamente al cúmulo NGC2516.

Referencias

- Baumgardt et al., 2000, A&AS, 146, 251
 Cabrera-Caño y Alfaro, 1990, AJ, 63, 387
 Dias et al 2006, A&A, 446, 949
 Galadí-Enriquez 1998, AJ, 63, 387
 Perichinsky et al., 2005, Electronic magazine of Systems of Information (RESI). Edition 6 - Year IV - Volume IV - Number 2. Department of Computer Science and Statistic. Federal University of Santa Catarina. Brazil.
 Perichinsky et al. 2003, Proceedings of International Conference on Computer Science, Software Engineering, Information Technology, e-Business and Applications (CESITeA '03). Rio de Janeiro. Brazil.
 Perichinsky et al. 2002, Proceedings of International Conference on Computer Science, Software Engineering, Information Technology, e-Business and Applications (CESITeA '02). Foz do Iguazu. Brazil.
 Perichinsky et al. 2000, Proceedings of XVIII International Conference on Applied Informatics. Innsbruck. Austria.
 Robichon et al 1999, A&A, 345, 471
 Sanders, WL, 1971, A&A, 14, 226.
 Vasilevskis, S et al. 1958, AJ, 63, 387
 Zacharias et al. 2004, AJ, 127, 3043.

PRESENTACIÓN MURAL

Estrellas variables en Kappa Crucis

A. M. Orsatti^{1,2}, M. M. Vergne^{1,2}, C. Feinstein^{1,2}, R. E. Martínez^{1,2}

(1) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas (UNLP)*

(2) *Instituto de Astrofísica de La Plata (IALP-CONICET)*

Abstract. We present a polarimetric study of β Cep stars located in the open cluster NGC 4755, also known as Kappa Crucis. These are pulsating stars of spectral types O - B2 V-III, with very short periods (3 to 6 hours) and small amplitudes (0.1 to 0.3 mag). β Cep are massive objects (10 to 20 M_{\odot}), located along a narrow band in the HR diagram. Many of them pulse in a non-radial way. Our intention is to detect common polarimetric characteristics in these stars, which could help in the study of doubtful cases. The polarimetric observations in the bands UBVRI were obtained at CASLEO (San Juan, Argentina).

Resumen. Presentamos un estudio polarimétrico de estrellas variables del tipo β Cep situadas en el cúmulo abierto NGC 4755, conocido comúnmente como Kappa Crucis. Estas variables son estrellas pulsantes de tipos espectrales O-B2 V-III con un período de pulsación muy reducido (3 a 6 horas) y poco rango de variación en su luz (0.1 a 0.3 mag). Se trata de objetos masivos (10 a 20 M_{\odot}) que se ubican sobre una banda angosta en el diagrama HR. Muchas de ellas se expanden y contraen en forma no-radial. El objetivo de este estudio es intentar detectar características polarimétricas comunes en estas estrellas, que posteriormente ayuden a estudiar casos dudosos. Las observaciones polarimétricas en 5 colores (UBVRI) se obtuvieron en CASLEO (San Juan, Argentina).

1. Introducción

Las variables de este tipo son estrellas masivas no supergigantes cuya luz, velocidad radial y/o variaciones del perfil de línea son causadas por pulsaciones de presión y gravedad de orden bajo. Estos objetos tienen espectros en general de tipos O-B2, clases V-III, pertenecen a la población joven del disco y se ubican preferentemente en cúmulos abiertos. Los tres cúmulos galácticos con mayor número de β Cep son NGC 6231, NGC 3293 y el que estamos estudiando en este momento, NGC 4755.

Para identificar β Cep entre los miembros de cúmulos abiertos se monitorea su luz en un filtro azul, tratando de detectar variaciones de corto periodo; pero existe también la posibilidad de utilizar herramientas polarimétricas. La presencia de polarización en la luz proveniente de un objeto luminoso nos permite detectar asimetrías (por ejemplo la presencia de campos magnéticos o las que resultan de configuraciones que originan dispersión de luz); o detectar anisotropías den-

tro del propio objeto observado. La existencia de pulsaciones en cierto tipo de variables, las conocidas como pulsantes, puede llevar en algunos casos a que la luz proveniente de la estrella esté polarizada. Entre las variables pulsantes, las cefeidas, las RR Lyrae y las Mira pulsan en forma radial y por lo tanto, por la simetría del fenómeno, no se espera la detección de polarización en su luz. Pero existen otras pulsantes como las β Cep, en donde las pulsaciones parecen ser de tipo no-radial y la forma de la estrella se aparta periódicamente de la esfericidad como consecuencia de ellas. Esta situación de asimetría podría originar luz polarizada.

En estas variables, hasta el momento se detectado la variación de la polarización a lo largo de varios períodos en el filtro B (ver Schafgans & Tinbergen (1979); o Clarke (1986)), pero con errores debido a que esa variación es muy pequeña. Por otro lado, Elias et al. (2008) han tratado de determinar la existencia de polarización intrínseca en β Cep con períodos ya confirmados con otras herramientas, mediante el gráfico de los parámetros de Stokes Q y U como función de la fase y el estudio estadístico posterior de los errores.

En nuestro caso, intentaremos una nueva herramienta para esta identificación: determinar primeramente si presentan polarización intrínseca y luego, estudiar si sus curvas P vs λ presentan alguna característica particular al compararlas con la curva standard de Serkowski, para usar esa herramienta a futuro en el estudio de casos dudosos. Como parte de un estudio sistemático de cúmulos abiertos jóvenes en la Vía Láctea austral, obtuvimos juntamente con E. I. Vega medidas polarimétricas multicolores de unas 72 estrellas situadas en dirección al cúmulo conocido comúnmente como Kappa Crucis (NGC 4755; Orsatti et al. en preparación). Diez de ellas pertenecen al grupo de las β Cep.

β Cep	$P_{\max} \pm \epsilon_p$	σ_1	$\lambda_{\max} \pm \epsilon_\lambda$	<i>TipoEsp.</i>
E	2.84 0.08	1.90	0.57 0.05	B1 III
F	2.65 0.08	1.52	0.54 0.05	B2 III
G	2.72 0.10	1.75	0.56 0.05	B0.5 V
I	3.44 0.13	2.11	0.53 0.05	B2 III
105	2.72 0.08	1.51	0.62 0.05	B0.5 III
113	2.79 0.02	1.01	0.56 0.01	B1 V
201	1.87 0.02	0.47	0.57 0.02	B1 V
202	2.86 0.05	3.12	0.65 0.03	B1 V
301	2.65 0.07	1.16	0.62 0.04	B1 V
307	2.41 0.17	2.44	0.50 0.09	B1 V

Tabla 1. Parámetros polarimétricos de las estrellas β Cep observadas. Las identificaciones corresponden al trabajo de Arp & van Sant (1958), y los tipos espectrales están tomados de la literatura

2. Observación y análisis de las estrellas estudiadas

Las observaciones polarimétricas en las bandas UBVRI (Kron-Cousins, $\lambda_U = 0,36\mu\text{m}$, $\lambda_B = 0,44\mu\text{m}$, $\lambda_V = 0,53\mu\text{m}$, $\lambda_R = 0,69\mu\text{m}$, $\lambda_I = 0,83\mu\text{m}$) fueron realizadas durante 2002 por los autores de este póster junto con E. I. Vega, utilizando

el Polarímetro de Torino y el telescopio del CASLEO (San Juan), en el marco de un estudio polarimétrico del cúmulo abierto NGC 4755. La Tabla presenta el resultado del ajuste de la curva de Serkowski (1973) a las observaciones. Esta curva corresponde a una polarización de tipo interestelar, o sea debida a material distribuido entre el Sol y la estrella. Si la polarización resulta de partículas alineadas de polvo interestelar, entonces los datos observacionales (en términos de las longitudes de onda UBVRI) deberían seguir esa curva de Serkowski y caracterizarse por un valor máximo de la polarización (P_{max}), para una cierta longitud de onda (λ_{max}). La bondad del ajuste se determina mediante el cálculo de un parámetro (σ_1) que cuantifica el apartamiento de las observaciones reales respecto a las correspondientes a una polarización originada por materia interestelar. Un valor de este parámetro superior a 1.80 va a indicar la presencia de una polarización de origen intrínseco (su expresión puede encontrarse en Orsatti et al. (2000), pag. 197). Las principales fuentes de esta clase de polarización son la presencia de polvo distribuido de manera no esférica en torno a la estrella observada y para estrellas Be clásicas, el scattering por electrones.

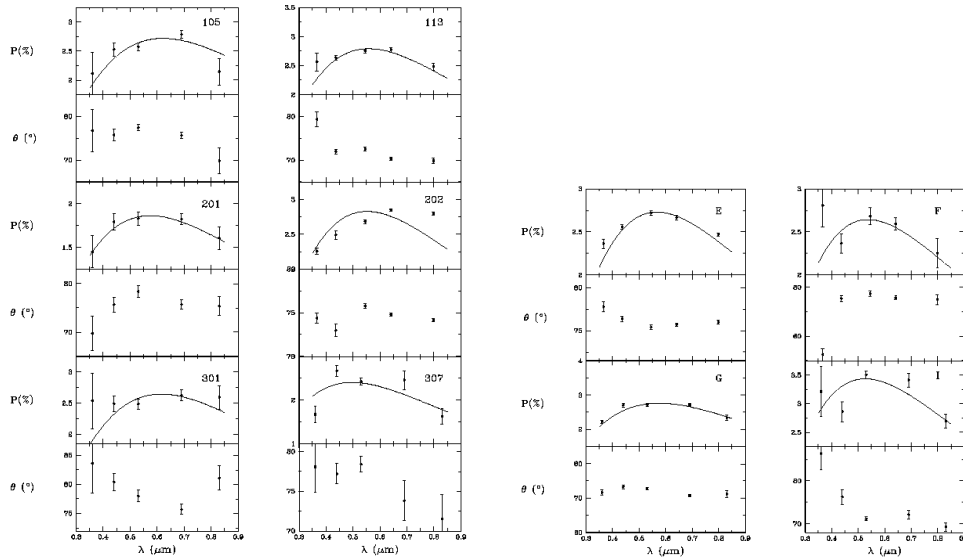


Figura 1. Curvas polarimétricas con la variación de P y θ en función de la longitud de onda.

3. Resultados

Mediante el análisis de la Tabla 1 y la Figura 1 obtenemos los siguientes resultados: Cuatro de las estrellas de la muestra son posibles sistemas binarios, de acuerdo con abundante literatura sobre el tema: Hernández (1960), Jakate (1978), Koen (1993) y Balona et al. (1994, 1997), entre otros. Estas estrellas son: *105: su polarización ajusta bastante bien con la curva que resulta de materia interestelar ($\sigma_1 = 1.51$).

*307 e *I: el valor de sus σ_1 (2.44 y 2.11, respectivamente) puede indicar que estamos ante la presencia de sistemas binarios.

*202: su curva de ajuste muestra el resultado de la composición de dos fuentes diferentes de polarización intrínseca ($\sigma_1 = 3.12$).

Como además de ser variables del tipo que nos interesa, son parte de sistemas binarios, no nos serviran para detectar curvas polarimétricas con rasgos especiales.

Las cuatro estrellas restantes presentan características disímiles:

*113: la componente P_U no ajusta la curva de Serkowski, pero está dentro de los errores aceptables; sin embargo θ_U se aparta mucho de los valores correspondientes al resto de los filtros. Es una estrella de tipo espectral B1 V en la que no se ha detectado binaridad, y por lo tanto no se encuentra actualmente una explicación a este valor del ángulo.

*201: presenta claramente polarización de origen interestelar; tal vez sea un pulsador radial.

*E: posee indicios de la presencia de una componente de polarización intrínseca ($\sigma_1 = 1.8$); también se observa un leve apartamiento en el filtro U tanto en P como en θ .

*F: muestra un buen ajuste a la curva de Serkowski para una polarización interestelar, pero θ_U no se ajusta a la curva. Podría deberse a su estado evolutivo o ser un indicio de la pulsación no-radial. Similaridad con la estrella *113.

*G: presenta polarización de origen interestelar.

Como se ve, debemos concentrarnos en el estudio polarimétrico de aquellas variables β Cep que no pertenecen a sistemas binarios, porque si la polarización intrínseca detectada tiene más de un origen, el análisis de la influencia de la pulsación en las curvas estará viciado. De la observación de las curvas del resto de la muestra, pareciera existir un indicio de acerca de valores de la polarización en el filtro U superiores a los normales correspondientes a una polarización interestelar. Debemos aumentar la muestra en estudio, realizando una selección de las β Cep miembros de NGC 6231, ya observados, agregando además la observación de estas variables para detectar las variaciones de los parámetros de Stokes Q y U a lo largo de un ciclo completo de la pulsación.

Referencias

- Arp H., & van Sant, C.T. 1958, AJ, 63, 341
 Balona, L. A., Dziembowski, W.A., & Pamyatnykh, A. A. 1997, MNRAS, 289, 25
 Balona, L. A., & Koen, C. 1994, MNRAS, 267, 1071
 Clarke, D. 1986, A&A, 161, 412
 Elias, N. M. II, Koch, R. H., & Pfeiffer, R. J. 2008, A&A, 489, 911
 Hernández, C. 1960, PASP, 72, 416
 Jakate, S. M. 1978, AJ, 83, 1179
 Koen, C. 1993, MNRAS, 264, 165
 Orsatti, A.M., Vega, E.I, & Marraco, H.G. 2000, A&A, 144, 195
 Schafgans, J. J., & Timbergen, J. 1979, A&A, 35, 279
 Serkowski K. 1973, in Interstellar dust and Related Topics, IAU Symp 52, 145

PRESENTACIÓN MURAL

Identificación de “moving groups” en el catálogo astrométrico UCAC2

Leonardo Paíz¹, María Silvana De Biasi² y Rosa Beatriz Orellana²

(1) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, UNLP*

(2) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, UNLP y Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas*

(3) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, UNLP e Instituto de Astrofísica de La Plata (CCT La Plata - CONICET)*

Abstract. In this paper, the UCAC2 catalogue and its complement UCAC2 BSS are used to detect “moving groups”. The vector-point-diagram (VPD) is employed to identify over-density zones, which would indicate the presence of a group in movement. The method has been successfully applied in the Can Major region.

Resumen. En este trabajo se utiliza el catálogo UCAC2 y su suplemento UCAC2 BSS para la identificación de “moving groups”. Se emplea el vector-point-diagram (VPD) para identificar zonas de sobredensidad en las componentes de los movimientos propios, las que indicarán la presencia de un grupo en movimiento. El método se aplicó satisfactoriamente en la región de Can Mayor.

1. Introducción

La existencia de grupos de estrellas en la misma región del cielo con características cinemáticas similares fue descubierta por Proctor en 1869. Estos grupos limitados espacialmente se denominan “moving groups” y están formados por un conjunto de estrellas que ocupan un volumen reducido en el espacio de las velocidades. Dado que las velocidades de dispersión de estos grupos son pequeñas, del orden de unos pocos km/s o menor, se utilizan el movimiento propio y la velocidad radial para su detección. Durante el siglo XX se han desarrollado numerosos métodos para identificar las estrellas de los “moving groups” entre las estrellas del campo (“convergent-point-method”, “vector-point-diagram-method”, “spaghetti-method”, etc). Los trabajos más recientes relacionados con estos métodos han empleado el catálogo Hipparcos, utilizando la paralaje, la velocidad radial y los movimientos propios de las estrellas que se encuentran a una determinada distancia, limitada por la magnitud $V \sim 12.4$ mag. El catálogo Hipparcos es un catálogo astrométrico que contiene posiciones, movimientos propios y paralajes para 118218 estrellas con una precisión de ~ 1 mas/año. La magnitud límite es $V \sim 12.4$ mag, y el límite de completitud es $V \sim 7.3-9.0$ mag, dependiendo del tipo espectral. En este trabajo se utiliza el catálogo UCAC2 (Zacharias et al, 2004) y su suplemento UCAC2 BSS (Urban et al, 2004) para la identificación de grupos

en movimiento. El UCAC2 representa el relevamiento más preciso y más completo de posiciones y movimientos propios en el ICRS para la época J2000 hasta magnitud $R=16$ y contiene aproximadamente 48000000 de estrellas. La precisión en la posición es de 15-70 mas dependiendo de la magnitud. Los errores en los movimientos propios son alrededor de 1-3 mas/año para estrellas de magnitud 12, y de 4-7 mas/año para estrellas más débiles. El límite de completitud es $R=14$.

2. El método

El vector-point-diagram, que representa los movimientos propios estelares en ascensión recta (μ_x) y en declinación (μ_y) de las estrellas de una región, permite identificar zonas de sobredensidad en las componentes de los movimientos propios, las que indicarán la presencia de un grupo en movimiento. Para identificar estos grupos en regiones de varios grados cuadrados de extensión, es conveniente dividir la misma en subregiones menores, por ejemplo de $1^\circ \times 1^\circ$ y realizar un análisis estadístico. Esto es posible debido a la gran densidad estelar y al límite de completitud del UCAC2 frente al Hipparcos. Para realizar el análisis estadístico, se construye una grilla de (μ_x, μ_y) entre -10 y +10 mas/año para cada subregión, a intervalos de 2 mas/año. Para cada uno de los 100 casilleros obtenidos se calcula la densidad estelar de movimientos propios, en unidades del número de estrellas cada 4 (mas/año)². Cada grilla reflejará el efecto del movimiento propio de las estrellas de campo, y en caso de existir, se superpondrá otro correspondiente a los grupos en movimiento. Para eliminar la contribución de las estrellas de campo se aplica el método de sustracción a cada subregión. Esta contribución es obtenida a partir de diferentes análisis que se realizan a las grillas de cada subregión, que permiten seleccionar la que mejor representa a los movimientos de las estrellas de campo.

Objeto	AR(ICRS) h m s	DEC(ICRS) ° ' "	Diam '	Dist pc
Collinder 132 (CMa)	07 15 20	- 30 41 00	80	472
Collinder 140 (CMa)	07 24 17	- 31 51 00	60	405

Tabla 1. Datos de los cúmulos abiertos seleccionados.

3. Resultados

El método fue aplicado a la región de los cúmulos abiertos Collinder 132 y Collinder 140 (Tabla 1) con el fin de detectar los grupos en movimiento de la zona. La región seleccionada está comprendida entre 7h 8m y 7h 28m en ascensión recta y entre -33° y -29° en declinación. Para su estudio, la misma fue dividida en 16 subregiones de $1^\circ \times 1^\circ$ (Figura 1), donde los círculos indican la posición y el diámetro de los cúmulos.

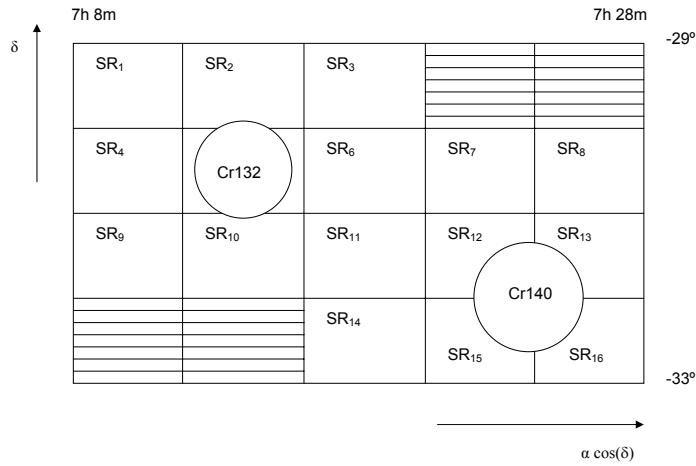


Figura 1. Región analizada donde se encuentran Collinder 132 y Collinder 140

Se aplicó el procedimiento descrito en la sección 2 a todas las estrellas de la región obtenidas del UCAC2 y el UCAC2 BSS hasta magnitud $R=14$. Se realizaron numerosos análisis a las grillas para determinar la que mejor representase a las estrellas de campo, concluyéndose que ésta nunca debe encontrarse a una distancia mayor a 3° de todas las subregiones. Luego, se determinó que la densidad estelar de movimientos propios de la subregión SR_6 era la que mejor representaba los movimientos de las estrellas de campo. Su contribución fue restada a cada una de las subregiones obteniéndose los resultados que se grafican en la Figura 2. En dicha figura se observa en color oscuro las zonas que corresponden a una mayor densidad estelar de movimientos propios, cuyos valores están comprendidos entre 20 y 30 estrellas cada 4 (mas/año)^2 . Al identificar estos puntos en la Figura 1, se observa una sobredensidad en las subregiones que corresponden a los cúmulos abiertos Cr132 y Cr140. La existencia de sobredensidad en otras subregiones puede deberse al error en los valores de los movimientos propios publicados de catálogo, o a la presencia en la región de otros grupos en movimiento que ahora pueden ser detectados debido a la gran densidad estelar y al límite de completitud del UCAC2 en magnitudes débiles.

4. Conclusiones

La gran densidad estelar y el límite de completitud del catálogo UCAC2 permiten realizar un análisis estadístico para detectar grupos en movimiento. El método aplicado en la región de Can Mayor identifica subregiones de sobredensidad en movimientos propios correspondientes a los cúmulos abiertos Cr132 y Cr140. Aparecen otras subregiones de sobredensidad, que pueden deberse a errores en los movimientos propios de catálogo o indicar la presencia de otros grupos en movimiento. En futuros trabajos, se estudiarán estas dos posibilidades.

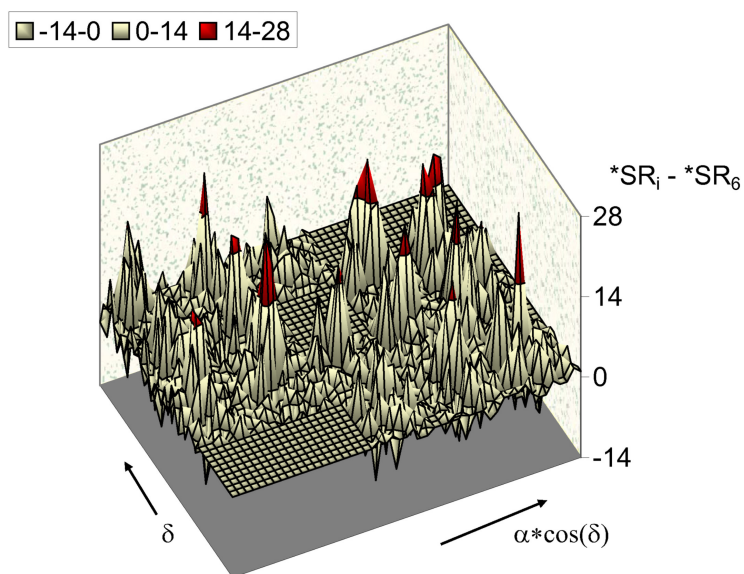


Figura 2. Densidad estelar de movimientos propios en la Región de Collinder 132 y Collinder 140

Referencias

- Proctor, R.A., 1869, Proceeding of the Royal Society of London, 18, 169.
 Urban, S. et al 2004 VizieR On-line Data Catalogue: I/294
 Zacharias et al. 2004, AJ, 127, 3043.

Agradecimientos. Los autores agradecen al PIP 6373 del CONICET por el financiamiento de este trabajo.

PRESENTACIÓN MURAL

Intermediate-mass black holes in globular clusters

C. Pepe¹, L. J. Pellizza¹

(1) *Instituto de Astronomía y Física del Espacio (CONICET/UBA), Argentina*

Abstract. The existence of intermediate-mass ($\sim 10^3 M_\odot$) black holes in the center of globular clusters has been suggested by different observations. An extended, central X-ray source observed in NGC 6388 could be interpreted as being powered by the accretion of matter onto such an object. However, the origin of the accreted matter is still unknown. In this work we explore a scenario in which the black hole accretes from the cluster interstellar medium. We show that the X-ray luminosity of the central source in NGC 6388 can be explained by this scenario, assuming an accretion efficiency similar to that found by other authors.

Resumen. La existencia de agujeros negros de masa intermedia ($\sim 10^3 M_\odot$) en el centro de cúmulos globulares ha sido sugerida por diferentes observaciones. Una fuente extendida de rayos X observada en el centro de NGC 6388 podría ser consecuencia de la acreción de materia por parte de uno de estos objetos. Sin embargo, el origen de la materia acretada todavía es desconocido. En este trabajo exploramos un escenario en el cual el agujero negro acreta del medio interestelar del cúmulo. Mostramos que la luminosidad en rayos X de la fuente central en NGC 6388 puede ser explicada en este escenario, suponiendo un valor para la eficiencia de acreción similar a la encontrada por otros autores.

1. Introduction

The existence of black holes with masses 10^3 – $10^4 M_\odot$ was suggested by two types of observations (Miocchi 2007). The first one was the detection of ultraluminous X-ray sources in nearby galaxies (Fabbiano 2006). The X-ray flux and the distances measured for these sources suggest luminosities (assuming isotropic emission) $L > 10^{40}$ erg s⁻¹. These values are well in excess of the Eddington luminosity for an accreting stellar-mass object ($M \sim 10 M_\odot$). As its masses are intermediate between the stellar-mass black holes formed by the collapse of high-mass stars and the supermassive black holes in the centres of galaxies, these objects have been named intermediate-mass black holes (IMBHs). The second type of observations is related to galactic globular clusters (Miocchi 2007). Stellar density profiles measurements and stellar dynamics in the central regions of some globular clusters suggest the existence of central objects with masses of the same order of magnitude (van den Bosch et al. 2006; Mc Laughlin et al. 2006;

Miocchi 2007, Noyola et al. 2008). However, as the evidence is not conclusive, there are alternative models for the observations.

An extended X-ray source in the globular cluster NGC 6388 has been detected by Nucita et al. (2008). This could indicate the presence of an accreting IMBH at the center of this cluster. However, the origin of the accreted matter is still unclear, which casts a shadow over the IMBH interpretation. In this work we explore the possibility that the X-ray emission in the center of NGC 6388 is the consequence of the accretion of the interstellar matter expelled by the red giants of the cluster.

2. The model

In order to explain the extended X-ray emission observed in NGC 6388, we studied the dynamics of the interstellar medium (ISM) in the presence of the cluster and IMBH gravitational potential. We aim at computing the accretion rate, to determine if it could explain the observed emission. The ISM is generated by the mass loss of the red giants in the cluster. The cluster gravitational field can be described by a King model (King 1966). The values of the model parameters for NGC 6388 were taken from Harris (1996). Following Scott & Rose (1975), we assumed that the ISM is an ideal gas, and that its flow can be considered steady, spherically symmetric and isothermal. Under these hypotheses, the flow is governed by continuity and Euler's equations. The former is

$$\frac{1}{r^2} \frac{d}{dr} (\rho r^2 u) = \alpha \rho^*, \quad (1)$$

where r is the radial coordinate, u and ρ the velocity and density of the flow, respectively, and ρ^* is the stellar density. The right hand side describes the gas injection by the stars at a fractional rate α . Euler's equation is

$$\rho u \frac{du}{dr} = -\frac{k_B T}{\mu} \frac{d\rho}{dr} - \frac{G\rho}{r^2} (M(r) + M_{\text{BH}}) - \alpha u \rho^*, \quad (2)$$

where G is the gravitational constant, k_B is Boltzmann's constant, μ is the mean molecular mass, $M(r)$ the stellar mass inside a radius r , and M_{BH} the central IMBH mass. It is assumed here that the material is injected with null velocity in the flow. Equation 1 can be integrated, giving

$$\frac{\rho}{\alpha} = \frac{1}{4\pi r^2 u} (M(r) + M_{\text{st}}), \quad (3)$$

where M_{st} is an integration constant. In order to associate this constant with some physical parameter, we determine the boundary conditions of our problem. Far away from the accreting black hole, the velocity of the flow must be positive as there is no matter source outside the cluster. On the other hand, on the black hole surface matter can only fall inwards as there is no pressure gradient that supports the gravitational pull of the black hole and cluster. As a direct consequence, there exists a *stagnation radius* at which $u = 0$. Evaluating equation 3 at the stagnation radius gives

$$M(r_{\text{st}}) = -M_{\text{st}}, \quad (4)$$

wich means that all the matter ejected by the red giants inside r_{st} is accreted by the IMBH. Dividing equation 2 by α emphasizes its dependence on ρ/α instead of ρ and α . Using equation 3 to eliminate ρ/α gives

$$\frac{d\psi}{d\xi} = \frac{\psi}{\psi^2 - \psi_s^2} \left(\frac{2\psi_s^2}{\xi} - \frac{\Omega'(\xi)(\psi_s^2 + \psi^2)}{\Omega(\xi) - \Omega(\xi_{st})} - \frac{9(\Omega(\xi) + \Omega_{BH})}{\xi^2} \right), \quad (5)$$

where dimensionless variables $\xi = r/r_0$, $\psi = u/\sigma$, $\Omega(\xi) = M(r)/4\pi\rho_0r_0^3$ and $\Omega_{bh} = M_{bh}/4\pi\rho_0r_0^3$ have been introduced. Here, r_0 is King's radius, ρ_0^* the cluster central density, $\sigma^2 = 4\pi G\rho_0r_0^2/9$ the velocity dispersion parameter and ψ_s the sound speed in the medium. Given that ξ_{st} is not known a priori, the problem was solved numerically for a grid of values of ξ_{st} . Sonic radii at which $\psi = \psi_s$ were searched for, finding one at each side of ξ_{st} . Equation 5 was integrated (via a 4th order Runge-Kutta scheme) inwards from the outer sonic point and outwards from the inner one, to the stagnation radius. Density at the stagnation radius was computed for the inner and outer solutions, using a limiting procedure on equation 3. The grid of values of ξ_{st} was then interpolated to zero density difference between the outer and inner values (Rankine-Hugoniot condition), to find the true stagnation radius.

3. Results

Fig. 1a shows the results of integrating equation 5 for different IMBH masses, $M_{BH}/10^3 M_\odot = 0, 1, 5.7, 10$, (the third value is the one estimated by Lanzoni 2007) and $T=10^4$ K. In the first case (i.e., no IMBH), $\xi_{st}=0$ and there is no accretion. The sonic radius is located slightly outside the cluster. In the cases with an IMBH, the flow changes qualitatively, appearing a stagnation radius $\xi_{st} > 0$. Outside ξ_{st} , the flow is similar to that of the $M_{BH} = 0$ case. Inside, the fluid flows inwards, onto the IMBH. Hence, accretion does proceed in this case. The variation of ξ_{st} with M_{BH} is $< 1\%$, meaning that it is the gravitational pull of the cluster, not the IMBH, together with the injection of matter, that drives matter onto the black hole. Fig. 1b shows the variation of our results with the ISM temperature ($T/10^4$ K = 0.5, 1, 2). It can be seen that the stagnation radius moves inwards with increasing temperature. This is because the higher energy of the flow allows the ISM to escape from inner parts of the cluster.

The accretion rate \dot{m} can be easily computed by noting that, in a steady flow, the same amount of matter injected inside ξ_{st} during an arbitrary time interval, must be accreted by the IMBH in the same interval. Taking the value of $\alpha = 10^{-11} \text{ yr}^{-1}$ from Scott & Rose (1975), we obtain $\dot{m} = 0.12 M_\odot/\text{Gyr}$, for $M_{BH} = 5700 M_\odot$ and $T=10^4$ K. Using the observed luminosity $L_X = 2.7 \times 10^{33} \text{ erg s}^{-1}$, the accretion efficiency $L_X/\dot{m}c^2$ (where c is the speed of light) required to explain the observed emission is 1.5×10^{-4} , which is similar to that obtained by Nucita et al. (2008).

4. Conclusions

The flow of the interstellar matter ejected by red giants in a globular cluster with a central IMBH was calculated by the integration of the hydrodynamic equations

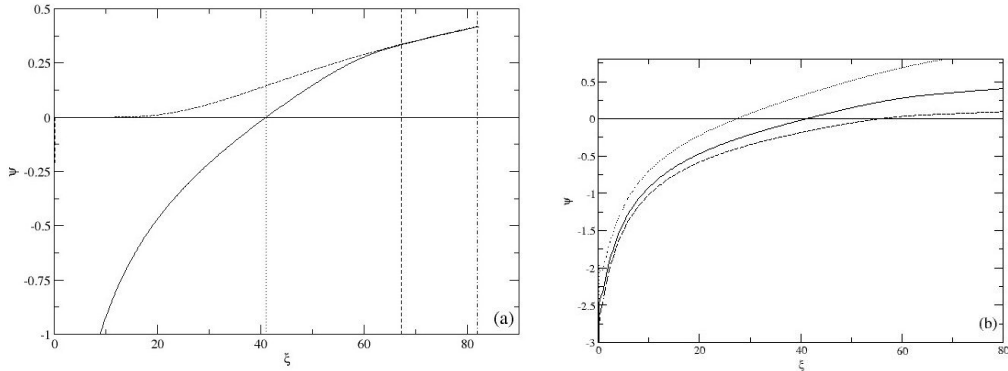


Figure 1. Flow of the ISM in NGC 6388. (a) Velocity vs. radius for zero (dashed line) and non-zero IMBH masses ($M_{\text{BH}}/10^3 M_{\odot} = 1, 5.7, 10$, superimposed solid lines), and a temperature of 10^4K . Dotted, dashed and dash-dotted vertical lines show the position of the stagnation radius for non-zero IMBH masses, the cluster radius and the outer sonic radius, respectively. The stagnation point for zero IMBH mass is at the center of the cluster. Note that there is a qualitative difference between the flow for zero and non-zero IMBH mass, but little variation with mass for the latter case. (b) Velocity vs. radius for different ISM temperatures ($T/10^4 \text{K} = 0.5, 1, 2$; dashed, solid and dotted lines, respectively) and $M_{\text{BH}} = 5700 M_{\odot}$. The stagnation radius moves inwards for higher temperatures.

in the presence of the cluster and IMBH gravitational fields. Our results show that, for $M_{\text{BH}} > 0$, a stagnation point develops in the flow. Outside this point the matter is ejected as a wind, inside it the matter falls to the center, being accreted by the IMBH. According to our model, the accretion rates can explain the X-ray extended emission observed in NGC 6388, if we assume an accretion efficiency of 1.5×10^{-4} , similar to that obtained by other authors, but lower than that of other accreting BH systems.

References

- Fabbiano, G., 2006, *ARA&A*, 44, 323
Harris, W. E., 1996, *AJ*, 112, 1487
King, I. R., 1966, *AJ*, 71, 276
Lanzoni, B., et al., 2007, *ApJ*, 668, 139
Mc Laughlin, D. E., et al., 2006, *ApJS*, 166, 249
Miocchi, P., 2007, *MNRAS*, 381, 103
Noyola, E., et al., 2008, *ApJ*, 676, 1008
Nucita, A.A., et al., 2008, *A&A*, 478, 763
Scott, E. H. & Rose, W. K., 1975, *ApJ*, 197, 147
Van den Bosch, R., et al., 2006, *ApJ*, 641, 852

PRESENTACIÓN: $\frac{1}{2}$ N MURAL

Propiedades astrofísicas de Czernik 26, Czernik 30 y Haffner 11: tres cúmulos abiertos proyectados sobre la supuesta galaxia enana Canis Major

A.E. Piatti^{1,2}, J.J. Clariá^{3,2}, M.C. Parisi^{3,2}, A.V. Ahumada^{4,3,2}

(1) IAFE, Buenos Aires, Argentina

(2) CONICET, Argentina

(3) Observatorio Astronómico, Universidad Nacional de Córdoba, Argentina

(4) European Southern Observatory, Chile

Abstract.

The main astrophysical properties of Czernik 26, Czernik 30 and Haffner 11, three low contrast open clusters (OCs) projected on to the assumed Canis Major (CMa) dwarf galaxy, are derived from Washington CT₁ photometry. We examined different relationships between the positions of known OCs located around 1 kpc from the centres of the three studied OCs, their ages and their reddenings. Evidence is presented favouring the hypothesis that these three OCs are not related to CMa but belong to the Galactic disc.

Resumen. Usando fotometría de Washington CT₁, se determinan las principales propiedades astrofísicas de Czernik 26, Czernik 30 y Haffner 11, tres cúmulos abiertos (CAs) de bajo contraste, proyectados sobre la supuesta galaxia enana Canis Major (CMa). Examinamos diferentes relaciones entre las posiciones de CAs conocidos ubicados dentro de 1 kpc de los objetos estudiados, sus edades y sus enrojecimientos. Presentamos evidencias que favorecen la hipótesis de que estos 3 objetos pertenecen al disco galáctico y no están relacionados con CMa.

1. Parámetros fundamentales de Czernik 26, Czernik 30 y Haffner 11

Analizamos imágenes obtenidas en las bandas C y T₁ del sistema de Washington de 3 CAs proyectados sobre la controversial galaxia enana CMa, a saber: Czernik 26, Czernik 30 y Haffner 11. Las imágenes fueron obtenidas con el telescopio de 0.9 m de Cerro Tololo (Chile) y un CCD de 2048x2048 píxeles. Los diagramas (C-T₁, T₁) (CM) observados exhiben un alto grado de contaminación por estrellas del campo. Para determinar los perfiles radiales aplicamos el método descrito por Piatti et al. (2007). En la Tabla 1 se consignan los niveles de la densidad del campo, los radios correspondientes al ancho medio a mitad de altura ($r_{FWHM} = r_1$), los radios que maximizan la población del cúmulo y minimizan la contaminación del campo ($r_{libre} = r_2$), los radios de los objetos (r_3) -definidos como la distancia desde el centro hasta donde el perfil de den-

sidad intersecta la densidad media del campo- y, finalmente, el porcentaje de contaminación [PC(%)] estimado para diferentes intervalos de distancia al centro. Se construyeron diagramas CM para 3 extracciones circulares, a saber: $r < r_1$, $r < r_2$ y $r > r_3$, eligiéndose en cada caso el diagrama en el que más y mejor se destacan las características del cúmulo. Para determinar los parámetros básicos, usamos estos diagramas y las isócronas de Girardi et al. (2002). Luego de comparar los ajustes obtenidos para distintas metalicidades, adoptamos aquellos que mejor reproducen las características observadas en cada caso (Fig. 1, izquierda). La Tabla 2 muestra los excesos de color E(B-V), distancias, edades y metalicidades inferidas, incluyendo una estimación de los errores. Para determinar enrojecimiento y distancia usamos las expresiones: $E(C-T_1) = 1.97E(B-V)$ y $M_{T_1} = T_1 + 0.58E(B-V) - (V-M_V)$ obtenidas por Geisler (1996).

Tabla 1. Tamaños y porcentajes de contaminación

Cúmulo	Campo */(') ²	r_1	r_2	r_3	PC(%)		PC(%)
		(pix)	(pix)	(pix)	$r < r_1$	$r_1 < r < r_2$	$r_2 < r < r_3$
Cz 26	6.30	150	350	400	54	67	88
Cz 30	3.94	90	200	650	25	44	70
Ha 11	5.62	100	300	700	38	50	71

Tabla 2. Parámetros fundamentales de los cúmulos

Cúmulo	E(B-V) (mag)	d (kpc)	Edad (x10 ⁹ años)	[Fe/H]
Cz 26	0.05 ± 0.05	6.7 ± 1.4	1.30 ± 0.15	0.0 ± 0.2
Cz 30	0.26 ± 0.02	6.2 ± 0.8	2.50 ± 0.28	-0.4 ± 0.2
Ha 11	0.57 ± 0.05	6.1 ± 1.1	0.50 ± 0.12	-0.4 ± 0.2

2. Discusión

Los 3 cúmulos tienen una longitud galáctica en el rango $l = 229^\circ \pm 15^\circ$ y se encuentran a una distancia media del Sol de ~ 6.5 kpc. Usando la base WEBDA, seleccionamos los CAs conocidos ubicados dentro de una esfera de 1 kpc de radio centrada en cada objeto. En total, encontramos 3 CAs alrededor de Czernik 26, 3 alrededor de Czernik 30 y 4 alrededor de Haffner 11. En los paneles superiores a la derecha en la Fig. 1 se muestra la distribución de los CAs en los planos (l, b) y (X, Y), respectivamente. Nótese que todos los cúmulos están distribuidos alrededor del plano galáctico. Cuanto menor es la longitud galáctica de un grupo de CAs, mayor es la dispersión en latitud galáctica de los mismos. Dado que los 3 cúmulos acá estudiados están aproximadamente a la misma distancia del Sol, la distribución en el plano (l, b) implica que cuanto mayor es la longitud galáctica de un grupo, menor es el volumen ocupado por los CAs de ese grupo. A su vez, dado que los CAs con l más grande están más cerca del Sol o dentro del brazo de Perseo (panel superior derecho), es probable que se hayan formado en ese brazo y, por ende, los encontramos confinados dentro del ancho del mismo. Los CAs con longitud galáctica más pequeña están más lejos del brazo de Perseo, de

manera que bien podrían haberse formado en el disco. Nótese además que cuanto más cerca están los cúmulos del brazo de Perseo, mayor es la absorción que los afecta (panel inferior izquierdo). En particular, la dispersión en los valores de la absorción en el grupo de Haffner 11 refleja la inhomogeneidad típica de la distribución del polvo en el mencionado brazo, mientras que el grupo de Czernik 26 (cuadrados) es, en promedio, el menos absorbido. En general, cuanto mayor es la dispersión fuera del plano, menor es la absorción. Los CAs del grupo de Haffner 11 (triángulos) son muy jóvenes y probablemente no han tenido aún tiempo de alejarse de los lugares donde se formaron (panel inferior derecho). A juzgar por sus actuales posiciones (panel superior derecho), es muy probable que se hayan formado en el brazo de Perseo. Dado que Haffner 11 tiene unos 5×10^9 años, este cúmulo puede no haberse formado junto con los cúmulos de su grupo, aún cuando hoy está cerca del brazo de Perseo. En el caso del grupo de CAs de Czernik 30 (círculos), uno de los cúmulos está en el plano y es muy joven, mientras que los otros dos son viejos y están fuera del plano. Esta dispersión de edad sugiere que Czernik 30 muy probablemente no se formó en el plano - donde hoy se observa - sino más bien en el disco. Un argumento similar conduce a la misma conclusión para Czernik 26.

Los 3 cúmulos estudiados están proyectados en la dirección de la supuesta galaxia enana CMa. Para examinar si están relacionados con dicha galaxia, comparamos sus posiciones, enrojecimientos, edades y metalicidades, con los valores publicados por Bellazzini et al. (2006) y Martínez-Delgado et al. (2005) para CMa. Adoptamos para esta galaxia $E(B-V) = 0.08 \pm 0.07$, edades entre 4 y 10 mil millones de años y valores de $[Fe/H]$ entre -0.3 y -0.7. Si bien los 3 cúmulos están ubicados dentro de las distancias heliocéntricas y longitudes galácticas atribuibles a CMa, de acuerdo a sus latitudes, sólo Czernik 26 está dentro de CMa, mientras que Haffner 11 yace en un borde y Czernik 30 se ubica claramente afuera (Fig. 2). De acuerdo a sus actuales posiciones, ninguno de los 3 objetos estaría relacionado con CMa. Si bien Czernik 26 tiene una absorción dentro del rango esperado para CMa, los 3 objetos son claramente más jóvenes que la población principal de la supuesta galaxia. Creemos entonces que es muy improbable que se hayan formado en CMa, antes de que la misma fuera eventualmente acreetada por la Vía Láctea. Los presentes resultados favorecen la hipótesis de que los 3 cúmulos pertenecen al disco galáctico, no a CMa.

Referencias

- Bellazzini, M., Ibata, R. et al. 2006, MNRAS, 366, 883
Geisler, D. 1996, AJ, 111, 480
Girardi, L., Bertelli, G. et al. 2002, A&A, 391, 195
Martínez-Delgado, D., Butler, D.J. et al. 2005, ApJ, 633, 205
Piatti, A.E., Clariá, J.J. et al. 2007, MNRAS, 377, 1737

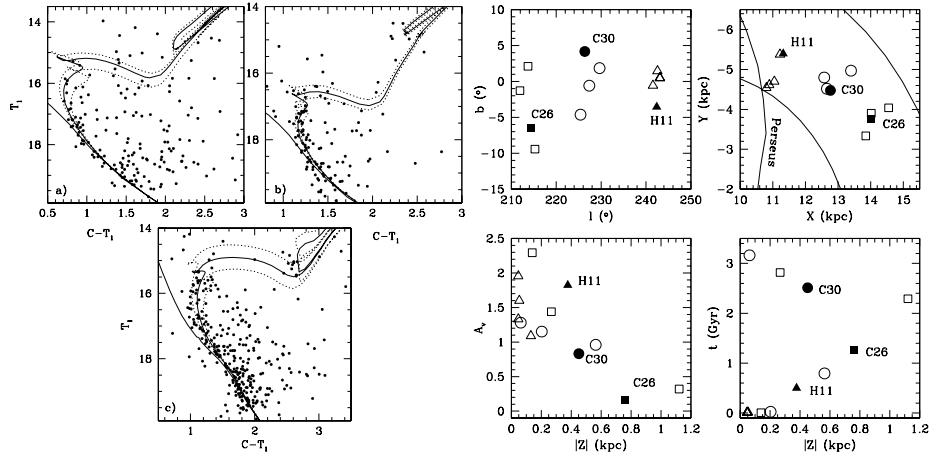


Figura 1. *Izquierda:* Diagramas $(C-T_1, T_1)$ para $r < r_2$ de: Czernik 26 (a); Czernik 30 (b) y Haffner 11 (c). Se han superpuesto sobre los diagramas la secuencia principal de edad cero y 3 isócronas de Girardi et al. (2002). *Derecha:* Relaciones entre coordenadas galácticas (l, b) y (X, Y) (arriba) y entre absorción visual, altura al plano y edad (abajo) para CAs conocidos ubicados dentro de 1 kpc de Czernik 26 (cuadrados), Czernik 30 (círculos) y Haffner 11 (triángulos). Círculos centrados en el Sol de 5 y 8 kpc de radio y el brazo espiral de Perseo se incluyen en el panel superior derecho.

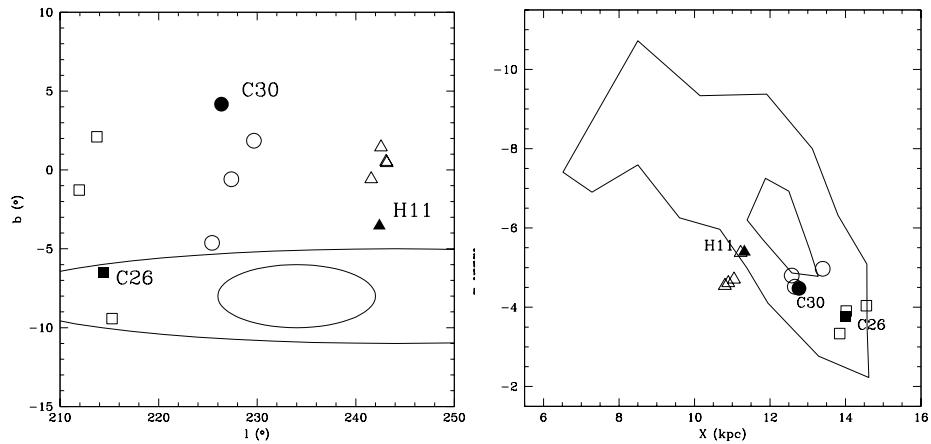


Figura 2. Relaciones entre coordenadas galácticas (l, b) y (X, Y) para CAs dentro de 1 kpc de radio de Czernik 26, Czernik 30 y Haffner 11. Los contornos representan límites esquemáticos del cuerpo principal y región atribuible a CMA. Símbolos igual que en la Fig. 1.

PRESENTACIÓN MURAL

First estimates of the fundamental parameters of the very small open cluster Ruprecht 1

A.E. Piatti^{1,4}, J.J. Clariá^{3,4}, M.C. Parisi^{3,4}, A.V. Ahumada^{2,3,4}

(1) *IAFE, Buenos Aires, Argentina*

(2) *European Southern Observatory, Chile*

(3) *Observatorio Astronómico, Universidad Nacional de Córdoba, Argentina*

(4) *CONICET, Argentina*

Abstract.

New CCD observations with the Washington C and T₁ filters in the field of the open cluster Ruprecht 1 are presented. The cluster turned out to be very small, its linear radius being 2.6 ± 0.2 pc. Ruprecht 1 is moderately reddened [$E(B-V) = 0.25$] and moderately young (~ 230 Myr). Heliocentric distances of 1.9 ± 0.4 kpc and 1.5 ± 0.3 kpc are determined for Z (metallicity) = 0.02 and 0.008, respectively, although evidence is presented favouring a solar metal content rather than a subsolar one. We compare the cluster properties with those of known open clusters located within 1 kpc around it.

Resumen.

Presentamos nuevas observaciones CCD con los filtros C y T₁ del sistema de Washington en el campo del cúmulo abierto Ruprecht 1. Este objeto resultó ser muy pequeño, siendo su radio lineal de 2.6 ± 0.2 pc. Ruprecht 1 está moderadamente enrojecido [$E(B-V) = 0.25$] y es moderadamente joven ($\sim 230 \times 10^6$ años). Se determinan distancias heliocéntricas de 1.9 ± 0.4 kpc y 1.5 ± 0.3 kpc para Z (metalicidad) = 0.02 y 0.008, respectivamente, aunque se presenta evidencia que favorece una metalicidad solar antes que subsolar. Comparamos las propiedades de Ruprecht 1 con las de cúmulos conocidos ubicados dentro de 1 kpc alrededor del mismo.

1. Colour-magnitude diagram features

We obtained images of the field of Ruprecht 1 with the Washington C and T₁ filters using the 0.9 m telescope at Cerro Tololo Inter-American Observatory (Chile), equipped with a 2048x2048 pixels CCD. To disentangle the stars belonging to the lower part of the cluster main sequence (MS) from those of the surrounding field, we traced the cluster stellar density profile starting by determining the location of the cluster centre. To do this, we applied the method described by Piatti et al. (2006). The calculated background level resulted in $(17 \pm 2) \times 10^{-5}$ stars/pixel, which leads to an estimated cluster radius of $r_{cls} = 800 \pm 50$ pixels, equivalent to $5.3' \pm 0.4'$. The radius at the FWHM (r_{FWHM}) and the

estimated radius r_{clean} which maximizes the cluster population and minimizes the field star contamination in the colour-magnitude diagram (CMD) turned out to be 150 and 300 pixels, respectively. We finally derived the field star contamination of 22%, 38% and 68% for the radial intervals $r < r_{FWHM}$, $r_{FWHM} < r < r_{clean}$ and $r_{clean} < r < r_{cls}$, respectively. Fig. 1 (left) shows three CMDs constructed including different circular extractions around the cluster (upper-left). They exhibit the stellar population variations from the innermost to the outermost of the cluster field. We start with the CMD for stars distributed within $r < r_{FWHM}$ (upper-right), followed by the CMD for the cluster regions delimited by $r < r_{clean}$ (bottom-left) and finally by the adopted field CMD (bottom-right). We used the CMD corresponding to the stars within r_{FWHM} as the cluster fiducial sequence reference. Then, we performed different circular extractions by varying the distance from the cluster centre, in order to build an optimum cluster CMD. This results from a compromise between maximizing the number of cluster stars and minimizing the field star contamination. Finally, we chose that CMD which exhibits the best enhanced cluster fiducial features (bottom-left panel of Fig. 1). The cluster MS does not show clear signs of evolution except for three turnoff stars and a probable red giant star located at $T_1 \sim 11.5$. In the subsequent analysis, we will use the CMD with $r < r_{clean}$ for Ruprecht 1.

2. Cluster fundamental parameters and discussion

Firstly, we fitted the zero-age main sequence (ZAMS) to the (C- T_1 , T_1) CMD and derived $E(C-T_1)$ and $T_1-M_{T_1}$ for each cluster metallicity. By using $E(C-T_1)/E(B-V) = 1.97$ and $A_{T_1}/E(B-V) = 2.62$ (Geisler et al. 1996), we derive $[E(B-V), V-M_V] = (0.25 \pm 0.05, 12.25 \pm 0.25)$ and $(0.25 \pm 0.05, 11.75 \pm 0.25)$ for $Z = 0.02$ and 0.008 , respectively. Secondly, we selected isochrones of Girardi et al. (2002) of some hundred million years of age, younger than the Hyades, and used the two derived pairs of $[E(B-V), V-M_V]$ values to estimate the cluster age. In order to reach the adjustment which best resembles the cluster features, we assumed different scenarios: i) the three brightest MS stars observed in the cluster CMD are placed at the top of the cluster's MS, ii) the red star located at (C- T_1 , T_1) $\approx (2.1, 11.5)$ is a cluster red giant clump; iii) both hypotheses combined. Finally, we fitted the observed cluster MS without any assumption about the brightest turnoff magnitudes of Ruprecht 1. The isochrones which most properly reproduce the cluster features turned out to be those of $\log t = 8.3 \pm 0.1$ and 8.4 ± 0.1 for $Z = 0.02$ and 0.008 , respectively. To match these isochrones, we used the $E(C-T_1)$ and $T_1-M_{T_1}$ values derived for each metallicity level independently. Fig. 1 (right) shows in solid and dotted lines, respectively, the results of the fits of the ZAMS and of the isochrones which best resemble the cluster MS for $Z = 0.02$ and 0.008 . Note that both sets of adjusted isochrones are indistinguishable within the errors so that we cannot favour any of the two assumed Z values for the cluster.

From the derived cluster reddenings and apparent distance moduli, we obtained heliocentric distances of $d = 1.9 \pm 0.4$ kpc and 1.5 ± 0.3 kpc for $Z = 0.02$ and 0.008 , respectively. A representative average value of 1.7 kpc yields (9.706,

-1.164, -0.286) kpc for the Galactic coordinates (X,Y,Z). The present analysis reveals that Ruprecht 1 is a very small open cluster, its linear radius being 2.6 ± 0.2 pc. The derived cluster parameters are in good agreement with those recently reported by Vázquez et al. (2008). We used the WEBDA database to search for known clusters located within ~ 1 kpc around Ruprecht 1 and found 83 clusters which satisfy this requirement. Unfortunately, the metal content has been estimated for only 16 of these clusters. The upper panels of Fig. 2 show the distribution of the clusters in different Galactic coordinate planes. We have schematically marked the Perseus spiral arm according to Drimmel & Spergel (2001) in the upper-right panel. Note that most of the selected clusters are distributed close to the Galactic plane (upper-left panel), even though Ruprecht 1 is $\sim 10^\circ$ below it. On the other hand, as far as the distribution of dust in front of the selected clusters is concerned, we confirm, in general terms, that the greater the height out of the Galactic plane, the lower the interstellar visual absorption A_V (bottom-left panel). However, we also note that the dispersion between the different interstellar extinction values of clusters with $|Z| > 0.1$ kpc reflects the inhomogeneity of the dust distribution. In this sense, we can infer that Ruprecht 1 is affected by a statistically expected amount of absorption for the $|Z|$ range. We also examined the distribution of cluster ages as a function of their height out of the Galactic plane and conclude that Ruprecht 1 is as old as the average age of the selected clusters in the studied volume. A few older clusters are also present at relatively low Z values, though. However, we note that as a consequence of their orbital motions (Piatti et al. 1995) such values can be very different from those the clusters had when they were formed. For this reason, we believe it is well worth enlarging our knowledge of the clusters' birthplaces for a comprehensive study of the metal abundance gradient perpendicular to the Galactic plane. Finally, from the 16 clusters with metallicity estimates, we derive a mean value of $\langle [\text{Fe}/\text{H}] \rangle = -0.01 \pm 0.14$ dex. If we adopt this metallicity as representative of the considered space volume, we conclude that Ruprecht 1 is more likely to have a solar metal content than a subsolar one.

References

- Drimmel, R., and Spergel, D.N., 2001, *ApJ*, 556, 181
Geisler, D., Lee, M.G., and Kim, E. 1996, *AJ*, 111, 1529
Girardi, L., Bertelli, G. et al., 2002, *A&A*, 391, 195
Piatti, A.E., Clariá, J.J., and Abadi, M.G. 1995, *AJ*, 110, 2813
Piatti, A.E., Clariá, J.J., and Ahumada, A.V. 2006, *MNRAS*, 367, 599
Vázquez, R.A., May, J. et al. 2008, *ApJ*, 672, 930

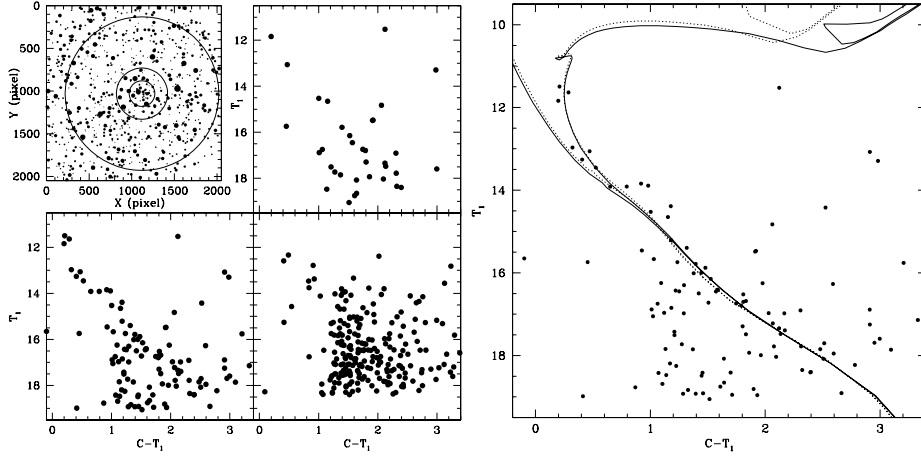


Figure 1. *Left*: Stars observed in Ruprecht 1 (upper left), with 3 concentric circles corresponding to the extracted CMDs for: $r < r_{FWHM}$ (upper right), $r < r_{clean}$ (bottom left) and $r > r_{field}$ (bottom right). North is up and east is to the left. *Right*: $r < r_{clean}$ CMD. The ZAMS and the adopted isochrones for $Z = 0.02$ and 0.008 are overplotted with solid and dotted lines, respectively.

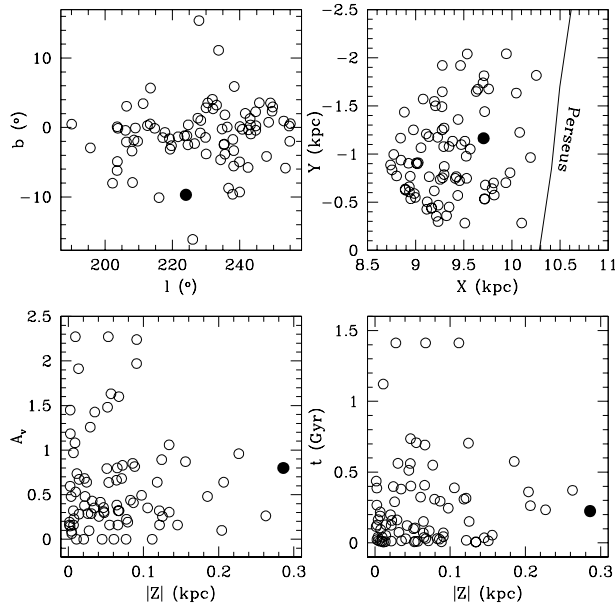


Figure 2. Relationships between Galactic coordinates (upper panels) and between other parameters (bottom panels) for known open clusters (open circles) located within 1 kpc around Ruprecht 1 (filled circle). The Perseus spiral arm is shown in the upper right-hand panel.

PRESENTACIÓN ORAL

Sobre la aparente sobredensidad de cúmulos abiertos en la región de la supuesta galaxia enana en Canis Major

A. E. Piatti^{1,3}, J.J. Clariá^{2,3}

(1) *Instituto de Astronomía y Física del Espacio (IAFE), Argentina*

(2) *Observatorio Astronómico de Córdoba (OAC), Argentina*

(3) *CONICET*

Abstract. We examine the nature of the Canis Major (CMA) stellar overdensity based on the fundamental parameters of the open clusters (OCs) projected in that region. We find only one OC physically located within CMA and estimate that we could statistically find only one additional OC in that zone. Both age and metallicity distributions of OCs show very good agreement with a general dispersion paradigm in the outer disk, with only a marginal evidence of a radial metallicity gradient. These results allow us to conclude that CMA is not a dwarf galaxy accreted by the Milky Way, as some authors have suggested.

Resumen. Examinamos la naturaleza de la sobredensidad estelar en Canis Major (CMA) en base a las propiedades fundamentales de los cúmulos abiertos (CAs) galácticos. Encontramos un sólo CA físicamente localizado dentro de CMA y estimamos estadísticamente que podríamos encontrar sólo un CA más en esta región. Tanto las distribuciones de edad como de metalicidad de los CAs muestran muy buen acuerdo con el paradigma de una dispersión general en el disco exterior, con sólo una evidencia marginal de un gradiente radial de abundancia metálica. Estos resultados nos permiten concluir que la sobredensidad estelar en CMA no es una galaxia enana acretaada por la Vía Láctea.

1. Introducción

Martin et al. (2004a) anunciaron recientemente el descubrimiento de una galaxia enana en la región de Canis Major (CMA). Este resultado ha sido sucesivamente confirmado por Martin et al. (2004b), Bellazzini et al. (2004, 2006) y Martínez-Delgado et al. (2005), entre otros, quienes ubican dicha estructura a unos 7 ± 1 kpc del Sol, proyectada alrededor de $(l,b) = (240^\circ, -8^\circ)$. Las propiedades básicas de dicha región son: $E(B-V) = 0.08 \pm 0.07$, $\Delta[\text{Fe}/\text{H}] = (-0.3, -0.7)$ y edad = $(4-10) \times 10^9$ años. Sin embargo, otros trabajos como, por ejemplo, Moitinho et al. (2006), López-Corredoira et al. (2007) y Carraro et al. (2008), concluyen que se trataría más bien de una distorsión o retorcimiento del disco exterior antes que de una galaxia enana acretaada.

Desde el punto de vista de los cúmulos abiertos (CAs), los trabajos mencionados no han encontrado una respuesta clara con respecto a la existencia de CAs

asociados a la mencionada sobredensidad y, por consiguiente, aún sigue abierto el debate sobre la naturaleza de la misma. En este contexto, nos preguntamos: i) ¿Existe acaso alguna sobredensidad de CAs en esta región?; ii) ¿Cuál sería el origen de esta sobredensidad?; iii) ¿Sería acaso conveniente observar CAs aún no estudiados en esta región del CMa? En este trabajo investigamos la posible existencia de CAs ubicados dentro de la sobredensidad, los cuales podrían ser utilizados como trazadores de sus propiedades. No investigamos acá la existencia de CAs formados como consecuencia de fuertes perturbaciones en el disco galáctico originadas por la acreción de una galaxia enana. Si ese fuera el caso, no deberíamos esperar que dichos CAs compartan las propiedades de la sobredensidad, ya que éstos se habrían formado luego del proceso de acreción. Además, como estos CAs se habrían formado en el disco, no deberíamos esperar encontrarlos superpuestos en la región de la sobredensidad, si la misma sigue una órbita diferente de las estrellas del disco.

2. Análisis y resultados

Para develar estas incógnitas, hemos utilizado el catálogo de 1776 CAs de Dias et al. (2002) con parámetros fundamentales actualizados hasta abril de 2008. En primer lugar, seleccionamos todos los CAs con distancias al Sol (r) mayores que 5 kpc y construimos la Fig. 1, la cual muestra esquemáticamente la región comprendida por la sobredensidad y la distribución de los CAs en el plano (l, r) y en las tres proyecciones de los planos galácticos (izquierda), y en el plano (l, b) (derecha), respectivamente. Hemos distinguido diferentes grupos de CAs con distintos símbolos, a saber: CAs que yacen en el plano galáctico, pero que engañosamente aparentan delinear el borde más cercano al Sol de la sobredensidad (triángulos abiertos); CAs ubicados detrás de CMa, pero que no se encuentran proyectados en dirección a la sobredensidad (cuadrados abiertos); CAs proyectados en dirección a CMa, pero que no están asociados a la sobredensidad (cuadrados negros) y CAs físicamente localizados dentro de CMa (círculos negros). Como puede verse, al comparar los diferentes paneles de la Fig. 1 (izquierda), puede llegarse a una conclusión errónea sobre la pertenencia de un CA a CMa, si no se examina su ubicación en todos los planos graficados. Concretamente, encontramos que sólo Tombaugh 2 yace dentro de la región de CMa. La Fig. 1 (derecha) ilustra lo desafortunado que puede resultar un análisis de esta naturaleza, si sólo se inspeccionan las posiciones de los CAs proyectados en el plano (l, b).

Por otro lado, es bien sabido que existen muchos CAs proyectados en dirección a CMa que no tienen estimadas sus distancias al Sol. En la versión actualizada del catálogo de Dias et al. (2002), encontramos 83 CAs con longitudes y latitudes galácticas dentro del rango de CMa, de los cuales 44 tienen distancias conocidas. El 83 % de estos 44 CAs tienen distancias al Sol menores que 5 kpc. Si adoptamos estadísticamente esta misma proporción para los 39 CAs proyectados hacia CMa sin distancias conocidas, encontramos que cuatro de ellos podrían tener distancias mayores que 5 kpc. Sin embargo, dado que sólo un CA de entre 5 con distancias mayores que 5 kpc pertenece a CMa, concluimos que podría encontrarse sólo un CA más dentro de CMa, de entre los que no tienen distancias conocidas.

Finalmente, comparamos las edades y metalicidades de los CAs proyectados en dirección a la sobredensidad, con los parámetros antes consignados para la misma. La Fig. 2 muestra las relaciones entre metalicidad y distancia galactocéntrica (izquierda) y entre distancia al plano galáctico y edad para los CAs seleccionados. Hemos incluido en la figura los rangos de variación de los parámetros involucrados correspondientes a la sobredensidad.

Resulta difícil examinar la distribución de metalicidades de CAs en el disco exterior, debido a las escasas determinaciones de metalicidad de CAs distantes. En la mayoría de los estudios sobre la existencia y magnitud del gradiente radial de metalicidad, suele extrapolarse la pendiente observada para distancias galactocéntricas entre 5 y 12 kpc (Friel et al. 2002; Chen et al. 2003; Salaris et al. 2004, entre otros). Sin embargo, estudios espectroscópicos de alta resolución más recientes de CAs viejos y distantes, han sugerido que la metalicidad media de los CAs más allá de 12 kpc del centro galáctico es $[Fe/H] \approx -0.35$, con sólo una evidencia marginal de un gradiente radial (Carraro et al. 2004; Sestito et al. 2006, Carraro et al. 2007). Precisamente, la Fig. 2 (izquierda) muestra que existe un buen acuerdo con el paradigma general de una metalicidad constante para el disco exterior.

Las estrellas de la sobredensidad de CMa cubren un amplio rango de edades, marginalmente superpuesto con el de los CAs seleccionados, como puede verse en la Fig. 2 (derecha). Si bien este resultado no favorece la existencia de una población de CAs en CMa, habría que tener en cuenta las velocidades espaciales de los CAs -particularmente su componente vertical- antes de llegar a una conclusión definitiva. En general, la dispersión de velocidades perpendiculares al plano galáctico en los brazos espirales, como así también en el mismo plano, es menor que en el disco. Salvo que un CA formado en el plano haya adquirido por alguna razón una elevada velocidad perpendicular al mismo, por lo general permanece oscilando en torno a un pequeño rango de distancias al plano ($|Z|$). Por consiguiente, la Fig. 2 (derecha) no debería ser muy diferente de aquella en la que se consideran específicamente los lugares de nacimiento de los CAs.

Referencias

- Bellazzini M., Ibata R. et al. 2004, MNRAS, 354, 1263
Bellazzini M., Ibata R. et al. 2006, MNRAS, 366, 865
Carraro G., Bresolin F. et al. 2004, AJ, 128, 1683
Carraro G., Geisler D. et al. 2007, A&A, 476, 217
Carraro G., Moitinho A., Vázquez R.A. 2008, MNRAS 385, 1597
Chen L., Hou J.L., Wang J.J. 2003, AJ, 125, 1397
Dias W., Alessi B.S., Moitinho A, Lepine J.R. 2002, A&AS, 141, 371
Friel E.D., Janes K.A., Tavares M., Scott J. 2002, AJ, 124, 2693
López-Corredoira, Momany Y. et al. 2007, A&A, 472, L47
Martin N., Ibata, R.A. et al. 2004a, MNRAS, 348, 12
Martin N., Ibata, R.A. et al. 2004b, MNRAS, 355, L33
Martínez-Delgado D., Butler, D.J. et al. 2005, ApJ, 633, 205
Moitinho A., Vázquez, R.A. et al. 2006, MNRAS, 368, L77
Salaris M., Weiss A., Percival, S.M. 2004, A&A, 414, 163

Sestito P., Bragaglia A. et al. 2006, A&A, 458, 121

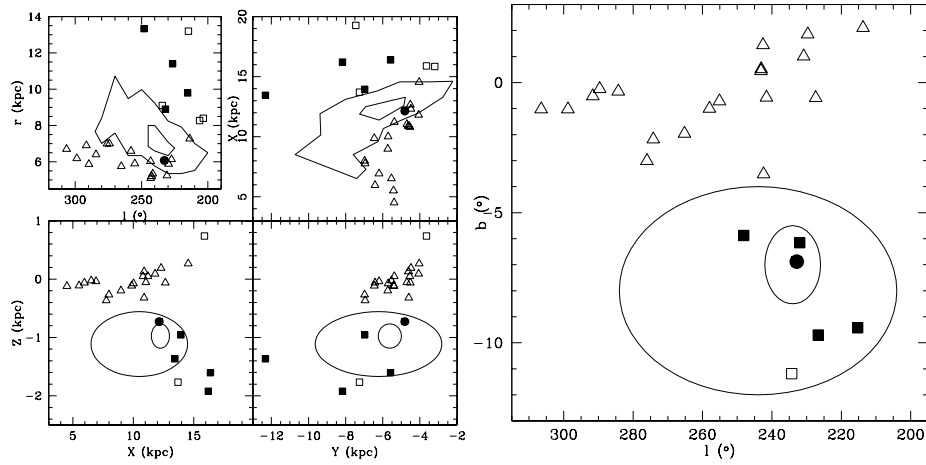


Figura 1. *Izquierda*: Relación entre distancia heliocéntrica r y longitud Galáctica (izquierda-arriba). Los planos galácticos (X,Y), (X,Z), e (Y,Z) se muestran en los restantes paneles. Sólo se incluyen los CAs ubicados a más de 5 kpc del Sol en dirección a CMa. *Derecha*: Distribución de los CAs ubicados a más de 5 kpc del Sol en dirección a CMa en el plano (l,b). La descripción de los símbolos puede verse en el texto.

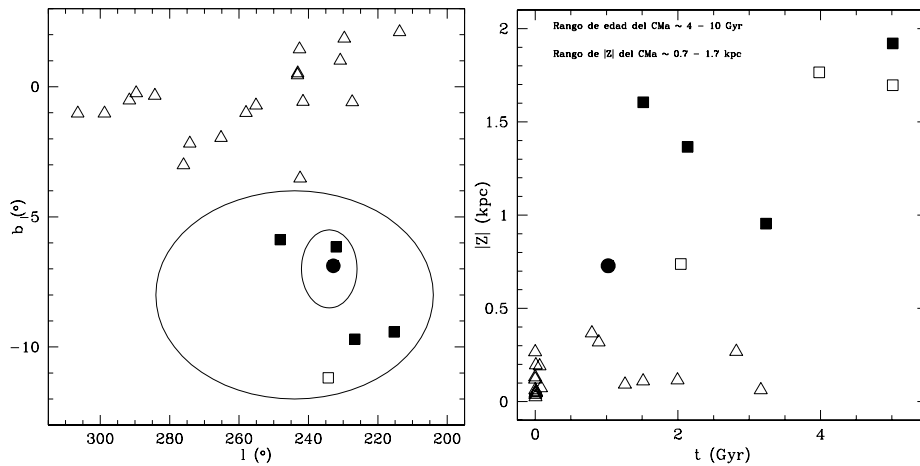


Figura 2. *Izquierda*: Relación entre metalicidad y distancia galactocéntrica de los CAs ubicados a más de 5 kpc del Sol en dirección a CMa. *Derecha*: Relación entre edad y distancia al plano Galáctico de los CAs ubicados a más de 5 kpc del Sol en dirección a CMa. Los símbolos son similares a los de la Fig. 1.

PRESENTACIÓN ORAL

Formación y evolución química de cúmulos estelares en la Nube Menor de Magallanes

A.E. Piatti^{1,5}, D. Geisler², A. Sarajedini³ y C. Gallart⁴

(1) Instituto de Astronomía y Física del Espacio (IAFE), Argentina

(2) Universidad de Concepción, Chile

(3) University of Florida, Estados Unidos

(4) Instituto de Astrofísica de Canarias, España

(5) CONICET

Abstract. We present age and metallicity determinations for 49 star clusters in the SMC from Washington CT_1 photometry and integrated spectra. Two of the observed clusters resulted to be relatively old object (age ~ 6.5 Gyr). In addition, we confirm that the farther a cluster is from the center of the galaxy, the older and more metal-poor it is, with some dispersion; although clusters associated with the Magellanic bridge clearly do not obey the general trend. The number of clusters within $\sim 2^\circ$ of the SMC center appears to have increased substantially after ~ 2.5 Gyr ago, hinting at a burst.

Resumen. Presentamos determinaciones de edad y metalicidad de 49 cúmulos de la NMM obtenidas a partir de fotometría Washington CT_1 y/o espectros integrados, dos de los cuales resultaron ser cúmulos relativamente viejos (edad $\sim 6.5 \times 10^9$ años). Además, confirmamos que, mientras más alejados se encuentran los cúmulos del centro de la NMM, éstos son más viejos y más pobres en metales, con alguna dispersión; aunque los cúmulos asociados al puente entre las dos Nubes de Magallanes no obedecen a esta tendencia general. El número de cúmulos dentro de $\sim 2^\circ$ del centro de la NMM parece haber aumentado sustancialmente desde hace $\sim 2.5 \times 10^9$ años atrás, insinuando una época de intensa formación.

1. Parámetros fundamentales de cúmulos estelares de la NMM

A partir de observaciones CCD en el sistema de Washington (C,T1) obtuvimos diagramas color-magnitud (C-T1,T1) para casi medio centenar de cúmulos estelares de la Nube menor de Magallanes (NMM) que no disponían mayormente de estudios detallados. La Fig. 1 muestra un diagrama color-magnitud típico de uno de los campos observados (L 62).

Realizamos diferentes extracciones circulares de los diagramas color magnitud (C-T1,T1) (DCM) utilizando distintos radios desde los centros de los cúmulos, con la finalidad de trazar la transición entre la población de los cúmulos y la de los campos circundantes. Los diagramas obtenidos utilizando los radios correspondientes al FWHM de los perfiles de densidad estelar de los cúmulos

permitieron identificar sus características fiduciales, en tanto que aquéllos extraídos utilizando los radios de los cúmulos resultaron en un compromiso entre la maximización de estrellas de los cúmulos y la minimización de estrellas del campo. En este sentido, los perfiles de densidad estelar de los cúmulos nos permitieron elegir apropiadamente los radios de las extracciones circulares en los DCM.

En algunos casos, particularmente cuando los cúmulos se encuentran inmersos en campos de estrellas muy poblados, preferimos limpiar primero los DCM de la contaminación de estrellas del campo, antes de construir los DCM a partir de las extracciones circulares. Para ello, utilizamos DCM de los campos circundantes para determinar el número de estrellas a extraer de los DCM de los cúmulos en diferentes rectángulos de $(C-T1, T1) = (0.2, 0.5)$. La Fig. 2 muestra, como ejemplo, una carta de identificación esquemática de L 85 (arriba a la izquierda) con los círculos utilizados para realizar las extracciones concéntricas, y los DCM obtenidos tanto para el círculo más pequeño (arriba a la derecha), como para el más grande (abajo a la derecha), respectivamente. En el panel de abajo a la izquierda se muestra el DCM del campo circundante utilizado para limpiar el DCM observado de L 85 por contaminación de estrellas del campo.

Las edades de los cúmulos las determinamos a partir del ajuste de isócronas teóricas (Girardi et al. 2002) en los DCM observados y también, para cúmulos más viejos que 10^9 años, a través del índice $\delta T1$ definido por Geisler et al. (1997). Las metalicidades las determinamos utilizando el procedimiento descrito por Geisler & Sarajedini (1999), basado en el ajuste de la rama gigante roja de los cúmulos con secuencias standards. Asimismo, el ajuste de isócronas teóricas proveyó un valor adicional para las abundancias metálicas de los cúmulos.

2. Evolución química en la NMM

Hemos identificado dos cúmulos relativamente viejos (edad $> 5 \times 10^9$ años), L 110 y L 112, que se suman a los escasos 9 cúmulos conocidos hasta el presente con edades y metalicidades bien determinadas. Los DCM de ambos cúmulos, como así también de L 113 -utilizado como cúmulo de control- se muestran en los paneles superiores de la Fig. 3, mientras que los paneles inferiores muestran las secuencias correspondientes a los campos circundantes respectivos.

Con la finalidad de estudiar la distribución espacial de las metalicidades de los cúmulos a lo largo de toda la vida de la NMM, hemos agregado estos 3 cúmulos viejos -L 110, 112, y 113- a una lista de cúmulos con edades y metalicidades puestas en una escala homogénea, totalizando 56 objetos estudiados en detalle. En dicha muestra incluimos 11 cúmulos estudiados previamente a partir de espectros integrados. La Fig. 4 ilustra el resultado de nuestro análisis. Dividimos la muestra de cúmulos en cuatro intervalos de edad ($\times 10^9$ años), a saber: $t > 5$ (izquierda-arriba); $5 < t < 2.5$ (derecha-arriba); $2.5 < t < 1$ (izquierda-abajo); $t < 1$ (derecha-abajo). A su vez, distinguimos cuatro rangos de metalicidad: $-1.25 < [Fe/H]$ (triángulo); $-1.25 < [Fe/H] < -1$ (cuadrado); $-1 < [Fe/H] < -0.6$ (pentágono); $[Fe/H] > -0.6$ (círculo).

La Fig. 4 muestra que existe una tendencia general en el sentido de que, mientras más cerca se encuentran los cúmulos del centro de la NMM, más jóvenes son, con alguna dispersión. Este comportamiento refuerza los resultados de Noel et al.

(2007), quienes además encontraron que las poblaciones de estrellas viejas y de edad intermedia están distribuidas por toda la galaxia, con alguna reminiscencia de un proceso gradual de formación desde afuera hacia adentro. Las excepciones a esta tendencia son los cuatro cúmulos jóvenes en la región exterior del disco de la NMM, los cuales están asociados al proceso de formación del Puente Magallánico. El hecho de que estos cúmulos sean más jóvenes que otros de la región exterior del disco es debido probablemente a la interacción de esta galaxia con la Nube Mayor de Magallanes, que habría disparado nuevos procesos de formación de estrellas.

Una tendencia más débil que también se observa en la Fig. 4 es que, mientras más pobres en metales son los cúmulos de la NMM, más distantes se encuentran del centro de la galaxia. Por ejemplo, en el disco exterior (semieje mayor de la elipse = $a > 4^\circ$) los cúmulos tienen $[\text{Fe}/\text{H}] < -1.0$, con la excepción de los cúmulos jóvenes asociados al Puente Magallánico, mientras que la región central es compartida tanto por cúmulos pobres como cúmulos ricos en abundancias metálicas; el promedio de las metalicidades resulta claramente más grande que aquél para la región exterior del disco de la NMM. Sin embargo, todos los cúmulos con $[\text{Fe}/\text{H}] > -1.25$ en la región interior se formaron durante los últimos 5×10^9 años, mientras que los cúmulos pobres en metales son tan viejos como aquéllos del disco exterior. En consecuencia, el gradiente en abundancia que se observa parece reflejar la combinación de una población de cúmulos más pobres en metales y más vieja esparcida por toda la NMM y una población de cúmulos más joven y más rica en metales formados principalmente en la región central. Finalmente, hacemos notar la marcada diferencia del número de cúmulos dentro de la elipse menor ($a = 2^\circ$) para objetos más viejos y más jóvenes que 2.5×10^9 años. El rápido incremento de cúmulos dentro de la elipse más pequeña entre 2.5 y 1.0 mil millones de años sugiere la ocurrencia de un proceso de formación de cúmulos abrupto y repentino, probablemente, consecuencia del pasaje cercano de la Nube Mayor de Magallanes. De acuerdo a Bekky & Chiba (2005) ambas Nubes de Magallanes habrían experimentado pasajes cercanos desde hace 4 mil millones de años, que estimularon la formación de cúmulos en un amplio rango de metalicidades y con edades muy similares a 2-3 mil millones de años.

Referencias

- Bekky K. & Chiba M. 2005, MNRAS, 356, 680
Geisler D. et al. 1997, AJ, 114, 1920
Geisler D. & Sarajedini A. 1999, AJ, 117, 308
Girardi L. et al. 2002, A&A, 391, 195

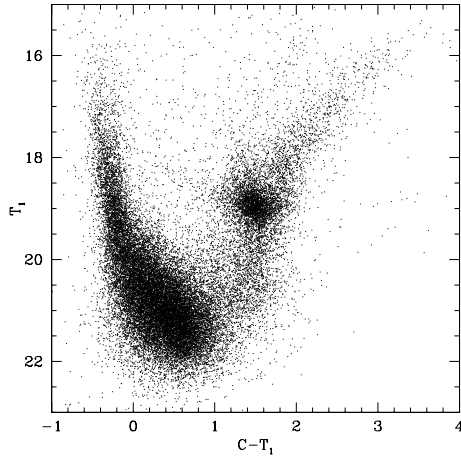


Figura 1. Diagrama color-magnitud con todas las estrellas medidas en el campo de L 62.

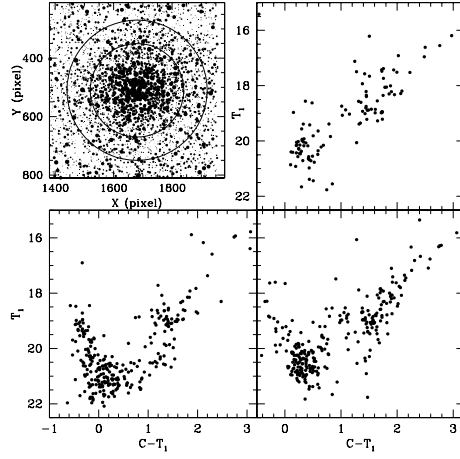


Figura 2. Extracciones circulares en el DCM de L 85 (ver detalles en el texto).

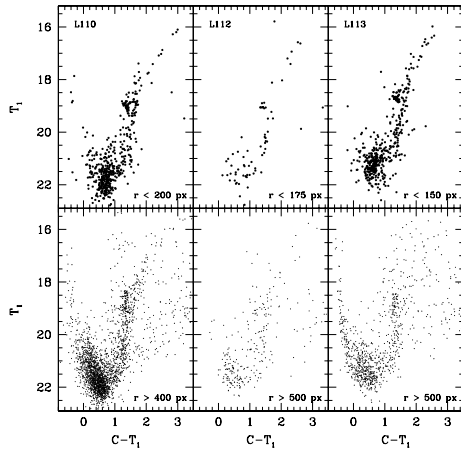


Figura 3. DMC de L 110, 112 y 113 (arriba) y de sus campos circundantes (abajo).

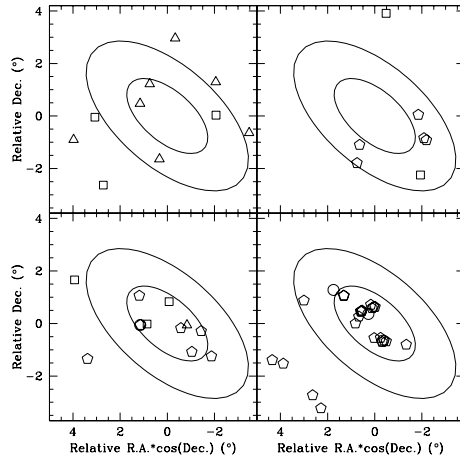


Figura 4. Posiciones de 56 cúmulos estelares con t ($\times 10^9$ años) > 5 (izq-arriba); $2.5 < t < 5$ (der-arriba); $1 < t < 2.5$ (izq-abajo); $t < 1$ Gyr (der-abajo). Ver detalles en la Sección 2.

PRESENTACIÓN MURAL

Parámetros de Stokes en Estrellas B

R. Vallverdú^{1,2}, L. Cidale^{1,2}, R. Rohrmann³

(1) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, UNLP*

(2) *Instituto de Astrofísica de La Plata*

(3) *Observatorio Astronómico, Universidad Nacional de Córdoba*

Abstract. From the paper of Martin & Wickramasinghe (1979) we have developed a program to calculate the Stokes's parameters for different models of stellar atmospheres. Particularly, we applied it in B stars with magnetic fields. The Stokes' parameters are a function of the value of the source function in each point of the atmosphere. We analyze how the magnetic fields affect the source function and how the latter influences the behavior of the Stokes' parameters.

Resumen. A partir del trabajo de Martin & Wickramasinghe (1979) hemos desarrollado un programa que nos permite calcular los parámetros de Stokes para distintos modelos de atmósferas estelares, en particular de estrellas B con campos magnéticos. Los parámetros de Stokes dependen del valor de la función fuente en cada punto de la atmósfera. Nosotros analizamos cómo los campos magnéticos afectan a la función fuente y, a su vez, cómo ésta influye en el comportamiento de los parámetros de Stokes.

1. Introducción: Cálculo de los parámetros de Stokes

La forma usual de expresar el estado de polarización de un rayo de luz es por medio de los parámetros de Stokes.

$$\begin{aligned} I &= I_0 + I_{\pi/2} = I_{\pi/4} + I_{3\pi/4} = I_r + I_l \\ Q &= I_0 - I_{\pi/2} \\ U &= I_{\pi/4} - I_{3\pi/4} \\ V &= I_r - I_l \end{aligned}$$

El parámetro I está relacionado con la intensidad del rayo de luz, Q está relacionado con la polarización lineal, U con la polarización a 45° y V con la polarización circular.

Para lograr calcular los parámetros de Stokes seguimos los lineamientos dados en el trabajo de Martin & Wickramasinghe (1979). Ellos dan un método numérico para hallar los parámetros de Stokes resolviendo la ecuación de transporte radiativo. Este método es una mejora de las soluciones propuestas por Unno (1959).

Al expresar la ecuación de transporte radiativo en función de los parámetros de Stokes obtenemos cuatro ecuaciones, cuyas expresiones son:

$$\begin{aligned}\mu \frac{dI}{d\tau} &= \eta_I(I - S) + \eta_Q Q + \eta_V V \\ \mu \frac{dQ}{d\tau} &= \eta_Q(I - S) + \eta_I Q - \rho_R U \\ \mu \frac{dU}{d\tau} &= \rho_R Q + \eta_I U - \rho_W V \\ \mu \frac{dV}{d\tau} &= \eta_V(I - S) + \rho_W U + \eta_I V\end{aligned}$$

Donde,

$$\begin{aligned}\eta_I &= 1/2\eta_p \sin^2 \psi + 1/4 (\eta_l + \eta_r)(1 + \cos^2 \psi) \\ \eta_Q &= [1/2 \eta_p - 1/4 (\eta_l + \eta_r)] \sin^2 \psi \\ \eta_V &= 1/2 (\eta_r + \eta_l) \cos \psi\end{aligned}$$

$\mu = \cos \theta$, donde θ es el ángulo entre la dirección de propagación y la normal a la superficie de la estrella, ψ es el ángulo entre la dirección de propagación y el campo magnético local, S es la función fuente local y η_p , η_l y η_r son los cocientes entre los coeficientes de absorción de las tres componentes del efecto Zeeman y el coeficiente de absorción del continuo. Los términos ρ_R y ρ_W introducen la dispersión anómala al sistema. Si no hay dispersión anómala ρ_R y ρ_W son nulos y sólo son calculables tres parámetros de Stokes: I , Q y V . Las soluciones Q y V deben multiplicarse por:

$$\begin{pmatrix} \cos 2\phi & \sin 2\phi \\ \sin 2\phi & \cos 2\phi \end{pmatrix}$$

Donde ϕ es el azimut respecto de un eje x arbitrario perpendicular a la línea de la visual. En nuestros modelos usamos las expresiones de η_p , η_l y η_r dadas por Unno (1956):

$$\eta_p = \eta_0 e^{-\nu^2} \quad \eta_l = \eta_0 e^{-(\nu - \nu_H)^2} \quad \eta_r = \eta_0 e^{-(\nu + \nu_H)^2}$$

2. Modelos

Para calcular los modelos de atmósferas estelares usamos el código desarrollado por René Rohrmann (Rohrmann, 2001 y Rohrmann et al, 2002). Para poder incluir la influencia de los campos magnéticos utilizamos los programas que hemos desarrollado para tal fin (Vallverdú et al, 2007) siguiendo los lineamientos dados por Valyavin et al. (2004).

Realizando las modificaciones adecuadas logramos obtener la función fuente, para un amplio rango de profundidades ópticas y longitudes de onda. Esta función fuente es luego utilizada en el programa que implementa el método numérico que nos permite calcular los parámetros de Stokes.

Los parámetros de nuestros modelos se corresponden con estrellas de tipo espectral B2V, con temperatura de 20000 K y abundancia de helio igual al 28 %. Hemos realizado los cálculos para distintas intensidades de campos magnéticos entre 10 y 1500 Gauss y considerando la fuerza de Lorentz en dirección hacia el interior y hacia el exterior de la estrella. Aquí sólo se muestran algunos ejemplos de estos modelos. Usamos $\rho_R = 1,5$ y $\rho_W = 0,75$, según lo sugerido por Martin & Wickramasinghe, y adoptamos $\nu_H = 3$ como recomienda en su trabajo Unno (1956). En todos los modelos aquí presentados usamos $\mu = \cos \theta = 0,8$, $\cos \psi = 0,7$ y $\cos 2\phi = 0,6$.

3. Resultados

En las figura 1 hemos graficado los parámetros de Stokes I (izquierda) y Q (derecha) en función de la profundidad óptica para la longitud de onda de la línea He I $\lambda 4026$ (4026.2 Å) considerando $\cos \psi = 0,7$. En el caso de la figura 2 los parametros de Stokes graficados son U (izquierda) y V (derecha).

Las distintas curvas corresponden a los modelos: sin campo magnético y con campos de 1000 y 100 Gauss con las fuerza de Lorentz dirigida hacia el interior (+) y hacia el exterior (-) de la estrella.

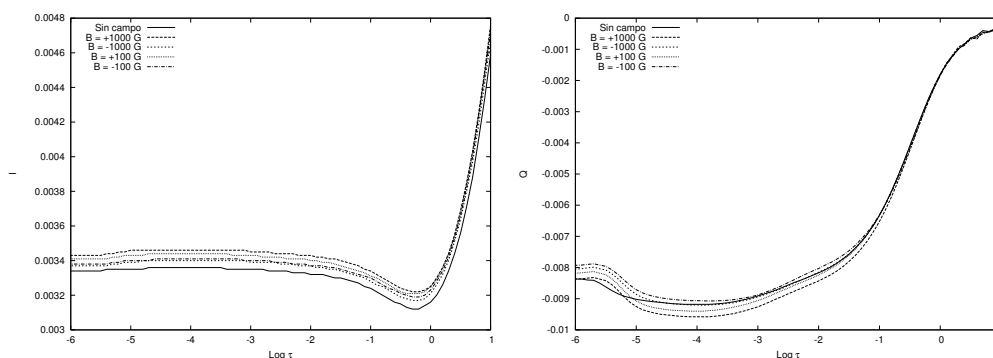


Figura 1. *Izquierda:* Parámetros de Stokes I y Q para el centro de la línea He I $\lambda 4026$ en función de la profundidad óptica ($\log \tau$).

En el caso del parámetro I , vemos que la variación de este parámetro es mayor cuando la fuerza de Lorentz está dirigida hacia el interior de la estrella. Para Q , toma valores mayores cuando la fuerza de Lorentz está dirigida hacia el exterior. U tiene un comportamiento similar con la dirección de la fuerza de Lorentz, mientras que el de V es similar al de I .

También observamos que la influencia de un campo magnético es mayor en la región donde $\log \tau$ varía entre -6.0 y -2.0, mientras que para $\log \tau > 0$ casi no hay cambios.

Cuando analizamos el caso de otras líneas de He I, por ejemplo He I $\lambda 4471$ (4471.5 Å) y He I $\lambda 4921$ (4921.83 Å), observamos que el comportamiento de los parámetros de Stokes es similar al descrito en los gráficos.

También encontramos que la orientación de un campo magnético (es decir, el ángulo ψ) influye sobre la polarización en las líneas. Observamos que aumentar el ángulo ψ , la variación de los parámetros de Stokes con la profundidad óptica

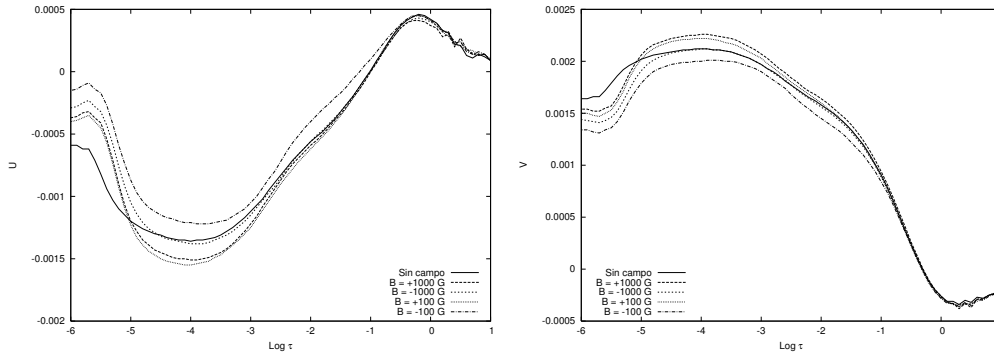


Figura 2. *Izquierda:* Parámetros de Stokes U y V para el centro de la línea He I $\lambda 4026$ en función de la profundidad óptica ($\log \tau$).

tiende a suavizarse, es decir que la dependencia con la profundidad óptica es menor.

4. Conclusiones

Vemos que la presencia de campos magnéticos afectan a la función fuente de la línea y que a partir de estas variaciones podemos estudiar como se modifican los parámetros de Stokes con la profundidad óptica y con el ángulo ψ . Las variaciones ocurren fundamentalmente en las capas exteriores de la atmósfera, y según nuestros cálculos son pequeñas.

Este trabajo es sólo el inicio de un estudio más completo que nos permitirá modelar las variaciones de la polarización en presencia de campos magnéticos variables y/o utilizar datos polarimétricas con la finalidad de inferir la configuración magnética de estrellas Ap y Bp.

Referencias

- Martin, B. & Wickramasinghe, D. T., 1979, MNRAS, 189, 883
 Rohrmann, R., 2001, MNRAS, 323, 699
 Rohrmann, R., Serenelli, A., Althaus, L. & Benvenuto, O., 2002, MNRAS, 335, 499
 Unno, W., 1956, PASJ, 8, 108
 Vallverdú, R., Cidale, L. & Rohrmann, R., 2007, ASP Conference Series, 361, 103
 Valyavin, G. Kochukhov, O. & Piskunov, N., 2004, A&A, 420, 993

PRESENTACIÓN MURAL

Descubrimiento de un sistema triple en el cúmulo abierto NGC 2516

M. E. Veramendi, J. F. González

Complejo Astronómico El Leoncito, CONICET, Universidad Nacional de San Juan

Abstract. New binary systems have been detected as a result of the spectroscopic survey of southern open clusters that is being carried out at CASLEO since several years ago. One of them, the star 2 of the cluster NGC 2516, exhibits variations of its center-of-mass velocity, suggesting the existence of a third body physically bound to the system. In the present work we used observations obtained along eight years to perform the orbital analysis of this multiple system. We estimated masses for the components, assuming that this system belongs to the cluster.

Resumen. El relevamiento espectroscópico de cúmulos abiertos del Hemisferio Sur que se lleva a cabo en el CASLEO desde hace varios años ha conducido a la detección de nuevos sistemas binarios. En particular, la estrella 2 del cúmulo NGC 2516 es una binaria espectroscópica cuyo centro de masa presenta variaciones en velocidad radial. Esto sugiere la relación física con una tercer componente. En este trabajo se han empleado observaciones obtenidas desde el año 2000 hasta la actualidad para realizar el análisis orbital de este sistema múltiple. También se han estimado las masas de las componentes, asumiendo la pertenencia al cúmulo del sistema.

1. Introducción

NGC 2516 es uno de los cúmulos abiertos más brillantes del Hemisferio Sur y cuenta con varios estudios fotométricos y espectroscópicos. En particular, Dachs y Kabus (1989) hallaron un enrojecimiento medio $E(B-V)=0.12$ mag y una distancia media al cúmulo de 430 pc. Posteriormente, Meynet et al. (1993) determinaron una edad de $10^{8,15}$ años para esta asociación estelar.

Como resultado del análisis espectroscópico de 22 estrellas miembros, González y Lapasset (2000) obtuvieron una velocidad media de 22.0 ± 2.0 km/s para el cúmulo y descubrieron tres binarias espectroscópicas de doble línea. En el marco del programa de binarias en cúmulos abiertos del Hemisferio Sur del CASLEO se continuó con las observaciones de estos sistemas. Con estos nuevos datos se detectó una variación en la velocidad del centro de masa de una de ellas, la estrella 2 de NGC 2516 (CPD-60°961), que permitió concluir que se trata de un sistema de más de dos componentes relacionadas físicamente entre sí.

2. Observaciones y medición de velocidades radiales

Los 18 espectros analizados de NGC 2516-2 fueron tomados con el telescopio de 2.15 m y el espectrógrafo echelle REOSC del CASLEO. Éstos abarcan el rango de 3755 Å a 6260 Å con una resolución de 13000 y se redujeron empleando el software IRAF. Las velocidades radiales se midieron usando el método de González y Levato (2006), que permite separar los espectros de las componentes de un sistema binario y luego medir sus velocidades mediante correlaciones cruzadas. Añadiendo los dos pares de velocidades publicados por González y Lapasset (2000) se obtuvieron en total 20 velocidades medidas para cada componente, que cubren una base de tiempo de aproximadamente 3700 días.

3. Análisis orbital

Para determinar los parámetros orbitales del centro de masa y de la binaria espectroscópica se comenzó estimando una razón de masas $q=0.65$. A partir de esto se obtuvo un valor de la velocidad del centro de masa (V_γ) para cada par de velocidades medidas. Mediante mínimos cuadrados se realizó un primer ajuste de la órbita del centro de masa y éste se empleó para corregir las velocidades medidas para ambas componentes. También se corrigieron los días julianos por el efecto de tiempo de viaje de la luz. El ajuste de estas velocidades corregidas condujo a un nuevo valor de q , que se empleó para repetir el proceso. En la Figura 1 se presenta el ajuste final de la órbita del centro de masa. En la Figura 2 se muestra el ajuste de las velocidades de las componentes de la SB2, corregidas por el movimiento del centro de masa. Las barras de error representan los errores formales obtenidos en la medición de velocidades radiales, excepto para los datos de González y Lapasset (2000). Para estos dos pares de velocidades se muestran los errores claramente mayores publicados por dichos autores. Finalmente, en la Tabla 1 se listan los parámetros orbitales obtenidos para el sistema.

4. Masas de las componentes

Estimando la relación de flujos entre las componentes de la binaria y asumiendo que el tercer cuerpo no contribuye al flujo observado se hallaron las magnitudes V de cada componente, a partir del valor publicado por Dachs y Kabus (1989) para todo el sistema ($V=8.81$). Esto condujo a hallar M_V para la primaria, asumiendo el módulo de distancia y enrojecimiento determinados para el cúmulo por los mismos autores. Con esta magnitud absoluta, la isócrona de Lejeune y Schaerer (2001) correspondiente a la edad del cúmulo ($\log\tau=8.15$) sugiere una masa de $2.92 M_\odot$ para la componente primaria. Esto conduce a los parámetros estimados que se listan en la Tabla 2.

De acuerdo a las teorías de circularización, una binaria con las masas estimadas y el período hallado debería tener una excentricidad orbital que difiere en menos del 10 por ciento de su valor inicial. Por lo tanto, la baja excentricidad obtenida en el ajuste de las velocidades indicaría que se trata de un sistema que se formó con una órbita casi circular.

A partir de las masas asumidas para las componentes de la binaria es posible hallar una masa mínima para el tercer cuerpo (M_C), empleando la relación:

$$\frac{M_C^3}{(M_{SB} + M_C)^2} > \frac{K^3(1 - e^2)^{3/2}P}{2\pi G}$$

Esto conduce a $M_C=0.97 M_\odot$ y a una separación mínima $a=1912 R_\odot$ entre la SB2 y el tercer cuerpo. Dado que los datos disponibles son insuficientes para determinar con precisión la órbita del centro de masa de la binaria, se planea continuar con las observaciones de este sistema múltiple para mejorar el presente análisis.

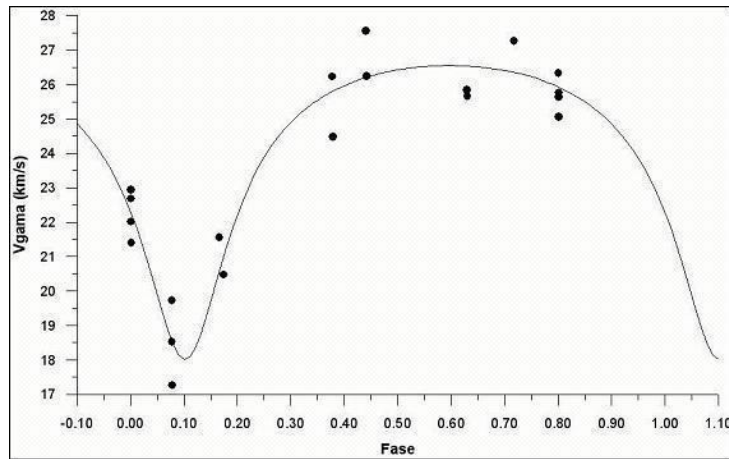


Figura 1. Ajuste orbital del centro de masa.

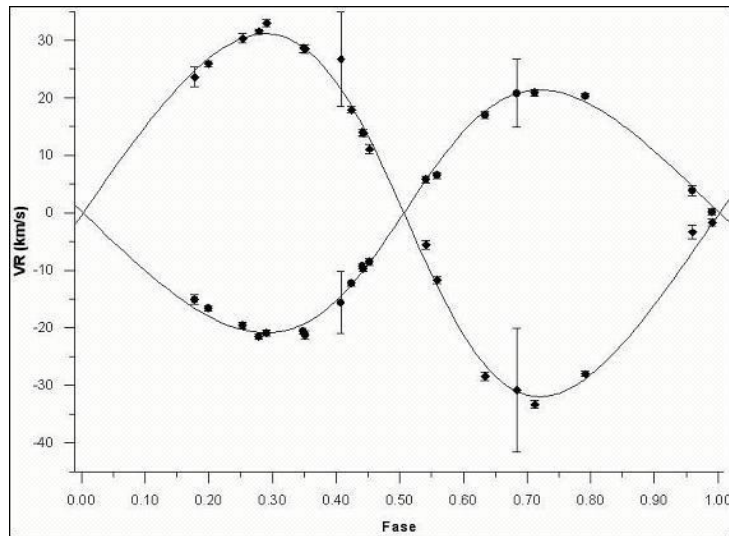


Figura 2. Ajuste de las velocidades radiales de las componentes de la SB2, corregidas por el movimiento del centro de masa.

Tabla 1. Parámetros orbitales del sistema NGC2516-2.

Centro de masa		SB2	
$T_0(\text{HJD})$	2453065.2 ± 6.0	$T_0(\text{HJD})$	2453233.8782 ± 0.0044
$P(\text{días})$	3988.7 ± 54.8	$P(\text{días})$	11.232834 ± 0.000056
e	0.4903 ± 0.0054	e	0.1098 ± 0.0021
$\omega_0(\circ)$	180.91 ± 1.98	$\omega_0(\circ)$	276.63 ± 0.46
$V_\gamma(\text{km/s})$	24.37 ± 0.05	$K_1(\text{km/s})$	21.14 ± 0.08
$K(\text{km/s})$	4.27 ± 0.06	$K_2(\text{km/s})$	31.56 ± 0.09

Tabla 2. Parámetros estimados para la SB2.

$M_1 (M_\odot)$	2.92
$M_2 (M_\odot)$	1.96
$a (R_\odot)$	35.8
$i (\circ)$	19.0

Referencias

- Dachs, J. & Kabus, H. 1989, *A&AS*, 78, 25
 González, J. F. y Lapaset, E. 2000, *AJ*, 119, 2296
 González, J. F. y Levato, H. 2006, *A&A*, 448, 283
 Lejeune, T. y Schaerer, D. 2001, *A&A*, 366, 538
 Meynet, G., Mermilliod, J-C. y Maeder, A. 1993, *A&AS*, 98, 477

Parte III

Medio Interestelar y Estructura Galáctica

INVITED PAPER

Massive stars and the Canadian Galactic Plane Survey

S. Pineault^{1,2}

(1) *Université Laval and Centre de Recherche en Astrophysique du Québec (CRAQ), Québec, Canada*

(2) *Instituto Argentino de Radioastronomía (IAR)*

Abstract. The Canadian Galactic Plane Survey is the first high angular resolution ($\sim 1'$ at 1420 MHz) radio survey of part of the plane of our Galaxy. The radio survey is complemented by images in the four infrared bands of IRAS and by CO (J=1-0) molecular observations. After a brief description of the main properties of the survey, I present large-scale images of our Galaxy in total intensity, polarization and in the 21-cm line of HI, including some results related more specifically to massive stars (O and Wolf-Rayet stars, supernova remnants).

Resumen. El relevamiento canadiense del plano galáctico es el primer relevamiento efectuado con alta resolución angular ($\sim 1'$ a 1420 MHz) de una parte del plano de nuestra Galaxia. Este relevamiento se complementa con imágenes obtenidas en las cuatro bandas infrarrojas (IRAS) y cubos de datos de CO (J=1-0). Después de una breve descripción de las propiedades generales del relevamiento, se presentan imágenes a gran escala de intensidad total, polarización y en la línea de 21 cm del HI, así como resultados pertenecientes a estrellas de gran masa (estrellas O, WR, remanentes de supernovas).

1. Introduction

Large-scale surveys are ideal for analysing the role played by massive stars, either individually or in groups or associations, since these stars ionize the surrounding interstellar medium (ISM), shape it by the combined action of their lifelong powerful winds and shock waves resulting from their deaths in a supernova explosion. In this report, I will describe the first large-scale radio survey to be carried out with arcminute resolution at 1420 MHz, namely the Canadian Galactic Plane Survey (CGPS; Taylor et al. 2003). I will illustrate the richness of the survey by presenting both panoramic images and more limited (in angular extent) specific cases emphasizing the effect of massive stars on the ISM of our Galaxy. As space constraints limit the scope of this brief survey, interested readers can go to <http://www.ras.ualgary.ca/CGPS/papers> to find a list of refereed journal publications related to the CGPS.

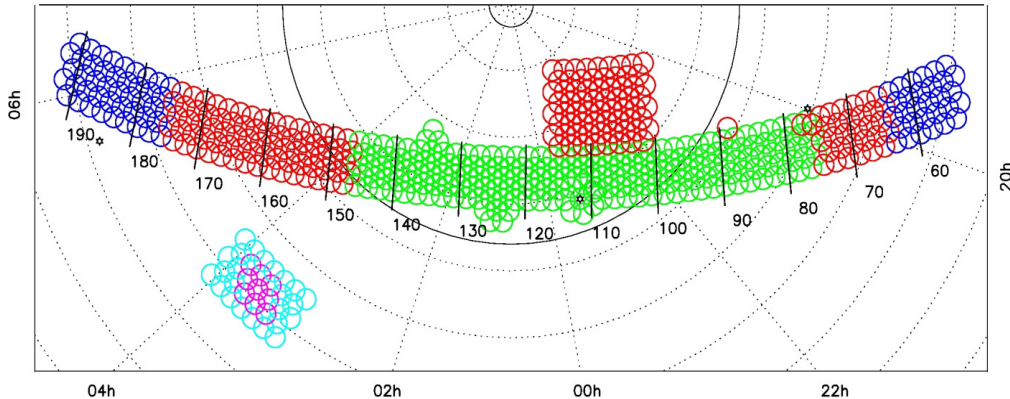


Figure 1. Schematic view of single CGPS fields at 1420 MHz (see text for details).

2. General properties of the CGPS

The CGPS was carried out with the synthesis telescope of the Dominion Radio Astrophysical Observatory (DRAO) (Landecker et al. 2000), in collaboration with an international consortium of astronomers. It consists of a high-resolution survey of the atomic hydrogen (HI) and radio continuum emission at 408 and 1420 MHz from our Galaxy. Single observations have been assembled into $5^\circ \times 5^\circ$ mosaics, with a resolution of $\sim 1'$ at 1420 MHz. Figure 1 shows the coverage achieved by the survey, each small circle representing the field of view of a single observation at 1420 MHz. For each mosaic, HI observations are presented as a data “cube” with 272 spectral channels having a velocity resolution of 1.3 km s^{-1} . Stokes total intensity I continuum images at 1420 MHz and 408 MHz are produced, as well as selected Stokes Q, U and V images at 1420 MHz. Complementary images in the four IRAS infrared bands (Cao et al. 1997; Kerton & Martin 2000) and data cubes of CO (J=1-0) emission obtained at the Five College Radio Astronomy Observatory (FCRAO; Heyer et al. 1998) have also been created as part of the survey. Data from the CGPS can be downloaded from the Canadian Astronomy Data Centre at <http://www4.cadccda.hia-ih.nrc-cnrc.gc.ca/cgps>. General information on the survey can also be found at <http://www.ras.ualgary.ca/CGPS>. These observations map all the major components of the ISM of our Galaxy: neutral atomic gas, molecular gas, ionized gas, dust grains and relativistic plasma.

As the DRAO is located in the northern hemisphere, the CGPS covers only part of the Galactic plane. Two projects followed this successful survey, namely the VLA Galactic Plane Survey (VGPS) (Stil et al. 2006) and the South Galactic Plane Survey (SGPS) (McClure-Griffiths et al. 2005; Haverkorn et al. 2006). These three surveys, collectively known as the International Galactic Plane Survey (IGPS), cover nearly completely the Galactic plane with the exception of a narrow strip about 60° wide in longitude. Details of the individual surveys and of the participating people and institutions can be found at <http://www.ras.ualgary.ca/IGPS>. In what follows, I will concentrate on the CGPS.

3. Some early results

For far more than historical reasons, it is well worth reviewing some of the very first images revealed by the survey, since they showed the importance of obtaining large angular coverage and good resolution in order to identify some phenomena. Figure 2(a) shows part of the area which had been targetted for the *pilot survey* (Normandeau et al. 1996, 1997), designed to verify the feasibility of the project. Referred to as the W4 chimney, it is believed (Basu et al. 1999) to have been caused by the winds from the O-type stars of the association (located below the “rabbit ears” seen in the centre of the figure). Another early discovery (Fig. 2(b), English et al. 2000) is that of a very large (more than 1 000 light-years in extent) mushroom-shaped structure seen in HI emission (upside down in the figure), bursting out of the plane of the Galaxy and believed to have been caused by the release of a large quantity of energy at the base (much like an H-bomb detonated in a stratified atmosphere).



(a) The so-called W4 chimney. The Galactic plane is at the bottom. (Courtesy English & Taylor for the CGPS).



(b) A large HI structure referred to as the mushroom. The Galactic plane is at the top. (Courtesy English, Taylor, Irwin & Mashchenko for the CGPS).

Figure 2. Some of the first results from the CGPS. Both figures cover a Galactic latitude range in excess of 5° .

4. Panoramic images

Figure 3 shows a montage of the plane of our Galaxy viewed in continuum total intensity at 1420 MHz. Well-known objects or regions can be recognized on this figure: the bright Cygnus region with the nearly circular supernova remnant (SNR) G78.2+2.1 (top right panel), the W4/W5 HII regions (middle left panel), the SNR VRO 42.05.01 and HII region OA184 (bottom left panel),

near the central longitude). Figure 4 shows the last three panels of the preceding figure in a more panoramic and continuous view from $\sim 130^\circ$ to $\sim 180^\circ$.

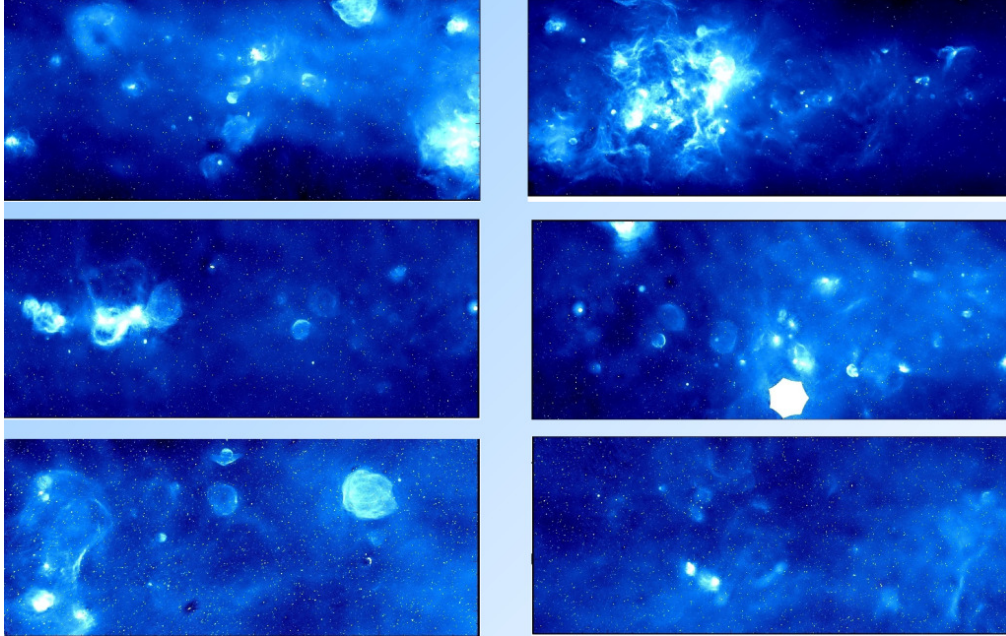


Figure 3. From top to bottom, right to left: the plane of our Galaxy, in continuum emission at 1420 MHz, from $\sim 65^\circ$ in longitude to $\sim 180^\circ$. (Courtesy Roland Kothes).

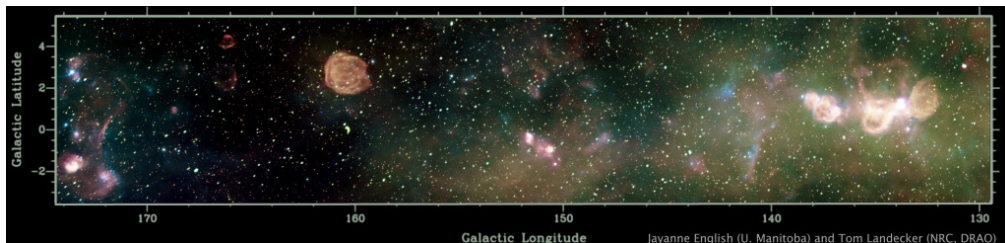


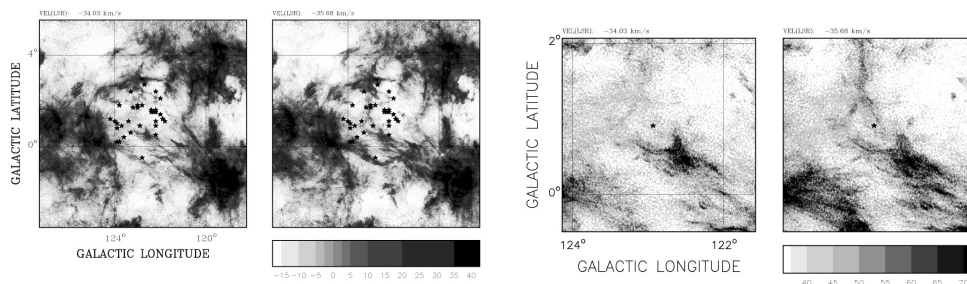
Figure 4. Panoramic view of part of the Galaxy in the anticentre direction. Radiating dust is shown in blue ($25 \mu\text{m}$) and sea green ($60 \mu\text{m}$) and synchrotron emission in rose (1420 MHz) and yellow green (408 MHz). (Courtesy English, Landecker, Kothes & Foster for the I/CGPS).

5. Illustrative examples

Massive stars manifest themselves through a variety of structures observable in the ISM. These include H II regions, shells or bubbles, supershells, SNRs to name but a few. In the way of illustration, I present, in this section, CGPS observations of two previously known “objects” (an OB association and an SNR)

and of a newly discovered large H I shell located far in the outer Galaxy. These required large angular coverage (which a survey can provide) and/or a high sensitivity and dynamic range. A nearly complete list of CGPS-related articles can be found at <http://www.ras.ualgary.ca/CGPS/papers>.

5.1. OB association Cas OB7



(a) Two CGPS H I channels centered at LSR velocities of -34 and -35.7 km s^{-1} . Asterisks denote association stars. (b) Partial H I shell around the association star HD 4841.

Figure 5. H I emission from Cas OB7. Dark shadings correspond to stronger emission. (From Cazzolato & Pineault 2003).

Stellar OB associations are of interest because they provide a way of studying the collective effect of a relatively large number of massive stars (presence of a shell or supershell), including the possibility of triggered or secondary star formation. The OB association Cas OB7 is a case in point. Figure 5(a) (Cazzolato & Pineault 2003) shows the presence of a thick H I shell surrounding the association. That study also showed the presence of young stellar objects (YSOs) seen in projection onto part of this shell, suggesting that we are witnessing triggered star formation. Interestingly enough, the presence of a partial H I shell surrounding one of the central association stars (Fig. 5(b)) indicates that the clearing action by the winds of association stars is incomplete.

5.2. SNR G78.2+2.1

Of the many SNRs included in the CGPS, G78.2+2.1 is one of the most interesting ones in view of its high degree of symmetry, as showed in the 1420 MHz total intensity image of Figure 6 (left). Figure 6 (right) is a temperature spectral index (β) map of this SNR, obtained by a “tomography” technique (Ladouceur & Pineault 2008). The index β is related to the usual flux density spectral index α by the relation $\beta = \alpha + 2$, where we take $S_\nu \propto \nu^{-\alpha}$. This figure shows large spatial variations in the values of the spectral index α , ranging from about 0.4 to 0.8, with an rms scatter of about 0.17, suggesting local variations in the particle acceleration mechanism.

5.3. Large H I shell in the outer Galaxy

The CGPS has made it possible to identify and study the structure and dynamics of many neutral H I shells. One such structure (Pineault et al. 2002; Cichowski

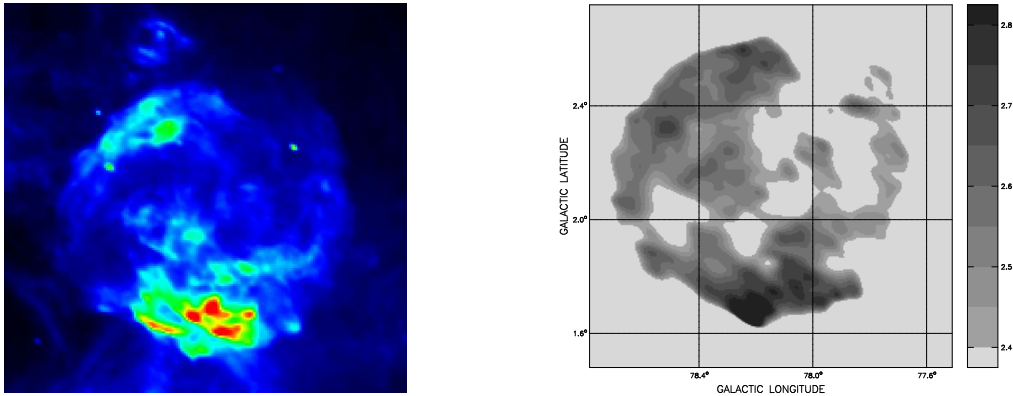


Figure 6. *Left:* Continuum emission at 1420 MHz from G78.2+2.1. *Right:* Temperature spectral index (subtract 2 to get the usual spectral index α , see text for details). (From Ladouceur & Pineault 2008).

& Pineault, in preparation) is shown in Figure 7. In HI emission (Fig. 7, left), it appears as a large (2° in diameter) very symmetrical structure located, on the basis of its LSR velocity, at an estimated Galactocentric distance of 17 kpc. The crosses indicate the presence of IR point sources believed to possess a strong stellar wind, one of which is seen projected onto the south-southeast part of the large shell and appears to be itself located inside a smaller $20'$ diameter HI cavity. This is yet another plausible case of triggered star formation. In fact the large HI shell may itself be part of a vastly larger (possibly older) structure (Corti and Arnal, this volume). Interestingly enough, there is no radio continuum counterpart (Fig. 7, right).

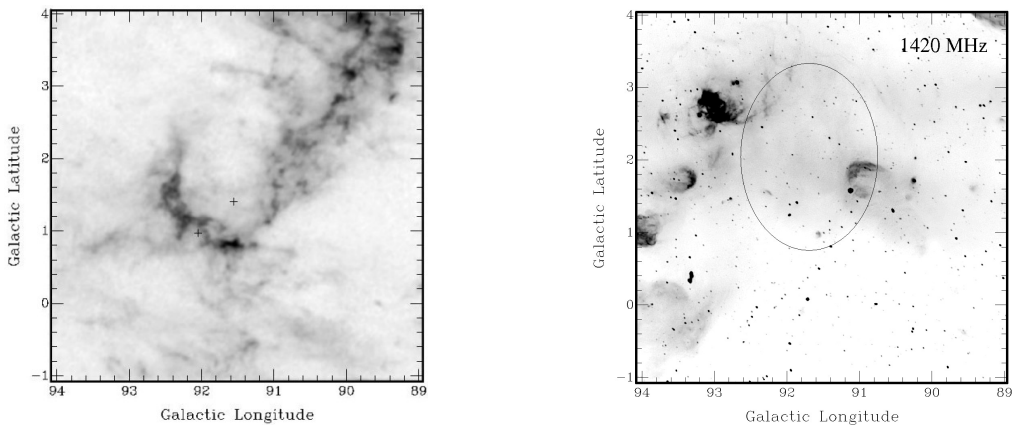


Figure 7. *Left:* HI emission, centered at $v_{\text{LSR}} \approx -114 \text{ km s}^{-1}$ and averaged over 10 km s^{-1} . Darker shadings correspond to stronger emission. *Right:* 1420 MHz continuum emission.

6. Polarization specifics

One of the great merits of the CGPS is to provide continuum images at 1420 MHz in the four Stokes parameters I , Q , U and V at arcminute resolution. The percentage polarization p is given by $p = 100(Q^2 + U^2 + V^2)^{1/2}/I$ and the polarization position angle PA of a plane polarized wave by $PA = (1/2) \tan^{-1}(U/Q)$. Figure 8 shows the northern sky seen in *polarized* intensity (Wolleben et al. 2006) and, for comparison, the entire sky but in *total* intensity (Haslam et al. 1982). The single most important characteristic of the polarized sky is that it does not resemble the total intensity sky. This is due to the phenomenon of *Faraday rotation* according to which a plane polarized wave propagating in a magneto-ionic medium will see its polarization plane rotated by an angle given by

$$\Psi = \lambda^2 \times 0.81 \int n_e B_{\parallel} dl = \lambda^2 RM,$$

where Ψ is in radian, the parallel magnetic field B_{\parallel} in μG , the wavelength λ in m, the electron number density n_e in cm^{-3} , the path length dl in pc and the rotation measure RM in rad m^{-2} .

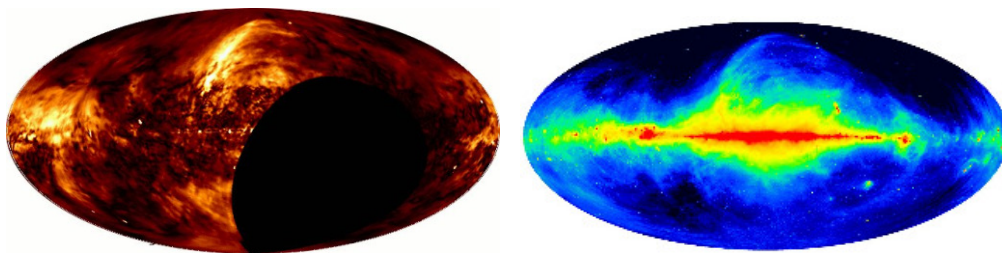


Figure 8. *Left:* DRAO image of the Galaxy viewed in polarized intensity at 1420 MHz (From Wolleben et al. 2006).
Right: The entire Galaxy in total intensity at 408 MHz (From Haslam et al. 1982. Image courtesy MPIfR).

As a consequence, the appearance of the polarized sky is dominated by Faraday rotation. This has lead Uyaniker et al. (2003) to introduce the concept of “polarization horizon”, a distance L beyond which polarized features become undetectable. An estimate of L is obtained by setting $\Psi = \pi$ in the above equation for Ψ , giving $L = \pi/(0.81 \lambda^2 n_e B_{\parallel}) = 2.2 \text{ kpc}$ for $B = 2 \mu\text{G}$, $n_e = 0.02 \text{ cm}^{-3}$. This also shows that some features in the ionized ISM may be easier to detect through Faraday rotation (a rotation of 20° is easy to detect) than through total-intensity emission. This is beautifully illustrated by the “Faraday lens” discovered by Gray et al. (1998) for which there is no total-intensity counterpart. Note that depolarization is not only due to inhomogeneities in the ISM as one might reasonably think at first sight. Even along a line of sight with total uniformity in magnetic field (strength and direction) and electron density, resulting in synchrotron emission with the same polarization position angle, the nearby emission can be canceled by emission from the most distant parts which is Faraday rotated.

Figure 9 shows a total intensity and a Stokes Q image of a relatively large region of our Galaxy towards Cygnus, where the line of sight is generally along

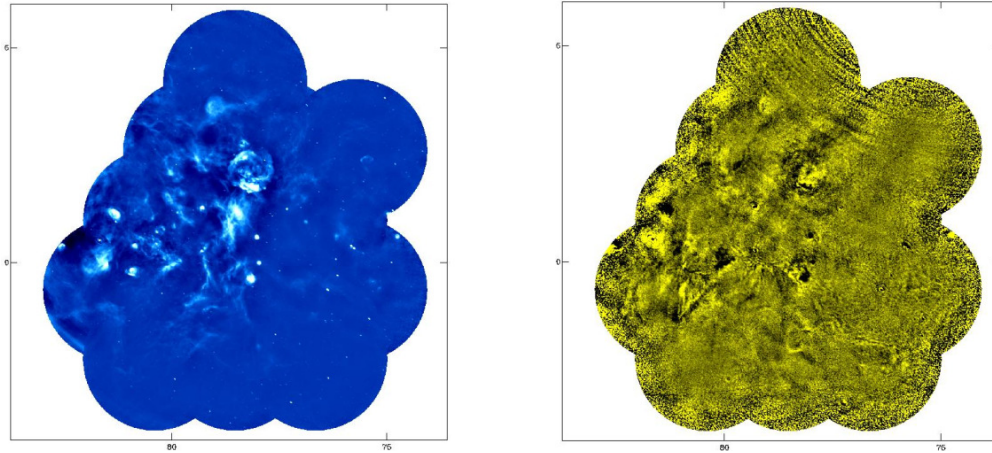


Figure 9. *Left:* Stokes I emission in a direction toward Cygnus.
Right: Stokes Q emission of the same region. (Courtesy Kothes & Landecker).

the magnetic field. There is clearly evidence of rapid (on spatial scales) changes in the polarization position angle (Q image, Fig. 9, right). The same is apparent on Figure 10 where the two conspicuous objects on the total intensity image, the SNR VRO 42.05.01 to the north and part of the H II region OA184 towards the south, fail to even show on the U image. It is obvious from Figures 8 to 10 that polarization features are present on a variety of scales, going from the resolution limit ($\sim 1'$) of the survey to many degrees in extent. The presence of the latter show the importance of including single antenna (or “short spacings”) data to aperture-synthesis observations in order to obtain the large-scale structure. It is also apparent that there are many features or structures in polarization data for which it is hard to define a boundary, which raises the question of how to define an “object” in the polarized Universe.

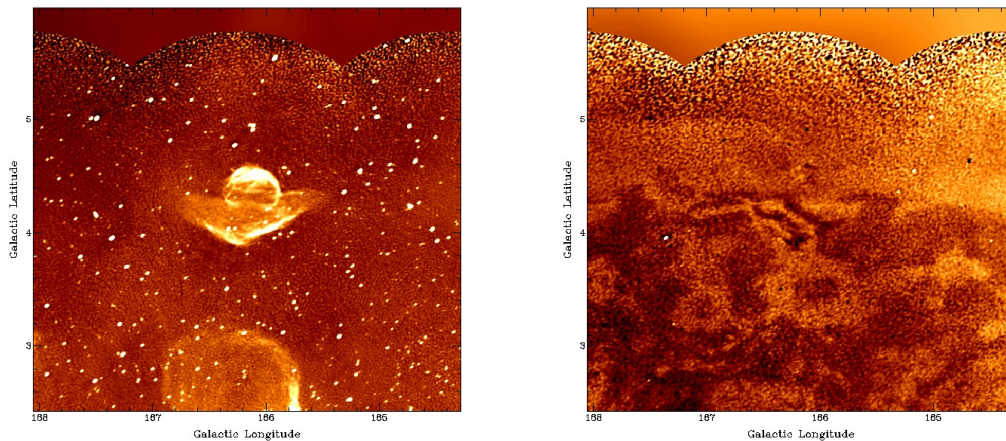
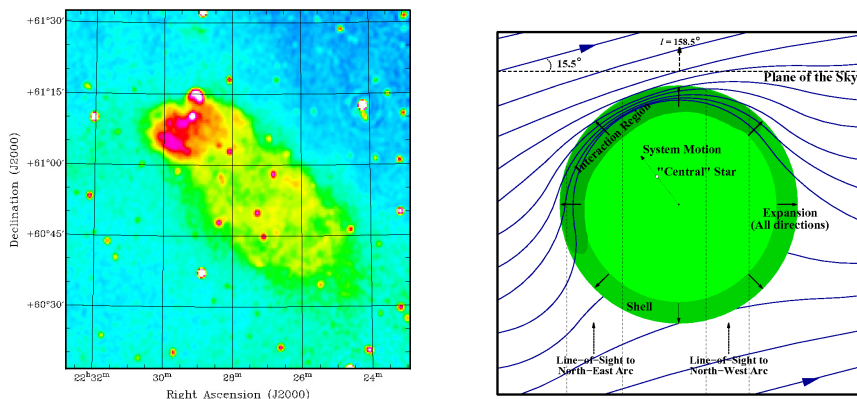


Figure 10. *Left:* Stokes I emission. The top object is the SNR VRO 42.05.01, and the bottom one the H II region OA184.
Right: Stokes U emission of the same region. (Courtesy Roland Kothes).

Qualitatively speaking, if an object expected to be intrinsically polarized (e.g., an SNR) does show strong polarization, this can be taken as an unmistakable proof that the object cannot be very distant (this is in fact a longitude-dependent effect, as shown by Uyaniker et al. 2003, and Kothes, private communication). This fact was successfully used by Kothes et al. (2001) to argue that the newly discovered pulsar wind nebula associated with the SNR G106.3+2.7 (Fig. 11(a)) was at a relatively close distance of 0.8 kpc, contrary to the distance first obtained by Pineault & Joncas (2000) on the basis of an association with a very distant HI structure.



(a) The SNR G106.3+2.7 and its pulsar wind nebula. (From Pineault & Joncas 2000).

(b) A model for the magnetic field around the planetary nebula Sh-2-216. (From Ransom et al. 2008).

Figure 11. Two objects modelled using CGPS data.

An interesting use of the CGPS data is made by Ransom et al. (2008) who analyze polarization images of a $2.5^\circ \times 2.5^\circ$ region around the planetary nebula (PN) Sh2-216. They interpret the observations via a simple model (Fig. 11(b)) which describes the ISM magnetic field around the PN, and also comment on the potential use of old PNe as probes of the magnetized ISM.

7. Summary

The CGPS is one of the most useful databases for studying the structure and properties of the ISM on all scales, from the overall scale of the Galaxy itself down to arcminute resolution. In particular, it constitutes one of the best tools for investigating the environment of massive stars and how they shape and modify the Galactic ISM, individually or collectively, by their ionizing radiation, strong winds and supernova explosions.

Acknowledgments. I am very grateful to the Local and Scientific Organizing committees for the invitation and support provided. I wish to thank Tom Landecker for an extensive discussion of polarization and Faraday rotation effects. This research is supported by the Natural Sciences and Engineering Research Council of Canada (NSERC) and the Fonds FQRNT of Québec. The DRAO Synthesis Telescope is operated as a national facility by the National

Research Council of Canada. The CGPS is a Canadian project with international partners and is supported by grants from NSERC. Data from the CGPS is publicly available through the facilities of the Canadian Astronomy Data Centre (<http://cadc.hia.nrc.ca>) operated by the Herzberg Institute of Astrophysics, NRC.

References

- Basu, S., Johnstone, D. & Martin, P.G. 1999, *ApJ*, 516, 843
Cao, Y., Terebey, S., Prince, T.A., & Beichman, C.A. 1997, *ApJS*, 111, 387
Cazzolato, F., & Pineault, S. 2003, *AJ*, 125, 2050
English, J., Taylor, A.R., Mashchenko, S.Y., Irwin, J.A., Basu, S., & Johnstone, D. 2000, *ApJL*, 533, L25
Gray, A. D., Landecker, T.L., Dewdney, P.E., & Taylor, A.R. 1998, *Nature*, 393, 660
Haslam, C.G.T., Salter, C.J., Stoffel, H., & Wilson, W.E. 1982, *A&AS*, 47, 1
Haverkorn, M., Gaensler, B.M., McClure-Griffiths, N.M., Dickey, J.M., Green, A.J. 2006, *ApJS*, 167, 230
Heyer, M.H., Brunt, C., Snell, R.L., Howe, J.E., Schloerb, F.P., & Carpenter, J.M. 1998, *ApJS*, 115, 241
Kerton, C. R., & Martin, P. G. 2000, *ApJS* 126, 85
Kothes, R., Uyaniker, B., & Pineault, S. 2001, *ApJ*, 560, 236
Landecker, T.L. et al. 2000, *A&AS*, 145, 509
Ladouceur, Y., & Pineault, S. 2008, *A&A*, 490, 197
McClure-Griffiths, N.M., Dickey, J. M., Gaensler, B. M., Green, A. J., Haverkorn, M., & Strasser, S. 2005, *ApJS*, 158, 178
Normandeau, M., Taylor, A.R., & Dewdney, P.E. 1996, *Nature*, 380, 687
Normandeau, M., Taylor, A.R., & Dewdney, P.E. 1997, *ApJS*, 108, 279
Pineault, S., & Joncas, G. 2000, *AJ*, 120, 3218
Pineault, S., Cazzolato, F., & Juneau, V. 2002, in: A.R. Taylor, T.L. Landecker, & A.G. Willis (eds), *Seeing through the Dust*, ASP Conf. Series 276, 332
Ransom, R.R., Uyaniker, B., Kothes, R., & Landecker, T.L. 2008, *ApJ*, 684, 1009
Stil, J. M., Taylor, A. R., Dickey, J. M., Kavars, D. W., Martin, P. G., Rothwell, T. A., Boothroyd, A. I., Lockman, F.J., & McClure-Griffiths, N.M. 2006, *AJ*, 132, 1158
Taylor, A.R. et al. 2003, *AJ*, 125, 3145.
Uyaniker, B., Landecker, T.L., Kothes, R., & Gray, A. 2003, *ApJ*, 585, 785
Wolleben, M., Landecker, T.L., Reich, W., & Wielebinski, R. 2006, *A&A*, 448, 411

PRESENTACIÓN ORAL

Molecular gas related to the ring nebula RCW 78 around HD 117688

C.E. Cappa^{1,2}, M. Rubio³, M.C. Martín², and G.A. Romero^{1,2}

(1) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas - UNLP*

(2) *Instituto Argentino de Radioastronomía (IAR)*

(3) *Departamento de Astronomía - Universidad de Chile*

Abstract. We investigate the distribution of the interstellar gas related to RCW 78 based on $^{12}\text{CO}(1-0)$ observations carried out with the SEST telescope and on data belonging to the NANTEN survey. Complementary HI 21cm line data from the SGPS and radio data at 4.85 GHz were also used. We report the detection of molecular gas having velocities in the range $[-56, -33]$ km s⁻¹ associated with the western section of RCW 78. The CO emission distribution is compatible with the interpretation that the western section of the nebula originated in the photodissociation and ionization of the molecular gas by the UV photons of the WN7 star HD 117688, which, along with the action of the stellar winds, carved the molecular cloud.

Resumen. Investigamos la distribución del gas interestelar asociado a RCW 78 utilizando observaciones de $^{12}\text{CO}(1-0)$ obtenidas con el telescopio SEST y datos pertenecientes al relevamiento de NANTEN. Se utilizan también datos complementarios de la línea de 21 cm del HI extraídos del SGPS y del continuo de radio en 4.85 GHz. Reportamos la detección de gas molecular con velocidades en el intervalo $[-56, -33]$ km s⁻¹ asociado con el sector oeste de RCW 78. La distribución del CO es compatible con la interpretación de que la nebulosa se originó en la fotodisociación e ionización del gas molecular por los fotones ultravioletas de la estrella WN7 HD 117688, los cuales, junto con la acción de los vientos estelares, socavaron la nube molecular.

1. RCW 78 around HD 117688

RCW 78 is a ring nebula of about 35' in diameter. Its brightest part is about 10'×6' in size and offset to the northwest of the star, while fainter regions are present to the northeast, east and south (see Figure 5 by Chu et al. 1983). The nebula was classified as R_a due to its low expansion velocity (Chu & Treffers 1981). The velocity of the ionized gas spans the interval $[-53, -38]$ km s⁻¹ (Chu & Treffers 1981, Georgelin et al. 1988). The study of the ionization structure by Esteban (1993) indicates that photoionization is the main source of excitation, compatible with its R_a-classification.

The nebula is related to HD 117688 (= WR 55), a WN7 star. Spectrophotometric distances are in the range 4.0-6.0 kpc (Georgelin et al. 1988, Conti & Vacca 1990, van der Hucht 2001). New NIR calibrations in the K band (Crowther et al. 2006) indicate a distance $d = 4.5$ -5.0 kpc. Based on the available distance estimates, we adopt $d = 5.0 \pm 1.0$ kpc for the WR star and its surrounding ring nebula. Here we investigate the distribution of the molecular, neutral atomic, and ionized gas associated with the nebula. Our aims are to identify and characterize the material linked to the ring nebula and to study its kinematics and energetics.

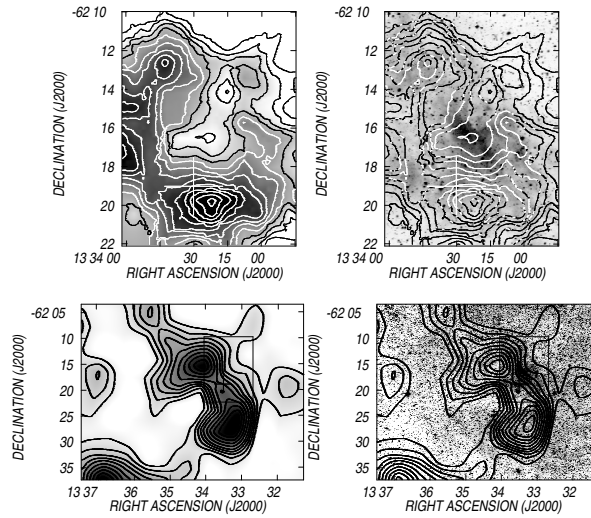


Figure 1. *Upper panels:* Left: CO(1-0) emission distribution for the range $[-56, -33]$ km s^{-1} from the SEST observations (contours: 10 to 70 K km s^{-1} , in steps of 5 K km s^{-1}). The cross indicates the position of WR 55. Right: Overlay of the same contours and the SuperCOSMOS image.

Central panels: Left: NANTEN CO(1-0) emission distribution for the range $[-52.5, -43.5]$ km s^{-1} (contours: 8, 12, 16, 20, 24, 28, 32, and 36 K km s^{-1}), and $[-43.5, -38.5]$ km s^{-1} (contours: 5, 8, 11, 14, 17, and 20 K km s^{-1}). The box and the star indicate the region observed with SEST and the position of WR 55. Right: SEST CO(1-0) emission distribution for the range $[-52.9, -43.3]$ km s^{-1} and $[-43.0, -39.3]$ km s^{-1} (contours: 2, 4, 6, 8, 10, 12, and 14 K km s^{-1}).

Bottom panels: Left: H I emission in the range $[-50, -40]$ km s^{-1} (contours: 80, 85, 90, 95, 100, 105, and 110 K). Right: Image at 4.85 GHz (contours: 30, 50, 100, 150, 200, and 250 mJy b^{-1}).

2. Databases

High resolution $^{12}\text{CO}(1-0)$ (115 GHz) observations of the brightest region of the nebula were carried out during two observing runs in February 2002 and March 2003, with the 15-m Swedish-European Submillimeter Telescope (SEST) at La Silla, Chile. The half-power beam width of the telescope is $44''$.

Intermediate angular resolution CO(1-0) data obtained with the 4-m NANTEN millimeter-wave telescope of Nagoya University were used to investigate the large

scale distribution of the molecular gas in the environs of the whole RCW 78 nebula. The half-power beamwidth is $2'6$.

Radio continuum data at 4.85 GHz from the Parkes-MIT-NRAO (PMN) Southern Radio Survey (Condon et al. 1993) and HI data from the Southern Galactic Plane Survey (SGPS) allow to investigate the distribution of the ionized and neutral atomic gas.

3. The distribution of the interstellar gas

The upper and two central panels of Fig. 1 shows the CO(1-0) emission distribution as derived from the SEST and NANTEN data in grayscale and contours. The figure includes overlays with optical images.

The SEST observations allow to detect CO emission having velocities in the range $[-56, -33]$ km s⁻¹ encircling the brightest section of the nebula (Fig.1, upper left panel). The comparison with the optical emission distribution (upper right panel) suggests that part of the molecular gas has been photodissociated and ionized by the WR star, and partially swept-up by the stellar winds. The velocities of the CO gas are similar to those of the ionized gas, thus reinforcing the association of the ionized and molecular gas phases.

The NANTEN data allow to investigate the large scale CO emission distribution. The bulk of the molecular emission reveals two structures with velocities in the ranges $[-52.5, -43.5]$ km s⁻¹ and $[-43.5, -38.5]$ km s⁻¹, respectively (central left panels). The central right panels display the SEST data corresponding to the same velocity intervals for comparison. The molecular velocities coincide with the H α line velocities (Chu & Treffers 1981). Molecular gas present in the range $[-52.5, -43.5]$ km s⁻¹ is concentrated in an arc-like feature coincident with the western section of RCW 78, while the feature detected in the range $[-43.5, -38.5]$ km s⁻¹ appears partially projected onto a dust lane present at $\delta(\text{J2000}) = -62^\circ 22'$ in the optical image (see Georgelin et al. 1988). The two central right panels display the SEST data corresponding to almost the same velocity intervals. The molecular gas distribution observed with SEST is consistent with that of NANTEN data.

Based on both morphological and kinematics evidences, we conclude that the structure with velocities in the interval $[-52.5, -43.5]$ km s⁻¹ is clearly associated with the nebula. Kinematical evidences give support to the relation of the second feature to RCW 78. On the contrary, we were unable to identify molecular gas linked to the eastern weak sections of the nebula. At a distance of 5.0 ± 1.0 kpc, the amount of molecular mass is $(3.7 \pm 1.4) \times 10^4 M_\odot$.

The CO emission distribution towards RCW 78 is consistent with a scenario in which the joined action of the UV photons and stellar winds of the WR star dissociated, ionized, and swept-up part of the parental molecular cloud. Outside this dense cloud, the interstellar gas was also perturbed by the action of the WR star, creating lower density ionized regions which expanded more freely. The proposed scenario explains the off center location of WR 55.

For a radial velocity of -45 km s⁻¹, circular galactic rotation models (e.g. Brand & Blitz 1993) predict near and far kinematical distances of 4.2 and 6.4 kpc, respectively, in agreement with the stellar distance.

The HI gas emission distribution towards RCW 78 in the range $[-55, -25]$ km s⁻¹ is complex and clumpy, with few clear structures. The HI distribution in the range $[-50, -40]$ km s⁻¹ displays a low emission region encircled by enhanced HI emission (bottom left panel). The spatial coincidence of the low emission region with the bulk of the molecular gas suggests that most of the neutral gas is H₂. In this scenario, the HI gas encircling the depression may correspond to the envelope of the molecular cloud.

The image at 4.85 GHz (bottom right panel) shows the radio counterpart of both the eastern and western sections of the nebula, with a ring-like appearance. The strongest radio emission region coincides with the brightest section of RCW 78, compatible with the proposed scenario. The ionized mass is $(3-5) \times 10^3 M_{\odot}$.

Acknowledgments. We acknowledge the referee for her/his comments. This project was partially financed by CONICET of Argentina under project PIP 5886/05, UNLP under project 11/G093, and ANPCyT under project PICT 14018/03. MR is supported by the Chilean project FONDAP 15010003.

References

- Brand, J., & Blitz, L. 1993, *A&A*, 275, 67
Chu, Y.-H., & Treffers, R. R. 1981, *ApJ*, 250, 615
Chu, Y.-H., Treffers, R. R., & Kwitter, K. B. 1983, *ApJS*, 53, 937
Condon, J.J., Griffith, M.R., Wright, A.E., 1993, *AJ*, 106, 1095
Conti, P. S., & Vacca, W. D. 1990, *AJ*, 100, 431
Crowther et al. 2006, *MNRAS*, 372, 1407
Esteban, C., 1993, *PASP*, 105, 320
Georgelin, Y.M., Boulesteix, J., Georgelin, Y.P., Le Coarer, E. & Marcelin, M., 1988, *A&A*, 205, 95
van der Hucht, K. A. 2001, *New Astronomy Reviews*, 45, 135

PRESENTACIÓN ORAL

Sh2-173 and its environs: a hierarchical system of three generations?

S. Cichowolski¹, G.A. Romero^{2,3}, M.E. Ortega¹, C.E. Cappa^{2,3}, J. Vasquez^{2,3}

(1) *Instituto de Astronomía y Física del Espacio (IAFE)*

(2) *Instituto Argentino de Radioastronomía (IAR)*

(3) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas - UNLP*

Abstract.

We present a multiwavelength study of the interstellar medium (ISM) around the HII region Sh2-173. The ionized region is detected in the optical, in the radio continuum, and in the infrared images. Sh2-173 presents a stratified structure: the ionized gas is partially bordered by a photodissociation region (PDR), which in turn, is encircled by a molecular structure. Based on different colour criteria and using the available infrared point source catalogues, we have identified 46 young stellar object (YSO) candidates located onto the molecular gas associated with Sh2-173. On the other hand, Sh2-173 is located in a dense edge of a large HI shell. Based on the age estimates of the different structures we conclude that Sh2-173 may be part of a hierarchical system of three generation.

Resumen.

Presentamos un análisis multifrecuencia del medio interestelar en los alrededores de la región HII Sh2-173. La misma es visible en el óptico, en el continuo de radio y en el infrarrojo lejano. Sh2-173 presenta una estructura estratificada: el gas ionizado se encuentra parcialmente rodeado por una región de fotodisociación, seguida de una envoltura de gas molecular. Aplicando distintos criterios de color a las fuentes infrarrojas puntuales, hemos identificado 46 fuentes candidatas a objetos estelares jóvenes localizadas sobre el gas molecular asociado a Sh2-173. Por otro lado, Sh2-173 se encuentra proyectada sobre el borde de una gran cáscara de HI. A partir de estimaciones para las edades de las distintas estructuras, concluimos que Sh2-173 podría ser parte de un sistema de formación jerárquico de tres generaciones.

1. Introduction

Massive stars strongly affect their environment by ionizing radiation, stellar winds, and supernova explosions. These stars may generate HII regions, HI bubbles, and expanding shells. They also heat the dust and dissociate the molecules around them. Their action may also stimulate star formation (e.g. Elmegreen & Lada 1977, Kessel-Deynet & Burkert 2003). In this work we investigate the

environs of the HII region Sh2-173, which is an optically visible HII region (see Fig. 1a) (Sharpless 1959) located at $(l, b) = (119^{\circ}4, -0^{\circ}94)$ in the Perseus spiral arm, at a distance of about 2.5 kpc. Seven hot stars have been identified in the field of Sh2-173 (Russeil et al. 2007).

2. Sh2-173 and its local ISM

To carry out this study, a multiwavelength analysis is essential. The data were obtained from public surveys: the Canadian Galactic Plane Survey (CGPS), the IRAS high resolution (HIRES) data, the Five College Radio Astronomical Observatory (FCRAO) ^{12}CO Survey of the Outer Galaxy, and the *MSX* Galactic Plane Survey.

Figure 1b shows the radio continuum emission distribution at 1420 MHz. The most remarkable feature is a strong arc of emission which coincides with the location of the brightest optical region. Figure 1c shows the HIRES 60 μm image. Figure 1d shows the averaged HI emission distribution within the velocity range from -30.3 to -25.4 km s^{-1} . The presence of a small cavity is seen centered at $(l, b) = (119^{\circ}5, -1^{\circ}0)$. The mid-IR distribution at 8.3 μm is shown in Fig. 1e. The averaged CO emission distribution in the velocity interval -49.9 to -27.8 km s^{-1} is displayed in Fig. 1f. The mid-IR and the CO emission distribution presents an excellent morphological correspondence. The molecular gas encircles the bright MSX rim.

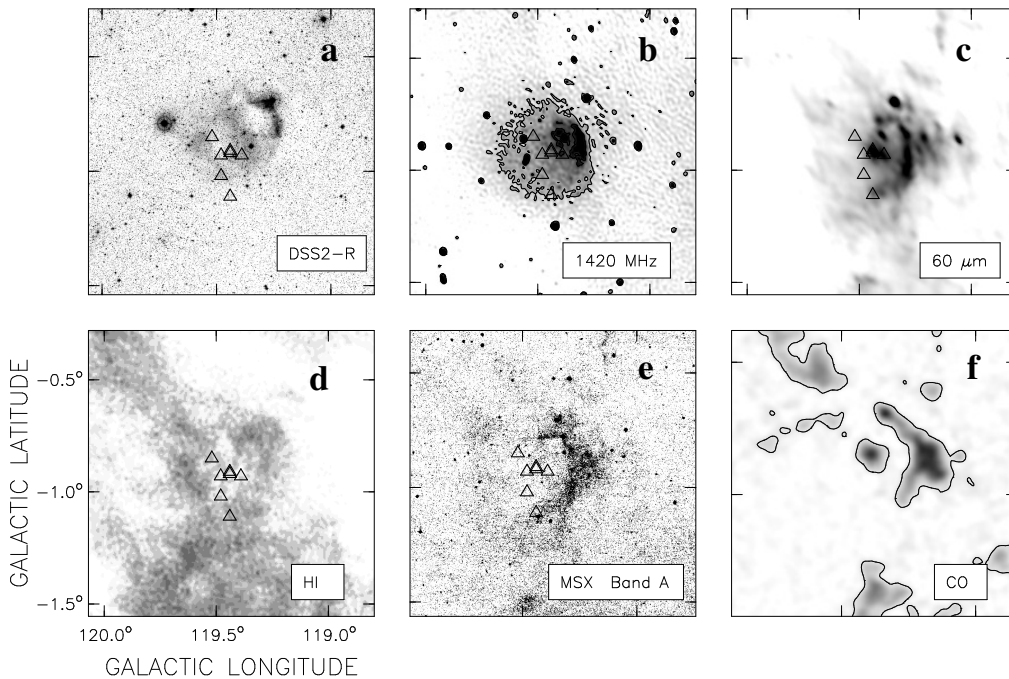


Figure 1. The ISM local to Sh2-173 observed at different wavelengths. The triangles indicate the position of the seven OB stars present in the field.

3. Stellar formation activity

Sh2-173 is a classical expanding HII region containing gas and dust, partially encircled by molecular emission. The interface between the ionized and molecular gas is evident with the detection of the PDR. The observed morphology leads to the question of whether the expansion of Sh2-173 could have induced the formation of a new stellar generation. To look for YSO candidates in the area, we have used the available infrared point source catalogues: IRAS, MSX, and 2MASS. We have found about 25000 infrared sources in a box area of $1^\circ \times 1^\circ$ centered at $(l, b) = (119^\circ 36', -0^\circ 9')$. Based on different colour criteria (Junkes et al. 1992, Lumsden et al. 2002, Kerton et al. 2008), we have found that just 115 can be classified as YSO candidates, and only 46 of them are seen projected onto molecular gas probably related to Sh2-173. The distribution of the YSO candidates with respect to the CO emission distribution averaged between -49.4 and -27.8 km s^{-1} is shown in Fig. 2. The fact that some of the YSOs candidates lie onto the PDR may suggest that they have been triggered by the expansion of the HII region.

4. The big picture

Sh2-173 lies in the border of a large expanding HI shell (Fich 1986). In Fig. 3 the HI distribution averaged between -50 and -20 km s^{-1} is shown. A large cavity is evident centred at $(l, b) = (117^\circ 8', +1^\circ 5')$, as well as the HI shell encircling it. The location of known members of the Cas OB5 association, plotted in Fig. 3, suggests that the bubble is powered by its most massive stars. The large structure is also detected in the radio continuum at 1420 MHz, in the far infrared, and in the CO emission distribution averaged in the same velocity range. Several HII regions are projected onto the thick HI shell, and four SNR are also located in the area. From a catalogue of radial velocities (Fich et al. 1990) we found out that most of the HII regions have a radial velocity between -55 and -32 km s^{-1} , in coincidence with the radial velocity in which the large HI shell is detected. Shocks in expanding supershells are widely believed to be the primary mechanism for triggering star formation. Shells behind shock fronts experiment several instabilities. In particular, gravitational instabilities lead to the formation of large condensations inside the swept-up material, and some of these may produce new stars (Elmegreen 1998). There are some observational evidence confirming the importance of the shell's evolution in creating new stars (e.g. Patel et al. 1998; Oey et al. 2005). In our case, having a large expanding HI shell containing several HII regions in its edge, and where at least one of them, Sh2-173, seems to show evidence of star forming processes taking place in its surrounding molecular material, we wonder if this could be a case of a hierarchical system of three generations. In this scenario, the members of Cas OB5 would have formed the large HI shell, whose expansion would have triggered the formation of the hot stars that created the HII region Sh2-173, which in turn is triggering new stars in the surrounding molecular material. Although at first sight it seems that the third generation of stars is physically located between the first and the second ones, it is important to note that the large shell is expanding and Sh2-173 may be located either in the approaching or receding part. Thus,

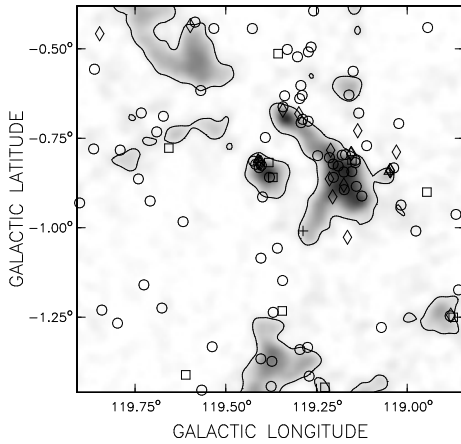


Figure 2. YSO candidates overlaid onto the CO emission distribution.

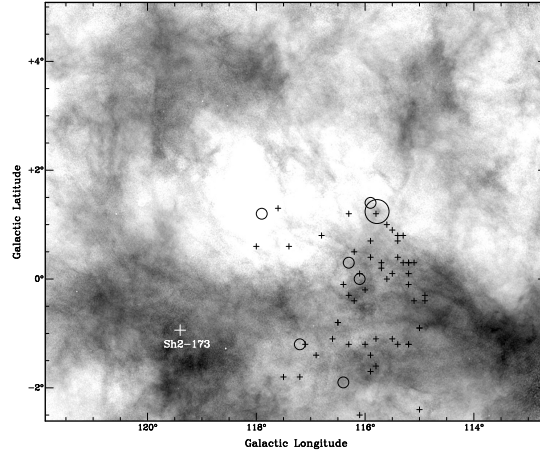


Figure 3. Averaged HI emission distribution between the velocity range from -50 to -20 km s^{-1} .

projection effects should be considered. Anyway, the case of having the third generation of stars between the first two is plausible, as it is observed around IC1396 (Patel et al. 1998). To test the scenario suggested, we estimated the age for both, Sh2-173 and the large HI shell. Based on evolutionary models of HII regions, we estimated for Sh2-173 a dynamical age of 0.6 - 1.0 Myr. As for the large HI shell, we obtained a dynamical age $t_{\text{dyn}} = 4 \pm 1$ Myr ($R \sim 110$ pc and $v_{\text{exp}} \sim 16$ km s^{-1}), which is large as compared with the age estimate obtained for Sh2-173. Thus, the age difference between Sh2-173 and the HI shell, together with their relative location, suggest that the exciting stars of Sh2-173 originated due to the expansion of the large shell. On the other hand, since the age of the YSOs candidates could be similar to that obtained for Sh2-173, a coeval stellar formation triggered by the action of the large shell can not be ruled out.

Acknowledgments. This project was partially financed by CONICET of Argentina under projects PIP 5886 and PIP 6433, Agencia PICT 00812, UBACyT X482, and UNLP 11/G072.

References

- Elmegreen, B. G., & Lada, C. J. 1977, ApJ, 214, 725
 Elmegreen, B. G. 1998, ASP Conference Series, 148, 150.
 Fich, M. 1986, ApJ, 303, 465
 Fich, M., Dahl, G. P., & Treffers, R. R. 1990, AJ, 99, 622
 Junkes, N., Fuerst, E., & Reich, W. 1992, A&A, 261, 289
 Kerton, C. R., Arvidsson, K., Knee, L. B. G., & Brunt, C. 2008, MNRAS, 385, 995
 Kessel-Deynet, O., & Burkert, A. 2003, MNRAS, 338, 545
 Lumsden, S. L., Hoare, M. G., Oudmaijer, R. D., & Richards, D. 2002, MNRAS, 336, 621
 Oey, M. S., Watson, A. M., Kern, K., & Walth, G. L. 2005, AJ, 129, 393
 Patel, N. A., Goldsmith, P. F., Heyer, M. H., Snell, R. L., & Pratap, P. 1998, ApJ, 507, 241
 Russeil, D., Adami, C., & Georgelin, Y. M. 2007, A&A, 470, 161
 Sharpless, S. 1959, ApJS, 4, 257

PRESENTACIÓN ORAL

Vinculación Física entre Super Cáscaras de Hidrógeno Neutro y Formación Estelar Reciente

Mariela A. Corti^{1,2}, E. Marcelo Arnal^{1,2}

(1) *Instituto Argentino de Radioastronomía (IAR), (CCT-La Plata) CONICET, Villa Elisa, Argentina.*

(2) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas - UNLaPlata, Argentina.*

Abstract. Many of the known galactic HI supershells may have been formed by the combined effects of stellar winds and supernovae explosions. Having most of them dynamic lifetimes of a few times 10^7 yr, these huge structures are likely to outlive the stars that gave rise to them. Hence, these galactic HI supershells may be used as fossil records of the Milky Way star formation history. Furthermore, along their evolution galactic HI supershells may trigger star formation. In this paper we analyze the genetic link put forward by McClure-Griffiths et al. (2002) between the OB association Cen OB1 and the galactic HI supershells GSH305+01-24. From own study we conclude that GSH305+01-24 may not represent a real physical structure. Instead, we believe that their structure is best represented by two unrelated huge HI shells. The role played by Cen OB1 in powering one of these HI shells is unclear for the time being.

Resumen. Las super cáscaras de HI (SCHi) podrían haber sido formadas por vientos estelares y/o explosiones de supernovas. Con tiempos dinámicos de vida del orden de decenas de millones de años, las estructuras de mayor tamaño sobreviven a las estrellas de gran masa que pudieran haberle dado origen. Por este motivo, las SCHi podrían ser usadas como registros fósiles para estudiar los efectos de formación estelar en la Vía Láctea. Por otra parte, durante su evolución, las SCHi podrían dar origen a nuevas generaciones de estrellas. En este trabajo investigamos la posible vinculación física entre la asociación OB Centaurus OB1 y la SCHi GSH305+01-24 del catálogo de McClure-Griffiths et al. (2002). De nuestro estudio concluimos que GSH305+01-24 no representa una estructura física real. Su estructura resulta mejor representada por dos grandes cáscaras no vinculadas entre sí. En este contexto, no resulta claro el rol que pueda haber jugado Cen OB1 en la creación de una de estas cáscaras de HI.

1. Introducción

Las super cáscaras de Hidrógeno neutro (SCHi) son reconocidas como uno de los fenómenos más espectaculares del medio interestelar (MIE). Su geometría es aparentemente esférica, con una zona central de baja emisividad rodeada por “paredes” de HI de mayor emisividad. Existe cierto consenso en que las SCHi de menor tamaño podrían haber sido generadas por vientos estelares y/o explosiones de supernovas. En cambio, las SCHi de mayor tamaño, requieren procesos más energéticos para explicar su formación y posterior evolución, atribuyéndose a cúmulos estelares jóvenes, entre otros mecanismos, su posible formación (de Blok & Walter 2000). En este trabajo analizamos la posible vinculación física entre la SCHi GSH305+01-24, publicada en el Catálogo de SCHi de McClure-Griffiths et al. (2002) y la asociación OB Centaurus OB1 (Cen OB1). GSH305+01-24 parece estar próxima al borde del brazo “Sagittarius-Carina”, con una velocidad central de -24 km s^{-1} que la ubica a más de 2 kpc de distancia del Sol, según el modelo de rotación galáctica de Fich et al. (1989). Cen OB1, centrada en $(l, b) = (304^\circ, +0.^\circ 5)$, posee un rango de velocidad radial de -38 a -10 km seg^{-1} y se ubica a 2.5 kpc de distancia al Sol (Humphreys 1978). Este conjunto de estrellas OB parece compartir su ubicación en la galaxia con GSH305+01-24, hecho que ha llevado a McClure-Griffiths et al. (2001) a postular una vinculación física entre ambos objetos.

2. Resultados y discusión

Analizamos la región delimitada por $290^\circ \leq l \leq 315^\circ$ y $-10^\circ \leq b \leq 10^\circ$, haciendo uso del relevamiento de HI del IAR del Hemisferio sur (Arnal et al. 2000), (<http://www.iar.unlp.edu.ar/ES/relev-hi.htm>), accesible en el Centro de Datos de Estrasburgo (CDS). En dicho relevamiento se analizó el rango de velocidad radial $-40 \leq V \leq -10 \text{ km s}^{-1}$. Las velocidades radiales se encuentran referidas al Estandar Local de Reposo (LSR). En la Figura 1 se muestra en escala de grises la distribución de la temperatura media de brillo del HI, en el rango de velocidades $-28 \leq V \leq -23 \text{ km s}^{-1}$. La elipse de puntos es una aproximación de la SCHi GSH305+01-24. Dentro del rectángulo se ubican los posibles miembros de Cen OB1 (Humphreys 1978), siendo uno de ellos el sistema múltiple WR+OB Θ Muscae (McClure-Griffiths et al. 2001). En la Figura 1 también se indican las estrellas Wolf-Rayet (van der Hucht 2001) que por sus coordenadas y distancias (considerando el error de gran magnitud con el cual se las determina) podrían estar físicamente relacionadas con la formación de la SCHi. En la Figura 1 puede apreciarse que la cavidad de GSH305+01-24 ubicada a latitudes galácticas positivas posee un radio de curvatura notablemente distinto a la ubicada a latitudes negativas. Esta diferencia es tal que lleva a pensar en la posibilidad de que ambas cavidades en realidad no formen parte de una misma estructura (GSH305+01-24). En la Figura 2 se muestra el mapa velocidad radial - latitud galáctica para $l = 305^\circ$, allí las elipses con trazos representan la ubicación de las cavidades observadas por encima y por debajo del plano galáctico en la Figura 1. Puede apreciarse que las velocidades radiales de los centros geométricos de ambas cáscaras no coinciden. La cáscara cuyo centro se encuentra en $(l, b) \sim (306^\circ, +5^\circ)$ posee una velocidad radial media de $\sim -28 \text{ km s}^{-1}$, mientras que

la centrada en $(l,b) \sim (305^\circ, -3^\circ)$ posee una velocidad radial media de ~ -21 km s $^{-1}$. Haciendo uso del modelo de rotación galáctica (Fich et al. 1989) estas diferencias de velocidades pueden traducirse en diferentes distancias cinemáticas. De este modo, encontramos una separación de ~ 1 kpc entre los centros de las respectivas cáscaras. De las dimensiones angulares de ambas cáscaras puede determinarse que sus diámetros lineales mayores, varían entre 350 pc (cáscara centrada en $(l,b) \sim (306^\circ, +5^\circ)$) y 160 pc (cáscara centrada en $(l,b) \sim (305^\circ, -3^\circ)$), para distancias al Sol de 2.5 y 1.8 kpc, respectivamente.

En resumen, las distancias cinemáticas y las dimensiones lineales de ambas cáscaras sugieren que GSH305+01-24 podría no representar una única SCHI, tal como fuera propuesto por McClure-Griffiths et al. (2002). Aceptando esta posibilidad, puede preguntarse cuál podría haber sido el origen de ambas cáscaras. Cappa de Nicolau & Niemela (1984) han concluido que Θ Muscae podría ser la causante de la cáscara cuyo centroide es $(l,b) \sim (305^\circ, -3^\circ)$. El desconocimiento que se tiene sobre la asociación OB Centaurus OB1 (miembros, distancia, velocidades radiales, movimientos propios, edad, etc.) hace difícil vincular la formación de la cáscara cuyo centroide queda en $(l,b) \sim (306^\circ, +5^\circ)$ con los efectos de vientos estelares o posibles explosiones de supernovas que pueden haber experimentado sus miembros de mayor masa. Analizando las estrellas tempranas presentes en la zona, se ha encontrado que HD 112364 (B0.5Ib) y HD 113012 (B0Ib), podrían desde un punto de vista energético, haber dado origen al sector de la cáscara de HI que se ubica al norte del plano galáctico.

3. Conclusiones

- GSH305+01-24 no parece representar una estructura real sino la composición aparente de dos cáscaras de HI centradas respectivamente en $(l,b) \sim (306^\circ, +5^\circ)$ (cáscara sur) y $(l,b) \sim (305^\circ, -3^\circ)$ (cáscara norte).
- Sus respectivos orígenes pueden explicarse por la acción de las estrellas HD 112364 (B0.5Ib) y HD 113012 (B0Ib) (norte) y Θ Muscae (sur).
- Cen OB1 necesita de un estudio más detallado para establecer su posible vinculación genética con la cáscara de HI centrada en $(l,b) \sim (306^\circ, +5^\circ)$.
- En vista del presente trabajo, las asociaciones físicas aparentemente bien establecidas entre estrellas y super cáscaras de HI, podrían necesitar de una profunda revisión.

Referencias

- Arnal, E.M., Bajaja, E., Larrarte, J., Morras, R. & Poppel, W. 2000, A&AS, 142, 35.
 Arnal, E.M. & Corti, M.A. 2007, A&A, 476, 255.
 Cappa de Nicolau, C. & Niemela, V.S. 1984, AJ, 89(9), 1398.
 de Blok, W.J.G. & Walter, F. 2000, ApJ, 537, L95.
 Fich, M., Blitz, L. & Stark, A. 1989, ApJ, 342, 272.
 Humphreys, R.M. 1978, ApJS, 38, 309.
 McClure-Griffiths, N.M., Dickey J.M., Gaensler B.M. & Green A.J. 2001, ApJ, 562, 424.
 McClure-Griffiths, N.M., Dickey J.M., Gaensler B.M. & Green A.J. 2002, ApJ, 578, 176.
 van der Hucht, K.A. 2001, New Astronomy Review, 45, 135.

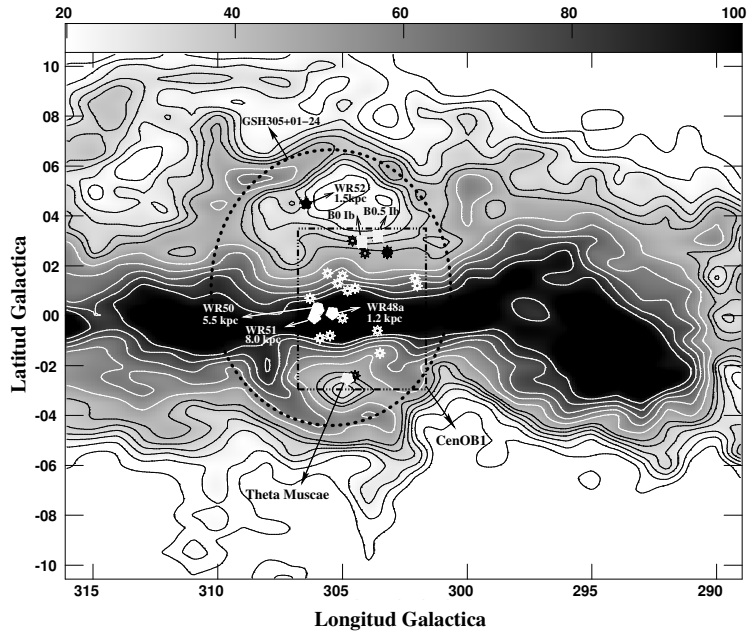


Figura 1. Representación, en escala de grises, de la distribución de la temperatura media de brillo del HI, en el rango de velocidades $-28 \leq V \leq -23$ km s^{-1} . Los contornos de temperatura varían de 10 K a 100 K con 10 K de espaciado entre ellos. La elipse de puntos es una aproximación de la SCHI GSH305+01-24. Dentro del rectángulo se ubican los posibles miembros de Cen OB1 y Θ Muscae. También se indican las estrellas Wolf-Rayet que podrían, por su distancia, haber jugado algún rol en la formación de la SCHI.

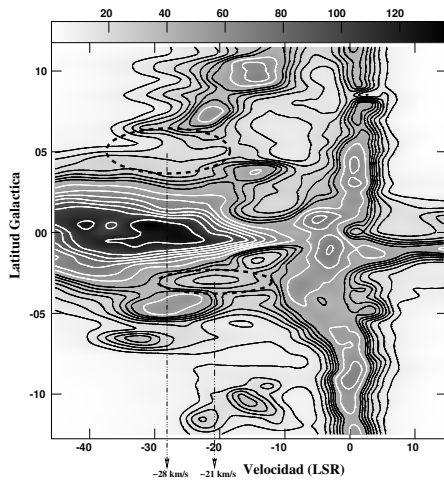


Figura 2. Mapa velocidad radial - latitud galáctica para $l = 305^\circ$. Los contornos representan la distribución de la temperatura de brillo del HI, variando de 10 K a 120 K con 10 K de espaciado entre ellos. Las elipses representan las cavidades observadas por encima y por debajo del plano galáctico en la Figura 1. Las velocidades radiales de sus centros geométricos no coinciden, siendo de ~ -28 km s^{-1} (cavidad norte) y ~ -21 km s^{-1} (cavidad sur).

PRESENTACIÓN ORAL

Star formation in 30 Doradus: a molecular study

S. Paron¹, M. Rubio², G. Dubner¹

(1) *Instituto de Astronomía y Física del Espacio (IAFE)*

(2) *Departamento de Astronomía, Universidad de Chile*

Abstract. We analyze a ^{12}CO J=2–1 map and pointed observations in the ^{12}CO J=1–0, ^{13}CO J=2–1 and CS J=2–1 transitions towards a young massive star (IRSW-127) located about $\sim 20''$ northwest of R136, the massive central stellar cluster of 30 Doradus Nebula in the Large Magellanic Cloud. We discovered a dense molecular clump associated with H_2 emission at $2.12 \mu\text{m}$ where IRSW-127 is possibly embedded. Based on the physical parameters of the CO clump, we suggest that this molecular feature could be the remains of the dense molecular material from which the young massive star IRSW-127 has formed.

Resumen. Se analiza un mapa obtenido en la línea J=2–1 del ^{12}CO y observaciones puntuales de las transiciones J=1–0 del ^{12}CO , J=2–1 del ^{13}CO y J=2–1 del CS hacia una estrella joven de alta masa (IRSW-127) ubicada $\sim 20''$ al noroeste de R136, el cúmulo estelar central de la Nebulosa 30 Doradus en la Nube Mayor de Magallanes. Se descubrió un grumo molecular denso asociado a emisión del H_2 a $2.12 \mu\text{m}$ donde IRSW-127 posiblemente se encuentra embebida. En base a los parámetros físicos del grumo molecular, se sugiere que dicha estructura representaría los restos del gas molecular denso en el cual se formó IRSW-127.

1. Introduction

The well known and extensively studied giant HII region 30 Doradus in the Large Magellanic Cloud (LMC) contains many objects that manifest recent past and ongoing star formation (Rubio et al. 1998, and references therein). In particular, in the west area, Rubio et al. (1992) studied near-infrared J, H, and K images with a spatial resolution of $0.''67 \text{ pix}^{-1}$ and reported for the first time an isolated point-like object (Source W9 in their work). Based on the source position in the J-H, H-K color-color diagram and its spectral energy distribution, the authors proposed that W9 is most probably a young massive star. Later, Rubio et al. (1998) with near-IR observations with improved spatial resolution ($0.''35 \text{ pix}^{-1}$) resolved W9 into two sources: IRSW-127 and IRSW-105. These sources show a spatial coincidence (within $\sim 10''$) with the O stars P621 and P600, proposed to be very young objects by Walborn & Blades (1997). It is important to remark that IRSW-127 and IRSW-105 lie $\sim 20''$ northwest the center of the massive stellar cluster of 30 Doradus, R136, that according to Walborn et al. (1999),

could be triggering star formation in the surrounding molecular clouds through the UV radiation field and the strong stellar winds driven by O and WR stars. In this work we present a molecular study towards the IR sources mentioned above performed to look for signatures of recent star formation in the proximity of R136.

2. Observations

The ^{12}CO J=2–1 data presented here were obtained between January and July, 1998 using the 15m Swedish-ESO Submillimetre Telescope (SEST), that operated in La Silla (Chile). The angular and spectral resolutions were $23''$ and 0.054 km s^{-1} , respectively. Additionally ^{13}CO and CS J=2–1 spectra, obtained with the same telescope towards IRSW-127 (W9), were studied. Finally, a ^{12}CO J=1–0 spectrum towards this IR source was obtained from Johansson et al. (1998).

3. Results

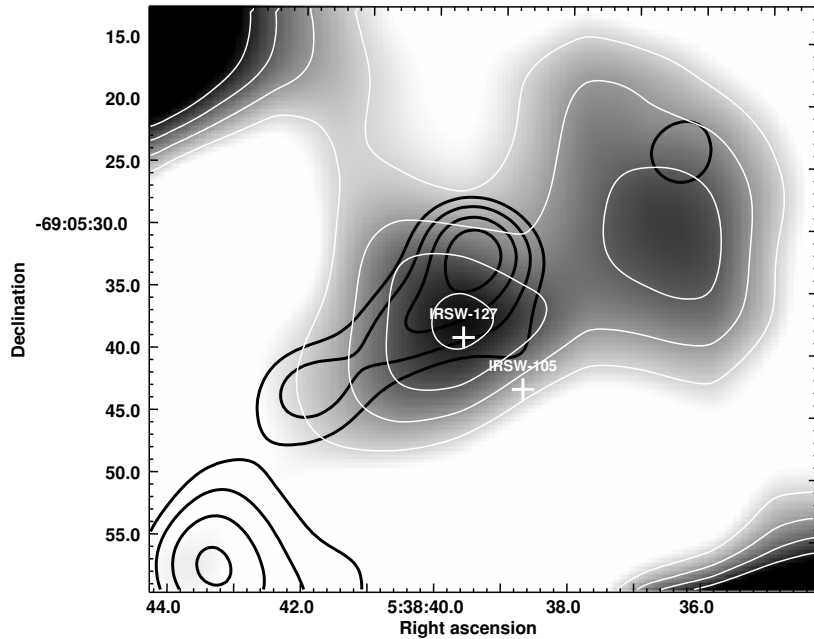


Figure 1. ^{12}CO J=2–1 emission integrated between 232 and 254 km s^{-1} . The countour levels are 5, 6, 7 and 8 K km s^{-1} . The thick contours represent the H_2 near-IR emission at $2.12 \mu\text{m}$. The positions of the IR sources IRSW-127 and IRSW-105 are indicated with crosses.

In Figure 1 we present the ^{12}CO J=2–1 emission integrated between 232 and 254 km s^{-1} in a region of approximately $50'' \times 50''$ towards IRSW-127 and IRSW-105, whose position are indicated by crosses. Also, the H_2 near-IR emission at $2.12 \mu\text{m}$ extracted from Rubio et al. (1998) is shown with thick contours. From this

figure two CO clumps are evident: the strongest one that attains a maximum very near IRSW-127 while IRSW-105 lies in its border, and a second CO clump located towards the northwest that do not have associated IR sources. The IR source IRSW-127 appears associated with the brightest H₂ and CO emission. We calculated the mass of the strongest CO clump where IRSW-127 is probably embedded using two independent ways: (1) by assuming that the molecular clump is in virial equilibrium and has a radius of ~ 3 pc, we obtain $M_{\text{vir}} \sim 1.1 \times 10^4 M_{\odot}$ and (2) by assuming LTE conditions and using the ¹³CO J=2–1 line presented below, we obtain $M_{\text{LTE}} \sim 1.5 \times 10^4 M_{\odot}$. From these mass values, we derive a density of $n \sim 2.5 \times 10^4 \text{ cm}^{-3}$ for the molecular clump.

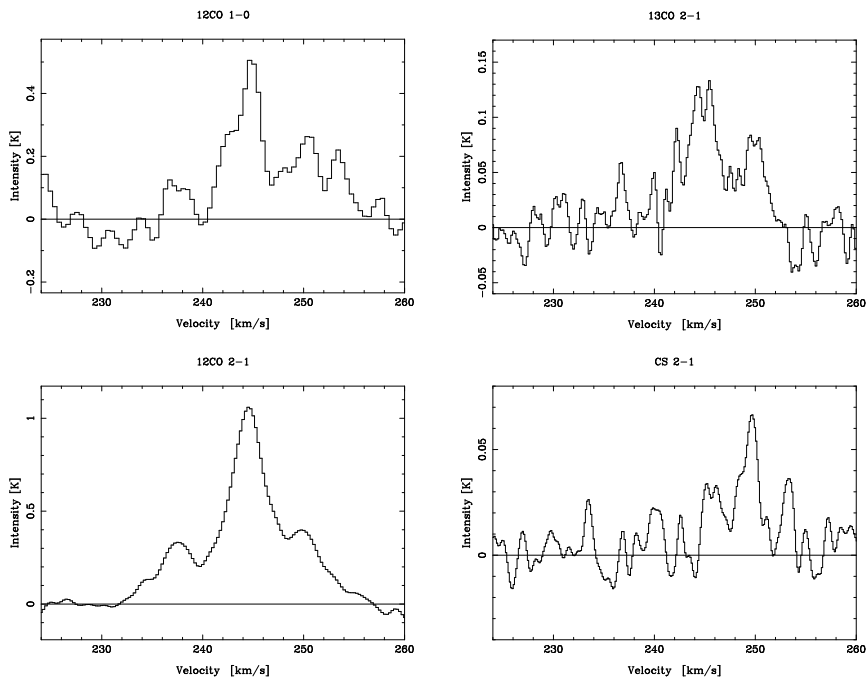


Figure 2. ¹²CO J=1–0 and J=2–1, ¹³CO and CS J=2–1 spectra towards the position of IRSW-127. The rms noise is $\sigma_{\text{rms}} \sim 40, 20, 12$ and 10 mK, respectively.

Figure 2 displays the spectra of the ¹²CO J=1–0 and J=2–1, ¹³CO and CS J=2–1 transitions obtained towards the position of IRSW-127. The spectra were hanning smoothed and are presented as histograms for a better display. In all CO transitions there are three velocity components, at 237 km s^{-1} , 244 km s^{-1} and 249 km s^{-1} . The CS J=2–1 spectrum shows only emission at the two higher velocity components.

We have determined the velocity integrated line intensity ratios for the strongest CO velocity component ($\sim 244 \text{ km s}^{-1}$, that is the component related to the clump presented above). After convolve the ¹²CO J=2–1 emission to the beam of the ¹²CO J=1–0 line, we obtained a line integrated ratio of $^{12}\text{R}_{2-1/1-0} \sim 1.4$. Besides we obtained an isotopic line integrated ratio (¹²CO/¹³CO) of $^{13}\text{R} \sim 13$.

4. Discussion

We discovered a molecular clump where the source IRSW-127, a possible young massive star, would be embedded. From the ^{12}CO J=2–1 transition, we estimate for such clump a radius of ~ 3 pc, an average molecular mass of $\sim 1.3 \times 10^4 M_{\odot}$ and a density of $\sim 2.5 \times 10^3 \text{ cm}^{-3}$. On the other hand, the CS J=2–1 detection towards this CO clump implies denser gas, maybe $\sim 10^6 \text{ cm}^{-3}$. We suggest that the CS J=2–1 line shows the dense interior of the molecular clump, while the CO emission traces the more external layers. The isotopic line integrated ratio (^{13}C) is in agreement with those calculated for other star forming regions in the Magellanic Clouds (Israel et al. 2003).

We suggest that this molecular clump could be the remains of the dense molecular material from which the young massive star IRSW-127 has formed. These results represent an observational evidence that supports the hypothesis that the central cluster R136 could be triggering star formation in the surrounding molecular clouds.

Acknowledgments. This work was partially supported by the CONICET grant 6433/05, UBACYT A023 and ANPCYT PICT 04-14018. M.R. is supported by the Chilean Center for Astrophysics FONDAF No. 15010003. M.R. and S.P. acknowledge support from FONDECYT No. 1080335.

References

- Israel, F., Johansson, L., Rubio, M., Garay, G., de Graauw, Th., Booth, R., Boulanger, F., Kutner, M., Lequeux, J., Nyman, L.-A. 2003, *A&A*, 406, 817
- Johansson, L., Greve, A., Booth, R. S., Boulanger, F., Garay, G., de Graauw, Th., Israel, F., Kutner, M., Lequeux, J.; Murphy, D., Nyman, L.-A., Rubio, M. 1998, *A&A*, 331, 857
- Rubio, M., Barbá, R. H., Walborn, N. R., Probst, R. G., García, J. & Roth, M. R. 1998, *AJ*, 116, 1708
- Rubio, M., Roth, M. & García, J. 1992, *A&A*, 261L, 29
- Walborn, N. & Baldes, J. 1997, *ApJS*, 112, 457
- Walborn, N., Barbá, R., Brandner, W., Rubio, M., Grebel, E. & Probst, R. 1999, *AJ*, 117, 225

PRESENTACIÓN MURAL

Multi-frequency GMRT observations of SNR G338.3–0.0

G. Castelletti¹, E. Giacani¹, G. Dubner¹, R. Pramesh², and B. C. Joshi²

(1) *Instituto de Astronomía y Física del Espacio (IAFE), Buenos Aires, Argentina.*

(2) *National Centre for Radio Astrophysics, NCRA, Pune, India*

Abstract. In this paper we present multi-frequency radio observations of the supernova remnant (SNR) G338.3–0.0. The data were acquired in 2008 with the Giant Metrewave Radio Telescope (GMRT, India) operating in dual mode 235/610 MHz and at 1280 MHz. The instrumental capabilities of GMRT permitted to spatially resolve the emission down to few arcseconds. The new images represent a significant increase in resolution and sensitivity over previously published data.

Resumen. En este artículo presentamos observaciones en múltiples frecuencias de radio del resto de supernova (RSN) G338.3–0.0. Los datos fueron adquiridos en 2008 con el Giant Metrewave Radio Telescope (GMRT, India) operando en modo dual para 235/610 MHz y en 1280 MHz. Las capacidades instrumentales del GMRT permitieron resolver espacialmente este RSN hasta unos pocos segundos de arco. Estas nuevas imágenes representan un aumento significativo en resolución y sensibilidad respecto de datos previamente publicados.

1. Introduction

Sensitive high resolution radio observations at different wavelengths performed using aperture synthesis telescopes are a powerful resource for disentangling thermal and non-thermal sources. In particular, low radio frequency images performed with both high resolution and high surface brightness sensitivity, are an important complement to higher frequency data, because they allow to set firm constraints on the low end of the electron energy distribution.

G338.3–0.0 is relatively bright in the radio band, however this supernova remnant (SNR) has not been extensively studied. The best previous image of G338.3–0.0 is that at 843 MHz obtained using the MOST radiotelescope (Whiteoak & Green 1996). This image shows a shell-type structure of extent $\sim 8'$, with the northern part of the remnant partly confused with a bright extended HII region that belongs to the MSH 16-47 complex.

The interest on this remnant has recently increased after the discovery of the very high energy gamma-ray source HESS J1640–465 which, as seen in projection overlaps the hollow interior of the radio shell. This case constitutes one of the few examples in which a high spatial correlation between radio and gamma-ray emission is observed (Aharonian et. al 2006). Besides, based on *XMM-Newton*

observations it was reported the discovery of a hard spectrum X-ray emitting object, XMMU J164045.4–463131, near the centroid of the HESS source and within the radio shell of the SNR. The X-ray source consists of a compact core and a tail. Based on the morphological and spectral properties it was proposed that XMMU J164045.4–463131 is a pulsar wind nebula (PWN) associated with G338.3–0.0 (Funk et al. 2007).

We present a detailed multi-frequency observations of the SNR G338.3–0.0 carried out with GMRT. The high performance of the system makes it well suited to spatially resolve down to few arcseconds morphological features across the remnant.

2. The multi-frequency GMRT radio observations

The data presented here were acquired with GMRT on February 26, 27, 2008 at 235 and 610 MHz, and on May 1 and July 17 at 1280 MHz. The flux density scale is set by observing the primary calibrator 3C 286. For the bandpass we used the source 1830–360 at the three frequencies, while phase calibration was done on observations of 1625–311 and 1626–298 at 235/610 MHz and 1280 MHz, respectively. Imaging at low radio frequencies requires the implementation of an analysis scheme completely different to that implemented at higher frequencies. In order to enable radio frequency interference (RFI) excision and avoid bandwidth smearing within the primary beam, the data were acquired in spectral mode at the three frequencies. At 235 MHz we used the full available bandwidth of 8 MHz split in 64 channels. The observations at 610 and 1280 MHz were performed with two sidebands each of 128 spectral channels across a bandwidth of 16 MHz.

The observations were reduced using the NRAO Astronomical Image Processing Software (*AIPS*) package. We first removed data affected by a high level of RFI. After calibration and editing, we employed several loops of self-calibration from each data base separately. At the lower frequencies we use a pseudo three dimensional Fourier transform technique in which the wide-field of view is tessellated into smaller subregions according to the spatial dynamic range of the observations.

3. New GMRT images of G338.3–0.0

Figure 1 shows the image of the field of view of our GMRT observations at 610 MHz centered on SNR G338.3–0.0 and an expanded view of this source at the same frequency. The synthesized beam is about $12'' \times 6''$ and the rms noise is ~ 0.6 mJy beam $^{-1}$. Preliminary total intensity maps of G338.3–0.0 at 235 and 1280 MHz are displayed in Fig. 2. Initial processing yield angular resolutions of $\sim 26'' \times 9''$ and $\sim 6'' \times 2''$, and sensitivities of ~ 2 mJy beam $^{-1}$, and ~ 0.2 mJy beam $^{-1}$ at 235 and 1280 MHz, respectively. The bright HII region present in the field located just north of the remnant is clearly seen in the images at both frequencies.

At the three observed frequencies the radio emission from the SNR shows a clear shell-type structure, which is broken near northeast and southwest of the remnant. Thanks to the high fidelity representation of the data, the new images

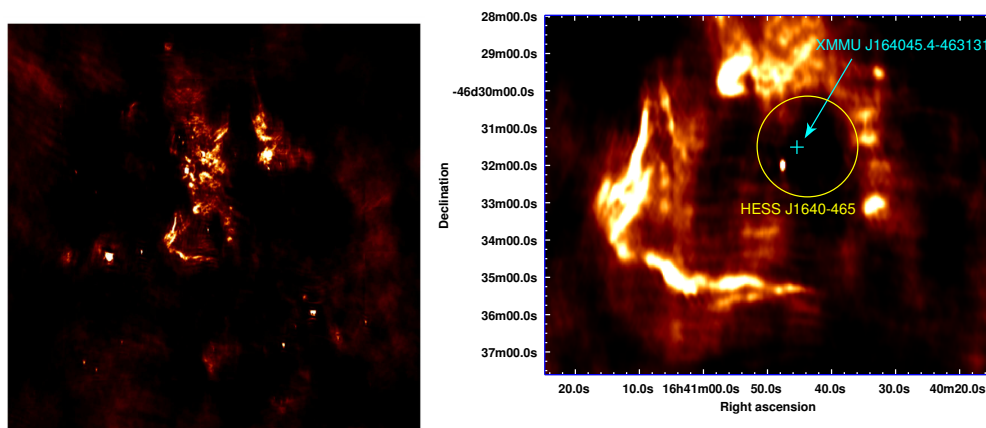


Figure 1. (*Left*) Radio continuum image of the field of view of the GMRT at 610 MHz centered on SNR G338.3–0.0. (*Right*) A close-up view of G338.3–0.0 at 610 MHz. The synthesized beam is $12'' \times 6''$. This image is the highest sensitivity and resolution image of the region below 1 GHz. The plus sign marks the position of the X-ray source XMMU J164045.4–463131. The error circle of HESS J1640-465 is also indicated in the image.

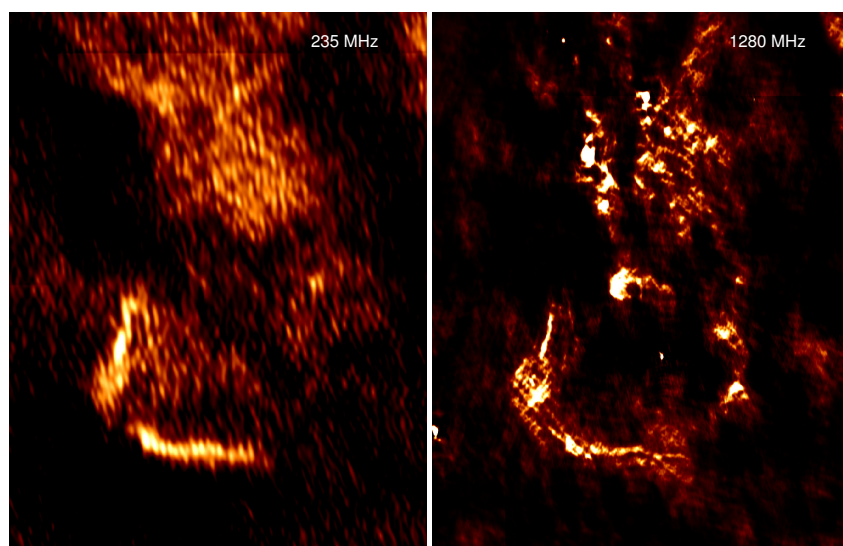


Figure 2. Intensity maps of G338.3–0.0 observed with GMRT at 235 MHz (*Left*) and 1280 MHz (*Right*). The beam size is $26'' \times 9''$ and $6'' \times 2''$ at 235 and 1280 MHz, respectively.

reveal with unprecedented resolution considerable small scale features in the shell of the remnant. Interestingly, the western hemisphere is completely attenuated in the low frequency map at 235 MHz, which may be indicating free free thermal absorption towards this part of the remnant, though this last statement is still under study. Some weak diffuse emission can also be seen towards the interior of the shell, near its eastern part.

An important conclusion is that the new images of G338.3–0.0, the most sensitive and angularly resolved ever produced for this SNR, do not show any trace of a possible PWN that could be associated with XMMU J164045.4–463131.

4. Summary

We have presented the first detailed low frequency radio observations of the Galactic SNR G338.3–0.0 carried out with GMRT at 235, 610, and 1280 MHz. These are the highest angular resolution and sensitivity images produced up to the present for this remnant. From these data we conclude that G338.3–0.0 is a typical shell-like remnant without evidence of a PWN in its interior. A detailed study of the spectrum of this source using these sensitive data is in hand and will be published elsewhere. This research will provide the total flux density necessary for the multiwavelength modeling of the remnant.

Acknowledgments. We wish to acknowledge support from UBACYT A023 and PIP 6433. We thank the staff of the GMRT who have made these observations possible. GMRT is run by the National Centre for Radio Astrophysics of the Tata Institute of Fundamental Research.

References

- Aharonian, F. et al. 2006, *ApJ*, 636, 777
Funk, S.; Hinton, J. A.; Pühlhofer, G.; Aharonian, F. A.; Hofmann, W.; Reimer, O.; Wagner, S. 2007, *ApJ*, 662, 517
Whiteoak, J. B. Z. & Green, A. J. 1996, *A&AS*, 118, 329

PRESENTACIÓN MURAL

Study of the interstellar medium around the γ -ray source HESS J1837-069

M.E. Ortega¹, S. Paron¹, and E. Giacani¹

(1) *Instituto de Astronomía y Física del Espacio (IAFE)*

Abstract.

We present a study of the interstellar medium around the gamma ray source HESS J1837-069 based on the ^{13}CO (1-0) line. We discovered two molecular clouds in the vicinity of the TeV source. The physical parameters of the molecular gas were estimated. Based on the analysis of the ^{13}CO spectra towards both clouds, we found evidence of perturbed molecular gas. We suggest that these molecular features could be related to the high energy emission in this region.

Resumen.

En este trabajo presentamos un estudio del medio interestelar entorno a la fuente de rayos gamma HESS J1837-069 basado en la línea J=1-0 del ^{13}CO . Se descubrieron dos nubes moleculares en las cercanías de la fuente TeV. Los parámetros físicos del gas molecular fueron estimados. Se encontró evidencia de gas molecular perturbado a partir del análisis de los espectros del ^{13}CO hacia ambas nubes. Se sugiere la posible relación entre estas estructuras moleculares y la emisión a alta energía en esta región.

1. Introduction

The TeV source HESS J1837-069 is one of the first extended sources ($7' \times 3'$ in size) detected by H.E.S.S. (Aharonian et al. 2005, 2006) with not clear identified counterpart. The most promising candidates are two X-ray sources: AX J1838.0-0655 and AX J1837.3-0652 seen in projection located near the borders of the elongated TeV emission region (see Fig. 1). *Chandra*, *INTEGRAL*, RXTE and Suzaku data have revealed that AX J1838.0-0655 consists of a 70 ms pulsar, PSR J1838-0655, surrounded by an extended X-ray nebula of about $1'$ in size, whose morphological and spectral properties resemble those of a pulsar wind nebula (PWN) (Bamba et al. 2003; Malizia et al. 2005; Gotthelf & Halpern 2008; Anada et al. 2008). Regarding the X-ray source AX J1837.3-0652, the X-ray observations show a similar X-ray nebula as AX J1838.0-0655, but a much fainter point source at its center (Gotthelf & Halpern; 2008). In this case no pulsation was detected from the point source. These objects are located in a very complex region of the Galaxy. Figure 1 shows that AX J1838.0-0655 is adjacent to the Red Giant Star Cluster RSGC1 (at a distance of ~ 6.6 kpc; Figer et al. 2006; Davies et al. 2008) and close to the star forming region W42 (Russeil 2003). Gotthelf

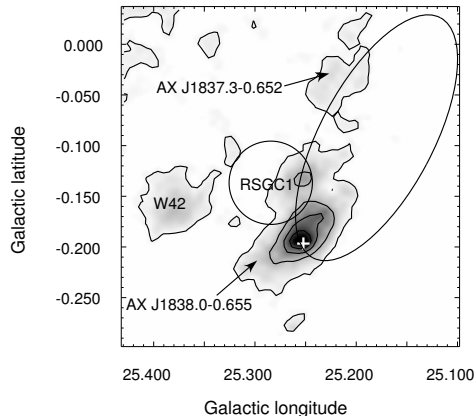


Figure 1. The X-ray sources AX J1838.0-0655 and AX J1837.3-0652 are shown in greyscale and contours. The white cross represents the position of the pulsar PSR J1838-0655. The HESS J1837-069 extension is reported with a black ellipse. The black circle represents the position of the Red Giant Star Cluster. The star forming region W42 is also remarked.

& Halpern (2008) proposed that the X-ray sources AX J1838.0-0655 and AX J1837.3-0652 are located at the same distance of the RSGC1. The authors also suggested that a plausible mechanism of the TeV emission from HESS J1837-069 may be the inverse Compton scattering between the ambient photons and the relativistic electrons accelerated by the discovered PWN associated with AX J1838.0-0655. Another possible contribution for the γ -ray emission, proposed in other sources (e.g. Aharonian 2001, Tian et al. 2007), could be the neutral pion decay produced in the inelastic collisions between accelerated particles and dense material. In this work we present preliminary results of the interstellar medium around HESS J1837-069 to search for such dense material based on the ^{13}CO molecular line.

2. Data and Results

The ^{13}CO (1-0) data were retrieved from the Galactic Ring Survey (GRS; Jackson et al. 2006). The angular resolution is $46''$, the velocity resolution is 0.2 km s^{-1} and the sensitivity is better than 0.4 K . After an inspection of the CO database over the entire velocity range, we find that the velocity interval between 90 and 110 km s^{-1} is the only one that present molecular gas probably associated with HESS J1837-069. Figure 2 shows the ^{13}CO (1-0) distribution integrated between 90 and 110 km s^{-1} . It can be observed two molecular gas condensations (cloud 1 and cloud 2) located between the X-rays sources AX J1837.3-0652 and AX J1838.0-0655 (black contours). Figure 3 displays the averaged spectra corresponding to the ^{13}CO (1-0) emission of cloud 1 and 2, left and right respectively. From this figure is evident the presence of spectral wings: a blueshifted component in cloud 1 and a redshifted one in the case of the cloud 2. This property would be an indication of kinematical effects in these molecular

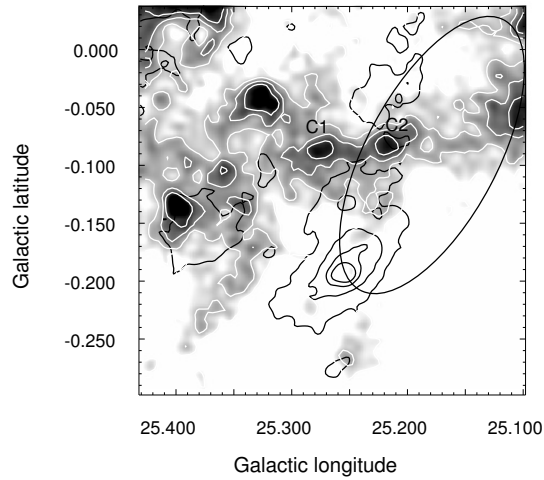


Figure 2. Integrated ^{13}CO (1-0) emission within the velocity interval from 90 and 110 km s^{-1} . White contours levels are at 3, 4, 6, and 8 K. Black contours represent the X-ray emission from *ASCA* survey. The positions of cloud 1 and cloud 2 are highlighted with C1 and C2, respectively. The *HESS J1837-069* extension is reported with a black ellipse.

clouds. However, we can not discard that the observed spectral wings could be due to superimposed components at different velocities. From our CO observations, adopting $\sim 100 \text{ km s}^{-1}$ as the systemic velocity for both molecular clouds and using the Galactic flat rotation curve by Fich et al (1989), we obtain the kinematical distances of $\sim 6 \text{ kpc}$ and $\sim 9 \text{ kpc}$. We adopt the near kinematical distance which is compatible with that suggested for the X-ray sources AX J1838.0-0655 and AX J1837.3-0652 (Gotthelf & Halpern 2008; Davies et al. 2008).

In Table 1 we present the physical parameters of both gas condensations derived from our data. In these estimates we assume local thermodynamic equilibrium

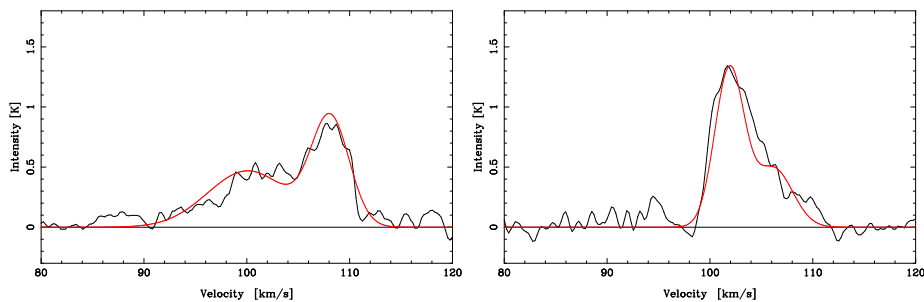


Figure 3. Averaged spectra corresponding to the $^{13}\text{CO}(1-0)$ emission from cloud 1 (*Left panel*) and cloud 2 (*Right panel*). Gaussians are included to remark the spectral wings.

(LTE), a standard value of 10 K for the excitation temperature and the relation $N(^{13}\text{CO})/N(\text{H}_2) \sim 10^5$ (Dickman et al. 1986) .

Table 1. Physical parameters of cloud 1 (C1) and cloud 2 (C2) extracted from the ^{13}CO 1-0 line. Column 1: Molecular structures, Column 2: Average main beam brightness temperatures , Column 3: Mean Central velocities, Column 4: Mean velocities width, Columns 5: Lineal radii of the features, Column 6: H_2 Column densities, Column 7: Total mass, and Column 8: Volume densities.

	$T(^{13}\text{CO})$ [K]	v_c [km s^{-1}]	Δv [km s^{-1}]	Radius [pc]	$N(\text{H}_2)$ [10^{21} cm^{-2}]	Mass [$10^4 M_\odot$]	Density [10^2 cm^{-3}]
C1	0.8	108.1	7	10	2.6	3.9	3.2
C2	0.9	102.1	5	10	2.1	3.2	2.6

3. Summary

From a study of the $^{13}\text{CO}(1-0)$ line distribution towards the vicinity of the TeV source HESS J1837-069 we discovered two molecular clouds located between the X-ray sources AX J1838.0-0655 and AX J1837.3-0652 and at a distance compatible with them. These X-ray sources are the most promising counterpart of HESS J1837-069 (Gotthelf & Halpern 2008). We estimated masses of 3.9×10^4 and $3.2 \times 10^4 M_\odot$ and densities of about 3.2×10^2 and $2.6 \times 10^2 \text{ cm}^{-3}$ for cloud 1 and cloud 2, respectively. Both clouds present evidence of perturbed molecular gas. This work contributes with a preliminary characterization of the molecular gas possible related to the high energy emission in this region.

Acknowledgments. M.O. is fellow of CONICET, S.P. is postdoctoral fellow of CONICET and E.G. is member of CICT-CONICET. The work has been funded through Argentina ANPCYT-PICT04-14018, PIP-CONICET-6433, and UBACYT A023 grants.

References

- Aharonian, F. 2001, *Space Sci. Rev.* 99, 187
 Aharonian, F., et al. 2005, *Science*, 307, 1938
 Aharonian, F., et al. 2006, *ApJ*, 636, 777
 Anada, T., Ebisawa, K., Dotani, T., Bamba, A., *PASJ* in press (arXiv0810.3745A)
 Bamba, A., Ueno, M., Koyama, K., & Yamauchi, S. 2003, *ApJ*, 589, 253
 Davies, B., Figer, D. F., Law, C. J., Kudritzki, R.-P., Najarro, F., Herrero, A., & MacKenty, J. W. 2008, *ApJ*, 676, 1016
 Dickman, R. L., Snell, R. L., & Schloerb, F. P. 1986, *ApJ*, 309, 326
 Figer, D. F., Mackenty, J. W., Robberto, M., Smith, K., Najarro, F., Kundritzki, R. P., & Herrero, a. 2006, *ApJ*, 643, 1166
 Fich, M., Blitz, l., & Stark, A. 1989, *ApJ*, 342, 272
 Gotthelf, E. V., & Halpern, J. P. 2008, *ApJ*, 681, 515
 Jackson, J., et al. 2006, *ApJS*, 163,145
 Malizia, A., et al. 2005, *ApJ*, 630, L157
 Russeil, D. 2003, *A & A*, 397, 133
 Tian, W. W., Li, Z., Leahy, D. A., & Wang, Q. D. 2007, *ApJ*, 657, L25

PRESENTACIÓN MURAL

Sistematización de las diferencias entre las estimaciones de modelos de extinción y las observaciones en la Vía Láctea

G. Perren^{1,3}, R. Vázquez², H. Navone^{1,3,4}

(1) Instituto de Física de Rosario (CONICET-UNR)

(2) Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas de la UNLP, IALP-CONICET

(3) Facultad de Ciencias Exactas, Ingeniería y Agrimensura (UNR)

(4) Observatorio Astronómico Municipal de Rosario (OAMR)

Abstract.

This paper analyses the reliability of the reddening estimates, extended to the entire sky, from two new Galaxy models built by Amôres & Lépine (2005), using as a source of empirical data the database of open star clusters WEBDA¹. We also used the 100 μm maps by Schlegel *et al.* (1998). It is concluded that the predictions of the Amôres & Lépine models have a good correlation with empirical values until a relatively close distance to the Sun, while the Schlegel *et al.* model do not match the reddening estimation within the Milky Way.

Resumen.

En este trabajo se analiza la verosimilitud de las estimaciones de enrojecimiento, extendidas a todo el cielo, provenientes de dos nuevos modelos de la Galaxia creados por Amôres & Lépine (2005), utilizando como fuente de datos empíricos la base de datos de cúmulos abiertos WEBDA¹. También se utilizaron los mapas de 100 μm de Schlegel *et al.* (1998). Se concluyó que las predicciones de los modelos de Amôres & Lépine poseen una buena correlación con los valores empíricos, mientras que el modelo de Schlegel *et al.* resulta no ser apto para determinar el enrojecimiento dentro de la Vía Láctea.

1. Introducción

Los modelos de Amôres & Lépine se basan en suponer a la Galaxia como un disco con geometría radial en donde la extinción aumenta casi linealmente con la distancia (Modelo A) o bien toman en cuenta la estructura con brazos espirales de la Galaxia y la extinción aumenta de a saltos cada vez que se cruza un brazo espiral (Modelo S). Se estima que en la dirección del núcleo de la Vía Láctea la absorción producida por el material interestelar alcanza las 25, 12 y 2.5 magnitudes para longitudes de onda de 0.5 μm , 1 μm y 2 μm respectivamente. El

¹<http://www.univie.ac.at/webda/presentation.html>

valor promedio de la absorción en el plano galáctico se estima en 0.5 magnitudes/kpc, Unsold & Baschek (1991) (en la Fig. 1 se muestra esta tendencia). Para este trabajo se utilizaron 909 cúmulos pertenecientes a la Vía Láctea, obtenidos de la base de datos WEBDA. Los índices $E_{(B-V)}$ de WEBDA serán los valores de referencia que tomaremos como *correctos* ya que un estudio reciente (Paunzen *et al.*, 2006) demuestra que estos índices poseen una alta coherencia con los encontrados en diversas publicaciones y catálogos.

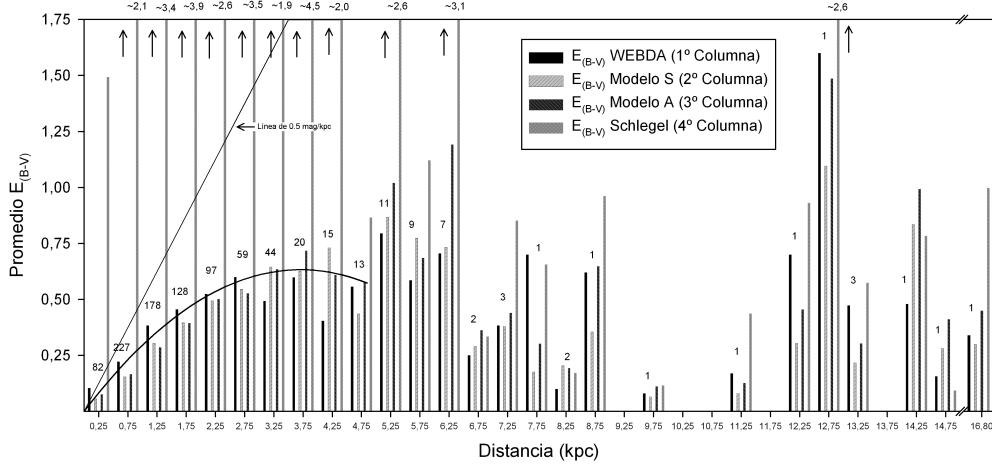


Figura 1. Se promediaron los valores de $E_{(B-V)}$ cada 0.5 kpc. Los números al lado de las barras representan la cantidad de cúmulos en ese sector. Los altos índices de extinción alcanzados por los mapas de Schlegel *et al.* se indican fuera de la gráfica.

2. Resultados

Si bien 0.5 mag/kpc es el valor estándar para aproximar la extinción en la Galaxia, una mejor aproximación para este promedio (calculado promediando todas las direcciones) podría ser la función cuadrática: $y = 1,87 \times 10^{-04}x + 0,34x - 0,046x^2$ (ver Fig.1) que parece ajustar mejor hasta una distancia de 5 kpc. Más allá de esta distancia la cantidad de cúmulos analizada es muy pequeña y los valores que se muestran podrían no ser representativos.

En la Fig. 1 puede verse que hasta 3 kpc los modelos A y S subestiman la extinción y desde los 3.5 kpc el modelo A tiende a sobrepasar al modelo S. A partir de los 6.5 kpc los mapas de Schlegel *et al.* ajustan mejor, claramente debido a que para una dada dirección el procedimiento de Schlegel *et al.* suma toda la columna de polvo. Es raro encontrar que los mapas de Schlegel *et al.* subestimen el enrojecimiento. Tomando la diferencia porcentual entre los promedios de $E_{(B-V)}$ cada 0.5 kpc de los modelos y los mapas de Schlegel *et al.* con los de WEBDA según la fórmula:

$$\left[Prom_{(cada\ 0,5kpc)}^{E_{(B-V)}} - Prom_{(cada\ 0,5kpc)}^{E_{(B-V)}^{WEBDA}} \right] * 100 / Prom_{(cada\ 0,5kpc)}^{E_{(B-V)}^{WEBDA}} \quad (1)$$

obtenemos que el promedio de esta diferencia es: -2.1% para el modelo S, 17.3% para el modelo A (7.5% si desestimamos los cúmulos **Czernik 29** y **Berkeley 29** a distancias entre 14 y 15 kpc donde la sobrestimación del exceso es mayor al 100%) y de 287% para los mapas de Schlegel *et al.*

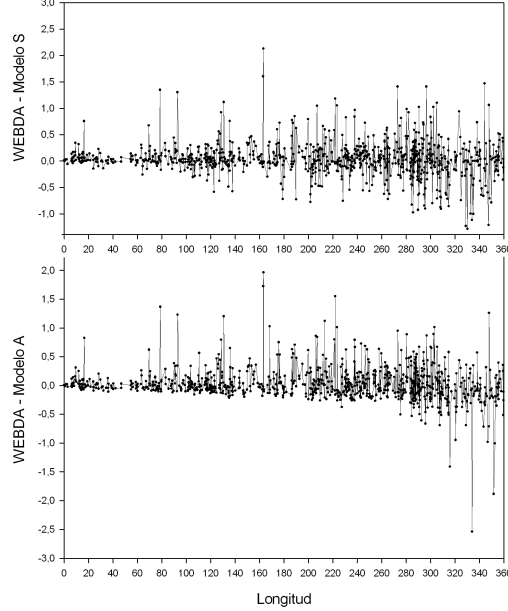


Figura 2. Diferencia entre los valores de $E_{(B-V)}$ obtenidos de WEBDA y los estimados por los modelos A y S, versus la longitud.

En la Fig. 2 se muestra las diferencias $E_{(B-V)}^{WEBDA} - E_{(B-V)}^{Modelo A/S}$ en función de la longitud para los 909 cúmulos utilizados. Vemos que los modelos A y S son muy similares aunque podemos notar que el modelo S tiende a sobreestimar los valores de $E_{(B-V)}$ considerablemente más que el modelo A, excepto en el rango $310^\circ < l < 360^\circ$ y sobre todo para el cúmulo **ESO 139-13**. Si calculamos, al igual que con la distancia, las diferencias porcentuales cada 5° para la longitud, obtenemos: -15.1% (modelo S), -6.9% (modelo A) y 719.1% (Schlegel). En la Fig. 3 se analizan estas diferencias versus la latitud. Observamos que el procedimiento de Schlegel *et al.* sobreestima exageradamente los valores de $E_{(B-V)}$ mientras que los modelos A y S lo subestiman (el modelo A menos que el modelo S). Para latitudes mayores a cero los modelos A y S muestran varias sobrestimaciones, mientras que no sucede esto para latitudes menores a cero. Nuevamente el modelo A parece ser el que más se acerca a los índices $E_{(B-V)}$ obtenidos de WEBDA. Los valores a la izquierda de las barras son los tomados como el 100% (valores de referencia).

3. Conclusiones

Para los modelos A y S, se encuentra un coeficiente de correlación de 0.68 (ajuste lineal: $E_{B-V}^{Modelo S} \cong 0,6 E_{B-V}^{Modelo A}$). El modelo S tiende a subestimar el exceso

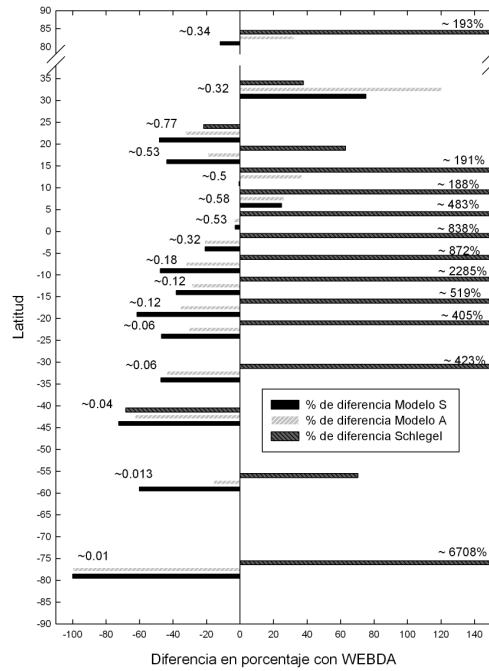


Figura 3. Porcentaje de diferencia (tomando a los valores de WEBDA como el 100 %) entre los promedios de los valores de $E_{(B-V)}$ en cestos de 5° .

$E_{(B-V)}$ (ver Fig. 2) por lo que el modelo A, a pesar de su simplicidad, ajusta levemente mejor a los datos de WEBDA. Este modelo puede utilizarse en la corrección de grandes masas de datos con la certeza de que el error en la sobrestimación de distancias por subestimación de excesos es mucho menor que usando los mapas de Schlegel *et al.* El error en las distancias es especialmente peligroso al determinar la estructura espiral de la Galaxia en esta zona donde el plano de la misma se curva hacia el hemisferio sur. Los mapas de Schlegel *et al.* resultaron ser inadecuados para realizar las correcciones por extinción en comparación con los modelos de Amores & Lépine. Para un estudio sobre las deficiencias en los mapas de Schlegel *et al.*, ver: Arce & Goodman, 1999 y Dutra *et al.*, 2003. Estos mapas son ideales para ser utilizados fuera de la Galaxia.

Referencias

- Amôres, E B & Lépine, J R D. 2005, AJ, 130:659-673
 Paunzen, E. & Netopil, M. 2006, MNRAS, 371:1641-1647
 Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P. & Davis, M. 1998, AJ, (500):525-553
 Ünsold, A. & Baschek, B. 1991, Springer-Verlag.
 Chen, B. & Figueras, F. & Torra, .J *et al.* 1999, A&A v.352, p.459-468
 Amôres, E. B. & Lépine, J. R. D. , 2007, AJ, 1519-1527
 Arce, H. G. & Goodman, A. A. 1999, AJ, 512L.135A
 Dutra, .C .M & Ahumada, A. V. & Clariá, J. J. *et al.* 2003, A&A 408, 287-295

PRESENTACIÓN MURAL

The interstellar medium towards the supernova remnant G24.7+0.6

A. Petriella¹, S. Paron¹, E. Giacani¹

(1) *Instituto de Astronomía y Física del Espacio (IAFE)*

Abstract.

We have carried out a study of the distribution and kinematics of the ^{13}CO J=1–0 line in the direction of the Galactic supernova remnant (SNR) G24.7+0.6. We find three molecular features: a “molecular arm” and two molecular clouds, that present morphological correspondences with the radio continuum emission of the SNR. One of these clouds shows spectral kinematical evidence of perturbed molecular gas, maybe due to the action of SNR shock front. Thus, we suggest a possible physical association between the SNR and the molecular gas and we derive a distance of 3.5 kpc for G24.7+0.6.

Resumen.

Se presenta un estudio de la distribución y la cinemática de línea J=1–0 del ^{13}CO hacia el remanente de supernova (RSN) galáctico G24.7+0.6. Se encontraron tres estructuras moleculares: un “brazo molecular” y dos nubes moleculares, que presentan correspondencias morfológicas con la emisión en continuo de radio del RSN. Una de estas nubes muestra evidencias espectrales de gas molecular perturbado, probablemente debido a la acción del frente de choque del RSN. De esta manera se sugiere una posible asociación física entre el RSN y el gas molecular y se estima una distancia de 3.5 kpc para G24.7+0.6.

1. Introduction

G24.7+0.6 is a Galactic SNR located at a distance of about 4.4 kpc (Reich et al. 1984) with a peculiar morphology in the radio band. The radio observations at 20 cm revealed a morphology dominated by a couple of incomplete shells and a polarized filled center, suggesting to be a pulsar wind nebula driven by an undetected pulsar (Becker & Helfand 1987). G24.7+0.6 lies in a complex region in which there are several HII regions, such as an ultracompact HII region adjacent to the SNR core and a HII complex to the south of the SNR. This juxtaposition is not unlikely, since it is generally believed that supernova explosions preferentially occur in the vicinity of recent star-forming and HII regions (Becker & Helfand 1987).

Using the ^{13}CO J=1–0 line, we investigate the interstellar medium (MIE) towards G24.7+0.6 with the aim to disclose the role of the surrounding gas in conditioning the SNR observed morphology. In this work we present preliminary

results of the possible interaction between the SNR shock front and molecular clouds.

2. Data

To investigate the molecular gas towards G24.7+0.6, we use the ^{13}CO J=1–0 line at 110 GHz extracted from the Galactic Ring Survey (GRS; Jackson et al. 2006) whose angular and spectral resolution are $46''$ and 0.21 km s^{-1} , respectively. To compare the molecular emission with the radio continuum emission of the SNR, we extracted a 20 cm image from the Multi-Array Galactic Plane Imaging Survey (MAGPIS; Helfand et al. 2006) with an angular resolution of $5''$.

3. Results and Discussion

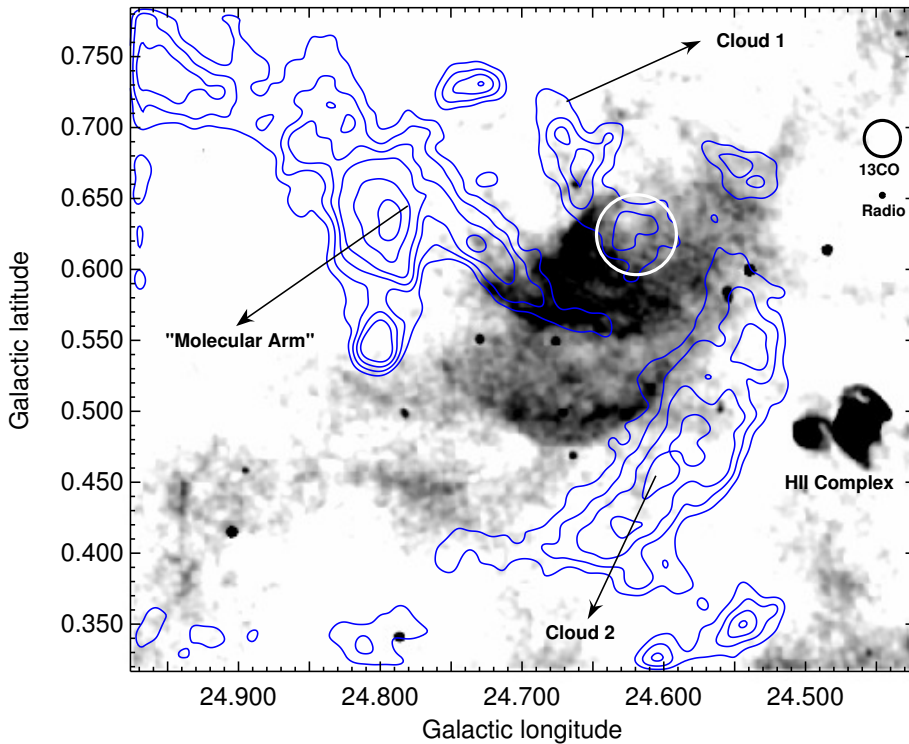


Figure 1. Contours of the ^{13}CO J=1–0 line integrated between 38 and 50 km s^{-1} superimposed over the radio continuum emission of G24.7+0.6 at 20 cm. The contours levels are 1.6, 2.5, 4 and 5 K km s^{-1} . The HII complex and the molecular features are indicated. The white circle is the portion of Cloud 1 whose some representative ^{13}CO spectra are shown in Figure 2. The beams or the radio continuum and molecular emissions are shown towards the right of the image.

After inspecting the ^{13}CO J=1–0 emission distribution in the whole velocity range, we found that the only conspicuous features likely to be associated with

G24.7+0.6, based on morphological correspondences with the radio continuum emission are in the velocity range that goes from 38 to 50 km s⁻¹. Figure 1 presents in contours the ¹³CO J=1–0 line integrated in this velocity range superimposed over the radio continuum emission of G24.7+0.6 at 20 cm, which is displayed in grays. Three molecular features are evident: (1) a “molecular arm” that one of its extremes projects onto the center of the remnant where the radio continuum peaks, (2) a molecular cloud to the north (Cloud 1) whose border delineates the particular shape of the SNR in this region, and (3) a molecular cloud (Cloud 2) whose border accompanies the border of the exterior SNR shell. The central velocities of the three mentioned molecular features are in a range from 40 to 44 km s⁻¹. For a velocity of ~ 42 km s⁻¹, the Galactic rotation model of Fich et al. (1989) produces the distances of ~ 3.5 and ~ 12 kpc. Taking into account that Reich et al. (1984) estimated a distance of ~ 4.4 kpc for G24.7+0.6 through the Σ -D relation, we adopt 3.5 kpc for the studied molecular structures and the SNR. Assuming local thermodynamic equilibrium (LTE) and an uniform excitation temperature of $T_{\text{ex}} = 10$ K, we estimate the molecular mass and the density for Cloud 1 and 2 in: $M_1 \sim 0.7 \times 10^3 M_{\odot}$, $n_1 \sim 170$ cm⁻³ and $M_2 \sim 2.5 \times 10^3 M_{\odot}$, $n_2 \sim 150$ cm⁻³, respectively.

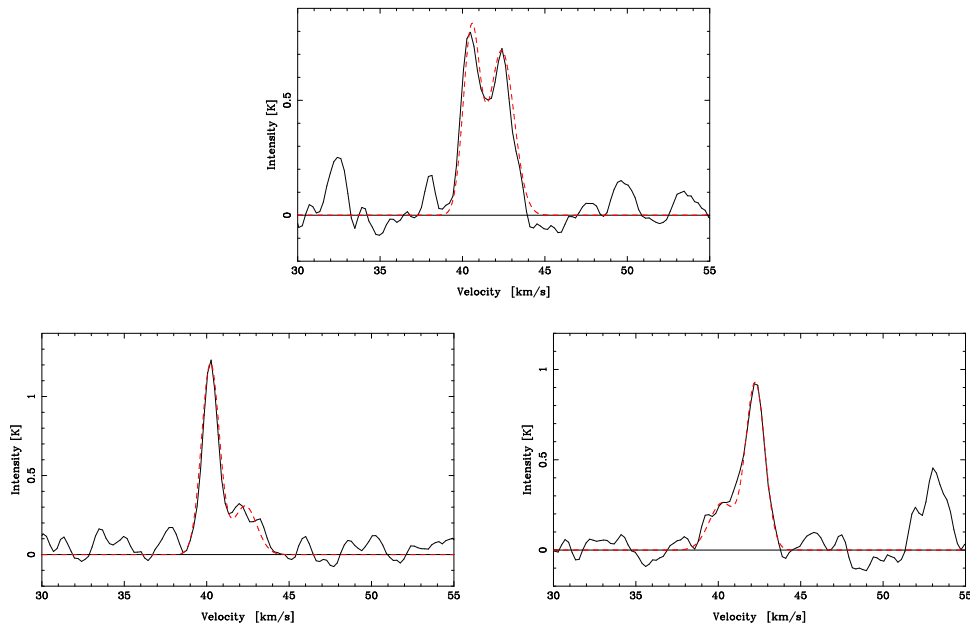


Figure 2. ¹³CO J=1–0 representative spectra corresponding to the region of Cloud 1 highlighted with a white circle in Figure 1. Gaussians (in dashed line) are included to remark the double peak and spectral asymmetries.

We investigate the ¹³CO J=1–0 spectra of the “molecular arm”, Cloud 1 and Cloud 2 in order to look for kinematical evidence of interaction between the SNR and the molecular gas. We find such evidence only in the portion of Cloud 1 indicated with a white circle in Figure 1. Some representative spectra of this region are displayed in Figure 2. The multiple peak structure and the presence of spectral asymmetries may indicate that the main contribution to the gas motion

could be a turbulent velocity field (Falgarone et al. 1994), maybe injected by the SNR. Inspecting the channel maps corresponding to Cloud 1 we find two molecular components: one stronger to the NE centered at $\sim 40 \text{ km s}^{-1}$ and the other to the SW with two velocity components centered at ~ 40 and $\sim 43 \text{ km s}^{-1}$, respectively. This could be due to an expansion of the molecular gas or a superposition of two molecular clumps in the line of sight.

The spectra of the other molecular features do not present such clear kinematical evidence of perturbed gas. One possibility could be that in the case of Cloud 2, the SNR-cloud interaction is occurring preferentially in the plane of the sky unaffacting the radial velocities of the molecular emission. On the other hand, the portion of the “molecular arm” projected onto the SNR center could be foreground or background gas still not reached by the SNR shock front. Even though there appear to be no traces of shocked molecular gas in these last features, the morphological agreement is suggestive of a physical association with the SNR. We plan to perform a deeper study of the ^{13}CO J=1–0 and other molecular lines, such as ^{12}CO J=1–0 and J=2–1, in order to look for more evidence of interaction between G24.7+0.6 and the surrounding molecular clouds.

4. Concluding remarks

Using the ^{13}CO J=1–0 line at 110 GHz we investigate the molecular gas towards the SNR G24.7+0.6. We find three molecular features that present morphological correspondences with the radio continuum emission of the SNR. One of these features also presents kinematical evidence of perturbed gas, suggesting a physical association with G24.7+0.6. In this context, we derive a distance of ~ 3.5 kpc for the SNR in agreement with previous results. A deeper study with other molecular lines is planned.

Acknowledgments. This work was partially supported by the CONICET grant 6433/05, UBACYT A023 and ANPCYT PICT 04-14018.

References

- Becker, R. & Helfand, D. 1987, ApJ, 316, 660
 Falgarone, E., Lis, D., Phillips, T., Pouquet, A., Porter, D. & Woodward, P. 1994, ApJ, 436, 728
 Fich, M., Blitz, L. & Stark, A. 1989, ApJ, 342, 272
 Helfand, D., Becker, R., White, R., Fallon, A. & Tuttle, S. 2006, AJ, 131, 2525
 Jackson, J., Rathborne, J., Shah, R., Simon, R., Bania, T., Clemens, D., Chambers, E., Johnson, A., Dormody, M., Lavoie, R. & Heyer, M. 2006, ApJS, 163, 145
 Reich, W., Furst, E. & Sofue, Y. 1984, A&A, 133, L4

PRESENTACIÓN MURAL

Criterios de Identificación de Supercáscaras de Hidrógeno Neutro en Nuestra Galaxia.

L. A. Suad¹, E. M. Arnal^{1,2}

(1) *Instituto Argentino de Radioastronomía (IAR) (CCT-La Plata, CONICET) Villa Elisa, Argentina.*

(2) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas - UNLP, La Plata, Argentina*

Abstract.

Using the all-sky neutral hydrogen (HI) survey of Kalberla et al. (2005), together with new criteria and techniques (both visual and digital) a new catalogue of galactic HI supershells will be produced in order to complement the existing ones (Heiles 1979; McClure-Griffiths et al. 2002). In this poster our identification criteria are applied to an existing galactic HI supershell (GS095+04-113) previously identified by Heiles (1979) as a “well established” case.

Resumen.

Usando datos del relevamiento de hidrógeno neutro (HI) llevado a cabo por Kalberla et al. (2005), se pretende confeccionar un nuevo catálogo de supercáscaras de HI (SC-HI) en nuestra galaxia; complementando los catálogos realizados por McClure-Griffiths et al. (2002) y Heiles (1979). En este trabajo se aplican nuestros criterios de identificación a una supercáscara previamente identificada por Heiles (1979) como un objeto cuyas propiedades están fuera de toda duda.

1. Introducción

Las supercáscaras de hidrógeno neutro son estructuras que se presentan como mínimos en la distribución galáctica del hidrógeno neutro. Las mismas podrían estar en expansión, en cuyo caso su diámetro cambiaría con la velocidad, o podrían estar en estado estacionario.

Se caracterizan por sus grandes tamaños lineales, pudiendo alcanzar diámetros del orden de 1 kpc, y por la gran cantidad de energía cinética que poseen ($E \geq 10^{52}$ erg). Las SC-HI son observadas en un rango de velocidades radiales que puede variar entre un mínimo de 5 – 6 km/s y un máximo de 30 – 40 km/s. Estas grandes estructuras podrían generarse por la acción combinada de vientos estelares y explosiones de supernovas (Heiles, 1979); por la interacción de nubes de alta velocidad con el plano galáctico (Tenorio-Tagle, 1981); o en el proceso de formación de estrellas de quarks (Haensel & Zdzunik, 2007).

Al presente sólo existen dos catálogos de SC-HI galácticas. El más completo fue llevado a cabo por Heiles (1979), mientras que el otro fue realizado por

McClure-Griffiths et al. (2002). Las bases de datos usadas para su confección poseen diferentes resoluciones angulares, diferentes sensibilidades, y diferentes resoluciones en velocidad. Además las técnicas y los criterios empleados en la identificación de las SC-HI son disímiles. Estos aspectos hacen que ambos relevamientos no sean directamente comparables y que sea complicado establecer la completitud de los mismos.

2. Motivación del trabajo.

Usando el relevamiento de HI de todo el cielo confeccionado usando las bases de datos obtenidas en el Instituto Argentino de Radioastronomía (IAR) y en Dwingeloo (Países Bajos) (Kalberla et al., 2005), se pretende elaborar un nuevo catálogo de SC-HI galácticas que no adolezca de las limitaciones que poseen los catálogos existentes.

La base de datos que se usará posee una resolución angular de $0,^{\circ}5$; una resolución en velocidad $\sim 1,2$ km/s; y una sensibilidad 0,07 K (3 rms). Este relevamiento se encuentra corregido por radiación parásita. En la confección del catálogo usaremos técnicas basadas en el reconocimiento visual de SC-HI. Se hará uso de paquetes digitales de procesamiento de imágenes (AIPS y KARMA), debiendo las SC-HI cumplir con ciertos criterios de identificación para ser catalogadas como tales.

3. Criterios de identificación.

Las estructuras de HI bajo estudio deberán satisfacer los siguientes criterios para ser consideradas SC-HI, a saber:

a) Deberán poseer dimensiones angulares no inferiores a 2° , de manera que la estructura sea muestreada espacialmente por un mínimo de 4 haces (en el relevamiento del IAR).

b) Las SC-HI deberán contener un mínimo bien definido en la distribución del HI galáctico, rodeado, total o parcialmente, por emisión de HI. Dicho mínimo deberá observarse en por lo menos 5 canales consecutivos de velocidad radial.

c) Las SC-HI tienen que ser fácilmente reconocibles en una imagen posición-posición (l-b). La detección de una SC-HI dada tendrá un índice de confiabilidad máxima (grado 3 en nuestra escala) si además fuese identificable en imágenes velocidad radial-longitud galáctica (v-l) y velocidad radial-latitud galáctica (v-b). Si sólo fuera reconocible en imágenes (l-b) y sólo una de las últimas [(v-l) o (v-b)], tendría una confiabilidad de grado 2, y sería de grado uno si sólo se observara en la imagen (l-b).

Cabe señalar que Heiles (1979) sólo aplicó criterios (l-b) sobre reproducciones fotográficas de las posibles SC-HI, ya que no existía en esos tiempos la posibilidad de procesar imágenes. Ciertamente esto constituye una importante limitación. Por otro lado, McClure-Griffiths (2002) basa su análisis en el reconocimiento de estructuras de HI en imágenes (l-b) y en la aplicación de un criterio similar al **b)** y calcula la expansión de la SC-HI mediante el análisis de un perfil de HI tomado en el centro geométrico de la estructura. Dada la complejidad de la emisión galáctica de HI, este último criterio es altamente cuestionable.

4. Aplicaciones a una supercáscara conocida

En su catálogo Heiles listó 63 SC-HI, de las cuales 46 están en expansión y 17 se encuentran en estado estacionario. Para realizar este catálogo usó el relevamiento de Weaver y Williams (1973), el cual posee una resolución angular de $\sim 36'$; una resolución en velocidad de 2,1 km/s y una temperatura mínima detectable de 0,38 K. La zona cubierta abarca $10^\circ \leq l \leq 250^\circ$ y $b \leq |10^\circ|$. A los efectos de verificar la aplicabilidad de nuestros criterios de identificación a una SC-HI ya conocida, del catálogo de Heiles se seleccionó GS095 + 04 – 113, la cual fue catalogada como una SC-HI con un grado máximo de certeza.

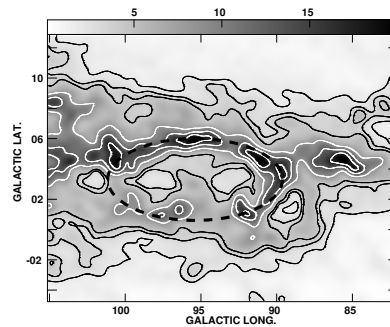


Figura 1. Imagen de GS095 + 04 – 113 obtenidas con nuestro relevamiento de HI. Los contornos de la temperatura de brillo son 0,9, 1,5, 2, 4, 6 y 8 K, respectivamente, y la escala de grises abarca desde 0 K (blanco) hasta 20 K (negro). En líneas punteadas, supercáscara detectada por Heiles (1979) en una imagen posición-posición.

En la Figura 1, se muestra la ubicación de la SC-HI GS095 + 04 – 113 (líneas punteadas) en una imagen posición-posición. De la aplicación de nuestros criterios, surge que la SC-HI catalogada por Heiles podría ser interpretada como una combinación de dos estructuras (Figura 2) que representarían dos objetos distintos a una distancia similar del Sol.

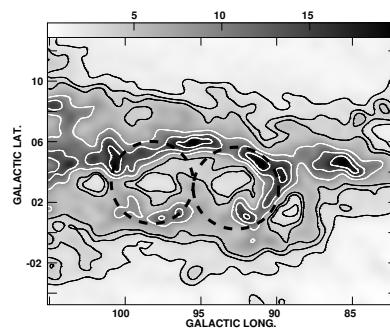


Figura 2. Imagen de GS095 + 04 – 113. En líneas punteadas, las dos estructuras de HI propuestas en este trabajo.

En nuestro análisis, observamos (a velocidades intermedias dentro del rango en el cual se detecta la SC-HI) la presencia de una estructura de emisión de HI

localizada en $l \sim 95^\circ$ y que es visible entre $0^\circ \leq b \leq 5^\circ$. Si la identificación de la supercáscara GS095 + 04 – 113 como una única estructura fuese real, esta emisión no sería esperable.

Las observaciones de HI muestran a altas velocidades negativas, emisión asociada (desde un punto de vista morfológico) a sólo uno de los dos mínimos (el centrado en $(l,b) \simeq (98^\circ, 3^\circ)$).

Las estructuras mostradas en la Figura 2 bajo líneas de trazos intentan representar sólo esquemáticamente las dos estructuras de HI propuestas por los autores. De ser correcta nuestra interpretación, las dos estructuras estarían interactuando a lo largo de $l \sim 95^\circ$ y entre $0^\circ \leq b \leq 5^\circ$, por lo que es altamente probable que con mayor resolución angular se produciría en esa zona un apartamiento de la simetría esférica. En este contexto, estructuras intensas como la que se observa en $(l,b) = (95^\circ, 3^\circ)$, podrían representar, debido al alabeo del plano de distribución de HI en esta dirección, estructuras no vinculadas a ninguna de las dos SC-HI propuestas.

Por lo mencionado, la identificación de GS095 + 04 – 113 como una única estructura es cuestionable. Nuestro análisis es consistente con la presencia de dos estructuras, que ubicadas a una distancia similar del Sol muy probablemente se encuentran en interacción (la pared de emisión de HI a $l \sim 95^\circ$).

5. Conclusiones

De nuestro análisis concluimos que GS095 + 04 – 113 no constituiría una única estructura, sino que muy probablemente representaría la combinación de dos estructuras independientes.

La dudosa identificación de una SC-HI catalogada como *altamente confiable* por Heiles (1979), hace necesario encarar una revisión crítica de las SC-HI catalogadas (al menos por este investigador), haciendo uso de nuevas técnicas de visualización y criterios de identificación.

Referencias

- Haensel, P & Zdunik, J.L., 2007, astro-ph/0701258v1.
 Heiles, C., 1979, ApJ, 229, 553
 Kalberla, P.M.W., Burton, W.B.; Hartmann, Dap; Arnal, E.M.; Bajaja, E.; Morras, R.; Pöppel, W.G.L., 2005, A&A 440, 775.
 McClure-Griffiths, N.M.; Dickey, John M.; Gaensler, B.M.; Green, A.J., 2002, ApJ 578, 176M.
 Tenorio-Tagle, G., 1981, A&A, 94, 338.

Parte IV

**Astronomía Extragaláctica y
Cosmología**

PRESENTACION ORAL

Large-scale modulation of star formation in void walls

Ceccarelli, L.¹, Padilla, N.², Lambas, D.G.¹

(1) IATE, Observatorio Astronómico de Córdoba, Argentina.

(2) Departamento de Astronomía y Astrofísica, Pontificia Universidad Católica de Chile, Santiago, Chile.

Abstract. We performed a statistical study of galaxies in voids and void walls in the SDSS and 2dFGRS catalogues. We investigated dependencies of the distribution of galaxy spectral types and colours as a function of the relative position to the void centres for different luminosity and local density ranges. We find a trend towards bluer, star forming galaxies in void walls beyond the local density dependence. These results indicate that luminosity and local density do not entirely determine the distribution of galaxy properties such as colours and spectral types, and point towards a large scale modulation of star formation.

Resumen. Se llevó a cabo un estudio estadístico acerca de galaxias en vacíos y paredes de vacíos utilizando los catálogos SDSS y 2dFGRS. Se investigaron dependencias de los tipos espectrales y colores de galaxias en función de su posición relativa a los centros de los vacíos para diferentes rangos de luminosidad y densidad local. Se encuentra una tendencia hacia galaxias más azules y con mayor actividad de formación estelar en paredes de vacíos, más allá de la dependencia con la densidad local. Estos resultados indican que la luminosidad y densidad local no determinan completamente la distribución de las propiedades de las galaxias, tales como colores y tipos espectrales, y sugieren una modulación a gran escala de formación estelar.

1. Introduction

Recent observational and theoretical results suggest that large underdense regions generate coherent outflows of mass and galaxies moving toward the void edges. Thus, it is possible that galaxies at the void edges or walls could have different properties than their field counterparts which may be due, for instance, to the void material accumulating around them, or to the fact that void galaxies most likely spent their lives inside voids. Motivated by these facts, in this work we will perform a statistical study of wall and normal galaxies using the 2dFGRS and SDSS, analysing spectroscopic and photometric properties of galaxies, taking into account the well known dependence on luminosity/stellar mass and local density.

2. Voids in galaxy catalogues

We apply a void finding algorithm to volume limited samples with $z < 0.08$ for galaxies brighter than $M_r = -19.2$ and $M_{bJ} = -18$ in SDSS and 2dFGRS, respectively. Our resulting samples of voids are restricted to radii within the range 5 to $15h^{-1}\text{Mpc}$, which comprises the best resolved systems suitable for our study.

3. Galaxies in void walls

We define a void wall as the spherical shell delimited by distances to a void centre of 0.8 and $1.15r/r_{\text{void}}$; the lower limit indicates the beginning of the increment in density profile whereas the upper limit marks the ending of the decrement in the fractions of red galaxies.

3.1. Galaxy densities: global vs. local

Given the proved dependence of galaxy properties on local environment, we analyse the local density dependence of properties of both galaxies in voids and galaxies with similar local densities not residing in void walls. This analysis should be able to determine the relative weights of global and local effects on galaxy properties. We define a local density parameter, Σ , as the projected number density of galaxies brighter than $M_r \leq -20.2$ in the SDSS and $M_{bJ} < -19.1$ in the 2dFGRS, within projected distances of $d < 2.5h^{-1}\text{Mpc}$, and radial velocity differences of $\Delta V = 1000\text{km s}^{-1}$.

3.2. Bimodality of the galaxy distribution

Given that the bimodal behaviour of galaxies is a strong function of luminosity and local density, we have studied the distribution of SDSS-DR6 $u - r$ colours as a function of these two variables for galaxies in void walls and outside voids separately. Thus, any differences in these distributions can be related to the astrophysical effects associated to the special star formation history of galaxies which today reside within void walls. The results are shown in figure 1, where it can be appreciated that the full sample of galaxies shows the well documented effect that brighter galaxies in high local density regions occupy preferentially the red peak of the colour distribution. However, we find a systematic trend of galaxies in void walls to be bluer at any given luminosity and local density values.

This can be seen more clearly in the ratio between the fraction of red galaxies in walls relative to the corresponding fraction of galaxies outside walls as a function of luminosity for the different local density ranges explored. The results are shown in Fig. 3. We notice that red fractions in void wall galaxies are systematically lower than in galaxies outside voids by up to -0.18 ± 0.18 for the higher luminosity galaxies in high density regions (left hand triangle), and by up to -0.19 ± 0.08 for faint galaxies in low local densities (right hand square). Although with a lower statistical significance, this is also the case for galaxies with higher local densities. The global ratios obtained by adding together galaxies in the different luminosity bins provide higher significance results, where low densities show a global ratio between wall and field samples of

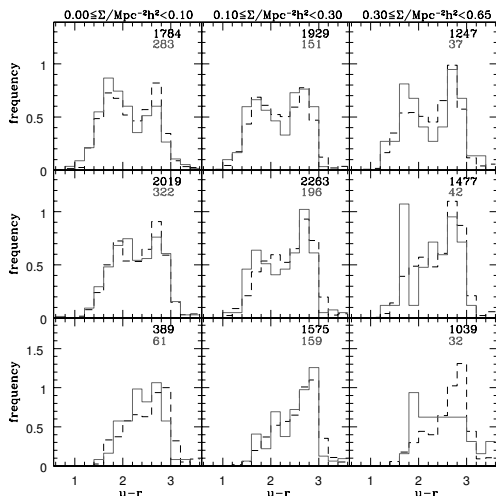


Figure 1. Distributions of $u-r$ for galaxies in different luminosity and local density bins as indicated in the key. Dashed lines correspond to the field SDSS sample (number of galaxies in each sub-panel in black) and solid lines to SDSS galaxies in void walls (number of galaxies in grey).

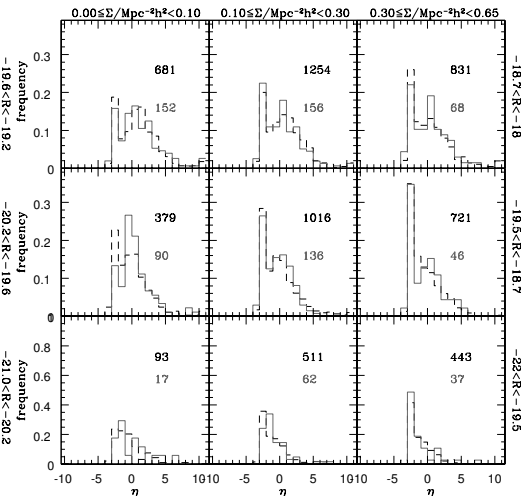


Figure 2. Distributions of spectral type parameter η for 2dFGRS galaxies for different luminosity and local density ranges. Spectral types $\eta < 1.3$ are indicative of low star formation activity. Dashed lines correspond to galaxies outside voids (number of galaxies shown in black), and solid lines to galaxies residing in void walls.

$f_{\text{red}}(\text{wall})/f_{\text{red}}(\text{field}) = 0.89 \pm 0.05$ (value obtained using the solid squares in the figure), and high densities, $f_{\text{red}}(\text{wall})/f_{\text{red}}(\text{field}) = 0.88 \pm 0.11$ (obtained using the values corresponding to the solid triangles), results that correspond to 2- and 1- σ detections, respectively.

We have also explored this effect using 2dFGRS data using the η parameter, which is an indicator of the star formation activity. Similar differences between void wall galaxies and the field can be appreciated in Figs. 2 and 4, where we show the distributions of η for different luminosities and local density bins, and the resulting ratios between late-type and total galaxy populations for wall and field catalogues. Although the significance is lower than in the SDSS, an excess of star-forming galaxies is seen for void wall galaxies particularly in low luminosity, low local density environments consistent with the results shown in Fig. 1. This reinforces the statistical significance of our findings by including the largest combined spectroscopic sample available to date.

4. Conclusions

In this work we have focused on an analysis of galaxy properties in void edges, aimed at exploring possible differences induced by the different interaction history of galaxies arriving at void walls driven by the void expansion. Given the strong dependence of galaxy colour index and spectral type on luminosity and local density, we have considered different ranges in these two parameters

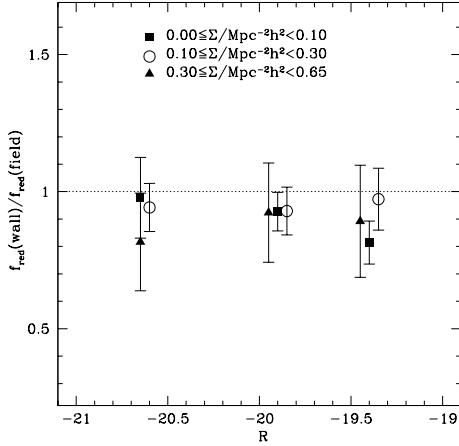


Figure 3. Red galaxy fractions for wall galaxies in low and high local density environments relative to galaxies outside voids (see the figure key). Results are shown for different galaxy luminosities.

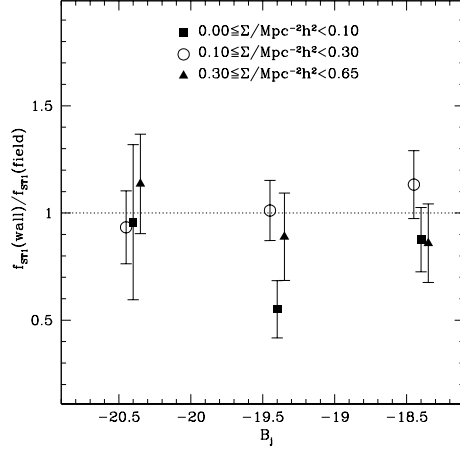


Figure 4. Fractions of galaxies with $\eta < 1.3$ (low star formation, late-type galaxies) for wall galaxies in low and high local density environments relative to galaxies outside voids (see the figure key). Results are shown for different galaxy luminosities.

to analyse the properties of the population of void wall galaxies compared to galaxies outside voids.

Our analysis indicates that galaxies residing in void walls are systematically bluer and more actively star-forming at a given luminosity and local galaxy density range. These results suggest that, besides the influence of local environment, galaxies are also subject to a large scale dependent star-formation activity which, in the case studied here, may be produced by the lower interaction history of galaxies moving away from the interior regions of voids. This is an effect taking place over scales of the order of a void radius, which in this work corresponds to $5 - 15h^{-1}Mpc$.

One important aspect that needs to be studied with larger samples of voids is whether this effect is also present at the more internal void regions, which may also show different properties to what is simply expected from the local density effects on galaxy properties.

This finding of a large scale modulation of star formation can be used to test galaxy formation scenarios, and adds a new, extra parameter to the relation between galaxy properties and their environment.

PRESENTACIÓN ORAL

Influence of black hole spin on galaxy properties

S. A. Cora¹, C. del P. Lagos², N. D. Padilla²

(1) Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas de la Universidad Nacional de La Plata, Instituto de Astrofísica de La Plata (CCT La Plata, CONICET, UNLP), and CONICET, Argentina

(2) Departamento Astronomía y Astrofísica, Pontificia Universidad Católica de Chile, Santiago, Chile

Abstract. We use a hybrid model that combines a cosmological N -body simulation of the concordance Λ Cold Dark Matter paradigm and a semi-analytic model of galaxy formation (Lagos, Cora & Padilla 2008a) to study the development of the spin of central super-massive black holes (SMBHs), and the relations between the BH spin and mass, and the morphology and radio-loudness of host galaxies. BH spins are computed using the α model (Shakura & Sunyaev 1973) and considering a warped disc treatment (King et al. 2005). The direction of the BH spin is inferred from the angular momentum of the source of the accreted material, which encodes information on the evolution of the surrounding large-scale structure.

Resumen. Usamos un modelo híbrido que combina una simulación cosmológica de N -cuerpos del paradigma de materia oscura fría (Λ Cold Dark Matter) y un modelo semianalítico de formación de galaxias (Lagos, Cora & Padilla 2008a) para estudiar el desarrollo del spin de agujeros negros centrales super-masivos, y las relaciones entre la masa y el spin de los agujeros negros, y la morfología e intensidad en radio de las galaxias que los albergan. El spin del agujero negro es estimado usando el modelo α (Shakura & Sunyaev 1973) y considerando un tratamiento de disco alabeado (King et al. 2005). La dirección del spin del agujero negro es inferido a partir del momento angular de la fuente que provee el material acreta-do, la cual guarda información sobre la evolución de la estructura a gran escala circundante.

1. Introducción

A number of phenomena related to active galactic nuclei (AGN) are still unclear, including the origin of the AGN dichotomy into “radio loud” (RL) and “radio quiet” (RQ) types. AGN inject energy into the interstellar medium through relativistic jets generated from gas accretion onto supermassive black holes (SMBHs). RL AGN are characterised by the presence of jets of relativistic plasma, emitting synchrotron radiation in the radio band, and/or associated large-scale radio lobes, while RQ AGN have very weak radio emitting ejecta.

Radio-selected AGN hosted by giant ellipticals can be up to a thousand times brighter in radio frequencies than AGN hosted by disc galaxies (Sikora et al. 2007), thus generating two sequences in the radio versus optical luminosity plane. These RL and RQ sequences remain present when considering the dependence of the radio loudness \mathcal{R} (radio-to-optical luminosity) with the Eddington ratio, where the latter is defined as the bolometric luminosity (estimated from optical data) in units of the Eddington luminosity. The two sequences show an increase of radio loudness with decreasing Eddington ratio; both RQ and RL AGN are found for the same value of the accretion rate. The BH mass is not capable of separating completely these two sequences since objects powered by equally massive BHs can differ in radio luminosity by ~ 4 orders of magnitude (Sikora et al. 2007). The efficiency of jet production could be determined by the dimensionless BH spin, according to the assumption that relativistic jets are powered by rotating BHs through the Blandford-Znajek mechanism (Blandford & Znajek 1977). In order to explain this radio power dichotomy at fixed accretion rates, Sikora et al. (2007) proposed a revised version for the “spin paradigm”, which suggests that giant elliptical galaxies host, on average, BHs with larger spins than those hosted by spiral galaxies. These new insights motivated the study of the influence of BH mergers and small accretion episodes on the evolution of BH spins and their relation to the morphology of the host galaxy.

2. Numerical technique and BH spin model

To carry out this investigation, we use the SAG (acronym for ‘Semi-Analytic Galaxies’) semi-analytic model of galaxy formation described by Lagos, Cora & Padilla (2008a), combined with the outputs of a cosmological N -Body simulation based on the Λ Cold Dark Matter cosmology. It considers a periodic box of $60 h^{-1}$ Mpc containing 16,777,216 dark matter particles with mass $1.001 \times 10^9 h^{-1} M_{\odot}$. The simulation parameters are consistent with the results of WMAP data, with $\Omega_m = \Omega_{\text{DM}} + \Omega_{\text{baryons}} = 0.28$ (with a baryon fraction of 0.16), $\Omega_{\Lambda} = 0.72$ and $\sigma_8 = 0.9$. The Hubble constant is set to $H_0 = 100 h \text{ Mpc}^{-1}$, with $h = 0.72$. The simulation has been run using the public version of the GADGET-2 code (Springel 2005).

The semi-analytic model considers radiative cooling of hot gas, star formation, galaxy mergers, disc instabilities, feedback from supernova explosions, BH growth and AGN feedback produced during accretion onto BHs driven by gas cooling processes. BHs also grow through starbursts in galaxies driven by galaxy minor or major mergers and through the collapse of unstable discs, and by BH mergers which occur shortly after the merger of the parent galaxies.

We have implemented in SAG a model to compute the BH spin. The dimensionless BH spin is defined as $\hat{a} \equiv J_{\text{BH}}/J_{\text{MAX}} = cJ_{\text{BH}}/GM_{\text{BH}}^2$, where J_{BH} is the angular momentum of the BH. We consider the presence of a warped disc characterised by the angular momentum of the accretion disc at the warp radius, $J_{\text{d}} = J_{\text{d}}(R_w)$ (Volonteri et al. 2007). Angular momentum vectors are co-aligned when $\cos(\phi) > -0.5J_{\text{d}}/J_{\text{BH}}$, being ϕ the angle between the disc angular momentum and the BH spin; otherwise, the accretion disc is counter-aligned with the BH spin (King et al. 2005, hereafter K05). We calculate J_{d} taking into account the mass of the accretion disc, M_{d} , and the properties related to the

BH, that is, its mass, M_{BH} , its growth rate, \dot{M}_{BH} , and its luminosity, L_{BH} . The ratio between the angular momentum of the accretion disc and the BH spin is expressed as

$$\frac{J_{\text{d}}}{J_{\text{BH}}} = \frac{M_{\text{d}}}{\hat{a}M_{\text{BH}}} \left(\frac{R_w}{R_s} \right)^{1/2}, \quad (1)$$

where $M_{\text{d}} = \dot{M}_{\text{BH}}\Delta t$. The ratio R_w/R_s is the warp radius expressed in terms of the Schwarzschild radius, R_s ; this ratio is given by the Shakura & Sunyaev (1973) middle-region disc. Depending on the Eddington accretion rate, the disc can be thick or thin. When the accretion is driven by either disc instabilities or gas cooling, the angular momentum of the accretion disc is inferred from the angular momentum of the galaxy disc. If the gas accretion is driven by galaxy mergers, the direction is taken from the gas mass-weighted disc angular momentum contributed by each galaxy. More details are given in Lagos, Padilla & Cora (2008b).

3. Results and predictions

The SAG allows to follow, for the first time, the development of the BH spin from the contribution of different BH growth mechanisms directly linked to the evolution of the star formation rate of their host galaxies. We find that disc instabilities are one of the main spin-up mechanisms, while galaxy mergers provide a lower impact on the final spin value.

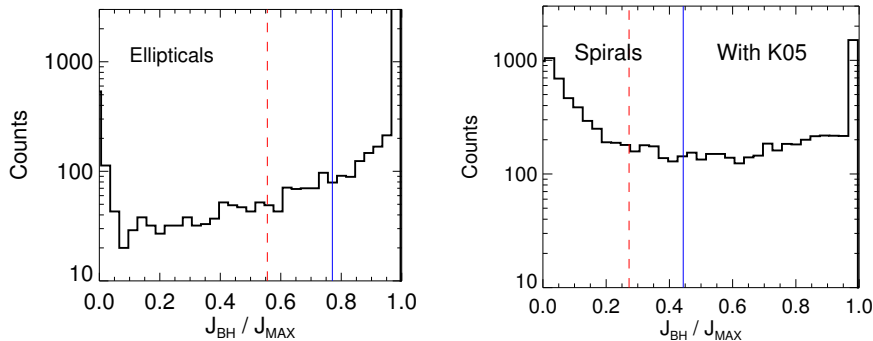


Figure 1. Distributions of black hole spins at $z = 0$ hosted by elliptical (left panel) and spiral galaxies (right panel). The vertical solid lines represent the average values of BH spin obtained from the histograms. The average values of BH spin obtained from randomly oriented accretion discs are shown as vertical dashed lines.

Figure 2 shows the BH spin distribution for BHs hosted by elliptical (left panels) and spiral (right panels) galaxies using a constant initial BH spin $\hat{a}_{\text{initial}} = 0.01$. We consider as ellipticals those bulge dominated systems where the ratio between the bulge mass and the total stellar mass of the galaxy satisfy the condition $r = M_{\text{Bulge}}/M_{\text{StellarTotal}} > 0.95$, chosen in order to recover observed morphological distributions (see Lagos et al. 2008a). Elliptical galaxies host both rapidly and

slowly-rotating BHs (the distributions show two peaks, at $\hat{a} \sim 0$ and $\hat{a} \sim 1$), with a marked preference for high rotation. Spiral galaxies, on the other hand, show a larger population of low spin BHs. Even though spirals also show a peak at $\hat{a} \sim 1$, the average values of BH spin in ellipticals (solid vertical lines) are always higher than the average BH spin in spirals. This implies that massive ellipticals host more rapidly rotating BHs than spirals, as proposed by Sikora et al. (2007). Our model does not provide direct information on the radio loudness of the galaxy population. In an attempt to classify a galaxy as a radio-loud object, we explore different possibilities using available properties of galaxies and their BHs provided by the model. We assume that radio loudness is defined by the BH spin, the gas accretion rate, or combinations of both parameters. We evaluate the possibility that radio loudness is defined by these criteria using observational results on the fraction of radio-loud galaxies (f_{RL}) which is thought to increase with both, BH and stellar mass (Boroson 2002; Best et al. 2005; Metcalf et al. 2006).

We focus on $z \approx 0$ active galaxies (i.e. with Eddington ratios $\lambda \equiv L_{\text{BH}}/L_{\text{Edd}} > 0$), and separate them into samples of model radio-loud galaxies (MLR) selected using different upper limits in accretion rates and three normalized minimum BH spin values. We find that limits on Eddington ratios produce very similar fractions to what is obtained for the full AGN sample, mostly due to the lack of BHs with high λ values at low redshift. When considering thresholds on the BH spin alone, the fractions of MRL galaxies always increase with stellar mass. Similar behaviours are found for the dependence with BH mass. Our results indicate that the dependence of the fractions of MRL galaxies with BH and stellar mass are a qualitative match to the increasing trend showed by observational results when thresholds on the BH spin are applied. It should be taken into account that these measurements may be subject to observational biases. We also analysed a model characterised by random orientations of the accretion disc, and find that it fails to produce monotonically increasing fractions of MLR galaxies.

Acknowledgments. This work was supported by grants from Fondecyt and FONDAF Centro de Astrofísica, Chile, and from CONICET, Agencia Nacional de Promoción Científica Tecnológica and Universidad Nacional de la Plata, Argentina.

References

- Best, P.N., Kauffmann, G., Heckman, et al. 2005, MNRAS, 362, 25
 Blandford, R.D., & Znajek, R.L. 1977, MNRAS, 179, 433
 Boroson, T. 2002, ApJ, 565, 78
 King, A.R., Lubow, S.H., Ogilvie, G.I., & Pringle, J.E. 2005, MNRAS, 363, 49
 Lagos, C.P., Cora, S.A., & Padilla, N.D. 2008a, MNRAS, 388, 587
 Lagos, C.P., Padilla, N.D. & Cora, S.A. 2008b, MNRAS, submitted
 Metcalf, R.B., Magliocchetti, M. 2006, MNRAS, 365, 101
 Sikora, M., Stawarz, L., & Lasota J.P. 2007, ApJ, 658, 815,
 Springel, V. 2005, MNRAS, 364, 1105
 Volonteri, M., Sikora, M., Lasota, J.P. 2007, ApJ, 667, 704

PRESENTACIÓN ORAL

GEMINI-GMOS spectroscopy in the Antlia cluster

F. Faifer^{1,2}, A. Smith Castelli^{1,2}, L. P. Bassino^{1,2}, T. Richtler³, S. A. Cellone^{1,2}

(1) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas (FCAG, UNLP)*

(2) *Instituto de Astrofísica de La Plata (CCT La Plata, CONICET - UNLP) and CONICET, Argentina*

(3) *Universidad de Concepción, Chile*

Abstract. We present preliminary results of a spectroscopic study performed in the Antlia cluster through GEMINI-GMOS data. We derived new radial velocities that allow us to confirm the cluster membership of several new faint galaxies, as well as to identify very interesting background objects.

Resumen. Presentamos resultados preliminares de un estudio espectroscópico de la población de galaxias del cúmulo de Antlia, en base a datos obtenidos con GEMINI-GMOS. Hemos determinado nuevas velocidades radiales las cuales permiten confirmar la pertenencia al cúmulo de nuevas galaxias débiles, así como la identificación de objetos de fondo con características interesantes.

1. Introduction

The Antlia cluster is the nearest populous galaxy cluster after Fornax and Virgo ($d = 35.2$ Mpc, Dirsch et al. 2003). Ferguson & Sandage (1990, hereafter FS90) estimate the number of Antlia galaxies to be about 420, while its central galaxy density is claimed to be a factor 1.4 higher than in Fornax, and almost a factor of 2 higher than in Virgo.

Antlia exhibits a complex structure consisting of several subgroups, the most important ones being dominated by the giant ellipticals NGC 3258 and NGC 3268. X-ray studies found extended emission around both subgroups (Pedersen et al. 1997, Nakazawa et al. 2000), and our studies of the globular cluster systems around both dominant galaxies (Dirsch et al. 2003, Bassino et al. 2008) point to possible interaction processes between them. The overall structure suggests an ongoing merger of several subclusters and a considerable structural depth, and perhaps a connection with the Hydra-Centaurus supercluster (Hopp & Matérne 1985).

In spite of its proximity, high density and interesting substructure, the Antlia cluster had been scarcely investigated in the optical and spectroscopically until we started with our *Antlia Project*. Within this project, we are carrying out a photometric study of the galaxy population of this cluster (Smith Castelli et al. 2008a,b, Bassino et al. 2008) based on wide-field MOSAIC data from CTIO,

in C and T_1 (Washington photometric system), and VLT FORS1 images in V and I . Integrated magnitudes and colours have been obtained for almost 100 galaxies listed in the FS90 catalogue (Smith Castelli et al. 2008a). Early-type galaxies follow a tight T_1 versus $(C - T_1)$ colour-magnitude relation (CMR) ($\sigma_{(C-T_1)} \sim 0.07$ mag), that spans 9 mag in luminosity with no apparent change of slope. In addition, we have identified about 30 new dwarf galaxy candidates (ellipticals, spheroidals, irregulars) by means of morphology and color criteria, thus extending the FS90 photographic survey from $B_T \sim 18$ mag to a fainter magnitude limit $B_T = 22.6$ mag (Smith Castelli et al. in preparation).

In this contribution, we present preliminary results from a GEMINI-GMOS (semester 2008A) spectroscopic study of faint galaxies in the Antlia cluster. NED contains, within our central field, only 30 radial velocities of bright Antlia members. Thus, the immediate outcome of these data will be radial velocities for our target galaxies. Since these would be (excluding the bright galaxies) the second set of spectroscopic data for Antlia (the first one was obtained with MAGELLAN-IMACS, Smith Castelli et al. 2008a), they will primarily answer basic questions regarding galaxy membership versus background galaxies. The recently obtained radial velocities for several Antlia FS90 dwarfs as well as for new dwarf candidates have allowed us to extend the CMR defined by spectroscopically confirmed early-type members by 4 mag.

2. The data

We obtained multi-object spectra in three fields placed in the central region of Antlia. The fields were chosen so that they contained the largest number of galaxy candidates as possible (Fig. 1), with the candidates selected from the FS90 Antlia Group catalogue, and from previous morphological studies. We placed a mean of 20 slits on each field. Out of them, about 10 were used for galaxy candidates and templates (bonafide Antlia members), and we included more slits for ultra-compact dwarf (UCD) and globular cluster candidates located in the same fields.

The spectroscopic data were obtained in 2008 February 14 and March 15-16 with the Gemini Multi-Object Spectrograph (GMOS) mounted on the Gemini-South telescope (program ID: GS-2008A-Q-56, PI: T. Richtler). The B600_G5303 grating blazed at 5000 Å was used, with three different central wavelengths (5000, 5050 and 5100 Å) in order to fill in the CCD gaps. A slit width of 1 arcsec was used in average seeing of 0.5 - 0.6 arcsec. This configuration gives a wavelength coverage of 3500 - 7200 Å depending on the positions of the slits, and a resolution (fwhm) of ~ 4.6 Å. The total exposure time was 2 hours, comprising 3 exposures of 40 minutes each. Data reduction was performed in a standard manner using the GEMINI.GMOS package within the reduction software IRAF.

Radial velocities were measured by cross-correlation, using the FXCOR task within IRAF. FS90 galaxies with known redshift were used as templates. In the case of galaxies showing bright emission lines, the measurement of radial velocities was made by fitting these lines (Fig. 2).

3. Preliminary results

The main result is the determination of radial velocities for eight FS90 galaxies without previously known redshifts, and for five unclassified faint objects. These results let us extend the colour-magnitude relation presented by Smith Castelli et al. (2008a) by 4 magnitudes towards its faint end (Smith Castelli et al. in preparation, Smith Castelli et al. this Bulletin). Among the spectroscopic sample, we have also identified three objects that could be classified as blue compact dwarf (BCD) galaxies, one from the FS90 catalogue and two new ones. The new data increase the number of galaxies with radial velocity measurements in the central region of Antlia, from 31 (Smith Castelli et al. 2008a) to 43, thus representing a 38% increase. The mean velocity of the galaxies in the central field is 2662 km s^{-1} with $\sigma = 664 \text{ km s}^{-1}$. These values have to be compared with those determined by Hopp & Materne (1985) of 2718 km s^{-1} with $\sigma = 469 \text{ km s}^{-1}$. A more detailed analysis will be presented in a forthcoming paper.

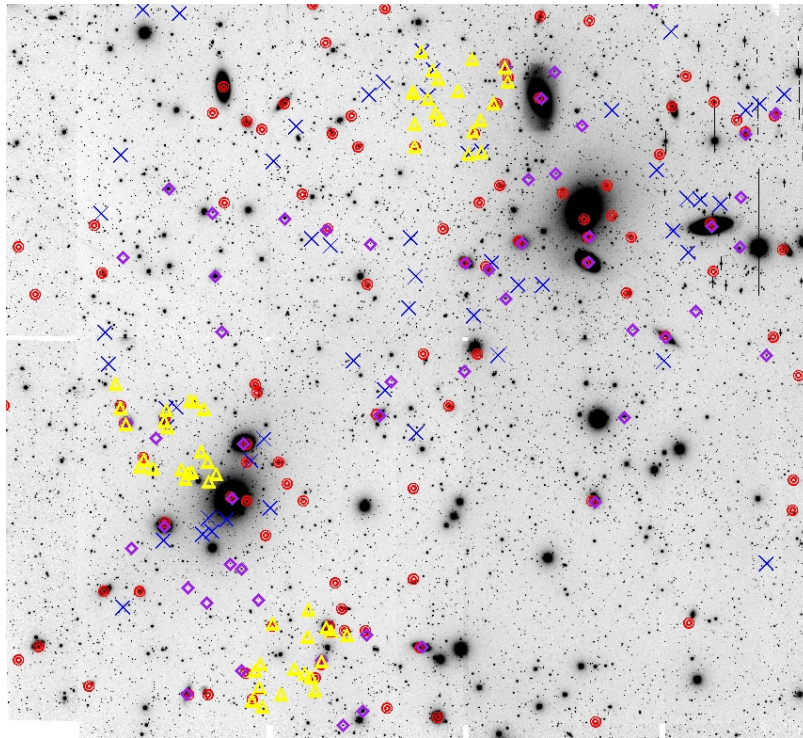


Figure 1. $C + R$ combined image of the central region of Antlia ($36 \times 36 \text{ arcmin}^2$). North is up and east to the left. We show the location of FS90 galaxies (circles), new dE and dSph galaxy candidates (crosses), MAGELLAN-IMACS targets (diamonds) and GEMINI-GMOS targets (triangles).

Acknowledgments. Based on observations obtained at the Gemini Observatory, which is operated by the AURA, Inc., under a cooperative agreement with the NSF on behalf of the Gemini partnership: the NSF (United States), the Science and Technology Facilities Council (United Kingdom), the National Research Council (Canada), CONICYT (Chile), the Australian Research Coun-

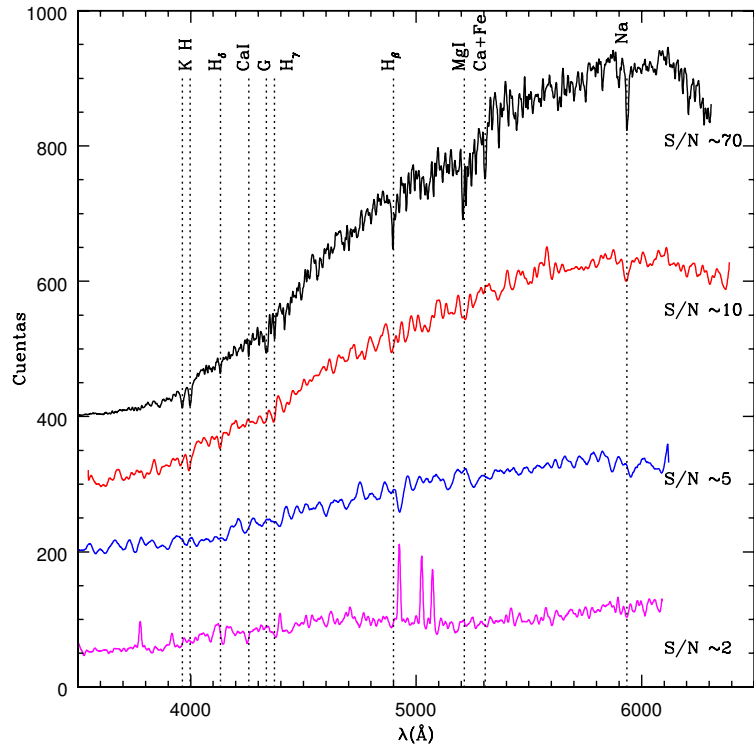


Figure 2. Examples of GEMINI-GMOS spectra with different signal-to-noise ratios. From top to bottom the spectra correspond to FS90 133, two newly identified Antlia members and FS90 137. The radial velocity of the very faint object (FS90 137) was obtained through the emission lines identified in its spectrum. The spectra are not flux calibrated and are arbitrarily displaced along the vertical direction for clarity.

cil (Australia), Ministério da Ciência e Tecnologia (Brazil) and SECYT (Argentina). This work was supported by grants from CONICET, ANPCyT and UNLP, Argentina.

References

- Bassino L. P., Richtler T., Dirsch B., 2008, *MNRAS*, 386, 1145
 Dirsch B., Richtler T., Bassino L. P., 2003, *A&A*, 408, 929
 Ferguson, H.C. & Sandage, A. 1990, *AJ*, 100, 1
 Hopp U., Materne J., 1985, *A&AS*, 61, 93
 Nakazawa, K, Makishima, K., Fukazawa, Y. & Tamura T. 2000, *PASJ*, 52, 623
 Pedersen, K., Yoshii, Y. & Sommer-Larsen, J. 1997, *ApJ*, 485, L17
 Smith Castelli, A., Bassino, L., Richtler, T., et al. 2008a, *MNRAS*, 386, 2311
 Smith Castelli A. V., Faifer F. R., Richtler T., Bassino L. P., 2008b, *MNRAS*, 391, 685

PRESENTACIÓN ORAL

Effects of environment on galaxies in clusters: ram pressure stripping

T. E. Tecce^{1,4}, S. A. Cora^{2,4}, P. B. Tissera^{1,4}, M. G. Abadi^{3,4}

(1) Instituto de Astronomía y Física del Espacio, CONICET, UBA

(2) Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, UNLP and
Instituto de Astrofísica de La Plata, CCT La Plata, CONICET, UNLP

(3) Observatorio Astronómico, UNC

(4) Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas

Abstract. Galaxies in clusters are subject to the pressure exerted by the intracluster medium on their interstellar material. Through this process, called “ram pressure stripping” (RPS), these galaxies may lose a significant fraction of their cold gas, affecting their star formation rates, colours and morphologies. Using a combination of non-radiative N -Body/SPH simulations of galaxy clusters and a semi-analytic model of galaxy formation that includes the RPS effect, we investigate its influence on the properties of galaxies in clusters of masses in the range $\sim 10^{14} - 10^{15} h^{-1} M_{\odot}$. We present results of the impact of RPS on the colour distribution and cold gas content. Lower mass galaxies are most affected, and the RPS effect is more important in the more massive clusters.

Resumen. Las galaxias en cúmulos están sujetas a la presión ejercida por el medio intracúmulo sobre el material interestelar de las mismas. Mediante este proceso, denominado “ram pressure stripping” (RPS), dichas galaxias pueden perder una fracción significativa de su gas frío, afectando sus tasas de formación estelar, colores y morfologías. Usando una combinación de simulaciones N -Body/SPH no radiativas de cúmulos de galaxias y un modelo semianalítico de formación de galaxias que incluye el efecto de RPS, investigamos la influencia de este efecto sobre las propiedades de galaxias en cúmulos de masas en el rango $\sim 10^{14} - 10^{15} h^{-1} M_{\odot}$. Presentamos resultados del impacto de este proceso físico en la distribución de colores y contenido de gas frío de las galaxias; las más afectadas son las de menor masa, y el efecto de RPS es más importante en los cúmulos más masivos.

1. Introduction

Comparison between field and cluster galaxies reveals the importance of environment on galaxy properties. The fraction of red, early-type galaxies is larger in clusters than in the field (Baldry et al. 2006) and cluster disc galaxies are gas deficient and with less star formation (SF) activity. Approximately 50% of Virgo cluster spirals have truncated $H\alpha$ discs and are deficient in HI (Koopmann

& Kenney 2004). This can be the result of mechanisms that suppress SF in high density environments, such as removal of the galactic hot gas halo after galaxy infall into the cluster (“strangulation”, Larson et al. 1980) or “ram pressure stripping” (RPS). The latter process removes the cold gas from the galactic disc as a consequence of the pressure exerted by the intracluster medium (ICM). Gunn & Gott (1972) proposed a simple criterion to estimate the effect of RPS, in which the disc gas is removed if the ICM pressure exceeds the gravitational restoring force, that is $\rho_{\text{ICM}} v^2 \geq 2\pi G \Sigma_{\text{disc}} \Sigma_{\text{cold}}$, where ρ_{ICM} is the ICM gas density, v the velocity of the galaxy relative to the ICM, and Σ_{disc} and Σ_{cold} are the disc and cold gas surface densities, respectively. N -Body/SPH simulations have shown that this formula gives a good description of the process and that the timescale for gas removal is $\sim 10^7$ yr (Abadi et al. 1999).

Semi-analytic models of galaxy formation (SA) include mergers and strangulation as standard elements, but the effect of RPS was included only in a couple of studies (Okamoto & Nagashima 2003; Lanzoni et al. 2005) where no significant influence of RPS was found on the galaxy properties analysed. These previous works use dark matter-only simulations, and the properties of the ICM and velocity distributions of galaxies are modelled using analytical approximations. Since the dynamics of the ICM may play an important role (Sunyaev et al. 2003), our objective is to implement a better model for RPS that takes into account the ICM dynamics through simulations that include gas physics.

2. Model

We use a hybrid numerical model which combines non-radiative N -Body/SPH simulations of clusters of galaxies with masses $\simeq 10^{14} - 10^{15} h^{-1} M_{\odot}$ (Dolag et al. 2005) with the SAG (acronym for ‘Semi-Analytic Galaxies’) model of galaxy formation that includes gas cooling, SF, and feedback from supernovae explosions and active galactic nuclei (Lagos et al. 2008). We implement in this model the effect of RPS, which leads to the version SAGRP. In addition, we use the gas particles of the underlying simulation to determine the kinematical and thermodynamical properties of the ICM, this being an advantage over previous implementations.

In order to include the RPS effect we find all the gas particles within a sphere of radius $2.5 R_{\text{vir}}$ around the position of each satellite galaxy. If less than $N_{\text{min}} = 32$ particles are found, the closest N_{min} neighbours are taken instead. Once all neighbouring particles are found, the higher density particles (corresponding to gas bound to substructures) are filtered out via an iterative procedure until the median density converges, thus obtaining a smooth ICM density distribution. The velocity of the galaxy relative to the mean motion of the remaining particles is then determined. The cold gas of the galaxy is assumed to form an exponential disc with a scale radius R_{d} given by the model of Mo, Mao & White (1998). As the galaxy moves through the ICM, all gas beyond a stripping radius

$$R_{\text{strip}}/R_{\text{d}} = -\ln \left[\left(\frac{\rho_{\text{ICM}} v^2 \cos^2 i}{2\pi G \Sigma_{0,\text{disc}} \Sigma_{0,\text{gas}}} \right)^{1/2} \right] \quad (1)$$

is blown away into the ICM as a result of RPS effect. This stripped gas becomes available to the central cluster galaxy for cooling. The surface densities $\Sigma_{0,\text{disc}}$

and $\Sigma_{0,\text{gas}}$ refer to central values. The factor $\cos^2 i$ is included to take into account the inclination of the disc relative to its motion. We assume a single instantaneous stripping event, after which the remaining cold gas (if any) forms a truncated disc with the same R_d as before but sharply truncated at R_{strip} . If the galaxy then moves into a region of lower RP (larger R_{strip}), no gas is lost in that step.

3. Results

In a previous work (Tecce et al. 2007) we have shown that the SF for cluster satellite galaxies is suppressed in models with and without RPS, but in the model that includes RPS the SF is more strongly quenched because not only the hot gas halo but also the cold star forming gas of the disc is removed. This effect is especially important for the less massive satellite galaxies. In Figure 1, we plot the colour-magnitude diagram obtained for galaxies in a simulated $10^{15} h^{-1} M_\odot$ cluster in the SAG model (left) and in the SAGRP model (right). The dashed line separates the red and blue sequences (Weinmann et al. 2006). In the massive cluster, where the mean RP on the satellite galaxies (determined from our simulations) is $\sim 10^{-11} \text{ dyn cm}^{-2}$ at $z = 0$, the RPS is extremely efficient at removing cold gas from the fainter galaxies, which passively evolve to the red sequence because of the lack of further SF activity. In the $10^{14} h^{-1} M_\odot$ clusters, where the mean values of RP are one order of magnitude lower ($\sim 10^{-12} \text{ dyn cm}^{-2}$), no significant effect is produced on galaxy colours.

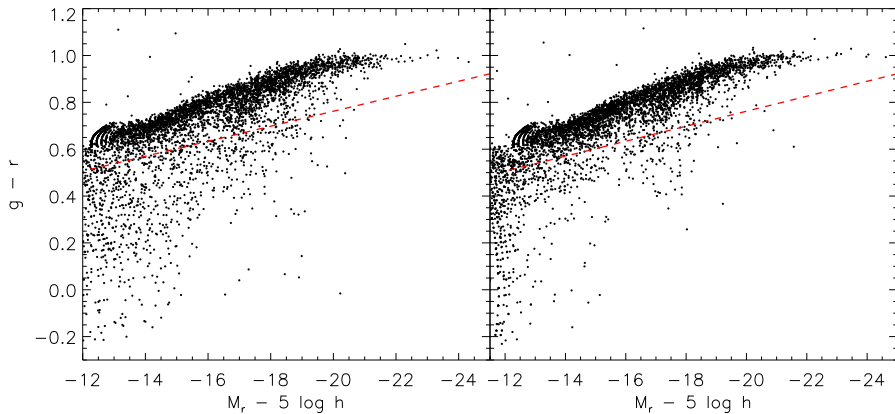


Figure 1. Colour-magnitude diagrams for galaxies in a simulated $10^{15} h^{-1} M_\odot$ cluster in the SAG model (left) and in the SAGRP model (right).

The top left panel of Figure 2 shows the fraction of cluster galaxies with no cold gas left at $z = 0$, as a function of their distance to the cluster centre. We can also appreciate the dependence of the influence of RP with cluster mass. In the more massive cluster (thick solid line), most galaxies are fully stripped of gas, whereas the effect is less pronounced in the smaller cluster (thick dashed line). The bottom left panel of Figure 2 shows the mean gas fraction in cluster galaxies that retain some gas, clearly indicating a larger effect of RPS in the more

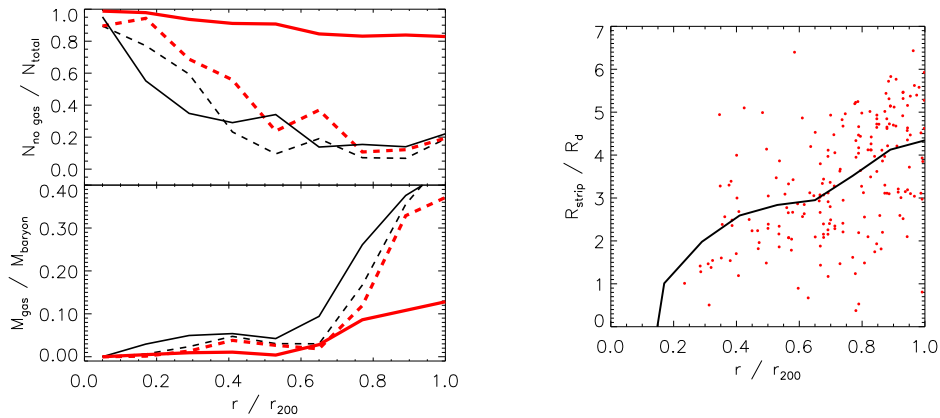


Figure 2. *Left:* Fraction of cluster galaxies without any gas (top) and mean gas mass fraction of the galaxies that keep some cold gas (bottom) as function of their distance to the cluster centre. Solid lines and dashed lines represent $10^{15} h^{-1} M_{\odot}$ and $10^{14} h^{-1} M_{\odot}$ clusters, respectively; thin lines correspond to the SAG model and thick lines denote results from the SAGRP model. *Right:* Values of R_{strip}/R_d in the SAGRP model for galaxies in a $10^{14} h^{-1} M_{\odot}$ cluster as a function of distance to the centre. The solid line shows the mean value in bins of $0.1 R_{\text{strip}}/R_d$.

massive cluster. The mean ratio R_{strip}/R_d decreases towards the cluster centre as shown in the right panel of Figure 2 for the $10^{14} h^{-1} M_{\odot}$ cluster, indicating that galaxies in smaller clusters keep more gas but within truncated discs.

Acknowledgments. We thank the anonymous referee for useful comments and suggestions. This work was supported by grants from CONICET, ANPCyT and Universidad Nacional de La Plata, Argentina.

References

- Abadi, M.G., Moore, B. & Bower, R.G. 1999, MNRAS, 308, 947
 Baldry, I.K., Balogh, M.L., Bower, R.G., et al. 2006, MNRAS, 373, 469
 Dolag, K., Vazza, F., Brunetti, G., & Tormen, G. 2005, MNRAS, 364, 753
 Gunn, J.E. & Gott, J.R. 1972, ApJ, 176, 1
 Koopmann, R.A. & Kenney, J.D.P. 2004, ApJ, 613, 866
 Lagos, C., Cora, S.A., & Padilla, N.D. 2008, MNRAS, 388, 587
 Lanzoni, B., Guiderdoni, B., Mamon, G.A., et al. 2005, MNRAS, 361, 369
 Larson, R.B., Tinsley, B.M., & Caldwell, C.N. 1980, ApJ, 237, 692
 Mo, H.J., Mao, S., & White, S.D.M. 1998, MNRAS, 295, 319
 Okamoto, T. & Nagashima, M. 2003, ApJ, 587, 500
 Sunyaev, R.A., Norman, M.L., & Bryan, G.L. 2003, Astronomy Letters, 29, 783
 Tecce, T.E., Cora, S.A., Abadi, M.G., & Tissera, P.B. 2007, BAAA, 50, 279
 Weinmann, S.M., van den Bosch, F.C., Yang, X., & Mo H.J. 2006, MNRAS, 366, 2

PRESENTACIÓN MURAL

Alabeos en los Discos de Galaxias

M.P. Agüero¹, R.J. Díaz^{2,3}

- (1) *Observatorio Astronómico de Córdoba (OAC)*
- (2) *Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO)*
- (3) *Observatorio Gemini, Chile*

Abstract. Perturbations to the axisymmetric potential can be present in the galactic discs, such as warps. In this work, we generate simple models of discs with this perturbation in order to analyze the effect of warps on the rotation curve, and their influence on the mass determination. We study two different kinds of warps, one occurs in the external region of the galaxies, the other is present over the entire disk. In the first case, the perturbation produce a velocity growth in the external region of the apparent rotation curve, which could be erroneously interpreted as the presence of a dark matter halo. In the global warp, the rotation curve is perturbed mainly in the middle region of the disk.

Resumen. Los discos galácticos pueden presentar perturbaciones a la distribución axisimétrica del gas y las estrellas. Una de ellas es el alabeo del disco. En este trabajo generamos modelos simples de discos con esta perturbación a fin de analizar el efecto de los alabeos en la curva de rotación y su influencia en las determinaciones de masa. Estudiamos el efecto de dos tipos de alabeos, aquel que se presenta sólo en los radios externos de las galaxias y aquellos que se manifiestan a lo largo de todo el disco. En el caso de un alabeo global, la curva de rotación se ve afectada principalmente en la región media del disco. En el caso de un alabeo externo, el alabeo produce una pendiente positiva en las zonas externas de la curva de rotación aparente que puede ser mal interpretada como la presencia de un halo de materia oscura.

1. Introducción

Los discos galácticos pueden presentar perturbaciones a la distribución axisimétrica del gas y las estrellas. Una de ellas es el apartamiento de las órbitas galácticas respecto al plano ecuatorial de la galaxia, llamada alabeo. Podemos distinguir dos tipos generales de alabeos. Uno de ellos se presenta en gran parte del disco y afecta tanto la dinámica de las estrellas como la del gas; el cual es detectado mayormente por su efecto en el campo de velocidades. El otro tipo de alabeo afecta principalmente al gas en las regiones externas; si bien en el óptico los discos de galaxias son marcadamente finos y planos, el disco de HI, que generalmente es más extendido, muestra frecuentemente esta desviación del plano ecuatorial. Por ejemplo, las tres galaxias espirales del grupo local presen-

tan alabeos en las partes externas de sus discos. Esta perturbación afecta las velocidades radiales observadas. Por lo tanto, debe tenerse en cuenta en los estudios cinemáticos y es importante cuantificar sus efectos en las determinaciones de las distribuciones de masa.

2. Modelo de Anillos Inclínados

Rogstad et al. (1974) propusieron, para explicar el campo de velocidades observado de M83, un modelo de anillos concéntricos que se apartaban progresivamente del plano ecuatorial central cambiando la inclinación y ángulo de posición de cada anillo al aumentar la distancia radial (Figura 1 *Izq.*). Este modelo ha sido ampliamente utilizado para modelar campos de velocidades con este tipo de estructura (e.g. Corbelli & Schneider 1996, Jozsa et al. 2007)

Es de gran interés determinar el efecto neto de un alabeo sobre el campo de velocidades, para ello generamos dos campos con la misma curva de rotación, uno con alabeo (Figura 2 *Izq.*) y otro sin perturbar. El residuo obtenido al restar ambos campos se muestra en la Figura 1 (*Derecha*). El patrón del alabeo en el campo residual es muy característico y no puede ser reproducido al cambiar los parámetros de ajuste del diagrama araña para eliminar los residuos.

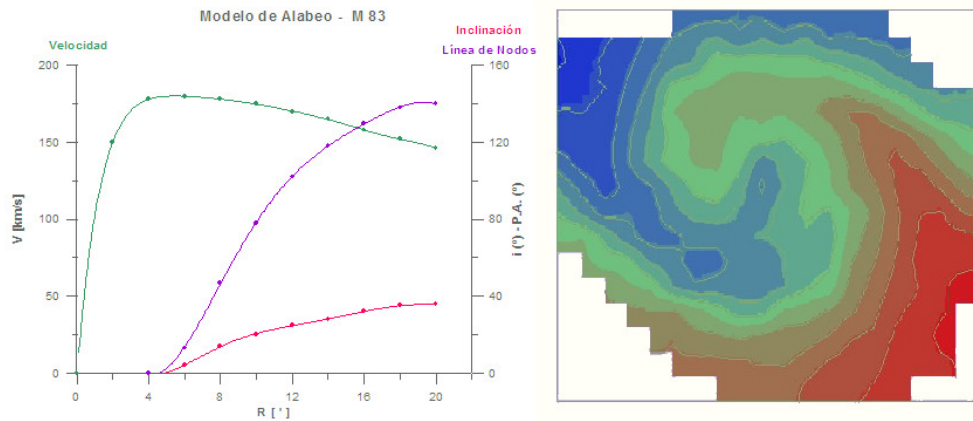


Figura 1. *Izquierda*: Variación de los parámetros del modelo de alabeo para M83 (Rogstad et al. 1974). *Derecha*: Campo residual obtenido al sustraer el campo de velocidades modelo (parámetros de alabeo de la izquierda), y un campo sin perturbación con la misma velocidad circular.

En los estudios cinemáticos, la técnica de ranura larga es ampliamente usada. Por ello hemos determinado el efecto del alabeo del disco en la determinación de las velocidades circulares con esta técnica a lo largo del eje mayor cinemático. Para ello, realizamos extracciones en el campo modelo a lo largo de dos ángulos de posición dado que la región interna tiene una geometría diferente de la región externa producto del alabeo (Figura 2 *Der.*). Por ello, realizamos las extracciones en las dos posiciones extremas, en el ángulo del eje mayor central ($PA=90^\circ$) y externo ($PA=60^\circ$). En ambos casos se adoptó la inclinación del disco central de 24° , pero debemos tener en cuenta que si determinamos la inclinación en los radios externos, será de 54° , según valores de la Figura 1 (*Izquierda*). Podemos

observar que las velocidades determinadas en todos los casos no reproducen la curva de rotación real. Dependiendo del valor de inclinación adoptado, podemos subestimar o sobreestimar las velocidades y por tanto las masas inferidas. Consecuentemente, es crucial utilizar técnicas de reducción que permitan la variación de los parámetros geométricos a ajustar (e.g. ADHOC (Boulesteix, J. 1993), TiRiFiC (Jozsa et al 2007)).

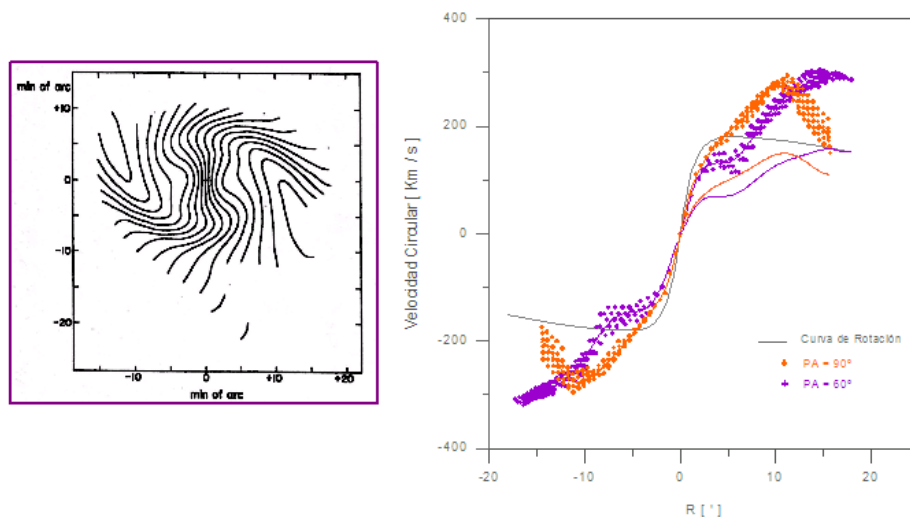


Figura 2. *Izquierda:* Campo de Velocidades modelo de M83 (Rogstad et al. 1974). *Derecha:* Curva de rotación del campo modelo (gris) y las extraídas a lo largo del eje mayor interno (naranja) y externo (violeta), con $i=24^\circ$ (órbitas internas). Las líneas delgadas corresponden a $i=54^\circ$ (órbitas exteriores).

3. Alabeos Externos

Hemos confeccionado un modelo simple de un disco con alabeo en los radios externos con el fin de analizar su efecto en la curva de rotación. El modelo consistió en generar un alabeo fijo, es decir, sin precesión de la línea de los nodos, por simplicidad. Se generó una malla de puntos con una separación de 1.25 Kpc sobre cada anillo de radio fijo. A cada punto se le asignó la velocidad circular correspondiente a la curva de rotación de la Figura 3, generada a partir de un potencial esférico de Miyamoto-Nagai ($M_{total} = 1.8 \times 10^{10} M_\odot$; $a = 1.5$ Kpc; $b = 0.3$ Kpc). Se realizaron las proyecciones geométricas de los vectores velocidad de cada punto de acuerdo a la orientación del disco respecto a la línea de la visual. Se consideraron los casos extremos de $i=90^\circ$ y 20° , así como tres orientaciones del alabeo, con el mayor apartamiento a 90° , hacia el frente ($PA_{alabeo}=0^\circ$) y el caso intermedio de $i=45^\circ$.

En el caso que la galaxia se encuentre de canto, la presencia del alabeo sólo producirá un corte prematuro de la presencia del disco de gas sobre el eje mayor: la desviación de las órbitas del plano de la galaxia, dejará fuera del eje mayor cinemático la emisión de la región alabeada. A menor inclinación, mayor será

la superposición de las órbitas que están fuera del plano galáctico sobre el eje mayor y, por tanto, mayor el efecto del alabeo en la curva de rotación. En la Figura 3 se presentan las curvas de rotación obtenidas para el caso de $i = 20^\circ$ y las tres posiciones del alabeo. Puede observarse que las velocidades aumentan con el radio en la región perturbada simulando la presencia de una componente masiva extendida. El hecho de haber considerado fijo el ángulo del eje mayor, no afecta mayormente los resultados ya que al considerar alabeos con diferentes ángulos de posición, el efecto observado es muy similar.

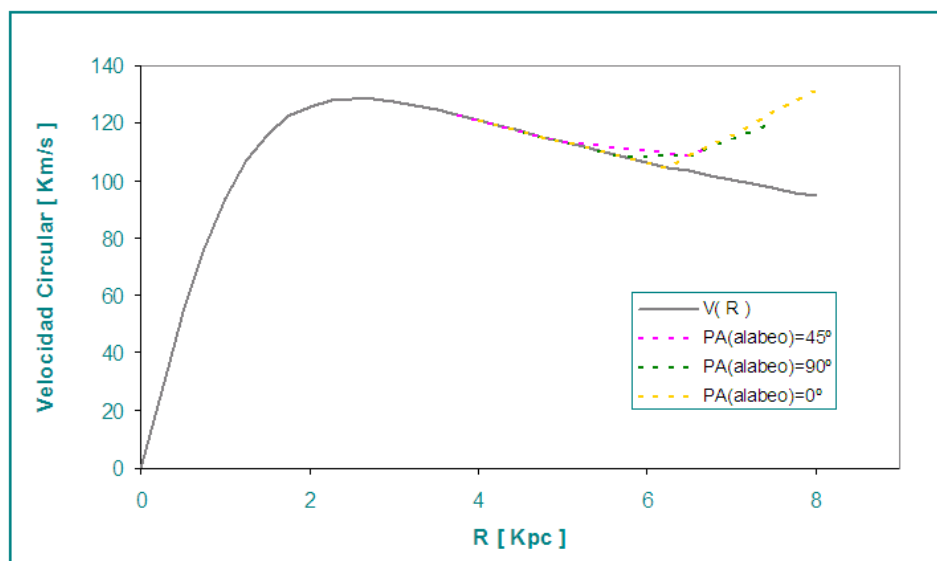


Figura 3. Curva de Rotación del disco (línea continua) y extracciones sobre el eje mayor para tres orientaciones del alabeo (líneas a trazos).

4. Conclusiones

Dado que los alabeos son perturbaciones frecuentes en los discos de galaxias, es importante tener en cuenta su efecto en la cinemática y las consecuentes determinaciones de masa en las galaxias espirales. En el caso de los alabeos globales, la curva de rotación determinada puede resultar mayor, menor, creciente o decreciente, dependiendo de los parámetros geométricos fijos adoptados. En el caso de los alabeos externos, el efecto es modificar la pendiente externa de la curva de rotación aparente simulando la presencia de una componente externa masiva.

Referencias

- Boulesteix, J. 1993, ADHOC Reference Manual (Marseille: Pub. Obs. Marseille)
 Corbelli, E. & Schneider, S.E. 1997, ApJ, 479, 244
 Józsa G.I.G., Kenn F., Klein U., Oosterloo T.A. 2007, A&A, 468, 731
 Rogstad, D., Lockart, I. & Wright, M. 1974, AJ, 193, 309

PRESENTACIÓN MURAL

Mergers and metallicity in high stellar mass Galaxies

M. Sol Alonso^{1,2}, Diego G. Lambas^{2,3}, Leo Michel-Dansac^{2,3}

(1) Complejo Astronómico el Leoncito (CASLEO)

(2) Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas (CONICET)

(3) Instituto de Astronomía Teórica y Experimental (IATE)

Abstract.

We analyse high resolution B band images of high stellar mass galaxies from the Millennium Galaxy Catalogue (MGC) and spectroscopic and photometric properties of their counterparts in the Sloan Digital Sky Survey (SDSS). We explore the relation between morphology and oxygen abundance, taken from Tremonti et al. We find that as metallicity decreases the fraction of highly disturbed galaxies, characteristics of a merger remnant steadily increases. In addition, at low O/H values the star formation rate parameter SFR/M_* and the indicator of the stellar age Dn_{4000} show that those galaxies exhibiting signs of a merger event have been more actively forming stars in recent times. These result can be interpreted in terms of star formation induced by low metallicity gas inflow from the external regions of galaxies generated by the recent merger event seen in the morphological appearance of these objects.

Resumen.

Analizamos imágenes de alta resolución en la banda B de galaxias con alta masa estelar a partir del Millennium Galaxy Catalogue (MGC) y su contrapartida espectroscópica y fotométrica en el Sloan Digital Sky Survey (SDSS). Exploramos la relación entre la morfología y la abundancia del oxígeno, tomado a partir de Tremonti et al. Encontramos que a medida que la metalicidad disminuye, la fracción de galaxias con morfologías distorsionadas, características de remanentes de fusiones aumenta. Además, a bajos valores de O/H el parámetro de tasa de formación estelar SFR/M_* y el indicador de la edad estelar Dn_{4000} muestran que las galaxias que exhiben signos de eventos de fusiones son activamente formadoras de estrellas. Estos resultados pueden ser interpretados en términos de formación estelar inducida por caídas de gas de baja metalicidad a partir de las regiones externas de las galaxias generadas por recientes eventos de fusiones observados en la morfología de estos objetos.

1. Introduction

Galaxy interactions and mergers can be considered as one of the main mechanism by which galaxies undertake fundamental changes in morphology, stellar

population content, and an efficient triggering of star formation activity (e.g. Donzelly & Pastoriza 2000; Lambas et al. 2003; Alonso et al. 2006). In particular, galaxies with a high stellar mass content are believed to have accreted a large fraction of their mass by means of mergers, within the current cosmological paradigm.

The chemical features observed in galaxies can store fossil records of their history of formation (Freeman & Bland Hawthord 2003), and, in addition, the metallicity of a galaxy is expected to depend strongly on its evolutionary state, namely, how much of its gas has been turned into stars.

The relation between interactions/mergers and chemical properties have been studied by different authors (e.g. Kewley et al. 2006). The presence of a close companion can induce gas inflows that may lower the metallicity in the central regions of galaxies (Kewley et al 2006; Michel-Dansac et al. 2008).

Recently, Michel-Dansac et al. (2008) have studied the mass-metallicity relation (MZR) of galaxies in close pairs (morphologically classified according to the strength of the interaction signs) and in isolation taken from the SDSS-DR4, founding that only for pairs showing signs of strong interactions, the mass-metallicity relation differs significantly from that of galaxies in isolation.

In this work we analyse high resolution B band images of high mass ($10 < \log M_* < 10.8$) galaxies from the Millennium Galaxy Catalogue (MGC, Driver et al. 2005). We classify the sample into merger and undisturbed galaxies and we explore statistically, the effects of recent merger events on oxygen abundance and star formation and age population parameters derived from SDSS.

2. Data and Analysis

Our data consist in galaxies from the MGC which have been observed in SDSS DR4. Our sample was restricted to high stellar mass in the range $10 < \log M_* < 10.8$. Also, we have used the SDSS data to analyse the local galaxy environment of the MGC data using the Σ_5 density parameter, derived from the projected distance to the fifth nearest neighbour brighter than $M_r = -19.5$ and within 1000km/s.

We have cross-correlated the SDSS-DR4 value added catalog with the MGC catalog in order to jointly use the well resolved MGC images and the SDSS spectroscopic information. We impose a redshift cutoff at $z < 0.1$ to assure completeness in both SDSS and MGC data, as well as deal with sufficiently high angular resolution in our sample of high stellar mass galaxies. Our final sample comprises 221 high stellar mass galaxies.

2.1. Visual classification of galaxies

For each galaxy in our sample we have conducted a systematic morphological analysis by visual inspection of MGC images and by studying the luminosity contours obtained with IRAF routines applied to the reduced images provided in the catalogue. Galaxies with the clear presence of strong substructure are classified as mergers, while objects with smooth luminosity contours are classified as undisturbed. We have also made use of SDSS data to analyse the very local environment, in some cases uncovered in MGC due to the reduced field.

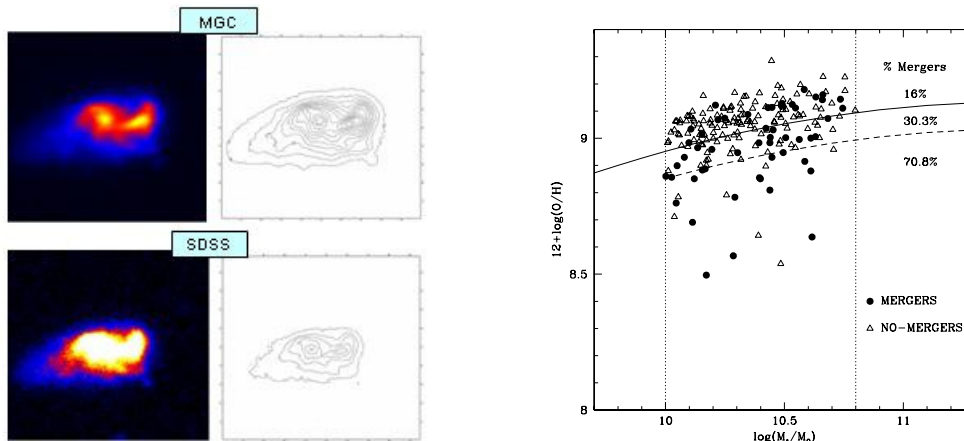


Figure 1. *Left:* Images and surface brightness contours of typical massive galaxies in both MGC and SDSS catalogs. *Right:* Distribution of $12 + \log(O/H)$ and $\log(M_*/M_{\odot})$ values in high stellar mass galaxies. Circles represent mergers and triangles correspond to unperturbed galaxies.

In order to assess the advantage of using MGC images for the present analysis we compare in Fig.1 (left) MGC and g -band SDSS images for a sample of merger galaxies where it is apparent the higher reliability in assigning a disturbed morphology in the higher quality MGC data. It is clear that several cases would not be classified as a merger in SDSS, so that the improvement by using MGC data is evident.

2.2. Metallicity and star formation activity

We have analysed the metallicities and stellar masses M_* for the galaxies in our sample of high mass MGC/SDSS galaxies. We show the MZR of these galaxies in Fig.1(right). We have defined three regions with low, medium and high metallicity according to a threshold that takes into account the mean trend of metallicity and mass as given by Tremonti et al. (2004) ($(12 + \log(O/H)) = -1.492 + 1.847(\log M_*) - 0.08026(\log M_*)^2$) with a shift by -0.1 ($(12 + \log(O/H)) = (-1.492 + 1.847(\log M_*) - 0.08026(\log M_*)^2) - 0.1$). As showing in Fig.1 (right), the fraction of merger galaxies is statistically significantly different in the three metallicity bins. The tendency of increasing relative number of merger galaxies with decreasing metallicity.

We have analysed the Dn_{4000} population age indicator and the stellar mass normalized star formation rate SFR/M_* in the 3 gas-phase oxygen abundance ranges. The results are shown in Fig.2 where it can be appreciated that intermediate and low O/H values objects, that is where the merger population is important, have a substantially younger stellar populations and a higher star formation rate than their undisturbed counterparts. Thus, our morphological analysis reveals that low metallicity in high stellar mass galaxies is strongly correlated with recent mergers.

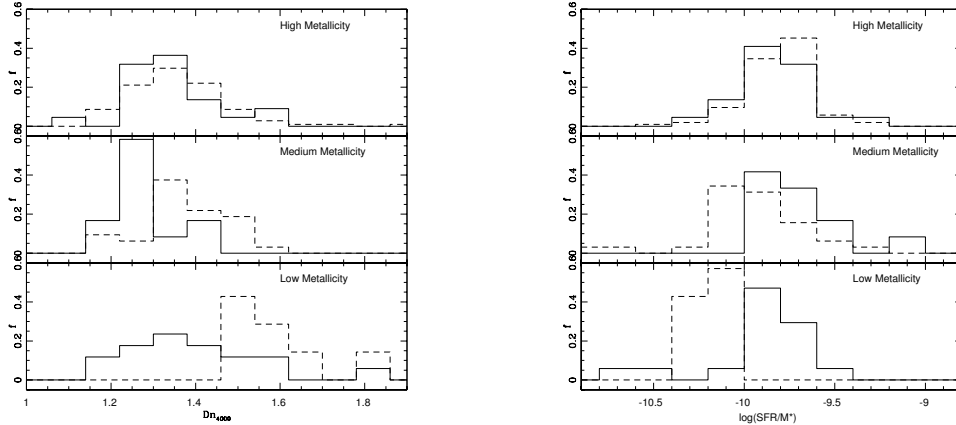


Figure 2. Dn_{4000} and SFR/M_* for mergers (solid) and undisturbed galaxies (dashed) in the three adopted metallicity ranges.

3. Conclusions

Since most star forming galaxies have a large gas reservoir in the external parts with less metallicity content than the central interstellar gas, the strong interaction with an ongoing merging system may generate an important flow of low metallicity gas onto the center. This inflow will concentrate material and trigger star formation once it has cooled and reached a critical density threshold (Kewley et al 2006).

The principal conclusions can be summarized: there is a steadily increasing fraction of morphological disturbed galaxies, characteristic of a merger event, as less metallicity is considered. The three metallicity bins have 15%, 30% and 70% of merger galaxies. Moreover, the distributions of Dn_{4000} and SFR/M_* parameters in these metallicity bins are similar for morphologically disturbed galaxies, consistent with a moderately high star formation activity. On the contrary, morphologically undisturbed galaxies show a steadily declining star formation activity for lower oxygen abundance. This reflects the fact that galaxies without a strong perturbation have a tight correlation between metallicity and SFR. For galaxies ongoing a merger event, SFR is enhanced regardless a high or low metallicity. This is a clear sign of the effect of low metallicity gas inflow from the external regions.

References

- Alonso M. S., Lambas D. G., Tissera P., Coldwell G., 2006, MNRAS, 367, 1029
 Driver S.P., Liske J., Cross N.J., De Propris R., Allen P. D. 2005, MNRAS, 360, 81
 Freeman K., & Bland-Hawthorn J. 2002, ARA&A, 40, 487
 Kewley L. J., Geller M. J., & Barton E. J. 2006, AJ, 131, 2004
 Lambas D. G., Tissera P. B., Alonso M. S., & Coldwell G. 2003, MNRAS, 346, 1189
 Michel-Dansac L., Lambas D. G., Alonso M. S., & Tissera P. 2008, MNRAS, 386, L82
 Tremonti C. A. et al. 2004, ApJ, 613, 898

PRESENTACIÓN MURAL

The environment of long gamma-ray burst host galaxies

N. E. Chisari¹, M. Mayochi², L. J. Pellizza¹

(1) *Instituto de Astronomía y Física del Espacio, CONICET/UBA*

(2) *Dpto. de Física, Facultad de Ciencias Exactas y Naturales, UBA*

Abstract. The study of the properties of long gamma-ray burst host galaxies and their environment could shed light onto the problem of the nature of the stellar progenitors of these high-energy phenomena. In this paper we present preliminary results of an investigation of the host environment of 8 long gamma-ray bursts, that suggest that these phenomena occur in field galaxies.

Resumen.

La investigación de las propiedades de las galaxias huésped de explosiones largas de rayos gamma y de su entorno, puede ayudar a resolver el problema de la naturaleza de las estrellas progenitoras de estos fenómenos de alta energía. En este artículo presentamos resultados preliminares de una investigación del entorno de las galaxias huésped de 8 estallidos largos de rayos gamma, que sugieren que estos fenómenos ocurren en galaxias de campo.

1. Introduction

Long gamma-ray bursts (LGRBs) are high-energy radiation pulses lasting more than 2 s, observed approximately once a day at random directions in the sky. Current models suggest that these phenomena are produced during the collapse of massive stars, due to the accretion of part of the envelope by the recently formed black hole (e.g. Fryer et al. 1999; Yoon et al. 2006). However, the detailed properties of these stars (such as mass, metallicity or rotation velocity) are still a matter of discussion. To study them, it is useful to investigate the stellar populations of the galaxies where LGRBs occur (host galaxies, HGs; e.g. Le Floc'h et al. 2003; Pellizza et al. 2006). The determination of the local density of galaxies around the HGs, given its influence on star formation, could also provide us with clues about the nature of the LGRB progenitors. Although some previous works suggested that HGs might be field galaxies (Bornancini et al. 2004), and that a high fraction of them could belong to interacting systems (Wainwright et al. 2007), the local galaxy density around HGs is still a matter of debate.

The current galaxy sample of HGs comprises only 46 objects (Savaglio et al. 2008) with rather inhomogeneous data. Any effort to enlarge it would be useful to increase our knowledge of these objects. Detection of HGs is fundamentally based on the precise positioning of the burst by high energy observatories, and

on very deep observations at longer wavelengths (optical and IR). Satellite positioning of GRBs have attained great precision since the launch of *Swift* in late 2004. The uncertainties were reduced to typical sizes of $3''$. On the other hand, detailed observations in optical and IR require working with large telescopes (8m-class), for objects are very faint to be studied in detail with smaller instruments. In this work, we present some preliminary results of a search of HGs based in the combination of *Swift* data and optical images, and aimed at characterizing the local galaxy environment of the HGs.

2. Observations

In order to obtain a sample of HGs suitable for our analysis, we used public deep VLT observations of HGs from the European Southern Observatory database. For our first analysis, we took a homogeneous set of 8 GRB fields imaged in 2006 (ESO program 78.A-0359) with VLT Focal Reducer and Spectrograph (FORS 1). Ten 5-minute images of each field, $\sim 5' \times 5'$ in size, were available. Reduction was made using IRAF with our own scripts to remove overscan and bias, flat field and illumination gradients. Astrometry of the final images was performed against USNO B1.0 catalog, reaching uncertainties $< 0.25''$ in each coordinate. Galaxies were detected in 5 of the 8 fields observed. Candidate HGs for one of them (GRB 050822) are shown in Fig. 2 (left panel). Two objects, denoted S1 and S2, were found within the uncertainty circle. Their estimated magnitudes are $R_{S1} \sim 24.5$ and $R_{S2} \sim 24.2$, respectively.

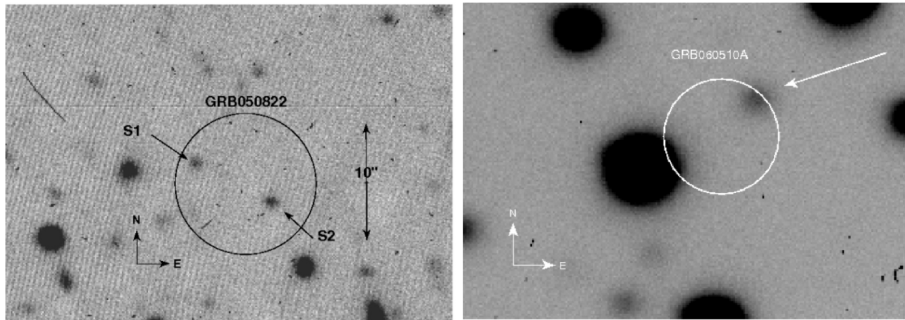


Figure 1. *Left:* VLT FORS1 image of the field of GRB 050822. *Right:* The field of GRB 060510A, imaged with the 2.15 m telescope at CASLEO.

Failed detections, with the consequent waste of 8m-class telescope time, could be avoided if a preliminary estimate of the HG magnitude were available. For that reason, we started an observation program at the 2.15 m telescope of the Complejo Astronómico el Leoncito (CASLEO) in Argentina, aimed at detecting LGRB HGs and obtaining a rough estimate of (or upper limits for) their magnitudes. This would allow us to optimize the detailed observations at 8m-class telescopes needed to investigate these objects. The smaller collecting area of this telescope is largely compensated by the much more observing time available, and the presence of the observer at the telescope. Our first useful observations of this program were made in 2007, demonstrating the feasibility of the method. Fig. 2 (right panel) shows a candidate HG for GRB 060510A, with a magni-

tude $R \sim 19.3$. At present, we are preparing proposals for VLT and Gemini to observe in detail the HGs detected.

3. HG environment

Galaxies in the final images of each of the 8 GRB fields were extracted using SExtractor (Bertin & Arnouts 1996). We established a minimum of 10 connected pixels above threshold and a stellarity index $CLASS_STAR < 0.8$ for a source to be considered a galaxy. Sources near the boundaries of the images were discarded.

The projected galaxy density in the surroundings of an HG can be estimated by means of the two-point correlation function, normalized to a uniform random distribution. Following Landy & Szalay (1993) we take, as an estimate of the two-point correlation function of galaxies

$$\omega(\theta) = \frac{DD(\theta)}{DR(\theta)} - 1, \quad (1)$$

where $DD(\theta)$ is the number of galaxies in our image that lie within a ring of inner radius θ and width $d\theta$, θ being measured from the LGRB coordinates given by *Swift* X-Ray Telescope. $DR(\theta)$ is the number of galaxies that lie in that same ring, in a random sample with the same number of galaxies than the image, whose positions are sampled numerically from a two-dimensional uniform distribution.

We used a set of 50 equally spaced rings with equal width $d\theta = 20''$, that cover the whole range of distances from the LGRB coordinates to the farthest galaxy extracted. This width helped reducing fluctuations in the source count, since some images contained no more than 200 galaxies.

The random distribution was created so that the farthest random galaxy from the HG were located at the same distance to the farthest galaxy of the actual sample. To guarantee that $\omega(\theta)$ does not depend strongly on the random distribution generated in each case, we averaged $DR(\theta)$ over 1000 random distributions before computing $\omega(\theta)$.

In 2 we show the two-point correlation function for GRB 050822. Consistently with equation 1, positive deviations from zero indicate that the burst has occurred in an overdense region, while negative deviations indicate the contrary. From our results, the HG corresponding to GRB 050822 is located in an environment where the local density of galaxies does not differ from that of random samples. The same result was obtained for the other 7 GRBs, in agreement with the results of Bornancini et al. (2004).

4. Conclusions

We have found, by analyzing deep FORS1 VLT images, possible HGs in 5 out of 8 GRB fields. Further observations (e.g., spectra and photometry in other bands), are necessary to have a thorough understanding of these objects. The lack of differences in the concentration of galaxies around the host with respect to a random sample, suggests that they are located in a field region with no signature

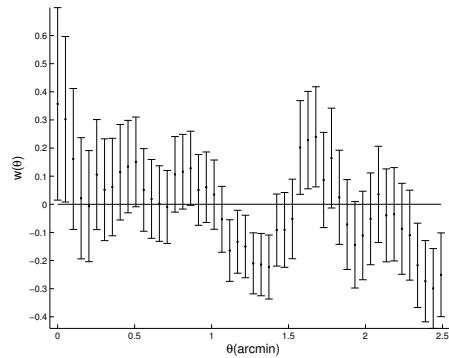


Figure 2. Two-point correlation function for the field of GRB 050822.

of over or underdensities. At present, a larger sample from the ESO database is being analyzed to confirm this result, and to search for any correlation between the HG environment and the LGRB properties.

Also, our results show that it is possible to use 2m-class telescopes to detect HGs and estimate their magnitudes. With this information, data acquisition at larger instruments can be optimized, aiming at gathering a large sample of HGs from which to draw statistically meaningful conclusions on the LGRB progenitors. Future observations are planned both at CASLEO and at larger telescopes (VLT, Gemini), to continue with our project.

Acknowledgments. LJP acknowledges financial support from Argentinean ANPCyT, through grant PICT 2006-02015.

References

- Bertin, E. & Arnouts, S., 1996, *A&ASupplement*, 117, 393.
 Bornancini, C. G., Martínez, H. J., Lambas, D. G., et al. 2004, *ApJ*, 614, 84.
 Fryer, C. L., Woosley, S. E., Hartmann, D. H., et al. 1999, *ApJ*, 526, 152.
 Landy, S. & Szalay, A., 1993, *ApJ*, 412, 1.
 Le Floch, E., Duc, P. A., Mirabel, I. F., et al. 2003, *A&A*, 400, 499.
 Pellizza, L. J., Duc, P. A., Le Floch, E., et al. 2006, *A&A*, L5, 459.
 Savaglio S., Glazebrook K., LeBorgne, D., et al. 2008, arXiv: 0803.2718.
 Wainwright, C., Berger, E., Penprase, B. E., 2007, *ApJ*, 657, 387.
 Yoon, S. C., Langer, N., Norman, C., 2006, *A&A*, 460, 199.

PRESENTACIÓN MURAL

Cúmulos de Galaxias en rayos X y MaxBCG: Propiedades de Galaxias Brillantes

V. Coenda^{1,2}, H. Muriel^{1,2}

(1) *Instituto de Astronomía Teórica y Experimental (IATE)- CONICET*

(2) *Observatorio Astronómico de Córdoba- UNC*

Abstract. We present a statistical study of the properties of bright galaxies in massive clusters and their dependence on the global parameters. We use two catalogues of galaxy clusters based on the spectroscopic DR5 SDSS galaxy catalogue and different cluster identification techniques. These samples are used to study the segregation of galaxy properties as a function of the normalized cluster centre distances, as well as different scaling relations. Our results indicate that some galaxy properties depend on the cluster identification techniques. We also found that galaxies in clusters have different properties than their counterparts in the field.

Resumen. Se presentan los resultados de un estudio estadístico de las propiedades de galaxias brillantes en cúmulos masivos y su dependencia con los parámetros globales de los cúmulos. Se han utilizado dos catálogos de cúmulos de galaxias basados en el DR5 del SDSS espectroscópico, los cuales utilizan diferentes técnicas de identificación. Estas muestras son utilizadas para estudiar la segregación de galaxias en función de la distancia normalizada al centro del cúmulo, así como diferentes relaciones de escala. Los resultados indican que algunas propiedades de las galaxias dependen de las técnicas de identificación de los cúmulos, y que las propiedades de las galaxias en estos sistemas difieren sustancialmente de su contraparte en el campo.

1. Introducción

Las galaxias muestran un amplio rango de morfologías, el cual se manifiesta en sus propiedades, tales como color, luminosidad y tamaño aparente, indicando que las galaxias se forman a través de distintos mecanismos y están en constante evolución. Se han realizado varios estudios basados en la distribución de galaxias con respecto a sus propiedades. Por ejemplo, la función de luminosidad la cual es bien descripta por una función de Schechter (Schechter 1976, Loveday et al. 1992, Madgwick et al. 2002, Cross et al. 2004); la relación densidad-morfología (Dressler 1980, Dressler et al. 1997, Domínguez et al. 2001, Coenda et al. 2006); la relación entre tamaños, luminosidad y tipos morfológicos (Andredakis et al. 1995, Coenda et al. 2005, Trujillo et al. 2006, von der Linden 2007, Bernardi et al. 2007, Bildfell et al. 2008), entre otras. Con el objetivo de restringir los

modelos de formación de galaxias y profundizar en el estudio de sus propiedades y su dependencia con el medio ambiente, hemos concentrado nuestro estudio en las relaciones de escala y la segregación de las propiedades de las galaxias.

2. La muestra de Cúmulos y Galaxias

Hemos utilizado dos catálogos de cúmulos de galaxias ($0,05 < z < 0,14$) basados en el SDSS (York et al. 2000): el ROSAT-SDSS Galaxy Cluster Survey de Popesso et al. (2004, P04), el cual es una muestra de cúmulos seleccionados en rayos X; y el MaxBCG Catalogue de Koester et al. (2007, K07), el cual identifica cúmulos a través de las propiedades de las galaxias tipo temprano: la secuencia roja. Para estos últimos hemos restringido la muestra a cúmulos con riquezas $N_{gal} \geq 20$, de manera de tener muestras comparables en masa. Las galaxias han sido seleccionadas del DR5 SDSS espectroscópico (Adelman-McCarthy et al. 2007), el cual es completo hasta una magnitud límite petrosiana en r de 17.7. Para $z < 0,14$ este límite corresponde a $M_{0,1r} - 5 \log(h) = -21,3$. Para el cómputo de las magnitudes absolutas hemos asumido la siguiente cosmología: $\Omega_0 = 0,3$, $\Omega_\Lambda = 0,7$ and $H_0 = 70 h \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ y hemos utilizado las correcciones K según Blanton et al. (2003) (KCORRECT, version 4.1). Todas las magnitudes están en el sistema AB. Como puede notarse, estamos interesados en trabajar en una muestra completa en magnitud absoluta M_r y en cúmulos de galaxias ricos.

Una vez seleccionados los cúmulos de galaxias identificamos las galaxias pertenecientes a los mismos a través del algoritmo *amigo de los amigos* (FOF) y de la inspección visual de cada cúmulo. Hemos determinado nuevas posiciones (α, δ, z) y hemos clasificado a los cúmulos según su subestructura, considerando finalmente en nuestros análisis, cúmulos regulares. Hemos denotado a nuestras submuestras como C-P04-I y C-K07-I, según se tratase de las submuestras de cúmulos de P04 y K07, respectivamente. Una descripción más detallada de la muestra de cúmulos y galaxias utilizadas en el presente trabajo se encuentra en Coenda & Muriel (en preparación). La muestra final contiene 49 cúmulos seleccionados en rayos X con 786 galaxias, y 209 cúmulos MaxBCG con 3041 galaxias. Para los mismos hemos determinado las siguientes propiedades físicas: radio y masa virial, dispersión de velocidades y el radio que encierra una sobredensidad de 200 veces la densidad media del Universo (r_{200}).

Hemos utilizado diferentes parámetros fotométricos y espectroscópicos de las galaxias a fin de estudiar relaciones de escala de las mismas y la segregación de sus propiedades en cúmulos regulares. A tal fin, hemos adoptado diferentes criterios de clasificación de galaxias en tipos tempranos y tardíos, según diferentes parámetros de las galaxias, tales como color, índice de concentración, parámetro espectral, entre otros. Además, hemos identificado la galaxia espectroscópica más brillantes de los cúmulos: la BCG. Encontramos que las BCGs tienen un brillo superficial bajo comparado con las galaxias no-BCGs, con tamaños y dispersión de velocidades mayores.

Con el objeto de analizar posibles diferencias entre las propiedades de las galaxias en campo y cúmulo, hemos construido muestras de comparación con la misma distribución de redshift que las muestras de cúmulos C-P04-I y C-K07-I: C-P04-T y C-K07-T, respectivamente; como también muestras de comparación por tipo

morfológico, con la misma distribución de redshift e índice de concentración que las muestras originales: C-P04-E y C-P04-L para las muestras de comparación de tipos tempranos y tardíos de P04, respectivamente. Análogamente, C-K07-E y C-K07-L para las muestras de comparación de K07.

3. Resultados

Hemos analizado diferentes relaciones de escala entre los parámetros fotométricos y dinámicos de las galaxias: relación tamaño-luminosidad, relación Faber-Jackson y relación entre la masa dinámica y la luminosidad, para los distintos tipos morfológicos en campo y cúmulo. Los principales resultados son los siguientes:

- Las galaxias en cúmulos seleccionadas en ambas muestras presentan la misma relación tamaño-luminosidad. Sin embargo, cada tipo morfológico presenta una relación distinta, lo cual implica diferentes relaciones masa-luminosidad y/o diferentes historias de formación estelar.
- Para cada valor fijo de luminosidad, las galaxias en el campo tienen tamaños menores que las correspondientes en el cúmulo, para ambos tipos morfológicos; mientras que las BCGs muestran una pendiente mayor que las galaxias de tipo temprano, en la relación tamaño-luminosidad.
- La relación Faber-Jackson es la misma para ambas submuestras de cúmulos. La mayor diferencia se observa entre las galaxias de tipo temprano en cúmulos y campo, mostrando estas últimas dispersión de velocidades menores para una dada luminosidad.
- Las BCGs tienen en media mayores masas dinámicas que las galaxias de tipo temprano para una dada luminosidad, lo cual es más notable para los cúmulos MaxBCG. Mientras que las galaxias en el campo muestran masas dinámicas menores que las galaxias no-BCGs, para una dada luminosidad.

Hemos estudiado la segregación de diferentes propiedades de las galaxias (morfología, luminosidad y tamaño) en función de distancia al centro de los cúmulos normalizada a r_{200} . Encontramos que:

- Las diferentes segregaciones se observan hasta $r/r_{200} \sim 1$, para mayores distancias no se observa ninguna tendencia.
- Los cúmulos seleccionados en rayos X muestran una mayor fracción de galaxias rojas que los cúmulos MaxBCG.
- Dentro de $r/r_{200} \sim 1$ observamos una dependencia de la fracción de galaxias más brillantes que $M_r \leq -22,1$, siendo las más brillantes localizadas en la zona central. Esta tendencia es mayor en los cúmulos MaxBCG.
- Los tamaños de la población de galaxias rojas aumentan hacia el centro para los cúmulos MaxBCG, efecto que desaparece si se excluyen las BCGs; mientras que para los cúmulos en rayos X disminuyen a medida que r/r_{200} decrece, efecto que se hace más notable si se excluyen las BCGs.

- Los tamaños de la población de galaxias tardías no muestran ninguna tendencia para los cúmulos MaxBCG y disminuyen a medida que r/r_{200} decrece para los cúmulos en X.

La principal diferencia entre una muestra de cúmulos y la otra, es que el catálogo de Popesso posee cúmulos brillantes en rayos X, mientras que el catálogo de Koester fue construido en base a una de las propiedades de las galaxias tipo temprano, la secuencia roja. De ser los cúmulos de Koester emisores en rayos X deben ser, en promedio, menos brillantes que los cúmulos de Popesso. Por consiguiente, los procesos físicos presentes en ambas muestras de cúmulos, son más violentos para los cúmulos brillantes en X, afectando así en mayor medida a las propiedades de las galaxias.

Agradecimientos. Este trabajo está financiado parcialmente por el Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas de la República Argentina (CONICET) y la Secretaría de Ciencia y Tecnología de la Universidad Nacional de Córdoba.

Referencias

- Andredakis, Y. C., Peletier, R. F., & Balcells, M. 1995, MNRAS, 275, 874
Blanton, M. R., et al. 2003, AJ, 125, 2348
Bernardi, M., Hyde, J. B., Sheth, R. K., Miller, C. J., & Nichol, R. C. 2007, AJ, 133, 1741
Bildfell, C., Hoekstra, H., Babul, A., & Mahdavi, A. 2008, MNRAS, 389, 1637
Coenda, V., Donzelli, C. J., Muriel, H., Quintana, H., Infante, L., & Lambas, D. G. 2005, AJ, 129, 1237
Coenda, V., Muriel, H., Donzelli, C. J., Quintana, H., Infante, L., & Lambas, D. G. 2006, AJ, 131, 1989
Cross, N. J. G., et al. 2004, AJ, 128, 1990
Dressler, A. 1980, ApJS, 42, 565
Dressler, A., et al. 1997, ApJ, 490, 577
Domínguez, M., Muriel, H., & Lambas, D. G. 2001, AJ, 121, 1266
Koester, B. P., et al. 2007, ApJ, 660, 239
Loveday, J., Peterson, B. A., Efstathiou, G., & Maddox, S. J. 1992, ApJ, 390, 338
Madgwick, D. S., et al. 2002, MNRAS, 333, 133
Popesso, P., Böhringer, H., Brinkmann, J., Voges, W., & York, D. G. 2004, A&A, 423, 449
Schechter, P., & Press, W. H. 1976, ApJ, 203, 557
Trujillo, I., et al. 2006, ApJ, 650, 18
von der Linden, A., Best, P.Ñ., Kauffmann, G., & White, S. D. M. 2007, MNRAS, 379, 867
York, D. G., et al. 2000, AJ, 120, 1579

PRESENTACIÓN MURAL

Canibalismo Extremo y Lente Gravitacional Intensa en el Cúmulo de Galaxias Abell 3827

Rubén J. Díaz^{1,2}, Michael West³, Marcel Bergmann¹,
Eleazar R. Carrasco¹, Percy Gomez¹, Henry Lee¹,
Bryan Miller¹, James Turner¹

(1) *Observatorio Gemini*

(2) *CASLEO, CONICET, Argentina*

(3) *European Southern Observatory*

Abstract.

Abell 3827 is one of the most massive known clusters and at its center we observe an extreme example of galactic cannibalism: a super giant elliptical galaxy in its formation process, devouring five massive galaxies at the same time. Using high spatial resolution Gemini+GMOS imagery and multi-object spectroscopy, we derived the redshift ($z = 0.099$) and the radial velocity dispersion of the 55 brightest galaxies in the cluster central region ($1134 \pm 125 \text{ km s}^{-1}$). The estimated virial mass is $\sim 10^{14} M_{sol}$ inside a radius of 300 kpc of the cluster center. We have also found features corresponding to a strong gravitational lens, four annular features arranged in an *Einstein Ring* from a galaxy ($z = 0.2$) at double redshift than the cluster, and a fifth arclet feature corresponding to the lensed light of a farther galaxy ($z = 0.4$). The possible *Einstein Ring* is of small angular size and the gravitational lens morphology would confirm that the cluster is indeed very massive and dense.

Resumen.

Abell 3827 es uno de los cúmulos de galaxias más masivos que se conocen, al centro del mismo se puede observar el ejemplo más extremo de canibalismo galáctico: una galaxia elíptica supergigante (cD) en pleno proceso de formación, devorando unas cinco galaxias masivas al mismo tiempo. A partir de imágenes de alta resolución espacial y espectroscopía multiobjeto derivamos el redshift ($z = 0,099$) y la dispersión de velocidades de las 55 galaxias más conspicuas del cúmulo ($1134 \pm 125 \text{ km s}^{-1}$). La masa virial estimada para el cúmulo es de $\sim 10^{14} M_{sol}$, dentro de un radio de 300 kpc. Hemos encontrado también caracteres correspondientes a una lente gravitacional muy intensa, ovoides anulares formando el *Anillo de Einstein* de una galaxia ($z = 0,2$) al doble de redshift que el cúmulo, y un quinto carácter correspondiente a la imagen de otra galaxia gravitacionalmente enfocada, formando un arco ($z = 0,4$). El posible *Anillo de Einstein* sería uno de los de menor tamaño angular detectados a la fecha, y la morfología de la lente gravitacional confirma que se trata de un cúmulo masivo y muy denso.

1. Introducción

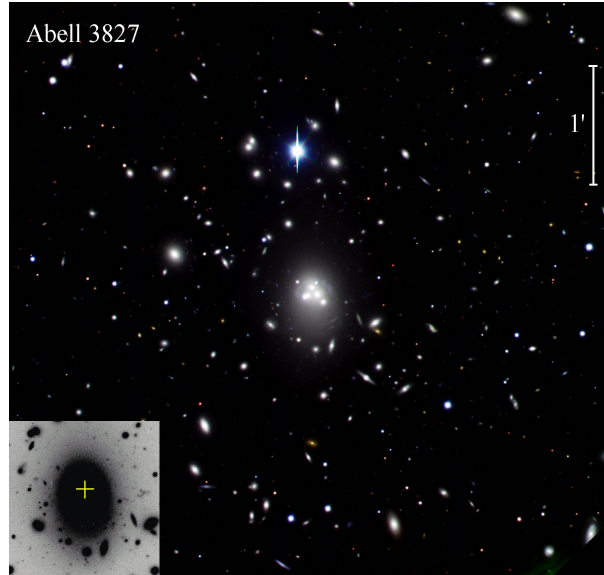


Figura 1. Región central del cúmulo Abell 3827 ($z \sim 0,1$). Imagen obtenida con GMOS-S, compuesta a partir de las bandas g' , r' , i' . El campo de $5,2' \times 5,2'$ comprende $0,6 \times 0,6$ Mpc.

Abell 3827 ($z = 0,099$) es uno de los cúmulos más masivos que se conocen, y es uno de los más ricos en el catálogo de cúmulos de Abell et al. (1989). En el centro del cúmulo se encuentra lo que tal vez es el ejemplo más extremo de canibalismo galáctico conocido hasta el presente. Vemos lo que parece ser una galaxia elíptica supergigante (cD) en proceso de formación, devorando al menos cinco galaxias a la vez. A partir de imágenes y espectroscopía hemos descubierto interesantes caracteres originados en fenómenos de lente gravitacional producida por el cúmulo masivo. Las lentes gravitacionales actúan como “telescopios naturales”, proveyendo medios adicionales para estudiar tanto las propiedades de las galaxias de fondo a alto redshift, así como la distribución de masa en el propio objeto que actúa como lente (Fort & Mellier 1994; Narayan & Bartelmann 1999). Otros ejemplos, no tan extremos, de lente gravitacional intensa a bajo redshift incluyen a Abell 3408 en $z = 0,042$ (Campusano et al. 1998) y Abell 2124 en $z = 0,066$ (Blakeslee & Metzger 1999).

2. Observaciones

Todos los datos presentados aquí fueron obtenidos con el espectrógrafo GMOS en modo cola en Gemini Sur. Las imágenes se obtuvieron en 2007 en condiciones fotométricas y de seeing de $0,48$ a $0,65''$. Los espectros multiobjeto de resolución baja y moderada se obtuvieron con las redes R150, R400, B600 centradas en 715, 810 y 522 nm respectivamente, con micro-ranuras de $0,75''$ posicionadas sobre

unos 60 objetos, con seeing de $0.8''$ y un tiempo total de observación de 5 horas. Todos los datos fueron reducidos usando las rutinas IRAF de Gemini.



Figura 2. Imagen de alta resolución que muestra los caracteres asociados a la lente gravitacional intensa producida por la alta concentración de masa que enfoca un objeto ubicado atrás, a $z \sim 0,2$.

3. Resultados Preliminares.

El corazón del cúmulo se revela como una galaxia elíptica supergigante (cD) en pleno proceso de formación, devorando unas cinco galaxias masivas al mismo tiempo. La imagen en rayos X (con el satélite XMM, Gómez et al., en preparación) muestra una estructura cuasi-esférica relativamente suave, con un corazón extremadamente brillante. En rayos X, el cúmulo aparece relajado a pesar de las conspicuas subestructuras observadas en el rango óptico, lo que indicaría que éstas se han originado en la evolución interna del cúmulo. A partir de la espectroscopía multiobjeto derivamos el redshift ($z = 0,099$) y la dispersión de velocidades de las 55 galaxias más conspicuas del cúmulo (1134 ± 125 km/s). La masa virial estimada para el cúmulo es de $\sim 1E14 M_{sol}$, dentro de un radio de 300 kpc. Hemos encontrado también caracteres correspondientes a una lente gravitacional muy intensa, ovoides anulares formando el *Anillo de Einstein* de una galaxia ($z = 0,2$) al doble de redshift que el cúmulo, y un quinto caracter correspondiente a la imagen de otra galaxia gravitacionalmente enfocada, formando un arco ($z = 0,4$). Ambos redshifts fueron determinados a partir de líneas de emisión, usando el modo ranura larga de GMOS. La morfología de la lente gravitacional confirma que se trata de un cúmulo masivo y muy denso, lo cual es consistente con la estimación de la masa virial. El objeto amplificado en cuatro "ojos", ubicado a redshift 0,2, debe encontrarse muy cerca del eje óptico que une

el observador, la lente y la fuente. En caso de confirmarse el correspondiente anillo de Einstein, sería además uno de los de menor diámetro angular descubiertos a la fecha. Estamos procesando nuevas observaciones de espectroscopía 3D que sin duda ayudarán a completar el escenario dinámico de este peculiar objeto. Además de ofrecer un bello ejemplo visual de las leyes de la relatividad general, el corazón de Abell 3827 exhibe un evento extraordinario y de escala temporal relativamente corta en la historia de un cúmulo masivo de galaxias.

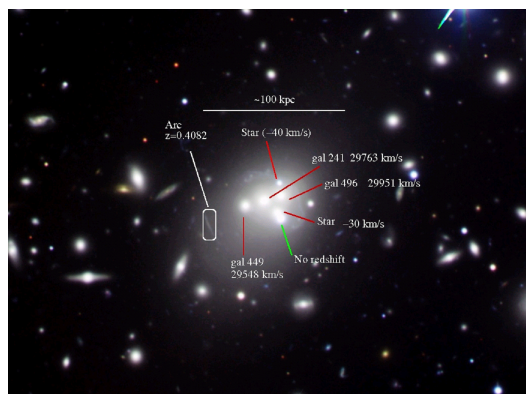


Figura 3. Galaxias identificadas como parte del objeto central del cúmulo. Nótese el caracter de lente gravitacional correspondiente a un objeto a $z \sim 0,4$.

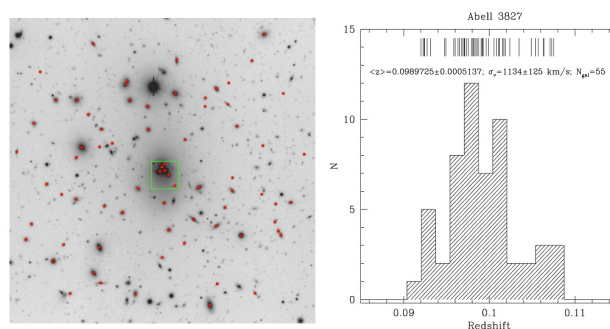


Figura 4. Distribución de velocidades radiales de galaxias obtenida con espectroscopía multiobjeto con GMOS-S. La masa total virial estimada para el cúmulo es de $1E14 M_{sol}$ (escala 1.8 kpc/arcsec , usando $H_0 = 73 \text{ km/s/Mpc}$, universo plano, $\Omega_m = 0,27$, $\Omega_\Lambda = 0,73$).

Referencias

- Abell, G., Corwin, H., Olowin, R. 1989, ApJS, 70, 1
 Blakeslee, J., Metzger, M. 1999, ApJ, 513, 592
 Campusano, L., Kneib, J., Hardy, E. 1998, ApJ, 496, L79
 Fort, B., Mellier, Y., 1994, ARA&A, 5, 239
 Narayan, R., Bartelmann, M. 1999, in Formation and Structure in the Universe, Eds. A. Dekel & J. Ostriker (Cambridge U.P.), 360.

PRESENTACIÓN MURAL

The Paradigm of SAURON vs. the Ring of NGC 7742 and Other Kinematic Mirages

Rubén J. Díaz^{1,2} & Horacio Dottori³

(1) *Observatorio Gemini*

(2) *CASLEO, CONICET, Argentina*

(3) *Instituto de Física, UFRGS, Brasil*

Abstract. In the last ten years several scenarios have been explored to explain kinematically decoupled cores (KDCs) in early type galaxies. Among them are large fractions of merging events and the subsequent missing satellite problem, dwarf-spheroidals harassment, giant-ellipticals formation and evolution, and dark matter cusp effects. We show that the phenomenon of core counter rotation can also be explained by a warping of the equatorial plane defined by the observed stellar rotation. Once an instability has led to a warped inner disk core, the perturbed orbits can maintain a common orientation due to rigid body-like rotation at the central region. We found that warp angles not larger than 30 degrees could explain fast and low rotators of the “Sauron paradigm” in a unified scenario requiring the smallest angular momentum difference between the outer disk and its KDC, including the paradigmatic case of the counter-rotating ring of NGC 7742. We propose that these “kinematic mirages” cannot be neglected and therefore caution should be taken when considering the KDC statistics under the galaxy formation and evolution scenarios.

Resumen.

Varios escenarios se han explorado en los últimos 10 años para explicar los núcleos cinématicamente desacoplados (KDCs) en galaxias de tipo temprano, mayormente involucrando grandes números de eventos de fusión en la vida de una galaxia, interacciones fuertes con enanas esferoidales, efectos de la cúspide del halo de materia oscura, etc. Mostramos aquí que el fenómeno de contra-rotación de los núcleos se puede explicar también por un alabeo del plano ecuatorial definido por la rotación estelar observada. La solución que proponemos requiere una mínima diferencia de momento angular entre el disco estelar externo y el KDC, y se ejemplifica con el caso del anillo circumnuclear ‘contra-rotante’ de NGC 7742. Basta con ángulos de alabeo no mayores que 30 grados para generar un ‘espejismo’ cinemático que podría explicar las familias de rotadores ‘rápidos’ y ‘lentos’ en el llamado ‘paradigma de Sauron’ por lo que algunas de sus implicaciones como el problema de los ‘satélites faltantes’, deben ser consideradas con precaución a la hora de extenderlas a los escenarios de formación y evolución de galaxias.

1. Introduction

More than twenty years ago, Efstathiou, Ellis & Carter (1982) reported for the first time the discovery of a counter-rotating core in the elliptical galaxy NGC 5813. In the same year, Bender (1988) had found that four out of seven slowly rotating large ellipticals presented fast rotating or counter-rotating cores. Then Balcells & Quinn (1990) modeled numerically a merger between a large elliptical and a small companion, with the caveat that the smaller of the two merging galaxies has to have a core dense enough to survive the tidal stripping, dynamical friction, and to arrive intact to the center of the main elliptical. Two new results further challenged this scenario: the discovery of KDCs in a disturbing number of dwarf ellipticals with $M_B > -19$ (e.g. de Rijcke et al. 2004); and the striking similarity in the stellar content of the KDCs and the host galaxy (e.g. Emsellen et al. 2004). They also proposed harassment produced by the fly-by encounters with other galaxies can explain the counter-rotating core of NGC 770 (Geha et al. 2005) but cannot explain the origin of the counter-rotating core of the nucleated galaxy VCC 510 in the Virgo cluster. With $M_B \approx -15.7$, it is the smallest dwarf known to show a counter-rotating core (Thomas et al. 2006). Cases like VCC510 should not be expected more than once every 400 galaxies in a Hubble time. There is no unified scenario for the KDC phenomenon, but a consensus seems to exist about the existence of decoupled central structures, on scales from tens of parsecs to as much as two kiloparsecs, in a variety of galaxies with brightness between $-22 < M_B < -16$. The data table of the 28 objects studied is available upon request to the authors.

2. Some Results

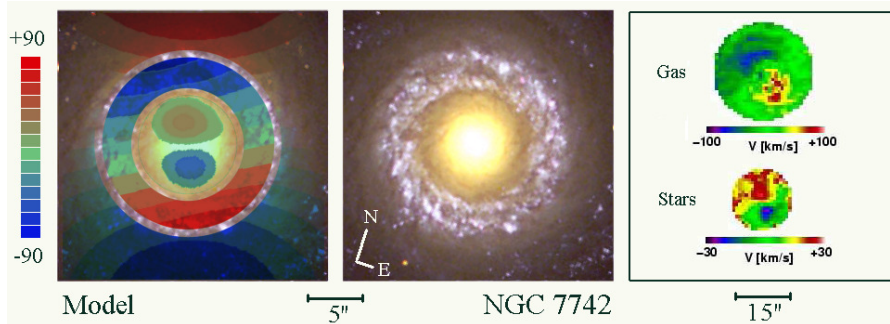


Figure 1. The most evident example of the proposed scenario: the well known counter-rotating gaseous circumnuclear ring of NGC 7742 (SAURON+WHT, de Zeeuw et al. 2002). Left: example of small tilt model for the gaseous disk, with $i_g = +10^\circ$, $PA_g = 40^\circ$, and for the stellar radial velocity field $i_s = -5^\circ$, $PA_s = 30^\circ$, assuming a seeing of $1.5''$. Center: Hubble Heritage optical composite image of NGC 7742. Right: Observed radial velocity fields. Note that the ring has an almost circular projection on the sky plane, suggesting the face-on configuration.

The geometry and projected kinematics of a global disk with a warped external region have been extensively discussed in literature. In the most common ro-

tation curve case, where approximately $\Omega \propto 1/R$, slow and fast bending waves are produced on the warp (Binney & Tremaine 1991). We deal here with a rather new aspect of this phenomenon, the warping of the inner disk. Hitherto, it has not been realized that this type of warping can survive for a long time in the region with a rigid body-like rotation curve. It can be easily shown that in these regions the epicyclic and vertical frequencies are approximately constant and a set of orbits in a plane would preserve their identity (radial lines of particles remain aligned), eventually precessing as a whole. That makes a substantial difference to the external warping case and allows us to present the problem as that of a sharp warping which physically separates the central part of the equatorial plane of a rotating ellipsoidal galaxy, which we will simply call the disk. Since in the Sauron paradigm literature no distinction has been made heretofore between disk galaxies or galaxies with a strong spheroid, we will in general refer to disk warps or tilts in the stellar rotation equatorial plane.

Sauron's Counter Rotating Ring: A clear example is the radial velocity field of the circumnuclear ring of gas in NGC 7742, studied by de Zeeuw et al (2002, their Figure 13). The authors propose that the ring counter-rotates with respect to the stellar component inside the radius of the ring. Notwithstanding, this otherwise normal galaxy is face-on (the circumnuclear ring is indeed circular in appearance in the HST imagery) and the amplitude of the stellar velocities is modest. Fig. 1 shows a simple kinematic model constructed from a typical H α rotation curve for a circumnuclear ring, co-rotating and tilted just 15° with respect to the stellar disk. The gas rotation velocity has moderate values and this small tilt of the gaseous ring would explain the apparent counter rotation between the gas and the stellar velocity field. There is no need for a very complex chemical history as proposed by Mazzuca et al. (2006), and a dynamically unstable configuration like the rotation of the gaseous clouds against the stellar streams in the equatorial plane of the galaxy. Most probably, we are just facing a “kinematic mirage” from an otherwise normal circumnuclear ring.

Two extreme cases: The best source of examples is provided by the most complete sample of early type galaxies for which 3D spectroscopy has been performed using the SAURON instrument (Bacon et al. 2001). We developed a simple kinematic model for NGC 4382, which is one of the paradigmatic and extreme objects in the sample. This galaxy's central region, first observed with SAURON (Emsellem et al. 2004), and later at higher resolution with OASIS (McDermid et al. 2004), presents a counter-rotating KDC with a small rotation amplitude (~ 30 km/s). The model radial velocity field was constructed with a Plummer spheroidal mass component fitted to the global observed radial velocity field up to 20'' with a small inclination. Allowing for an abrupt but small change of inclination and line of nodes for radii smaller than 2'', we were able to reproduce the observed radial velocity field, see Fig. 2. Another well known case is that of NGC 770 observed at the Gemini North Telescope with GMOS (Geha et al. 2005). This is a dwarf elliptical galaxy and a satellite of NGC 772, as mentioned in Section 1, the cannibalism origin seems statistically implausible for this small galaxy. Geha et al. (2005) propose that the dwarf satellite has engulfed a smaller dwarf companion which only changed the rotation sense in the center and no other property of the stellar population. Moreover, surface photometry by Geha et al. (2005) shows a change in the photometric major axis at the KDC outer radius, but their spectra do not show a change in the chemical properties of

the underlying stellar population, within the observational uncertainties. This is more consistent with a strong warp in the stellar disk ($\leq 65^\circ$) in the example model presented in Fig. 2. This warp could be originated by tidal perturbations in the same way external warps are created in galaxy interactions, even with a relatively small perturbation and angular momentum exchange, as has been shown by observations and numerical modeling (e.g. Díaz et al. 2000).

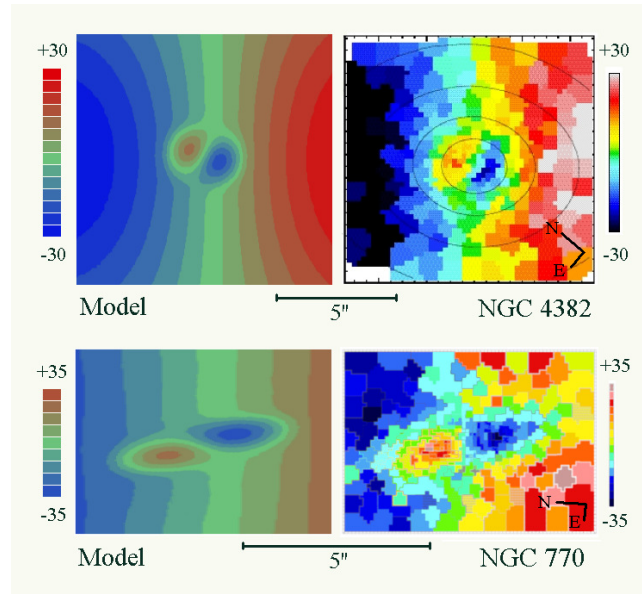


Figure 2. Up: small warp model, with $i_o = +10^\circ$, $PA_o = 45^\circ$, and for radii $r < 2''$, $i_i = -10^\circ$, $PA_i = 25^\circ$, seeing of $0.5''$; and the observed radial velocity of the “paradigm” object NGC 4382 (OASIS, McDermid et al. 2004). Down: large warp model, with $i_o = -10^\circ$, $PA_o = 0^\circ$, and for radii $r < 2.5''$, $i_i = +60^\circ$, $PA_i = 15^\circ$, seeing of $0.7''$; and the observed radial velocity of the dwarf elliptical NGC 770 (GMOS+Gemini, Geha et al. 2005).

References

- Bacon, R., et al., 2001, MNRAS, 326, 23
 Balcells & Quinn 1990, ApJ, 361, 381
 Bender, R. 1988, A&A, Lett 202, L5
 Binney, J., & Tremaine, S. 1991, Galactic Dynamics, pp. 406 & 599 (Princeton U.P.)
 De Rijcke, S. Dejonghe, H., Zeilinger, W., Hau, G. 2004, A&A, 426, 53
 De Zeeuw, T., et al., 2002, MNRAS, 329, 513
 Díaz, R., Rodrigues, I., Dottori, H., Carranza, G. 2000, AJ, 119, 111
 Efstathiou, G., Ellis, R., Carter, D. 1982, MNRAS, 201, 975
 Emsellem, E., et al., 2004, MNRAS, 352, 721
 Geha, M., Guhathakurta, P., van der Marel, R. 2005, AJ, 129, 2627
 Mazuca, L., Sarzi, M., Knapen, J., Veilleux, S., Swaters, R. 2006, ApJ, 649, L79
 McDermid, R., et al., 2006, MNRAS, 373, 906
 Thomas, D., et al., 2006, A&A, 445, L19

PRESENTACIÓN MURAL

Pinning down HIPASS galaxies to measure their stellar disk masses for a Baryonic Tully-Fisher relation study

S. Gurovich^{1,2}, K. C. Freeman¹, Olga I. Pintado³ Luis Vega Neme²

(1) Mount Stromlo Observatory, The Australian National University, Cotter Rd, Weston ACT, Australia

(2) Instituto de Atronomía Teórica y Experimental (IATE)

(3) Instituto Superior de Correlación Geológica (INSUGEO)

Abstract. This paper forms part of a Baryonic Tully-Fisher relation study to determine the history of star formation and the mass of stars locked up in galactic disks. In the first part of this project (this paper) we pin down optical counterparts of our HI-selected sample using spectroscopic observations.

Resumen. Este artículo es parte de un estudio de la relación Tully-Fisher bariónica de galaxias discoidiales donde pretendemos determinar las masas de los discos, su formación, la historia de las poblaciones estelares y su efecto en la relación. En este artículo, usando la técnica de espectroscopía, enlazamos los discos visibles a sus contrapartes de HI.

1. Introduction

Tully-Fisher type studies typically use luminosity as a surrogate for baryonic disk mass (28). This approach has its limitations due to stellar population and dust reddening effects (e.g., 27) and because of the omission of gas baryons that would otherwise act to flatten the ‘true slope’ (e.g., 22; 26). More precise measurements of the stellar mass in disks will yield a better estimate of the intrinsic scatter and a more thorough understanding of the physical basis underpinning the baryonic Tully-Fisher law. Improvements in the measurement of stellar mass have been made by modelling the stellar population histories of galaxies using spectro-photometric stellar evolutionary codes constrained by photometric or spectroscopic observations (e.g., 22; 23; 26). Code like STARLIGHT (23) will prove useful for TF type studies. In this preliminary paper however, we tie together the gas and stellar baryons of the same galaxy from optical and radio observations to pave the way forward for the implementation of this code.

2. Sample Selection, Observations and Data Reduction

We choose HIPASS galaxies from the Bright Galaxy (25) and South Polar Cap catalogues (24) and use the Digitized Sky Survey to find optical counterparts. Our sample consists of kinematically undisturbed gas rich dwarf irregular galaxies in the local universe with the following properties: $M_B = -18$ mag (all but

two); $W_{20} < 290 \text{ km s}^{-1}$; inclination greater than 40° (all but two); lie $> 20^\circ$ from the plane of the Galaxy (except one) as shown in (26). We re-observe our dwarf sample spectroscopically with the Australian National University 2.3-m dual beam spectrograph to avoid misidentification due to the large HIPASS beam. The observations took place between 21.01.2001 and 24.06.2003. We obtained useful data over eight grey/dark nights of observations. The observational setup was as follows: wavelength range 6020–6976 Å; dispersion of 0.55 Å per pixel; resolution 1.09 Å; and a slit width 2 arcsec. The long slit is aligned with the major axis of our galaxies and exposures between 900 and 1400 seconds were made. For some galaxies multiple exposures were made and combined. The spectra are reduced with the standard routines of FIGARO and IRAF. Briefly, the spectra are bias & sky subtracted, flatfielded and wavelength calibrated. Gaussian profiles are fitted to the $H\alpha$ emission line, chosen because this feature has the highest signal to noise ratio. The systemic velocity is determined from the non-relativistic doppler effect equation for each galaxy and these velocity values are transformed to heliocentric values with the IRAF task `rvcorrect`.

3. Results

Table 1.: Optical counterparts to our HI sources

Galaxy (1)	Position (2)	$v_{\text{heli.: } H\alpha}$ (3)	$v_{\text{heli.: HI}}$ (4)
HIPASS J1112-86	11 13 19 −86 18 32	2194	2187
HIPASS J0554-71	05 54 40 −71 55 42	1479	1482
HIPASS J1934-67	19 34 26 −67 51 19	4131	4123
AM 0433-654	04 33 54 −65 41 52	1229	1231
IC 5028	20 43 22 −65 38 48	1579	1620
ESO 383- G 092	13 50 42 −35 55 01	1388	1410
ESO 318- G 013	10 47 42 −38 51 19	670	714
HIPASS J1801-72	18 01 39 −72 50 57	3277	3287
ESO 148- G 006	23 20 36 −61 51 16	3174	3167
ESO 084- G 040	04 45 00 −62 42 23	1214	1235
HIPASS J1424-16b	14 24 31 −16 59 18	1496	1487
HIPASS J0736-74	07 36 10 −74 41 17	1143	1148
ESO 085- G 088	05 27 09 −63 14 30	1149	1171
SGC 0454.2-6138	04 54 55 −61 33 52	973	971
ESO 052- G 010	01 56 50 −68 59 44	1369	1386
ESO 321- G 014	12 13 49 −38 13 52	579	612
HIPASS J0653-73	06 53 52 −73 42 29	1166	1204
ESO 140- G 019	18 22 47 −62 16 13	942	953
HIPASS J0039-76	00 39 16 −76 20 54	1749	1753

In Table 1 we show the galaxy name in Col(1); the observed $H\alpha$ position (J2000) in Col (2); the $H\alpha$ & HI heliocentric velocity (km/s) in Col (3) & Col (4).

Note: typical errors for the $H\alpha$ and HI heliocentric velocities are 20 and 5 km/s, respectively.

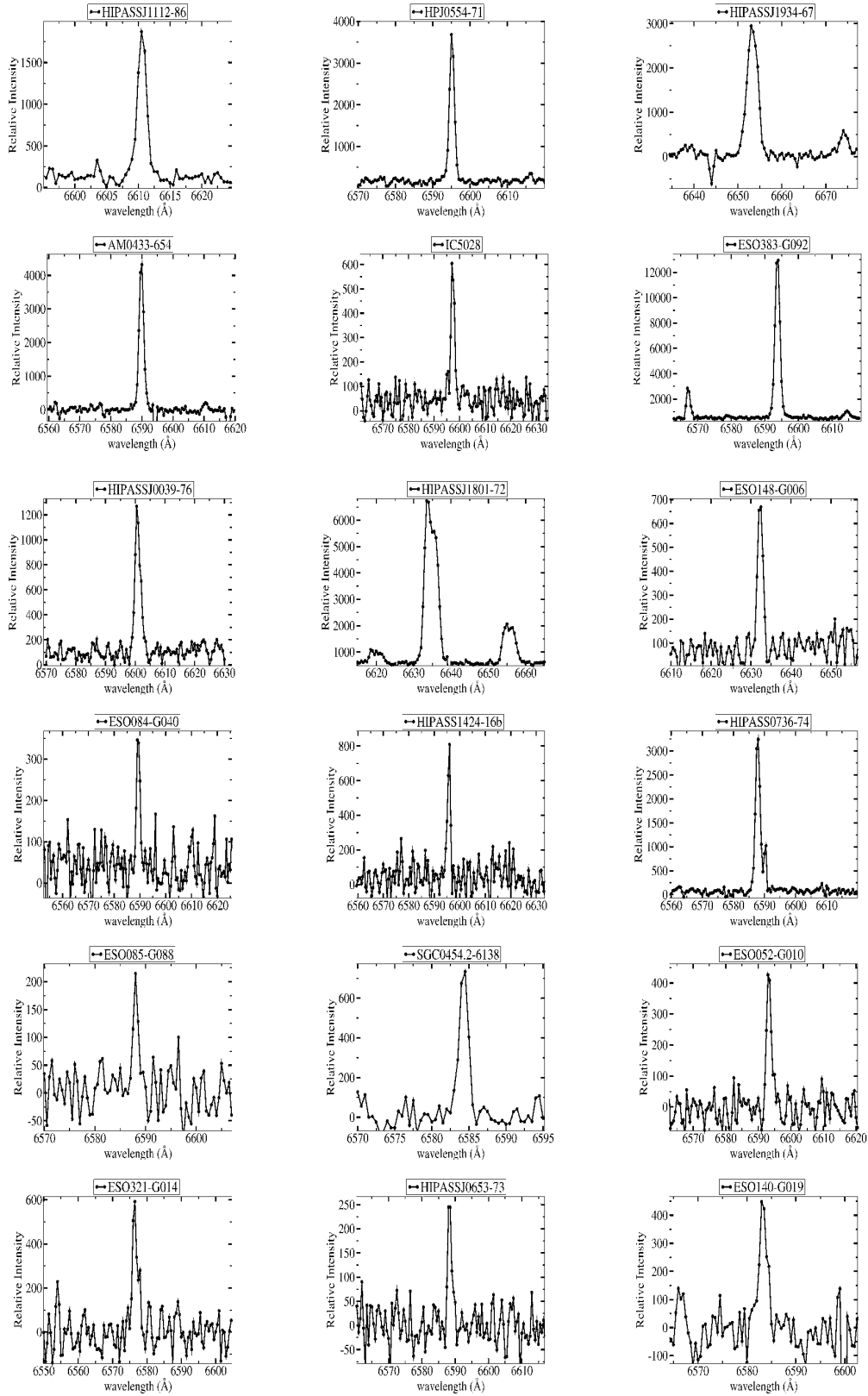


Figure 1.
 H α emission line for our star forming galaxies, used to pin visual sources to our HIPASS galaxies **NOTE** ESO318-G013 is not included because of an imperfect H α sky subtraction

Figure 1 shows the spectra for each galaxy that is centred about the $H\alpha$ line that was measured to calculate the redshift values.

4. Conclusions

We take spectra of optical galaxies in the Digitized Sky Survey that are the likely counterparts of our HI galaxies. By measuring the wavelength shift in the $H\alpha$ feature produced as a consequence of the non-relativistic doppler effect we calculate the systemic heliocentric velocity. This way we are able to tie the optical and HI data to the same galaxy. Using this technique we prune out any background galaxy towards the same line-of-sight location to produce a more realistic baryonic Tully-Fisher relation. A typical example where this analysis proved useful is in the identification and sample rejection of the background galaxy ESO 007-G 004, misidentified in NASA Extragalactic Database as the foreground galaxy HIPASS J1112-86.

5. Future work

We will use the code of (23) with data obtained in February this year to model the stellar population histories of our galaxies. Our objective is to obtain better estimate of the mass of the disks tied up in stars which we will use to construct tighter Tully-Fisher and Baryonic Tully-Fisher relations. We will measure the parameters about our relations and investigate how the parameters are affected by the history of star formation.

Acknowledgments. We thank the staff and students of the RSAA and the ATNF as well as E. de Blok, L. Staveley-Smith, I. Puerari and N. Padilla for their advice and assistance. This research was supported by an ANU post-graduate research scholarship and a fellowship from the Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas de la República Argentina (CONICET). OIP is a member of the ‘Carrera del Investigador’ of CONICET and acknowledges its support. This research has made use of the NASA/IPAC Extragalactic Database (NED) which is operated by the Jet Propulsion Laboratory, California Institute of Technology, under contract with the National Aeronautics and Space Administration.

References

- Bell, E. F. & de Jong, R. S. 2001, ApJ, 550, 212
- Cid Fernandes, R., 2001 IAUS, 222, 127
- Kilborn, V.A., Webster, R. L., et al. 2002, AJ, 124, 690
- Koribalski, B. S., Staveley-Smith, L., Kilborn, V. A., et al. 2004, AJ, 128, 16
- Gurovich, S., Freeman, K., Jerjen, H., et al. submitted, ApJ,
- Sakai, S., Mould, J. R., Hughes, S. M. G., et al. 2000, ApJ, 529, 698
- Tully, R. B. & Fisher, J. R. 1977, A&A, 54, 661

PRESENTACIÓN MURAL

The Color-Magnitude Relation of Cluster Galaxies: Observations and Model Predictions

N. Jiménez^{1,2}, A. Smith Castelli^{1,2}, S. A. Cora^{1,2} & L. P. Bassino^{1,2}

(1) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas (FCAG, UNLP)*

(2) *Instituto de Astrofísica de La Plata (CCT La Plata, CONICET - UNLP) and CONICET, Argentina*

Abstract. We investigate the origin of the color-magnitude relation (CMR) observed in cluster galaxies by using a combination of cosmological N -body/SPH simulations of galaxy clusters, and a semi-analytic model of galaxy formation (Lagos, Cora & Padilla 2008). Simulated results are compared with the photometric properties of early-type galaxies in the Antlia cluster (Smith Castelli et al. 2008). The good agreement obtained between observations and simulations allows us to use the information provided by the model for unveiling the physical processes that yield the tight observed CMR.

Resumen. Investigamos la relación color-magnitud (CMR) observada en cúmulos de galaxias, usando simulaciones hidrodinámicas cosmológicas de N -cuerpos de cúmulos de galaxias junto con un modelo semianalítico de formación de galaxias (Lagos, Cora & Padilla 2008). Los resultados de las simulaciones son comparados con las propiedades fotométricas de galaxias de tipo temprano del cúmulo de Antlia (Smith Castelli et al. 2008). El buen acuerdo obtenido entre las observaciones y los resultados del modelo, nos permiten utilizar la información suministrada por éste en el estudio de los procesos físicos que conducen a una CMR observada muy bien definida.

1. Introduction

Early-type galaxies residing in groups and cluster of galaxies define a sequence in the colour-magnitude diagram, with brighter galaxies being redder than fainter ones. This colour-magnitude relation (CMR) seems to be universal in nearby clusters of galaxies. Smith Castelli et al. (2008, hereafter SC08) have recently obtained a linear fit to the CMR of the Antlia cluster with a slope in agreement with those found in Virgo (Lisker et al. 2008), Fornax (Mieske et al. 2007), Perseus (Conselice et al. 2002) and Coma (López-Cruz et al. 2004). Such universality has led several authors to suggest that the build up of this relation in galaxy clusters is more related to galaxies internal processes than to the influence of the environment (SC08; Misgeld et al. 2008).

The understanding of the building of the CMR displayed by elliptical galaxies is a key test for galaxy formation models. Using hydrodynamical simulations

of groups and clusters of galaxies, Saro et al (2006) and Romeo et al. (2008) have tried to reproduce the observed slope and normalization of the CMR. Semi-analytic models have also been used for this kind of study (De Lucia et al. 2004; Kaviraj et al. 2005). None of these galaxy formation models considers the effect of feedback from active galactic nuclei (AGN), which is essential to avoid the formation of too massive and blue cluster dominant galaxies.

We present a study on the origin of CMR in galaxy clusters by applying a semi-analytic model of galaxy formation to the outputs of hydrodynamical non-radiative N -body/SPH numerical simulations of clusters of galaxies. We compare the results obtained from this model with the galaxy properties of the Antlia cluster (SC08). The Antlia cluster is the third nearest well populated galaxy cluster after Virgo and Fornax ($D = 35.2$ Mpc).

2. The Model

We use a combination of cosmological adiabatic N -body/SPH simulations of clusters of galaxies and the SAG (acronym for ‘Semi-Analytic Galaxies’) semi-analytic model of galaxy formation (Lagos et al. 2008). This model follows the formation and evolution of galaxies including gas cooling, star formation, feedback from supernovae explosion and galaxy mergers, a detailed implementation of the metal enrichment of the baryonic component, and feedback from AGN.

We consider two simulated galaxy clusters, having virial masses in the range $\simeq (1 - 13) \times 10^{14} h^{-1} M_{\odot}$ (Dolag et al. 2005). These clusters have been initially selected from a Λ cold dark matter simulation of a cosmological box of $479 h^{-1}$ Mpc of size, characterized by $\Omega_m=0.3$, $\Omega_{\Lambda}=0.7$, $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega_b = 0.039$ for the baryon density parameter, and $\sigma_8 = 0.9$ for the normalization of the power spectrum. The mass resolution is $m_{\text{dm}} = 1.13 \times 10^9 h^{-1} M_{\odot}$ and $m_{\text{gas}} = 1.69 \times 10^8 h^{-1} M_{\odot}$, for dark matter and gas particles, respectively.

3. Color-Magnitude and Luminosity-Metallicity Relations

In order to compare simulations with observations, we apply a morphological criterion to select elliptical galaxies from the model. Ellipticals are those bulge dominated systems where the ratio between the bulge mass and the total stellar mass, $r = M_{\text{Bulge}}/M_{\star}$, satisfies the condition $r > 0.95$.

X-ray observations have revealed that the Antlia has an average temperature of $kT \simeq 2.0$ keV (Pedersen et al. 1997, Nakazawa et al. 2000). The virial temperature of the least massive cluster considered ($kT \sim 1.3$ KeV) is quite similar to that of the Antlia cluster. However, since the general trends of the results are similar for both simulated clusters, we show here the CMR and luminosity-metallicity relation for the more massive one, which contains a larger population of galaxies.

The left panel of figure 2 shows the CMR of early-type galaxies of the Antlia cluster obtained by SC08 from CCD wide-field (MOSAIC-CTIO) photometry in the Washington photometric system (T_1 and C filters). This relation is defined by 51 early-type galaxies from the Ferguson & Sandage (1990) Antlia Group catalogue and 21 new early-type dwarf galaxy candidates and members. The CMR spans 11 mag in brightness with no change of slope.

The semi-analytic model provides galactic magnitudes in the Johnson photometric system. They were converted to the Washington one through the transformations given by Forbes & Forte (2001) for globular clusters, assuming that early-type galaxies are old stellar systems. Additional conversions were obtained from Fukugita et al. (1995). The right panel of figure 2 shows the simulated photometric properties of early-type galaxies compared to the mean CMR of early-type members of the Antlia cluster. The slope denoted by the red side of the locus occupied by the simulated galaxies is in very good agreement with the mean observed CMR.

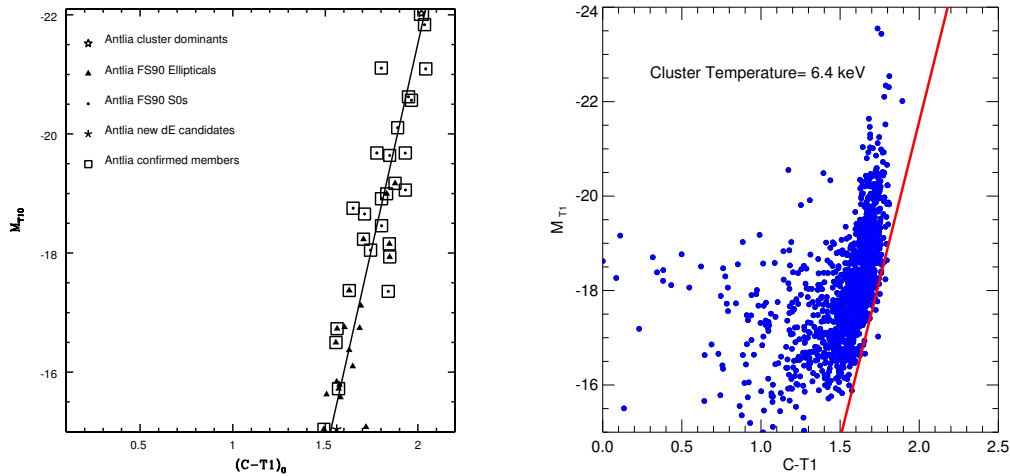


Figure 1. *Left*: Observed CMR for the Antlia cluster. *Right*: Simulated CMR compared to the mean observed CMR (solid line).

The observed M_V magnitude versus $[\text{Fe}/\text{H}]$ relation for the Antlia galaxies (SC08) and Local Group dwarfs (Grebel et al. 2003) is shown in the left panel of figure 2. Antlia galaxies metallicities were obtained by transforming $(C - T_1)$ colors to $[\text{Fe}/\text{H}]$ values through the Harris & Harris (2002) relation for globular clusters. The right panel of figure 2 shows the corresponding relation obtained from the larger simulated cluster which is compared to the mean observed relation. We find an excellent agreement for $[\text{Fe}/\text{H}] > -1$. The spread of less luminous objects towards lower metallicities is due to the presence of late-type galaxies, misclassified as ellipticals by the rather uncertain threshold in the adopted morphological criterium. This set of simulated galaxies also populate the blue side of the color-magnitude diagram.

The similar trends found in the colour-magnitude and metallicity-luminosity relations between observations and simulations are encouraging. We plan to extend this study in order to explain the physical origin of the dispersion of the observed CMR, thus evaluating the influence of the star formation history and the chemical enrichment of the involved galaxies.

Acknowledgments. This work was supported by grants from Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas (CONICET), Agencia Nacional

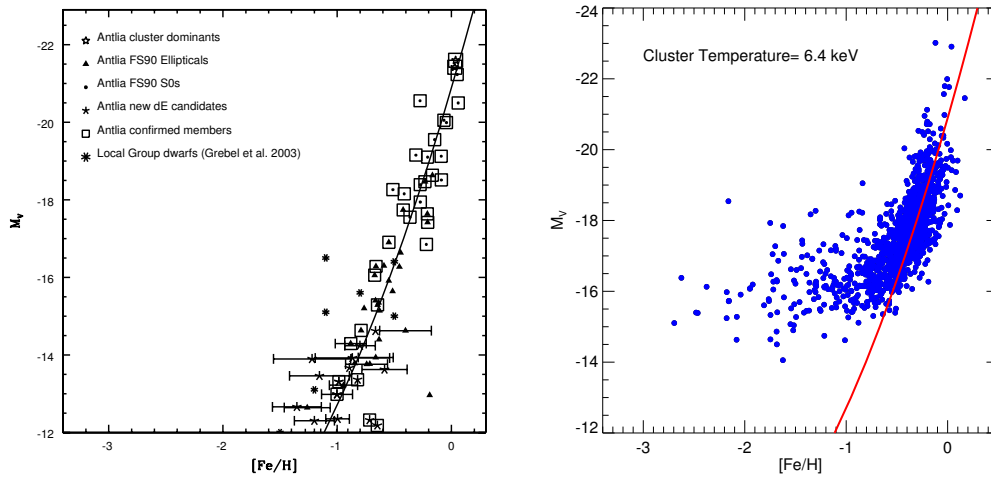


Figure 2. *Left*: Observed luminosity-metallicity relation for the Antlia cluster. *Right*: The same relation for the simulated cluster compared with the mean observed relation for Antlia (solid line).

de Promoción Científica Tecnológica and Universidad Nacional de La Plata, Argentina.

References

- Conselice, C.J., Gallagher, J.S. III & Wyse, R.F.G. 2002, *AJ*, 123, 2246
 De Lucia, G., Poggianti, B.M., Aragón-Salamanca, A., et al. 2004, *ApJ*, 610, L77
 Dolag, K., Vazza, F., Brunetti, G. & Tormen, G.G. 2005, *MNRAS*, 364, 753
 Ferguson, H.C. & Sandage, A. 1990, *AJ*, 100, 1
 Forbes, D.A., Forte, J.C. 2001, *MNRAS*, 322, 257
 Fukugita, M., Shimasaku, K. & Ichikawa, T. 1995, *PASP*, 107, 945
 Grebel, E.K., Gallagher, J.S. & Harbeck, D. 2003, *AJ*, 125, 1926
 Harris, W.E. & Harris, G.L.H. 2002, *AJ*, 123, 3108
 Kaviraj, S., Devriendt, J. E. G., Ferreras, I. & Yi, S. K. 2005, *MNRAS*, 360, 60
 Lagos, C., Cora, S.A. & Padilla, N.D. 2008, *MNRAS*, 388, 587
 Lisker, T., Grebel, E.K. & Binggeli, B. 2008, *AJ*, 135, 380
 López-Cruz, O., Barkhouse, W.A. & Yee H.K.C. 2004, *ApJ*, 614, 679
 Mieske, S., Hilker, M., Infante, L. & Mendes de Oliveira, C. 2007, *A&A*, 463, 503
 Misgeld, I., Mieske, S. & Hilker, M. 2008, *A&A*, 486, 697
 Nakazawa, K., Makishima, K., Fukazawa, Y. & Tamura T. 2000, *PASJ*, 52, 623
 Pedersen, K., Yoshii, Y. & Sommer-Larsen, J. 1997, *ApJ*, 485, L17
 Romeo, A.D., Napolitano, N.R., Covone, G., et al. 2008, *MNRAS*, 389, 13
 Saro, A., Borgani, S., Tornatore, L., et al. 2006, *MNRAS*, 373, 397
 Smith Castelli, A., Bassino, L., Richtler, T., et al. 2008, *MNRAS*, 386, 2311 (SC08)

PRESENTACIÓN MURAL

Determinación estadística de propiedades de la subestructura de materia: Número de satélites.

M. Lares & D.G. Lambas

*Instituto de Astronomía Teórica y Experimental (IATE-CONICET)
Observatorio Astronómico de Córdoba (OAC-UNC)*

Abstract.

In this work, we determine the mean number of galaxies in the ranges $-18 < M_r < -14$. and $g - r, 0.8$ around bright galaxies, both isolated and in galaxy systems. We explore systems in a wide range of mass, and in the redshift range $0.03 < z < 0.1$. We combine the position information of systems obtained in the spectroscopic galaxy catalog from SDSS with the photometric information to identify overdensity regions asociated with satellite galaxies. We explore the number density profile to obtain the ideal extent of the overdensity, and determine the fraction of faint galaxies in the excess sample. We find that the number of satellites around bright, isolated galaxies ranges from 2.6 ± 0.4 for the brightest and reddest primaries to nearly one satellite associated to galaxies of lower luminosities ($-21.5 < M_r < -20.5$). The more populated groups of bright galaxies have a greater number of faint galaxies, ranging from ~ 50 per system on poor groups up to ~ 200 on X-ray emitting clusters.

Resumen.

En este trabajo se determina estadísticamente el número de galaxias débiles ($M_r < -14$ y $g - r < 0,8$) asociadas a sistemas identificados con galaxias luminosas, combinando datos con y sin espectroscopía en catálogos. Se exploran sistemas en un amplio rango de masas y en el rango de redshift desde 0,03 hasta 0,1. Se encuentra que entre los sistemas dominados por una galaxia central, las más luminosas y rojas tienen hasta $2,6 \pm 0,4$ satélites en promedio, mientras que otros sistemas dominados por primarias menos luminosas ($-21,5 < M_r < -20,5$) tienen alrededor de un satélite en promedio. Los satélites en los grupos son más numerosos a medida que la multiplicidad de galaxias luminosas aumenta. Los grupos pobres tienen alrededor de 50 satélites mientras que los cúmulos que emiten en rayos X alcanzan valores de hasta 200 satélites por sistema.

1. Introducción

Las galaxias más masivas y los sistemas de galaxias se forman según un proceso jerárquico de acreción de materia que resulta del crecimiento de las fluctuaciones de densidad en el universo temprano. En cada escala las fluctuaciones evolucionan independientemente dando origen a distintas estructuras. Las de

menor escala están relacionadas con los halos menores, que al formar parte de otro mayor constituyen la subestructura. Estos subhalos son las semillas para la formación de galaxias según un complejo proceso que involucra la astrofísica del gas, y que ocurre en aquellos halos donde el gas llega a enfriarse lo suficiente para colapsar formando estrellas y galaxias. Es de gran interés, entonces, determinar el número de satélites por cada halo, y estudiar las posibles dependencias de este valor con las características del halo. Su determinación en el Grupo Local está en debate a causa de posibles problemas de completitud (Tollerund et al., 2008). En sistemas más alejados, por otro lado, la identificación de los objetos menos luminosos que quedan por debajo del umbral de detección plantea dificultades observacionales. Tal es el caso de la mayoría de los relevamientos sistemáticos del cielo para la elaboración de catálogos de galaxias, que al estar limitados en flujo, sólo tienen mediciones de desplazamiento al rojo de las galaxias más luminosas. Sin una estima de distancia, no es posible buscar sistemas de galaxias y estudiar las abundancias de satélites en el espacio tridimensional, pero se pueden utilizar métodos estadísticos. En este trabajo se calculan los valores medios del número de satélites en sistemas de galaxias combinando un catálogo profundo, sin determinaciones de desplazamiento al rojo, con el correspondiente catálogo espectroscópico, que proporciona estimas de distancia y ubicaciones confiables de los centros de los sistemas de galaxias estudiados.

2. Método

La región que rodea los centros de sistemas de galaxias muestra un exceso de galaxias con respecto al fondo promedio, por lo que se puede adoptar como hipótesis que ese exceso se debe a la presencia de satélites en esos sistemas. El perfil incluye todas las galaxias del catálogo fotométrico, y permite elegir los posibles centros de los sistemas, de los cuales sólo están confirmadas como miembros las galaxias más brillantes en la contraparte espectroscópica. Las galaxias aisladas y luminosas son buenos candidatos a ocupar los centros de pequeños halos, dominando la dinámica del sistema de satélites asociado (e.g., Cooray & Milosavljević, 2005, De Lucia & Blaizot 2007). Dado que no hay formas simples de detectar galaxias satélites por métodos directos debido a su baja luminosidad, se adopta como hipótesis de trabajo que todas las galaxias aisladas más luminosas que cierto valor sean galaxias centrales de algún halo. Los halos más masivos contienen más galaxias luminosas que son identificadas como grupos en el catálogo espectroscópico, los cúmulos más masivos están confirmados además por los rayos-X que provienen del gas caliente en el medio intracúmulo. El número de galaxias en exceso de un sistema, en cierto rango de distancias radiales y luminosidades, es comparable al ruido Poisson del fondo de galaxias, por lo que se necesita un ensamble de sistemas para extraer con significancia estadística el valor medio del número de galaxias en exceso. Cuando todos los componentes del ensamble son similares, entonces se puede calcular una estima del número de satélites en ese tipo de sistemas.

El número de satélites $\langle N_s \rangle$ se calcula a partir de los conteos en cada campo, en la parte central (N_i) y en el fondo local (N_e), corregidos por la máscara angular (Lares 2007), es decir, sólo contribuyen las galaxias que están en intervalos

angulares que no contienen huecos:

$$\langle N_s \rangle = \frac{1}{M} \sum_{k=1}^M (N_i^k - N_e^k) \frac{B_T^k - B_H^k}{B_T^k}, \quad (1)$$

donde B_T es el número total de divisiones angulares de la máscara y B_H es el número de divisiones que están afectadas por un hueco o borde incompleto, con lo cual, el valor de N_s está corregido por la fracción de galaxias que efectivamente contribuyen al conteo en cada uno de los M campos del ensamble.

3. Datos

Se seleccionaron sistemas en un amplio rango de valores de masa, que van desde sistemas primaria-satélite hasta cúmulos masivos que emiten en rayos X (ver Tabla 1). Para ello se utilizó el catálogo espectroscópico de galaxias del SDSS, en el cual se identificaron 49496 galaxias aisladas con $M_r < -20,5$. Según el criterio de aislamiento utilizado, se define una primaria como la galaxia más luminosa en un volumen definido por una diferencia de velocidades radiales de 700 km/s y una separación de 700 kpc, tal que la galaxia que le sigue en luminosidad es al menos 2 magnitudes más débil en la banda r . Se seleccionaron sólo los campos que contienen datos en al menos un 95 % del área proyectada por un radio de 3 Mpc y en la región del catálogo limitada al casquete principal, para disminuir la corrección de completitud angular, haciendo un total de 34518 primarias. Se estudiaron dos submuestras de primarias de distinta luminosidad: una de galaxias con $-21,5 < M_r < -20,5$ (P0) y otra de galaxias más brillantes (P1, $M_r < -21,5$). El rango de desplazamientos al rojo considerado es $0,03 < z < 0,1$ lo cual, dada la magnitud límite del catálogo fotométrico ($m_r = 22,2$), permite explorar estadísticamente objetos hasta magnitud $M_r \sim -14$.

Se utilizaron grupos de galaxias identificadas en el SDSS-DR6 utilizando el algoritmo descrito en Merchán & Zandivarez (2003). La muestra (denominada $M6$) consta de 2744 grupos con al menos 8 miembros en el mismo rango de desplazamiento al rojo que las primarias. Se utilizó además la muestra de cúmulos de galaxias RASS-SDSS con emisión en rayos X (Popesso et al. 2005). En general, éstos son cúmulos masivos, aunque la muestra abarca objetos con masas de hasta $10^{12,5} M_\odot$. El número de cúmulos que resultan es de 114 en el rango de redshift 0,002 a 0,45; de los cuales se utilizaron los 81 que están dentro del rango de distancias estudiado. El método de ensamble permite obtener resultados estadísticamente significativos combinando los sistemas y complementando la muestra espectroscópica con la muestra fotométrica, 4,5 magnitudes más profunda.

4. Resultados

Debido a que el perfil de densidad en las muestras P0 y P1, es considerablemente plano más allá de 1 Mpc y hasta aproximadamente 2 Mpc (Lares & Lambas 2006), se eligió como muestra de control para la substracción de fondo a la región en el rango 1700 – 1900 kpc de distancia proyectada, promediado sobre

Muestra	Submuestra	N_c	N_s
<i>P0</i>	$-21,5 < M_r < -20,5$	28127	0.8 ± 0.1
	$-21,5 < M_r < -20,5$ $g - r < 0,8$	18225	0.6 ± 0.2
	$-21,5 < M_r < -20,5$ $g - r > 0,8$	9902	1.0 ± 0.2
<i>P1</i>	$M_r < -21,5$	6391	1.8 ± 0.3
	$M_r < -21,5$ $g - r < 0,8$	3315	1.1 ± 0.4
	$M_r < -21,5$ $g - r > 0,8$	3076	2.6 ± 0.4
<i>M6</i>	$10 < N < 20$	1108	54 ± 1
	$N > 10$	1534	70 ± 1
	$N > 30$	229	160 ± 3
	$N > 50$	96	220 ± 5
<i>RASS-SDSS</i>		81	200 ± 10

Tabla 1. Definición de las muestras utilizadas de primarias (P0 y P1, divididas según su magnitud absoluta M_r), grupos de galaxias (M6, separados por multiplicidad, donde N es el número de miembros) y cúmulos con emisión en rayos-X (RASS-SDSS, muestra completa). Se indica el número de sistemas N_c incluidos en cada muestra y el número medio de satélites N_s .

todos los campos. Para las muestras de cúmulos, se utilizó como fondo la zona comprendida entre 2 Mpc y 4 Mpc. Se usó el redshift de cada primaria para computar la distancia física proyectada al centro del sistema. Los cúmulos y grupos más masivos son los sistemas que presentan un mayor exceso relativo de galaxias en la zona central con respecto al número de galaxias por unidad de área que se asume como el fondo de galaxias. En las muestras de primarias que no son tan luminosas ($M_r > -20,5$) no es posible apreciar un perfil de densidad estadísticamente significativo, por lo que no se incluyeron en el presente estudio. Se exploraron también muestras con distintos valores del índice de color. Las primarias más rojas muestran mayor número de satélites, independientemente de la luminosidad, aunque el aumento en el número de satélites con la luminosidad de la primaria es más notable. Las muestras *P0* y *P1* tiene menos satélites que los grupos, aunque varía según las propiedades de la primaria, siendo las más luminosas y rojas las que tienen mayor número de satélites.

Referencias

- Cooray, A. & Milosavljević, M., 2005, ApJ, 627L, 85
De Lucia, G. & Blaizot, J., 2007, MNRAS, 375, 2
Lares, M., 2007, BAAA, 50, 255
Lares, M. & Lambas, D.G., 2006, BAAA, 49, 303
Merchán, M. & Zandivarez, A., 2002, MNRAS, 335, 216
Popesso, P.; Biviano, A.; Böhringer, H.; et al., 2005, A&A, 433, 431
Tollerud, E.J.; Bullock, J.S.; Strigari, L.E.; Willman, B., 2008, ApJ, 688, 277

PRESENTACIÓN MURAL

Gemini 3D-Spectroscopy of IRAS 17002+5153 and IRAS 07598+6508: Evidence of Two New Exploding BAL + IR + Fe II QSOs.

S. Lípari¹, M. Bergmann², Y. Taniguchi³, R. Terlevich⁴, E. Mediavilla⁵, B. García-Lorenzo⁵, W. Zheng⁶, S. F. Sanchez⁷, B. Punsly⁸, D. Merlo¹

¹Observatorio Astronómico de Córdoba and CONICET; ²Gemini Observatory, Chile; ³Ehime University, Japan; ⁴Univ. of Cambridge, UK and INAOE, Mexico; ⁵Inst. de Astrofísica de Canarias, Spain; ⁶Johns Hopkins University, USA; ⁷Calar Alto Observatory, Spain; ⁸Internat. Center for Relativistic Astroph., Univ. of Rome, Italy.

Abstract. New results of a program to study BAL + IR + Fe II QSOs, using Gemini/GMOS-IFU spectroscopy and HST data, are presented for IRAS 17002+5153 and IRAS 07598+6508. In particular, the Gemini GMOS-IFU data show that: (i) IRAS 17002+5153: the 3D spectra in the region of the shells (at radius of 1.3'') show multiple emission line components (with $\Delta V \sim 280\text{--}500$ km/s), with typical properties of Liners associated with low velocity shocks. (ii) IRAS 07598+6508: the 3D spectra in the circumnuclear area with a possible shell (at r of 2.3'') show multiple emission line components also with typical properties of Liners associated with shocks. These results confirm our previous suggestion that: these two similar BAL QSOs could be considered as exploding BAL + IR + Fe II QSOs (which are also very similar to the exploding QSOs Mrk 231 and IRAS 04505-2958). Thus, these new Gemini GMOS data are in good agreement with our extreme outflow + explosive + evolutionary model for QSOs and galaxy formation and evolution.

Resumen.

Nuevos resultados de un programa de estudio de BAL + IR + Fe II QSOs, usando espectros Gemini/GMOS-IFU e imágenes del HST, son presentados: para IRAS 17002+5153 e IRAS 07598+6508. En particular, los datos Gemini/GMOS-IFU sugieren que: (i) IRAS 17002+5153: los espectros 3D –del gas ionizado– en la región de la cáscara (a un radio r de 1.3'') muestran líneas de emisión con múltiples componentes (con ΔV de 280–500 km/s) y con propiedades típicas de Liners, asociadas con shocks de baja velocidad. (ii) IRAS 07598+6508: los espectros 3D de la región de una posible cáscara (al norte del QSO y a r $\sim 2.3''$) muestran líneas de emisión con múltiples componentes y con propiedades típicas de Liners y shocks. Estos nuevos datos presentan un buen acuerdo con nuestros datos previos de estos 2 QSOs y objetos similares; y también con nuestro modelo evolutivo, explosivo y compuesto de BAL + IR + Fe II QSOs y galaxias.

1. Introduction

The presence of *extreme explosions and outflow (OF)* –associated mostly to the stars at the massive end of the mass function– is an important component for different theoretical models of galaxy and QSO formation and evolution (see Ikeuchi 1981; Ostriker & Cowie 1981; L ipari et al. 2007a). From the observational point of view, the presence of multiple concentric expanding supergiant bubbles/shells in young composite BAL + IR + Fe II QSOs, with centre in the nucleus and with highly symmetric circular shape could be associated mainly with giant symmetric explosive events (L ipari et al 2005, 2006, 2007a,b). These giant explosive events could be explained in a composite model in which the interaction between the starburst and the AGN could generate giant explosive events like Hypernovae (HyN).

An evolutionary, explosive and composite scenario was proposed for BAL + IR + Fe II QSOs and composite AGNs (L ipari & Terlevich 2006; L ipari 1994; L ipari et al. 1994, 2005). In this scenario, mergers fuel extreme star formation processes and AGNs, resulting in strong dust and IR emission, large numbers of SN and HyN events (probably in the accretion disks and/or in the nuclear starburst ring/toroid) with expanding supergiant shells. The BALs in IR + Fe II QSOs were associated with this composite nature of the extreme OF processes, by the mentioned authors.

IRAS 17002+5153: This is one of the few ultraluminous BAL + IR + Fe II QSO (at $z_{em} = 0.292$, $\log[L_{IR}/L_{\odot}] = 12.05$; Low et al. 1988, 1989). The QSO was identified in the Palomar-Green Survey and then it was identified as BAL QSO (Wampler et al. 1985). L ipari et al. (2003) suggested that the HST images show several shells in this BAL + IR + Fe II QSO.

IRAS 07598+6508: This is a low-redshift ultraluminous BAL + IR + Fe II QSO (at $z_{em} = 0.148$, $\log[L_{IR}/L_{\odot}] = 12.45$; Lawrence et al. 1988). L ipari (1994) analysed the UV BAL system and the extreme Fe II emission in this IR QSO proposing an explosive scenario for IRAS 07598+6508 & 17002+5153. L ipari et al. (2003) show interesting structures in the HST images of this QSO.

2. Observations

This study is based mainly on integral field spectroscopy (IFU), obtained at the Gemini GMOS-IFU, combined with Hubble Space Telescope images. Three-dimensional deep optical spectroscopy of the nuclei and the shells of IRAS 17002+5153 & IRAS 07598+6508 were obtained during four nights in 2006 and 2007, with the 8.1-m telescope at the Gemini North Observatory.

3. Results

3.1 HST Images of IRAS 17002+5153 and IRAS 07598+6508

The panels of Fig. 1a,b show the HST image of these two BAL + IR + Fe II QSOs, which depict supergiant arcs/shells. In particular, the shells of IRAS 17002+5153 (to the north of the QSO; and a radius of the projected distances from the nucleus, r of $1.3'' \sim 7.6$ kpc; L ipari et al. 2003) have circular shape with

their centres at the position of the QSO. A value of the Hubble constant $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ was used.

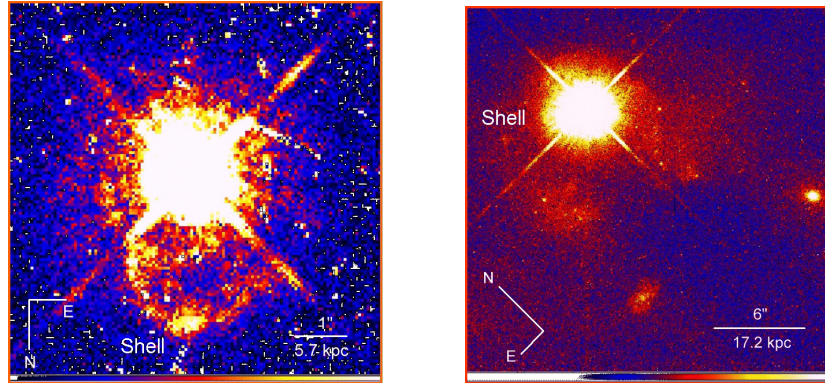


Figure 1. (a) Left: HST/WFPC2-F547M image IRAS17002+5153. (b) Right: HST/WFPC2-F702W image IRAS07598+6508.

The shells of IRAS 07598+6508 (to the North of the QSO, and with r of $2.3'' \sim 8.0 \text{ kpc}$) are less clear. See the next sub-section for details about the GMOS spectra of these shells.

3.2 GMOS 3D spectroscopy of IRAS 17002+5153 and IRAS 07598+6508

Here we present new evidence of the extreme OF processes in the nucleus and shells of these two IR QSOs. These are based on preliminary results from a study in progress, using GMOS-IFU spectra of BAL + IR + Fe II QSOs. In IRAS 17002+5153 the GMOS-IFU spectra show new evidence of the OF process in the region of the shells. Specifically, Fig. 2 shows the GMOS-IFU spectra in these shells (and the nucleus), with multiple emission line components in the shell ($\Delta V \sim 280\text{--}500 \text{ km/s}$), typical of Liners associated with low velocity shocks. The extracted spectra for the QSO and the shell were obtained from two and three pixels (of $0.2''$ in the GMOS-IFU), respectively.

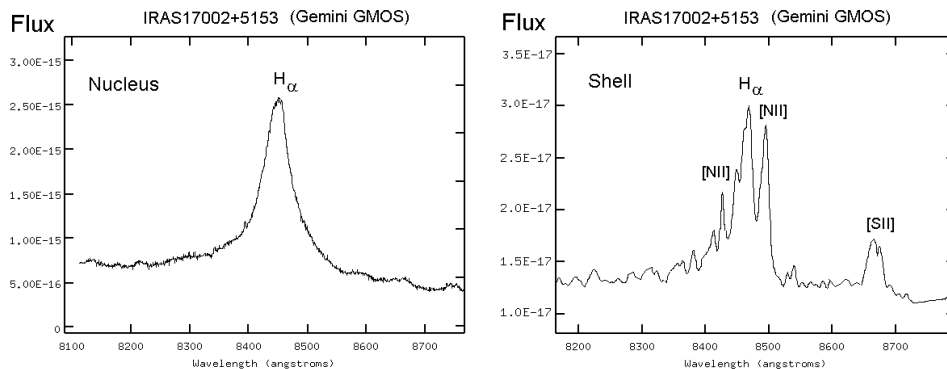


Figure 2. GMOS spectra of IRAS 17002+5153: the nucleus (left) and the shell (right). The unit of flux is $[\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}]$.

In IRAS 07598+6508, the GMOS-IFU data show also new evidence of an OF process -to the north of the QSO- in the circumnuclear area where a possible shell was detected by us. Specifically, Fig. 3 shows -in the shell to the North of this QSO- multiple emission line components also with typical Liner properties, associated with shocks (i.e. with strong $[S\ II]\lambda 6717/31$). These GMOS results -for both QSOs- are very similar to those found in the shells of the explosive BAL + IR + Fe II QSOs Mrk 231 and IRAS 04505-2958. Thus, these new Gemini GMOS data are in good agreement with our extreme OF + explosive + evolutionary Model for BAL + IR + Fe II QSOs and for the formation and evolution of some type of galaxies.

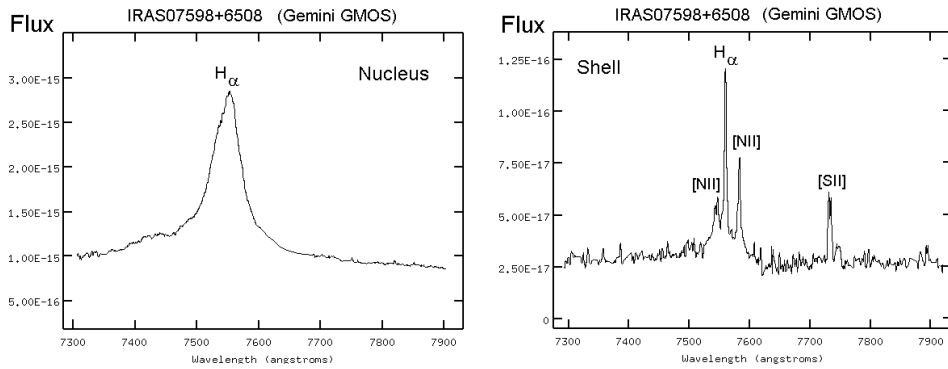


Figure 3. GMOS spectra of IRAS 07598+6508. Similar panels/units of Fig. 2.

Finally, it is important to remark that this program of study of Gemini GMOS 3D spectroscopic and HST data, of IRAS 17002+5153 & 07598+6508 and similar BAL + IR + Fe II QSOs, is in progress. Specifically, we are studying in detail the kinematics, morphological, and the physical condition of the extreme outflows, in these and related BAL QSOs. This GMOS program includes more than 10 BAL QSOs -already observed- at low, medium and high redshift.

References

- Ikeuchi, S. 1981, PASJ, 33, 211
 Lawrence, A. et al. 1988, MNRAS, 235, 261
 Lípari, S. 1994, ApJ, 436, 102
 Lípari, S. et al. 1994, ApJ, 427, 174
 Lípari, S. et al. 2003, MNRAS, 340, 289
 Lípari, S. et al. 2005, MNRAS, 360, 416
 Lípari, S. et al. 2006, MNRAS, in press, (arXiv: 0607054)
 Lípari, S. et al. 2007a, in Workshop AAA of Theor.Astron.Arg.,p.50(arXiv: 0707.1493).
 Lípari, S. et al. 2007b, Bol. AAA, 50, 259 (arXiv: 0712.0288)
 Lípari, S., Terlevich, R. 2006, MNRAS, 368, 1001
 Low, F.J., et al. 1988, ApJ, 327, L41
 Low, S., et al. 1989, ApJ, 340, L1
 Ostriker J.P. & Cowie L.L. 1981, ApJ, 243, L127
 Wampler, E. et al. 1985, ApJ, 296, 416

PRESENTACIÓN MURAL

Sistemas de galaxias luminosas rojas: Supercúmulos a partir de sobredensidades de galaxias en el catálogo fotométrico del SDSS.

H. Luparello³, M. Lares^{1,2,3}, D.G. Lambas^{1,2}

(1) Instituto de Astronomía Teórica y Experimental (IATE-CONICET)

(2) Observatorio Astronómico de Córdoba, UNC

(3) Facultad de Matemática, Astronomía y Física, UNC

Abstract. We identify systems of luminous red galaxies (LRGs) in the SDSS, using a percolation algorithm. We find 17977 systems in the redshift range $0.30 < z < 0.45$, out of which 737 have at least 4 members. Galaxy systems were classified according to their geometric shape and compactness. We search for faint galaxy overdensity variations around these systems in the photometric catalogue finding significant overdensities associated to these systems. The shapes of the overdensity regions suggest a dependence on the compactness of the systems of LRGs.

Resumen. Identificamos sistemas de galaxias luminosas rojas (GLR) tomadas del catálogo SDSS, usando un algoritmo de percolación. Se encontraron 737 sistemas de más de 4 miembros sobre un total de 17977 sistemas, en el rango $0,30 < z < 0,45$. Estos sistemas fueron clasificados según su forma geométrica y compactidad. Se exploraron variaciones de la densidad de galaxias en el catálogo fotométrico alrededor de éstos sistemas, encontrándose importantes sobredensidades asociadas a éstos sistemas. La forma de las regiones de sobredensidad de galaxias sugiere una dependencia con la compactidad de los sistemas de GLR.

1. Introducción

La distribución de galaxias en el universo forma una rica y compleja estructura cuyo estudio involucra todas las escalas. Las estructuras gravitacionalmente ligadas más grandes, producidas por las perturbaciones de densidad de mayor escala, reciben el nombre de supercúmulos. Las primeras identificaciones de supercúmulos fueron hechas a partir de datos observacionales de galaxias en cúmulos cercanos. Con la ayuda de catálogos espectroscópicos de galaxias, cada vez más profundos y de mayor cobertura angular, se pudieron identificar más sistemas distantes. En base a estos relevamientos se compilieron nuevos catálogos de supercúmulos, tales como los de Einasto et al. (2003a, 2003b), Basilakos (2003), Erdogdu et al. (2004) y Porter & Raychaudhury (2005). El catálogo más reciente, elaborado por Einasto et al. (2006), contiene 543 supercúmulos identificados y caracterizados en el rango de desplazamiento al rojo $0,009 < z < 0,2$.

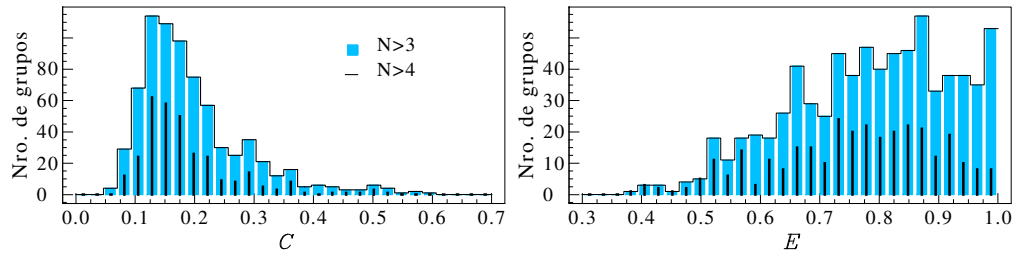
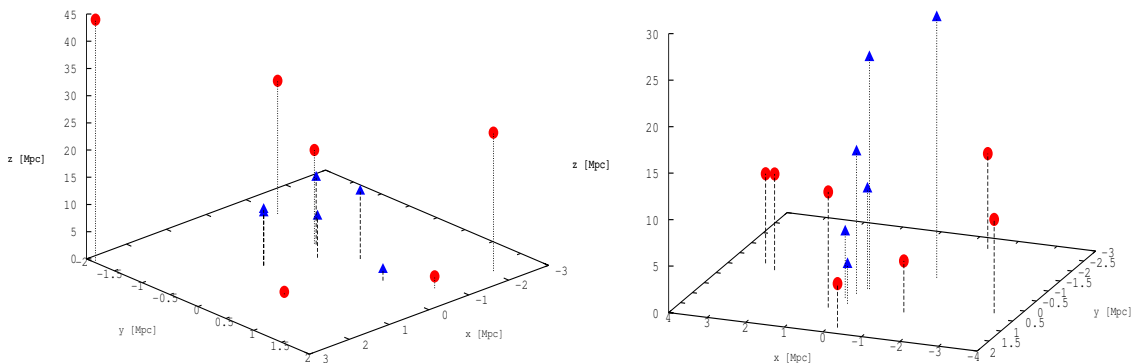


Figura 1. Histogramas de distribución de la compacticidad (C) y elongación (E) de los grupos de galaxias luminosas rojas que resultan con una longitud de vínculo tangencial de $0,14 < D >$

Debido a que estas estructuras son el resultado de las fluctuaciones de mayor escala, su estudio brinda la posibilidad de comparar las predicciones teóricas sobre la formación de estructuras mayores con el universo observable a gran escala. Las propiedades de los supercúmulos pueden ser usadas entonces como prueba para discriminar entre distintos modelos cosmológicos, aunque la falta de significancia estadística dificulta los procedimientos de acotación de parámetros. Las galaxias dentro de los supercúmulos, agrupadas en una jerarquía de estructuras menores, se ven afectadas por las características del supercúmulo al que pertenecen, ya que éste afecta su formación y evolución. El estudio de las galaxias y de éstas correlaciones ofrece la oportunidad de indagar sobre las interrelaciones entre galaxias y el medio que las alberga, de gran importancia en escalas intermedias.



(a) Dos grupos con similares elongaciones, y compacticidades de 0.36 (triángulos) y 0.10 (círculos) (b) Dos grupos con similares compacticidades y elongaciones de 0.98 (triángulos) y 0.41 (círculos)

Figura 2. Se muestran ejemplos de grupos de galaxias para distintos valores de compacticidad y de elongación.

2. Método

Las Galaxias Luminosas Rojas (GLRs) son galaxias de tipo temprano con escasa actividad de formación estelar, que gracias a su alta luminosidad intrínseca son accesibles a observación fotométrica y espectroscópica aún si están a z relativamente alto. Este tipo de objetos son el resultado de una importante actividad de acreción de materia que se produce en los pozos de potencial gravitatorio de los halos más grandes. Blake et al. (2008) afirma que las GLRs son galaxias elípticas en cúmulos masivos que marcan halos de materia oscura. Su ubicación espacial está generalmente relacionada con las grandes estructuras. Ho et al. (2009) y Kulkarni et al. (2007) confirmaron que existe una marcada correlación entre las GLRs y los cúmulos de galaxias.

En este trabajo se analizan las propiedades de aglomeración de las GLRs identificando sistemas y relacionándolos con la densidad de galaxias de fondo. La muestra de GLRs consiste en una selección en el plano color-magnitud de galaxias del SDSS-DR6 (Adelman-McCarthy et al., 2008). La identificación se basa en un algoritmo de percolación adaptado para dar cuenta de la variación de densidad con la distancia radial. Se desarrolló también una clasificación para los sistemas, de acuerdo con su compacticidad y elongación. La compacticidad se definió como el número de miembros sobre la longitud del camino mínimo, y la elongación como la distancia máxima entre dos miembros, sobre el camino mínimo. La longitud de dicho camino se calculó a partir del árbol minimal de expansión: el subconjunto de aristas, que formando un árbol sin ciclos incluye todos los vértices, y donde el valor total de las aristas es el mínimo. La distribución de los parámetros resultantes se muestra en la figura 1.

Debido a la dilución del catálogo, la separación media entre galaxias $\langle ng \rangle$ resulta ser función de z . Estudiando el comportamiento de dicha separación, se realizó un ajuste lineal en el rango $0,30 < z < 0,45$, y se trabajó con las LRGs que estaban dentro de dicho intervalo. Los parámetros de percolación se obtuvieron tomando una fracción del $\langle ng \rangle$, según: $D_{\parallel} = b_{\parallel} \langle ng \rangle^{-1/3}$ y $D_{\perp} = b_{\perp} \langle ng \rangle^{-1/3}$. Se exploraron varios valores de las constantes b : $b_{\parallel} = 0,75$, y $b_{\perp} = 0,14, 0,17$ y $0,21$. Los parámetros más adecuados, teniendo en cuenta las propiedades de los grupos resultantes, resultaron ser $b_{\parallel} = 0,75$, y $b_{\perp} = 0,14$. Para $b_{\parallel} = 0,75$ y $b_{\perp} = 0,14$, se agruparon 17979 GLRs en 7327 sistemas, de los cuales 7197 son de 5 miembros o menos, 107 sistemas tienen entre 6 y 8 miembros, hay 9 de 8 miembros, 15 de 9 miembros, 3 de 10 miembros, 3 de 11 miembros, 1 de 12 miembros y 1 de 15 miembros. Se caracterizaron los sistemas morfológicamente, y a partir de sus centros geométricos se buscaron sobredensidades en el catálogo fotométrico asociado. La ventaja de usar el catálogo fotométrico reside en su mayor profundidad, lo que permite estudiar estadísticamente la distribución de las galaxias en entornos de las GLRs y definir si dichos sistemas representan sobredensidades de galaxias en gran escala. En la figura 2 se muestran la distribución y ejemplos de estos parámetros. Luego, a partir del SDSS fotométrico, se construyeron campos de densidad centrados en los sistemas de GLRs. En la figura 3 se muestran dos ejemplos.

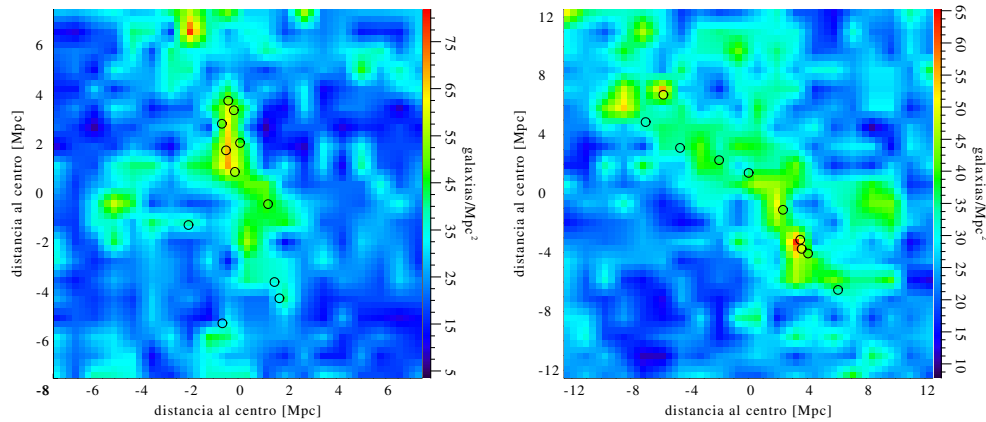
(a) Grupo a $\bar{z} = 0,32$ (b) Grupo a $\bar{z} = 0,35$

Figura 3. Ejemplos de campos de densidad de galaxias alrededor de grupos de galaxias luminosas rojas.

3. Conclusiones

Se caracterizaron los grupos de GLRs, identificados según un algoritmo de percolación del tipo "amigos de los amigos". Estos grupos son indicadores de la presencia de supercúmulos de galaxias, identificados como sobredensidades en el catálogo fotométrico. Las características de los sistemas que se identifican dependen del algoritmo de percolación. La distribución de las galaxias menos luminosas que las GLR depende también de las características del grupo. La forma de las regiones de sobredensidad sugiere una dependencia con la compacticidad del grupo de GLR. Las regiones de sobredensidad parecen ser más conexas en los grupos más compactos, aunque muestran poca dependencia con el parámetro de elongación calculado.

Referencias

- Adelman-McCarthy, J. K., Agüeros, M. A., Allam, S. S., et al., ApJS, 175, 297 (2008).
 Basilakos, S., 2003, MNRAS, 344, 602.
 Blake, C., Collister, A., & Lahav, O., 2008, MNRAS, 385, 1257.
 Einasto, J., Einasto, M., Hütsi, G., et al., 2003a, A&A, 410, 425.
 Einasto, J., Hütsi, G., Einasto, M., et al., 2003b, A&A, 405, 425.
 Erdogdu, P., Lahav, O., Zaroubi, S. et al. 2004, MNRAS, 352, 939.
 Ho, S., Lin, Y.-T., Spergel, D., Hirata, C., M., 2009, ApJ 697, 1358.
 Kulkarni, G. V., Nichol, R. C., Sheth, R. K., 2007, MNRAS, 378, 1196.
 Porter, S. C. & Raychaudhury, S., 2005, MNRAS, 364, 1387.

PRESENTACIÓN MURAL

Diagrama color-magnitud en grupos de galaxias a “redshifts” intermedios

J. L. Nilo Castellón^{1,3}, M. V. Alonso^{1,2}, H. Cuevas³, D. G. Lambas^{1,2},
A. Ramirez³

(1) Instituto de Astronomía Teórica y Experimental (IATE, CONICET)

(2) Observatorio Astronómico de Córdoba (OAC)

(3) Grupo de Astronomía, Departamento de Física, Universidad de La Serena, Chile

Abstract. This is a report with the first results of the photometric analysis of two low luminosity X-ray clusters: RXJ1117.4+0743 and RXJ1252.0+2920, selected from the 160 Square Degree ROSAT Cluster Survey (Vikhlinin et al. 1998). This work is part of an ongoing project to study the cluster properties and the galaxy population of poor clusters in the redshift range of $0.1 < z < 0.5$. Preliminary results show that, while RXJ1117.4+0743 is probably in the assembly period, the cluster RXJ1252.0+2920 would be in a more advanced evolutionary stage.

Resumen.

Este es un informe de avance donde se presentan resultados de la evaluación de la fotometría obtenida de los cúmulos de galaxias: RXJ1117.4+0743 y RXJ1252.0+2920, de baja luminosidad X seleccionados del 160 Square Degree ROSAT Cluster Survey (Vikhlinin et al. 1998). Estos cúmulos forman parte de un proyecto que pretende estudiar las propiedades y las poblaciones de galaxias de cúmulos pobres en un rango de corrimientos al rojo z entre 0.1 y 0.5. Resultados preliminares muestran que, mientras RXJ1117.4+0743 parece estar siendo ensamblado, el cúmulo RXJ1252.0+2920 se encontraría en una etapa más evolucionada.

1. Introducción

Los cúmulos de galaxias son los sistemas gravitacionalmente ligados más grandes que existen y resultan adecuados para entender los procesos de formación de galaxias. Existe una estrecha relación entre la morfología de las galaxias y el medio ambiente en el cual éstas se forman. La mezcla morfológica de los miembros que componen los cúmulos de galaxias fue caracterizada por primera vez por Dressler (1980), quien mostró que la población de galaxias tempranas se incrementa en ambientes más densos en relación con los objetos más tardíos (relación Morfología-Densidad). Estudios posteriores (Balogh et al. 1998) han mostrado, además que la población de galaxias en cúmulos masivos posee menor formación estelar que las galaxias de campo, y que éste fenómeno se puede observar tanto en cúmulos cercanos como a alto “redshift”.

A los sistemas de masa intermedia, aquellos que se localizan entre los grupos pequeños y cúmulos pobres, se les ha prestado, en general, poca atención comparados con los cúmulos ricos. En el contexto de un escenario de formación jerárquica, son los sistemas de masa intermedia de vital importancia para entender los procesos de formación de los cúmulos de galaxias y caracterizar la historia evolutiva del Universo. Estudiar las poblaciones que componen estos sistemas, nos permitirá entender la conexión entre el Universo primigenio, en pleno proceso de formación y el que observamos hoy.

En este trabajo, se presentan resultados preliminares de un estudio de cúmulos y grupos de galaxias con masas intermedias. En particular, se discute la precisión fotométrica y se presentan los diagramas color-magnitud de los cúmulos de galaxias RXJ1117.4+0743 ([VMF98]097) y RXJ1252.0+2920 ([VMF98]124) basado en datos fotométricos obtenidos con el telescopio Gemini-Sur. Estos objetos, de baja luminosidad en rayos X fueron seleccionados del 160 Square Degree ROSAT Cluster Survey (Vikhlinin et al. 1998). Forman parte de un proyecto que pretende estudiar las propiedades de las poblaciones de galaxias de cúmulos pobres en un rango de “redshifts” de $0.15 < z < 0.5$.

2. Generación de Catálogos fotométricos

Las observaciones fueron realizadas en el telescopio Gemini-Sur, con el Gemini Multi-Object Spectrograph (GMOS, Hook et al. 2004) durante el proceso de verificación del instrumento. Se usaron filtros SLOAN (Fukugita et al. 1996) g' y r' , con un arreglo de 3 detectores EEV CCD de 2048x4608 pixels, cubriendo un área en el cielo de 5.5 arcmin^2 . Las imágenes fueron reducidas usando técnicas estándar y para la creación de los catálogos fotométricos se utilizó SExtractor (Bertin & Arnouts, 1996). Los objetos fueron identificados en la imagen combinada en el filtro r' porque es la de mejor calidad. Luego, se realizó la identificación de estos objetos en la banda g' .

Fueron obtenidas magnitudes y colores dentro de distintas aperturas circulares, siendo la elegida la de 20 pixeles de diámetro (equivalente a $2.9''$) para evitar regiones muy centrales y contaminaciones en las regiones más externas. El índice de estelaridad CLASS_STAR (un indicador de cuán gaussiana es la distribución de brillo superficial) fue usado para la separación de estrellas y galaxias. Objetos con CLASS_STAR ≤ 0.9 fueron seleccionados como galaxias. El catálogo final de objetos con $r' \leq 25.5$, límite de completitud de la muestra, contiene 1440 objetos definidos como galaxias para [VMF98]097 y 772 para [VMF98]124.

La calibración fotométrica fue realizada utilizando puntos cero provistos por Gemini. Las magnitudes y colores fueron además corregidas por extinción galáctica usando los mapas de enrojecimiento de Schlegel et al. (1998) y las relaciones de Cardelli et al. (1989). Para evaluar la calibración se realizaron comparaciones con los resultados de Carrasco et al. (2007) en el cúmulo [VMF98]097. Se obtuvieron diferencias en las magnitudes r' de 0.03 ± 0.01 y en los colores ($g' - r'$) de 0.56 ± 0.01 . Este resultado se traduce en una constante que fue sumada a las magnitudes g' para la calibración definitiva. Por último, para el cúmulo

[VMF98] 124 se compararon solamente las magnitudes r' con Carrasco (2008) cuya diferencia media es de 0.02 ± 0.01 .

3. Resultados preliminares

La Figura 1 muestra los diagramas color-magnitud para los dos cúmulos junto con histogramas de colores y magnitudes. Se puede observar comportamientos bien diferentes entre ambos. En el cúmulo [VMF98]097 existen claramente dos picos en la distribución de colores, correspondientes a $(g' - r')_o \approx 0.5$ y 1.9 . En [VMF98] 124 sólo vemos el pico más azul. Si los cúmulos son dinámicamente activos se espera encontrar una alta fracción de galaxias formadoras de estrellas. Los resultados observados van en este sentido pero el pico de galaxias más rojo no es visible en el segundo cúmulo. Los objetos más brillantes tienen datos espectroscópicos en ambos casos. El cúmulo [VMF98]097 ya fue analizado (Carrasco et al. 2007) y los resultados espectroscópicos corroboran los fotométricos. La mayoría de las galaxias azules son formadoras de estrellas. Los datos espectroscópicos del cúmulo [VMF98]124 serán analizados conjuntamente con los datos de rayos X.

4. Comentarios Finales

El estudio fotométrico de estos dos cúmulos de galaxias nos permite concluir que el procedimiento adoptado para el análisis de los datos es el correcto, la fotometría está bien calibrada y la apertura utilizada es la adecuada. Este procedimiento es la base de un estudio mayor, sistemático de cúmulos de galaxias de masas intermedias a diferentes “redshifts”. Resultados preliminares de los dos cúmulos de galaxias analizados muestran que mientras [VMF98]097 parece estar siendo ensamblado, el cúmulo [VMF98]124 se encuentra en una etapa más evolucionada.

Agradecimientos. JLNC desea expresar su agradecimiento a CONICET que le permite realizar sus estudios de doctorado con una beca TIPO 1A para estudiantes latinoamericanos y a Beatriz Lafuente por el apoyo durante el proceso de investigación. El equipo desea además agradecer a Rodrigo Carrasco por facilitar los datos observacionales con los que está siendo realizado este trabajo y al referee del comité editorial del BAAA51 por su detallado reporte y sus claras y acertadas sugerencias.

Referencias

- Balogh, M. L., Schade, D., Morris, S. L., Yee, H. K. C., Carlberg, R. G. & Ellingson, Erica 1998, ApJ, 504
- Balogh, M., Bower, R., Smail, I., Ziegler, B. L. & Davie, R.L. 2002, MNRAS, 337,256
- Bertin, E. & Arnouts, S. 1996, A&AS, 117, 393
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C. & Mathis, J. S. 1989, ApJ 345, 245
- Carrasco, R., Cypriano, E. S., Lima Neto, G. B., Cuevas H., Sodr e Jr, L., Mendes de Oliveira, C. & Ramirez, A. 2007, ApJ, 664, 777

Carrasco, R. 2008, Comunicación privada.

Dressler, A. 1980, ApJ, 236, 351

Dressler, A., Oemler, A., Jr., Couch, W.J., Smail, I. & Ellis, R.S. 1997, ApJ, 490, 577

Fukugita, M., Ichikawa, T., Gunn, J. E., Doi, M. & Shimasaku, K. 1996, AJ, 11,1748

Hook, I. M., Joergensen, I., Allington-Smith, J. R., Davies, R. L., Metcalfe, N., Murowinski, R. G. & Crampton, D. 2004, PASP, 116, 425

Shlegel, D. J., Finkbeiner, D.P. & Davis, M. 1998, ApJ, 500, 525

Vikhlinin, A., McNamara, B. R., Forman, W., Jones, C., Quintana, H. & Hornstrup, A. 1998, ApJ, 502, 558

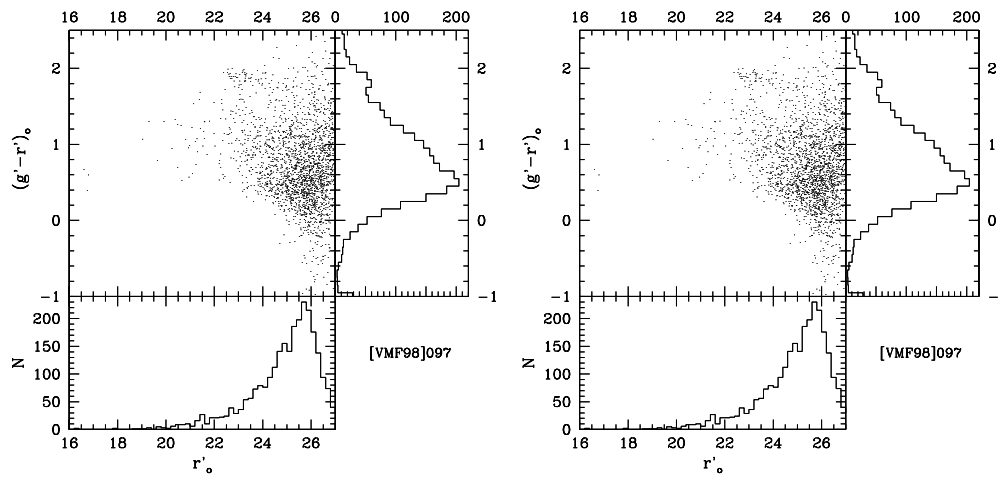


Figura 1. Diagramas color-magnitud e Histogramas en color y magnitudes r' . *Izquierda*: Cúmulo de galaxias [VMF98] 097. *Derecha*: Cúmulo [VMF98] 124.

PRESENTACIÓN MURAL

Análisis morfológico de radiofuentes

J.L. Nilo Castellón^{1,3}, R.Vena Valdarenas⁴, G. Volpe¹, G.Coldwell^{1,2},
C.Valotto^{1,2}

(1) *Instituto de Astronomía Teórica y Experimental (IATE, CONICET)*

(2) *Observatorio Astronómico de Córdoba (OAC)*

(3) *Grupo de Astronomía, Departamento de Física, Universidad de La Serena, Chile*

(4) *Facultad de Matemática, Astronomía y Física (FAMAF, UNC)*

Abstract. We present a morphologic analysis of radiosources extracted from the 5 GHz VSOP Active Galactic Nucleus Survey III, composed by 102 AGN's in the range $0.01 < z < 3.2$. Using public data bases, we generated photometric catalogues of the 102 objects in 6 bands (B, V, R, J, H, K). A selection by near-infrared color was made ($0.7 < H-K < 0.9$) to obtain a sample with similar evolutionary characteristics. This reduce the total sample to 30 objects ($0.1 < z < 1.0$). Existing models suggest a correlation between the evolutionary state and redshift of the objects in different wavelength. It is therefore expected that radiosources at low and high redshift, present different morphologies. To investigate this hypothesis we have carried out a morphologic analysis of radio sources extracted from the 5 GHz VSOP Active Galactic Nucleus Survey III. Our sample, initially composed of 102 AGN's in the range $0.01 < z < 3.2$, was later reduced to a subsample of 30 sources on the basis of infrared color selection ($0.7 < H-K < 0.9$). In this way we produced a sample with similar evolutionary characteristics with redshift in the interval $0.1 < z < 1.0$. The obtained results do not show indications of the expected correlation (for radiosources with $z < 1$). Such negative results are in agreement with previous similar investigations.

Resumen. Se presenta un análisis morfológico de radiofuentes extraídos del VSOP 5 GHz Active Galactic Nucleus Survey III, compuesta por 102 radiofuentes entre $0.01 < z < 3.2$. Utilizando bases de datos públicas se generaron catalogos fotometricos de los 102 objetos en 6 bandas (B, V, R, J, H, K). Se realizó una selección por colores en el infrarrojo cercano ($0.7 < H-K < 0.9$) con el fin de obtener una muestra con características evolutivas similares. Esto redujo la muestra total a 30 objetos ($0.1 < z < 1.0$). Basándonos en modelos existentes, que indican una correlación entre el estado evolutivo y el corrimiento al rojo de los objetos en diferentes longitudes de onda, podríamos esperar que las radiofuentes a alto corrimiento al rojo presentaran morfologías diferente con respecto a las más cercanas. Sin embargo, los resultados encontrados no muestran indicios de dicha

correlación (para radiofuentes con $z < 1$), en acuerdo con lo encontrado por otros autores para diferentes muestras.

1. Introducción

Los cúmulos ricos en galaxias han sido conocidos como el hogar de poderosas radiofuentes. Muchas de las primeras radiogalaxias conocidas yacen en dichas agrupaciones. En relevamientos cercanos hechos a cúmulos de Abell se han descubierto y mapeado muchas fuentes de radio (Ledlow & Oweon, 1996). En cúmulos a bajo z , las radiofuentes que se han detectado han sido de muy poca potencia (Faranoff-Riley clase I, FR I). Fue por lo tanto una sorpresa cuando haciendo observaciones ópticas más profundas de cúmulos de galaxias ($z \sim 0.5 - 1$) se encontraran indistintamente radiofuentes tipo FR I o FR II (Prestage & Peacock, 1988). Agregando a esto la idea de que la función de luminosidad en rayos X de los cúmulos evoluciona fuertemente a z moderado ($z \sim 0.5$), hacia parecer que las radio fuentes en ambientes ricos responden a los cambios a su alrededor (Henry et al. 1992). Pero en los últimos años, gracias al lanzamiento de los telescopios espaciales y la construcción de telescopios terrestres más potentes, los cambios respecto a esto han sido significativos y el aporte más reciente respecto al estudio del medio de los cúmulos de galaxias, es que existe una muy débil evolución desde $z \sim 0.8$, tanto en la función luminosidad como en la relación $L_x - T$. Las investigaciones de Stock et al 1999, parecen ser consistentes con estos resultados, basándose en datos del Deep VLA Survey de 19 cúmulos entre $0.3 < z < 0.5$. no encontró evolución alguna ni en la función luminosidad, ni en la morfología de las radiofuentes en cúmulos. Basandonos en estos trabajos, hemos realizado un estudio utilizando imágenes del relevamiento VSOP para reexaminar el problema de la evolución de las radiofuentes en cúmulos, y como varía la morfología de éstas, con respecto al z .

2. La Muestra

El VLBI Space Observatory Programme (VSOP), es un proyecto creado con el fin de estudiar radiofuentes con una resolución de sub-segundos de arco usando el telescopio espacial HALCA (Highly Advanced Laboratory for Communications and Astronomy) de 8 mts. de diámetro, junto a un arreglo global de radiotelescopios terrestres. Aproximadamente el 25 % del tiempo de observación es dedicado a la búsqueda de Núcleos Compactos de Galaxias Activas (AGNs) que sean más fuertes de 1 [Jy] a 5 [GHz]. La finalidad del proyecto es la determinación estadística de las propiedades estructurales sub-segundo de arco de las más potentes radiofuentes extragalácticas y comparar estas estructuras con otras propiedades de las fuentes. Los datos de esta investigación se basan en el tercer lanzamiento del VSOP *survey series* (Lovell et al. 2004) y está compuesto por 102 radiofuentes, en un z que varía entre $0.01 < z < 3.2$ (figura 1a)

Por otro lado, el *Naval Observatory Merged Astrometric Dataset* (NOMAD) contiene información para más de 10.000 millones de objetos extraídos desde los catálogos astrométricos y fotométricos Hipparcos, Tycho-2, UCAC2, and

USNO-B1.0, a los cuales se les agrega información fotométrica infrarroja cercana del 2MASS. Usando NOMAD se desarrollaron los catálogos fotométricos para los 102 objetos del VSOP. A partir de dicho catálogo determinamos los diagramas Color-Magnitud (H-K v/s K) para posteriormente seleccionar objetos con características evolutivas semejantes (figura 1b). Se seleccionó el rango de color $0.7 < H-K < 0.9$ por ser el rango más poblado. Con esto, la muestra original se acotó tanto en número de miembros como en z . Se paso de 102 objetos a 30, y de $z \sim 0,01 - 3,5$ disminuyó a $z \sim 0,01 - 1^1$.

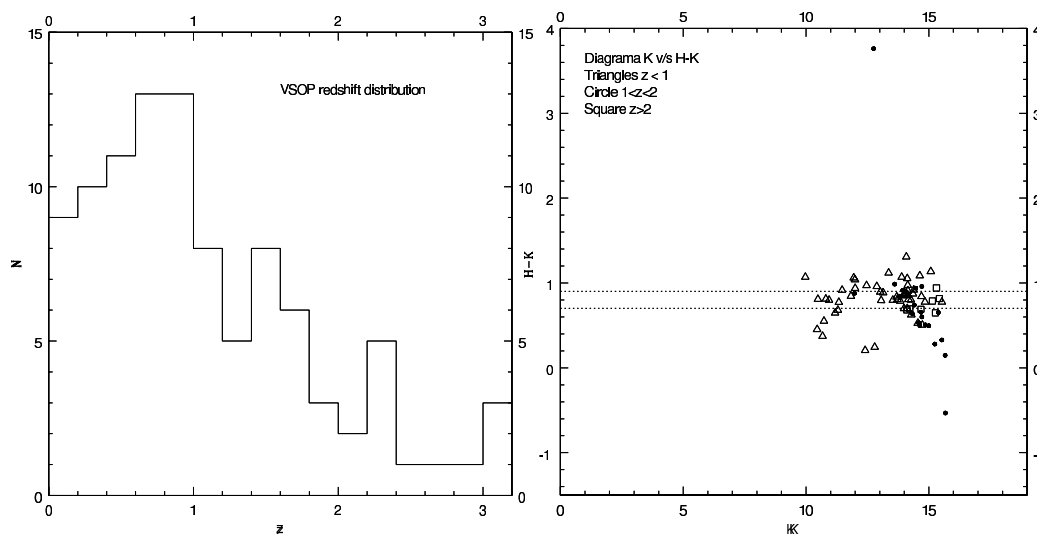


Figura 1. Muestra total de radiofuentes extraídas desde el 5 GHz VSOP Active Galactic Nucleus Survey III. *Izquierda, Figura 1a:* Histograma distribución del z de la muestra total. *Derecha, Figura 1b:* Diagrama Color-Magnitud en el cual se basó la selección final de la muestra

3. Análisis y Conclusiones

Si bien al acotar por colores la muestra original, logramos obtener características evolutivas semejantes en los objetos seleccionados, esto nos impidió realizar un estudio más completo en profundidad al no llegar a $z > 1$. Dentro de los 30 objetos finales, no se logra distinguir una correlación clara entre el z y características morfológicas típicas de radiofuentes FRI o FRII. Ampliamos la muestra utilizando imágenes extraídas del catálogo VLBI que cumplieran con las condiciones ya definidas respecto a color y al corrimiento al rojo, sin encontrar nuevamente la correlación buscada. Al revisar bibliografía, vemos que hasta $z \sim 1$ los resultados obtenidos son consistentes con los trabajos de Prestage and Peacock 1998, Zirbel 1997, y Miller et al. 1999 entre otros, que al estudiar radiogalaxias

¹2 objetos quedaron fuera de la selección detallada a pesar de estar dentro del rango de color descrito. J0920+4441 y J0126+2559 poseen $z > 2.3$, por lo que provocaría una discontinuidad en la muestra final

FRI y FRII (Faranoff & Riley 1974), determinan que pueden ser encontradas en diferentes ambientes, a distintos z , y que además, no existe una correlación entre la morfología y las propiedades ópticas de las galaxias huéspedes. En promedio, las radio fuentes FR I se encuentran en grupos ricos o cúmulos de galaxias, y han sido detectadas indistintamente hasta $z \sim 1$. Las radiofuentes FRII, típicamente asociadas a galaxias elípticas perturbadas o galaxias cD, y hasta $z \sim 0,5$, son encontradas en variados tipos de ambientes, incluso en muchos cúmulos ricos, que raramente, alojan radiogalaxias FRII (Hill and Lilly, 1991). El siguiente paso del proyecto consiste en ampliar la muestra, para llegar a z mucho más altos que ($z \sim 3$) y así distinguir si existe la evolución que esperamos encontrar a z mayores, y confirmar si el hecho de no encontrarla en este estudio se debe a la limitación impuesta al corrimiento al rojo de la muestra investigada.

4. Agradecimientos

JLNC desea expresar su agradecimiento a CONICET que le permite realizar sus estudios de doctorado con una beca tipo 1A para estudiantes latinoamericanos y a Beatriz Lafuente por el apoyo constante durante el proceso de Investigación. El equipo agradece al referee del comite editorial del BAAA51 por su detallado reporte y sus claras y acertadas sugerencias.

Referencias

- Allington-Smith, J.R., Ellis, R.S., Zirbel, E.L., Oemler, A. 1993, ApJ, 404, 521.
Clark, B.G, ASP Conference Series, Vol.180,1999.
Hill, G.J. and Lilly, S.J. 1991, ApJ 367,1.
Miller, N.A. , Owen, F.N., Burns, J.O., Ledlow, M.J., Voges, W. 1999, AJ, 118,1988.
Perlman, E.S., Frye, C., Ebeling, L., Jones. Sharf, C.A., Horner, D., ApJ
Prestage, R.M., Peacock, J.A. 1988 MNRAS 230,131
Rodriguez, L.F, Ciencia Vol. 35, 163-173, 1984
Scott W. K. et al, ApJSS 155, 33, 2004
Zanichelli, A., Scaramella, R., Vettolani, G., et al. 2001 A&A
Zirbel, E.L. 1997, ApJ, 476,489

PRESENTACIÓN MURAL

A common colour-magnitude relation from giant elliptical galaxies to globular clusters?

A.V. Smith Castelli^{1,2,3}, L. P. Bassino^{1,2,3}, T. Richtler⁴, F. Faifer^{1,2,3},
J. C. Forte^{1,3}, S. A. Cellone^{1,2,3}

(1) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas - UNLP*

(2) *IALP (CCT La Plata - CONICET - UNLP)*

(3) *CONICET*

(4) *Universidad de Concepción - Chile*

Abstract. We discuss the existence of a common colour-magnitude relation (CMR) of metal-poor globular clusters and early-type galaxies, i.e. giant ellipticals, normal ellipticals and lenticulars, dwarf ellipticals and lenticulars, and dwarf spheroidals. Such CMR would cover a range of ~ 14 mag, extending from the brightest galaxies, down to the globular clusters on the fainter side.

Resumen. Se investiga sobre la existencia de una única relación color-magnitud trazada por cúmulos globulares pobres en metales y por galaxias de tipo temprano, i.e. elípticas gigantes, elípticas y lenticulares normales, elípticas y lenticulares enanas, y enanas esferoidales. Tal relación cubriría un rango de ~ 14 mag, y se extendería desde las galaxias más brillantes hasta los cúmulos globulares en el extremo débil.

1. Introduction

The fact that early-type galaxies in clusters and groups define a tight sequence in the colour-magnitude diagram (CMD) in the sense that bright ellipticals are redder than fainter ones, has been known for a long time (e.g. Baum 1959). Spectroscopic studies of giant ellipticals (e.g. Kuntschner 2000) and dwarf galaxies (e.g. Mieske et al. 2007) have shown that this colour-magnitude relation (CMR) mainly reflects metallicity effects: the more luminous (i.e. massive) galaxies are more capable to retain their metal content than low-mass ones thanks to their deeper potential wells (e.g. Rakos et al. 2001, and references therein).

Studies of extragalactic globular cluster (GC) systems observed with HST have revealed that in some galaxies, the more luminous blue (i.e. metal-poor) GCs are redder than fainter ones, showing what seems to be a CMR. This relation has been called *blue tilt* and its origin and existence are still under discussion (Strader & Smith 2008, and references therein).

2. The “blue tilt” of globular clusters in NGC 4486

From ACS-HST observations, the existence of a CMR among metal-poor GCs of different GCs systems has been reported (Harris et al. 2006, Strader et al. 2006, Mieske et al. 2006). Despite this trend has been interpreted as a mass-metallicity relation, it has also been suggested that the origin of the blue tilt might be related to photometric errors: blue GCs might be more extended systems and, as a consequence, marginally resolved by ACS-HST (Kundu 2008). Forte et al. (2007) have detected through ground-based observations, a notable tilt of the colours of the blue GCs associated with NGC 4486 (M87) in the Virgo cluster. They found a linear relation that corresponds to a 0.06 mag ($C - T_1$) colour increase per magnitude. This finding is against the hypothesis of the blue tilt arising from photometric errors. Recently, Romanowsky et al. (2008) have arrived at a similar conclusion.

3. The colour-magnitude relation in the Antlia cluster

Smith Castelli et al. (2008) have found a tight CMR in the Antlia cluster. Considering new members identified through GEMINI-GMOS spectroscopy, this relation spans ~ 10 mag in brightness, from giant elliptical to dwarf galaxies, with no apparent change of slope (Smith Castelli 2008, Smith Castelli et al. in preparation). This slope is consistent with those found in other clusters like Virgo and Fornax, and is also similar to that found by Forte et al. (2007) for the blue tilt of NGC 4486 GCs. When all these stellar systems are shifted to the Antlia distance, they seem to follow a common CMR from blue GCs to giant ellipticals as it can be seen in Fig. 1 (Smith Castelli et al. in preparation). The equation of the Antlia CMR fit is $T_{10} = 39.2(\pm 1.6) - 14.1(\pm 0.9) * (C - T_1)_0$. Considering $(m - M) = 32.73$ for Antlia (Dirsch et al. 2003) and $(m - M) = 31.0$ for NGC 4486 (Forte et al. 2007), the equation of the ‘blue tilt’ of NGC 4486 shifted to the Antlia distance reads $T_{10} = 43.2 - 16.7 * (C - T_1)_0$.

4. The “blue tilt” in other globular cluster systems

We have found no evidence of a blue tilt in the GC system of NGC 1399, the central galaxy of the Fornax cluster, but a unimodal colour distribution for the brightest GCs (Dirsch et al. 2003, Forte et al. 2007). Similarly, Bassino et al. (2008) detected no blue tilt in the blue GCs around the two dominant galaxies of the Antlia cluster, NGC 3258 and NGC 3268 (but see Harris et al. 2006); both GC systems present unimodal colour distributions for the most luminous clusters.

However, the blue tilt has been observed in some normal elliptical and S0 galaxies (Mieske et al. 2006, Spitler et al. 2006). The fact that this feature is present in some galaxies and not in others might be pointing to an environmental effect regarding the formation of the GCs, that is not clearly understood yet.

5. Concluding remarks and future perspectives

There is a uniform CMR for early-type galaxies in nearby clusters (Sandage 1972, Bower, Lucey & Ellis 1992, Smith Castelli et al. 2008, Misgeld et al. 2008, De Rijcke et al. 2008). The blue tilt of the NGC 4486 GC system appears to extend this relation to very faint magnitudes. However, this effect is not seen if we consider the GC system of NGC 1399 in Fornax and the brightest galaxies in Antlia.

Assuming that the CMR of early-type galaxies corresponds to a mass-metallicity relation, it sets a limit for the highest metallicity that a member galaxy of a cluster can reach for a given mass. The colour (metallicity?) range covered by early-type galaxies in Antlia is similar to the one corresponding to all NGC 4486 GCs.

A common and well defined CMR among giant and dwarf elliptical galaxies is surprising given that their chemical histories are supposed to be different. Moreover it would be if such a relation extends towards the GCs regime. We have no explanation for such extended universal trend at the moment. On one hand, the fact that the 'blue tilt' is seen in some galaxies and not in others, is pointing to an environmental effect. On the other hand, the universality of the CMR of early-type galaxies lead several authors to suggest that its build up is independent of the local environment (e.g. Smith Castelli et al. 2008). If blue GCs follow this universal trend, is it a consequence of the environment in which they are now immersed or due to their primordial formation conditions?

We plan to further extend this investigation before arriving at sensible conclusions. The existence of a common CMR between early-type galaxies and blue GCs would represent a new challenge to our understanding of the formation and evolution of stellar systems in the Universe.

Acknowledgments. This work was funded with grants from CONICET, ANPCyT and UNLP (Argentina). TR is grateful for support from the Chilean Center for Astrophysics, FONDAF No. 15010003.

References

- Baum W., 1959, *PASP*, 71, 106
- Bassino L. P., Richtler T., Dirsch B., 2008, *MNRAS*, 386, 1145
- Bower R. G., Lucey J. R., Ellis R. S., 1992, *MNRAS*, 254, 601
- De Rijcke S., Penny S., Conselice C., Valcke S., Held E. V., 2008, *MNRAS*, 393, 798
- Dirsch B., Richtler T., Geisler D., et al., 2003, *AJ*, 125, 1908
- Forte J. C., Faifer F. R., Geisler D., 2007, *MNRAS*, 382, 1947
- Harris W. E., Whitmore B. C., Karakla D. et al., 2006, *ApJ*, 636, 90
- Kundu A., 2008, *AJ*, 136, 1013
- Kuntschner H., 2000, *MNRAS*, 315, 184
- Mieske S. et al., 2006, *ApJ*, 653, 193

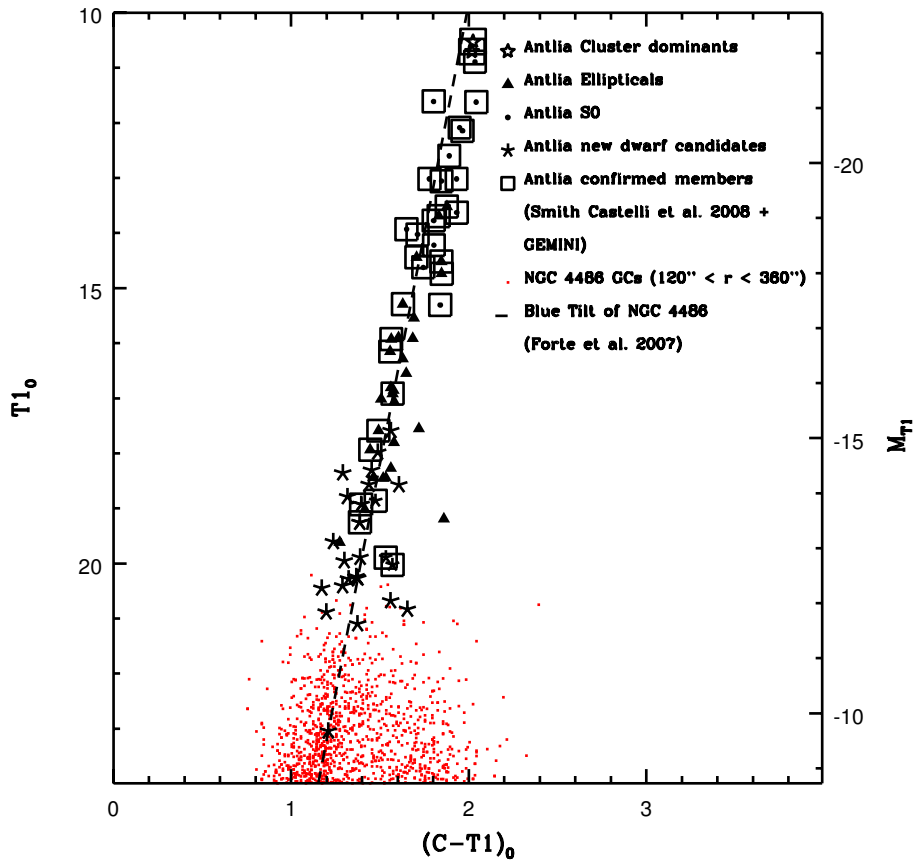


Figure 1. Colour-Magnitude diagram of early-type galaxies in the Antlia cluster, and NGC 4486 globular clusters (red points) shifted to the Antlia distance. As a reference, the dashed line is the fit to the blue tilt of NGC 4486 globulars found by Forte et al. (2007).

- Mieske S., Hilker M., Infante L., Mendes de Oliveira C., 2007, *A&A*, 463, 503
 Misgeld I., Mieske S., Hilker M., 2008, *A&A*, 486, 697
 Rakos K., Schombert J., Maitzen H. M., Prugovecki S., Odell A., 2001, *AJ*, 121, 1974
 Romanowsky A. J., Strader J. Spitler L. R. et al., 2009, *AJ*, accepted (astro-ph/0809.2088)
 Sandage A., 1972, *ApJ*, 176, 21
 Smith Castelli A. V., 2008, PhD Thesis, Fac. de Cs. Astronómicas y Geofísicas, Universidad Nacional de La Plata, Argentina
 Smith Castelli A. V., Bassino L. P., Richtler T., Cellone S. A., Aruta C., Infante L., 2008, *MNRAS*, 386, 2311
 Spitler L. R., Larsen S. S., Strader J. et al., 2006, *AJ*, 132, 1593
 Strader J., Brodie J. P., Spitler L., Beasley M. A., 2006, *AJ*, 132, 2333
 Strader J., Smith H. G., 2008, *AJ*, 136, 1828

Part V

Astrofísica de Altas Energías

TRABAJO INVITADO

Powerful non-thermal emission in black-hole powered sources

V. Bosch-Ramon¹

(1) *Max Planck Institut für Kernphysik*

Abstract.

Powerful non-thermal emission has been detected coming from relativistic collimated outflows launched in the vicinity of black holes of a very wide range of masses, from few to $\sim 10^{10} M_{\odot}$. These collimated outflows or jets have large amounts of energy and momentum extracted from the black hole itself and/or from matter trapped in its potential well. The key ingredients for the formation of these powerful jets are accretion of matter with angular momentum, the huge gravitational potential of the compact object, the strong ordered magnetic fields near the black-hole horizon, the potentially large rotational energy in the case of a Kerr black hole, and an escape velocity close to c . At different scales along the outflows, i.e. $\sim 10 - 10^{10} R_{\text{Sch}}$ from the black hole, the local conditions can lead to the generation of non-thermal populations of particles via, e.g., magnetic reconnection, magneto-centrifugal mechanisms, diffusive processes, or the so-called converter mechanism. These non-thermal populations of particles, interacting with dense matter, magnetic, and radiation fields, could yield radio-to-gamma-ray emission via synchrotron process, inverse Compton scattering, relativistic Bremsstrahlung, proton-proton and photo-hadron collisions, and even heavy nuclei photo-disintegration. Other processes, like pair creation or the development of electromagnetic cascades, could be also relevant in black-hole jets and their surroundings. Black holes of different masses, accretion rates and environments show different phenomenologies, as can be observed in AGNs, GRBs or microquasars. Nonetheless, these sources basically share the same fundamental physics: accretion, black-hole rotation, plus an environment, but they are individualized due to their own specific conditions. In this paper, we qualitatively review the main characteristics of the non-thermal emission produced in jets from black holes, giving also a brief overview on the physical properties of black hole/jet systems. We comment as well on some important differences and similarities between classes of sources, and on the prospects for the study of the non-thermal emission from astrophysical sources powered by black holes.

Resumen.

En las cercanías de agujeros negros de un amplio rango de masa, $\sim 1 - 10^{10} M_{\odot}$, se eyectan poderosos chorros relativistas de plasma que producen emisión no térmica. Estos chorros pueden transportar grandes cantidades de energía y momento extraídos del agujero negro y/o de la

materia atrapada en su pozo gravitacional. Para la formación de estos chorros de plasma, los ingredientes clave son la acreción de materia con momento angular, el intenso potencial gravitacional del agujero negro, la presencia de fuertes campos magnéticos ordenados, la posiblemente gran energía rotacional del agujero negro, y la alta velocidad de escape, que puede ser cercana a c . A diferentes escalas espaciales de los chorros de plasma, a $\sim 10 - 10^{10} R_{\text{Sch}}$ del agujero negro, las condiciones locales pueden llevar a la generación de poblaciones no térmicas de partículas via reconexión magnética, un mecanismo magneto-centrífugo, procesos difusivos, o el llamado mecanismo de conversión. Estas poblaciones no térmicas de partículas, interactuando con densos campos de radiación, magnéticos, y de materia, dan lugar a emisión de fotones de muy diferentes energías por radiación sincrotrón, dispersión Compton inverso, Bremsstrahlung relativista, colisiones protón-protón, y foto-desintegración de núcleos atómicos pesados. Otros procesos, como creación de pares electrón-positrón, o el desarrollo de cascadas electromagnéticas, podrían ser también relevantes en estos chorros y en sus inmediateces. Agujeros negros de diferentes masas y medios circundantes mostrarán diferentes fenomenologías, como ocurre con los núcleos de galaxias activas, las explosiones de rayos gamma, o los microcuásares, que son fuentes que comparten básicamente la misma física fundamental: acreción, agujero negro en rotación, y un medio circundante, aunque con importantes diferencias específicas. En este trabajo, se discuten a nivel cualitativo las características más significativas de la emisión no térmica proveniente de chorros lanzados por agujeros negros, y se resumen brevemente las propiedades físicas de este tipo de objetos. También se consideran las principales diferencias y similitudes entre clases de fuentes, y se comentan las perspectivas del estudio de la emisión no térmica en fuentes con agujeros negros.

1. Introduction

There is very strong observational evidence for the existence of black holes. From the epoch of the discovery of the X-ray source Cygnus X-1 as a binary system likely harboring a black hole (Bolton 1972; Webster & Murdin 1972), to the present days, the number of black hole candidates has grown substantially at stellar as well as at super massive scales (e.g. Casares 2001; Schödel et al. 2002). In general, among other methods, evidence for a black hole comes from observations giving dynamical information on the mass of the object under study, since compact objects more massive than black holes are not expected for certain masses ($M > 3 M_{\odot}$ for stellar mass objects; e.g. Casares 2001; see also Paredes 2008a). Lower mass black holes could also exist, although to find them we are constrained by our present knowledge on the physics of the collapsed object material. Hereafter, we will assume that black holes do exist, and discuss how they could be involved in very energetic and luminous events in the Universe. We will focus our study on the production of non-thermal radiation, which is strongly linked to the generation of jets.

The deep potential well of black holes can allow to release large amounts of potential and rotational energy to the infinity (e.g. Lynden-Bell 1969; see also

Salpeter 1964). Provided that a particle falling onto the black hole can reach very small distances from the center of gravity before reaching the event horizon, an amount equivalent to a significant fraction of the particle rest-mass energy can be converted into kinetic energy. In the case of a gas, the situation is more complicated given collective effects, although the energy of the infalling material can be partially tapped in the form of relativistic outflows or jets of plasma, which would carry a substantial fraction of the energy and angular momentum of the incoming matter (e.g. Blandford 1976). Another energy provider of jets would be the rotational energy of the black hole, which may be extracted via a Penrose-like (Penrose & Floyd 1971) mechanism: some material in the black-hole ergosphere acquires negative energy for an observer in the infinity; this implies that some material gets positive energy (as seen from infinity) and escapes far from the black-hole potential well.

Since several decades ago (e.g. Burbidge 1956), it has been known that non-thermal emission is generated in the jets produced in compact objects. In these jets, non-thermal populations of particles (or cosmic rays -CRs-) are generated and can interact with dense matter, magnetic, and radiation fields. Leptonic and hadronic processes associated with these interactions yield radiation from radio to gamma-rays, and also neutrinos. The electromagnetic emission, as well as neutrinos and CRs, can be observed with instruments, either ground or space based, working in very different spectral domains, covering almost 30 orders of magnitude in energy, from $\sim 10^{-6}$ to 10^{22} eV (i.e. from radio up to ultra high-energies -UHE-). There are basically three known classes of sources that harbor black holes and are powerful non-thermal emitters: Active Galactic Nuclei (AGNs), Gamma-Ray Bursts (GRBs) and microquasars (MQs) (e.g. Begelman et al. 1984; Mészáros 2006; Mirabel & Rodríguez 1999). All these sources basically share the same fundamental physics, although show distinct spectral, spatial and temporal behavior due to their own specific characteristics. In this paper, we qualitatively discuss the main features of the non-thermal emission of jets, ejected from the vicinity of black holes, trying to give at the same time a very brief overview on the physical properties of these objects. We also comment on what are the main differences and similarities between classes of sources, and on the prospects for the study of non-thermal emission in black-hole powered sources. It is not intended to discuss here neither observations nor theory of these objects, thus we refer to the cited works where relevant observational and theoretical references can be found. Also, it is noted that the brief overview presented here does not intend to be exhaustive, but just touch in a simple manner the different concerned topics.

For illustrative purposes, we present in Fig. 1 an example of jets associated with a black-hole powered source.

2. Non-thermal radiation from black holes

2.1. The black-hole engine

Black holes are regions of the spacetime separated from the rest of the Universe by an event horizon, which is a closed surface in which all the light cones point towards inside the black hole. This implies that no matter, nor signal, can propagate outwards from that point nor from inside the black hole. The

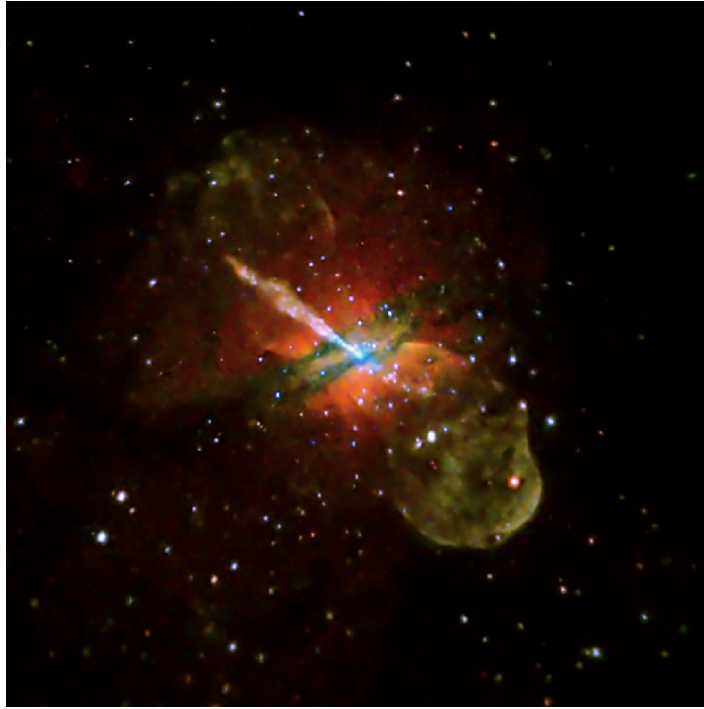


Figure 1. View of the AGN Centaurus A. The jet is clearly visible, as well as the structure formed by the interaction of the jet with the external medium (credit: NASA/CXC/CfA/R.Kraft et al.). Centaurus A may be one of the dominant sources of UHE CRs (as proposed e.g. by Romero et al. 1996; see also recent AUGER results in Abraham et al. 2007).

existence of this surface is caused by the presence of matter and fields inside the horizon with an energy-momentum large enough as to produce such a distortion of the metric of the space-time or, put in different words, to create such a large gravitational potential that even massless particles cannot escape. Black holes are described by the solutions of the Einstein equations of the general relativity (Einstein 1915) that represent a collapsed object (see Romero 2008a for a recent review). In the context of general relativity, black holes are described by just three quantities: mass, angular momentum, and charge, and the metric describing the different types of black hole are the Schwarzschild's metric (massive; Schwarzschild 1916a, 1916b); Kerr's metric (massive and rotating; Kerr 1963); Reissner-Nordström's metric (massive and charged; Reissner 1916, and Nordström 1918); and Kerr-Newmann's metric (massive, rotating and charged; Newmann et al. 1965). As already mentioned and explained further in the following sections, the deep gravitational potential of a black hole allows accretion to be a very efficient energy source, and the same for the rapid rotation of a Kerr black hole. The energy is finally released in the form of electromagnetic radiation, CRs and neutrinos, making of black holes the powerful engines of the brightest objects in the Universe.

2.2. Accretion and jet formation

Accretion of matter can render the conditions for the generation of powerful jets. The energy required to launch these jets is extracted either from the accreted matter itself (e.g. Blandford 1976; Lovelace 1976; Blandford & Payne 1982), or from the rotation of the black hole (e.g. Blandford & Znajek 1977; Punsly & Coroniti 1990).

Once the material filling the nearby regions start to fall towards the black hole, its angular momentum makes it to move along Keplerian orbits preventing it from reaching the event horizon. To allow the material to get closer to the black hole, the angular momentum must be redistributed, which requires some release of kinetic energy that can be done via viscous friction (e.g. Shakura & Sunyaev 1973; see also Lynden-Bell & Pringle 1974) or some kind of wind or collimated outflow/jet (e.g. Bogovalov & Kelner 2008). In this way, matter can reach the innermost part close to the horizon.

In the context of dissipative accretion disks, the magneto rotational instability (MRI; see, e.g., Balbus & Hawley 1998) is presently the best candidate to yield the conditions for efficient accretion and subsequent magnetic dominated jet formation and collimation (e.g. Beckwith et al. 2008). The MRI mechanism would play the role of the phenomenological viscosity introduced by Shakura & Sunyaev (1973), and would lead to the formation of the ordered magnetic fields in the inner accretion disk regions required for jet launching (e.g. Kato et al. 2004; Fragile 2008). Concretely, for the case of a rotating black hole, the amplified magnetic field gets strongly bent by the material moving in the ergosphere, generating Alfvén waves that carry angular momentum and energy taken from the rotational energy of the compact object (e.g. Koide et al. 2002; Barkov & Komissarov 2008), although differential rotation of the accretion disk alone can also lead to jet production (e.g. Lynden-Bell 1996).

2.3. Outflows and particle acceleration

Supersonic jets are observationally and theoretically linked to the production of non-thermal emission. The kinetic energy associated with the jet matter motion can be converted into non-thermal particle energy via acceleration through different mechanisms. The most common mechanism in many astrophysical situations is diffusive or Fermi-I shock acceleration (e.g. Bell 1978a, 1978b; Drury 1983), which would take place in AGNs, GRBs and MQs for instance in the internal shock scenario for the production of high-energy emission (e.g. Rees 1978; Kobayashi et al. 1997; Kaiser et al. 2000), and also at the shocks produced when jets terminate in the external medium (e.g. Blandford & Rees 1974; Mészáros & Rees 1997; Heinz & Sunyaev 2002). Another candidate for accelerating particles in jet regions where the magnetic field is relatively high and turbulent is the Fermi-II type acceleration mechanism (e.g. Fermi 1949), and under the presence of significant velocity gradients, shear acceleration (e.g. Berezhko & Krymskii 1981; Rieger & Duffy 2004). Fermi-II and shear acceleration may be behind the emission at intermediate scales, in regions where faint and extended radiation is produced. A discussion of the occurrence of these three acceleration processes in AGNs, GRBs, and MQs can be found in Rieger et al. (2007).

In general, the acceleration of particles requires two mediums with relative velocity (or one medium with a velocity gradient), and/or some sort of scattering

centers (e.g. magnetic inhomogeneities) moving isotropically in each medium. Particles cross the separation, a shock or velocity gradient region, between the two mediums, as in the case of Fermi-I and shear acceleration, and/or get scattered in the moving centers, as in the case of Fermi-II acceleration. In these two ways, particles gain energy with each forth-and-back shock crossing, and with the accumulative effect of many center scatterings. We note that the scattering centers are required also for Fermi-I acceleration since particles have to cross the discontinuity several times. For this, particles are deflected by these centers and redirected towards this surface after each crossing. Actually, as discussed in Rieger et al. (2007), the three mechanisms discussed above, Fermi-I, Fermi-II and shear, could compete in the same source.

When very fast outflows are involved, and under very dense radiation fields, the converter mechanism can be efficient for electrons, and protons (e.g. Derishev et al. 2003; Stern & Poutanen 2006). In this mechanism, particles suffer interactions with the photons of the intense radiation field and channel most of their energy to a neutral particle, a photon (for electrons) or a neutron (for protons). These conversions can allow acceleration to become extremely efficient, challenging even the classical electro-dynamical limit (Hillas 1984). Very close to the black-hole horizon, particles could be also accelerated by magnetocentrifugal forces, like in the pulsar magnetosphere (e.g. Neronov & Aharonian 2007; Rieger & Aharonian 2008). Finally, magnetic reconnection (e.g. Romanova & Lovelace 1992; Zenitani et al. 2001) could also accelerate particles in some specific situations, namely in the regions where the magnetic field is expected to be dynamically dominant, e.g. in the base of the base. In this process, field lines of opposite polarity that get very close suddenly connect to each other, heating the plasma and accelerating particles.

2.4. Types of sources

The main source types that harbor black holes and produce non-thermal emission are: AGNs, which are galaxies harboring an actively accreting supermassive ($\sim 10^6 - 10^{10} M_{\odot}$) black hole and can produce non-thermal emitting relativistic outflows (e.g. Begelman et al. 1984; Rees 1984; Osterbrock 1993); GRBs (e.g. Mészáros 2006), which would result from the collapse of a very massive star or from the coalescence of two neutron stars or a neutron star and a black hole (e.g. Eichler et al. 1989; Woosley 1993; Paczynski 1998), yielding long and short GRBs (Kouveliotou et al. 1993); and MQs, which are X-ray binaries with relativistic jets (e.g. Mirabel & Rodríguez 1999; Ribó 2005; Fender 2006).

In all these three kinds of object, AGNs, GRBs, and MQs, the site of non-thermal emission is generally the jet or the jet termination regions, although there are some cases in which the radiation could also be generated outside the jet, like in the accretion disk corona (e.g. Lynden-Bell 1969; Pineault 1982; Torricelli-Ciamponi & Pietrini 2005), or the jet surroundings, like the stellar wind in high-mass MQs (e.g. Bosch-Ramon et al. 2008). The dominant non-thermal processes are¹ synchrotron and inverse Compton (IC) emission for leptons (see, e.g., Blumenthal & Gould 1970), and proton-proton (pp) collisions (e.g. Kelner,

¹Note the reader that the overview of high-energy processes presented here is not exhaustive.

Aharonian, & Bugayov 2006), photo-meson production (e.g. Kelner & Aharonian 2008), and photodisintegration (e.g. Anchordoqui et al. 2007) for hadrons. Synchrotron radiation is produced by electrons that move in a magnetized medium and suffer Lorentz forces spiraling around the magnetic field lines. IC photons are produced when ambient photons are scattered by electrons getting a large increase of their energy and momentum. pp interactions, and photo-meson production resulting from proton-photon collisions, produce photons mainly via the production of neutral and charged pions that decay to gamma-rays, neutrinos, and charged muons/electron-positron pairs, which also emit photons. Finally, the disintegration of heavy nuclei by collisions with photons also lead to gamma-ray production. Further discussion of these processes in the context of MQs can be found in Bosch-Ramon & Khangulyan (2008). It is worth remarking that for environments with large matter densities, suitable for efficient gamma-ray production from pp interactions, relativistic Bremsstrahlung produced by electrons moving in the electric field of ions (e.g. Blumenthal & Gould 1970) could also be an efficient process, although generally it will be overcome by synchrotron and IC scattering.

As explained in Sect. 2.3., the jet base, the intermediate scale region, and the jet termination point, are the main regions where radiation is produced (basically along the whole jet), or expected to be produced when no direct spatial information is at hand, in sources harboring black holes and producing collimated outflows. The different processes that lead to non-thermal emission generate photons in wide bands of the electromagnetic spectrum. In the case of synchrotron, the emission spans from radio to X-rays and sometimes soft gamma-rays, depending on the electron energy and the magnetic field. In the case of IC, scattered photons can generally go from X-rays up to very high energies, although lower and higher energies are also possible. In hadronic processes, photons are produced in the gamma-ray range, and neutrinos and secondary pairs with similar energies to those of gamma-rays can also be generated. These secondary leptons will also radiate synchrotron and IC in wide energy ranges. For works regarding models of emission for different regions, mechanisms and spatial scales, in AGNs, GRBs and MQs, we refer to the literature (a non exhaustive list of works and reviews: Jones et al. 1974; Ghisellini et al. 1985; Dermer et al. 1992; Sikora et al. 1994; Atoyan & Aharonian 1999; Aharonian 2002; Aharonian et al. 2006; Levinson 2006; Mészáros 2006; Böttcher 2007; Romero 2008b; Paredes 2008b; Bosch-Ramon & Khangulyan 2008; and references therein). Finally, the relativistic emitting particles themselves may escape the source and eventually reach the Earth, being detected as CRs. MQs in the low energy part but hardly at dominant levels (e.g. Heinz & Sunyaev 2002), and GRBs and AGNs at ultra high energies (e.g. Hillas 1984), are all expected contributors to the CR spectrum that reaches the Greisen-Zatsepin-Kuzmin (GZK) cutoff.

It is still worthy to note that in the innermost regions of jets, and in the surroundings of jets with nearby powerful photon sources, the absorption of gamma-rays by photon-photon interactions (e.g. Gould & Schröder 1967) will lead to the creation of secondary pairs that may, either via synchrotron or IC interactions, release again the absorbed energy. In case the magnetic field energy density were much smaller than the photon field energy density, efficient photon-photon

cascading could take place (e.g. Akharonian & Vardanian 1985; Bednarek 1997; Coppi & Aharonian 1997; Orellana et al. 2007; Khangulyan et al. 2008, etc.).

3. Discussion

3.1. Differences and similarities between source types

The different objects harboring a black hole and producing non-thermal radiation share the same basic elements: the black hole itself; an accretion disk; the presence of a jet or outflow; particle acceleration; and the candidates to dominant radiative processes discussed in previous section. Nevertheless, despite being so similar, there are still important differences between the black-hole powered sources beyond those obvious, i.e. the black-hole mass (and thereby size) and spin², the distance to us, and the accretion rate. There are as well the environmental factors. For instance, the presence of a external source of photons, its location with respect to the jet, its luminosity and the energy of the photons, all can determine the spectrum at high and very high energies via IC, photo-meson production, photo-disintegration, or photon-photon absorption. The external medium density and velocity can be also very important regarding radiative processes like gamma-ray production from pp interactions, as well as for the jet propagation and stability. For instance, in the case of AGNs, different powers and medium densities give rise to different jet termination structures (e.g. Fanaroff & Riley 1974; for MQ jet-medium interactions, see e.g. Bordas et al. 2008 and references therein). Also, GRBs can show very different phenomena during their afterglow phase, when the jet terminates, depending on the characteristics of the environment, since it may be determined by a massive star wind for a collapsar long GRB, or could be a much less dense medium in the case of coalescence of two compact objects (Chevalier & Li 1999). In the case of MQs with a massive stellar companion, which fills the jet surroundings with powerful winds, hydrodynamical and non-thermal phenomena can take place given the presence of a magnetized and moving plasma colliding with the jet (e.g. Perucho & Bosch-Ramon 2008; Bosch-Ramon et al. 2008; Araudo, Bosch-Ramon & Romero 2009).

3.2. Prospects

Our present knowledge on the processes taking place in the black-hole vicinity, as well as in the outflows generated from there, is limited to the sensitivity, angular and energy resolution of the instruments working in the whole spectral range, mainly in radio, X-rays, and gamma-rays. Nevertheless, the prospects of the new instrumentation in all these ranges, with significant improvements in sensitivity and energy and angular resolution, are for the near future very important for observational discoveries and thereby advances in our theoretical knowledge. For instance, VLBI interferometric techniques can unveil the closest regions to the black-hole horizon; polarization studies can say much about the role of magnetic fields in the jet formation, collimation and evolution; radio

²The charge is generally not considered in astrophysical black holes due to the short time in which they discharge by opposite charge accretion.

and X-ray imaging can answer fundamental questions on the jet structure at different scales; and gamma-ray observations can unveil the physical processes taking place in plasmas of very extreme conditions, like in the the jet base, in relativistic shell collisions, or in interactions with the environment.

Acknowledgments. The author thanks Gustavo E. Romero for useful comments on the manuscript. The author wants also to thank the organizers of the meeting for giving him the opportunity to give this lecture in the 51st meeting of the Argentinian Astronomical Association. V.B-R. gratefully acknowledges support from the Alexander von Humboldt Foundation. V.B-R. acknowledges support by DGI of MEC under grant AYA2007-68034-C03-01, as well as partial support by the European Regional Development Fund (ERDF/FEDER).

References

- Abraham, J., Abreu, P., Aglietta, M. 2007, *Science*, 318, 938
Aharonian, F. A. 2002, *MNRAS*, 332, 215
Aharonian, F. A., Anchordoqui, L. A., Khangulyan, D. & Montaruli, T. 2006, *J. Phys.Conf.Ser.*, 39, 408
Akharonian, F. A., Vardanian, V. V., 1985, *Ap&SS*, 115, 31
Anchordoqui, L. A., Beacom, J. F., Goldberg, H., Palomares-Ruiz, S., & Weiler, T. J. 2007, *Phys. Rev. Lett.*, 98, 1101
Araudo, A. T. Bosch-Ramon, V. & Romero, G. E. 2009, *A&A*, submitted
Atoyan, A. M. & Aharonian, F. A. 1999, *MNRAS*, 302, 253
Beckwith, K., Hawley, J. F., Krolik, J. H. 2008, *ApJ*, 678, 1180
Balbus, S. A. & Hawley, J. F. 1998, *Rev. Mod. Phys.*, 70, 1
Barkov, M. V. & Komissarov, S. S. 2008, *MNRAS*, 385, 28
Bednarek, W. 1997, *A&A*, 322, 523
Begelman, M. C., Blandford, R. D., & Rees, M. J. 1984, *Rev. Mod. Phys.*, 56, 255
Bell, A. R. 1978, *MNRAS*, 182, 147
Bell, A. R. 1978, *MNRAS*, 182, 443
Berezhko, E. G. & Krymskii, G. F. 1981, *Sov. Astron. Lett.*, 7, 352
Blandford, R. D. 1976, *MNRAS*, 176, 465
Blandford, R. D. & Rees, M. J. 1974, *MNRAS*, 169, 395
Blandford, R. D. & Znajek, R. L. 1977, *MNRAS*, 179, 433
Blandford, R. D. & Payne, D. G. 1982, *MNRAS*, 199, 883
Blumenthal, G. R. & Gould, R. J. 1970, *Rev. Mod. Phys.*, 42, 237
Bogovalov, S. & Kelner, S. 2008, *MNRAS*, submitted [astro-ph/0809.0429]
Böttcher, M. 2007, *Ap&SS*, 309, 95
Bolton, C. T. 1972, *Nature*, 235, 271
Bordas, P., Bosch-Ramon, V., Paredes, J. M., & Perucho, M. 2008, contribution for VII Microquasar Workshop, Foca 2008
Bosch-Ramon, V. & Khangulyan, D. 2008, *Int. J. Mod. Phys. D*, in press [astro-ph/0805.4123]
Bosch-Ramon, V., Khangulyan, D., & Aharonian, F. A. 2008, *A&A*, 482, 397
Burbidge, G. R. 1956, *ApJ*, 124, 416

- Casares J. 2001, LNP, 563, 277
- Chevalier, R. A. & Li, Z. 1999, ApJ, 520, 29
- Coppi, P. S. & Aharonian, F. A. 1997, ApJ, 487, 9
- Derishev, E. V., Aharonian, F. A., Kocharovskiy, V. V., & Kocharovskiy, V. V. 2003, Phys. Rev. D, 68, 3003
- Dermer, C. D., Schlickeiser, R., & Mastichiadis, A. 1992, A&A, 256, 27
- Drury, L. O., 1983, Rep. Prog. Phys., 46, 973
- Eichler, D., Livio, M., Piran, T., & Schramm, D. N. 1989, Nature, 340, 126
- Einstein, A. 1915, Preussische Akademie der Wissenschaften, p.844
- Fanaroff, B. L. & Riley, J. M. 1974, MNRAS, 167, 31
- Fender, R. 2006, in: Compact stellar X-ray sources. Ed. Lewin, W. & van der Klis, M., Cambridge Astrophysics Series, 39, 381
- Fermi, E. 1949, Phys. Rev., 75, 1169
- Fragile, P. C. 2008, Proceedings of Science, invited review for VII Microquasar Workshop, Foca 2008 [astro-ph/0810.0526]
- Ghisellini, G., Maraschi, L., & Treves, A. 1985, A&A, 146, 204
- Gould, R. J. & Schröder, G. P. 1967, Phys. Rev., 155, 1404
- Heinz, S. & Sunyaev, R. 2002, A&A, 390, 751
- Hillas, A. M. 1984, ARA&A, 22, 425
- Kaiser, C. R., Sunyaev, R., & Spruit, H. C. 2000, A&A, 356, 975
- Kato, Y., Mineshige, S., & Shibata, K. 2004, ApJ, 605, 307
- Kelner, S. R., Aharonian, F. A., & Bugayov, V. V. 2006, Phys. Rev. D, 74, 4018
- Kelner, S. R. & Aharonian, F. A. 2008, Phys. Rev. D, 78, 4013
- Kerr, R. P. 1963, Phys. Rev. Lett., 11, 237
- Khangulyan, D., Aharonian, F., & Bosch-Ramon, V. 2008, MNRAS, 383, 467
- Kobayashi, S., Piran, T., & Sari, R. 1997, ApJ, 490, 92
- Koide, S., Shibata, K., Kudoh, T., Meier, D. L. 2002, Science, 295, 1688
- Kouveliotou, C., Meegan, C. A., & Fishman, G. J. 1993, ApJ, 413, 101
- Levinson, A. 2006, Int. J. Mod. Phys. A, 21, 30
- Lovelace, R. V. E. 1976, Nature, 262, 649
- Lynden-Bell, D. 1969, Nature, 223, 690
- Lynden-Bell, D. 1996, MNRAS, 279, 389
- Lynden-Bell, D. & Pringle, J. E. 1974, MNRAS, 168, 603
- Mészáros, 2006, Rep. Prog. Phys., 69, 2259
- Mészáros, P. & Rees, M. J. 1997, ApJ, 476, 232
- Mirabel, I. F. & Rodríguez, L. F. 1999, ARA&A, 37, 409
- Neronov, A. & Aharonian, F. A. 2007, ApJ, 671, 85
- Newmann, E. T., Couch, R., Chinnapared, K., et al. 1965, J. Math. Phys. 6, 918
- Nordström, G., 1918, Verhandl. Koninkl. Ned. Akad. Wetenschap., Afdel. Natuurk., Amsterdam, 26, 1201
- Orellana, M., Bordas, P., Bosch-Ramon, V., Romero, G. E., & Paredes, J. M. 2007, A&A, 476, 9
- Osterbrock, D. E. 1993, ApJ, 404, 551
- Paczynski, B. 1998, ApJ, 494, 45
- Paredes, J. M. 2008a, Lecture Notes from the First La Plata International School on Astronomy and Geophysics
- Paredes, J. M. 2008b, Int. Jour. Mod. Phys. D, 17, 1849

- Penrose, R. & Floyd, G. R. 1971, *Nature*, 229, 177
- Perucho, M. & Bosch-Ramon, V. 2008, *A&A*, 482, 917
- Pineault, S. 1982, *A&A*, 109, 294
- Punsly, B. & Coroniti, F. V. 1990, *ApJ*, 350, 518
- Rees, M. J. 1978, *MNRAS*, 184, 61
- Rees, M. J. 1984, *ARA&A*, 22, 471
- Reissner, H., 1916, *Annalen der Physik*, 50, 106
- Ribó, M. 2005, *ASPC*, 340, 269
- Rieger, F. M. & Duffy, P. 2004, *ApJ*, 617, 155
- Rieger, F. & Aharonian, F. A. 2008, *A&A*, 479, 5
- Rieger, F. M., Bosch-Ramon, V., & Duffy, P. 2007, *Ap&SS*, 309, 119
- Romanova, M. M., Lovelace, R. V. E. 1992, *A&A*, 262, 26
- Romero, G. E. 2008a, *Lecture Notes from the First La Plata International School on Astronomy and Geophysics* [astro-ph/0805.2082]
- Romero, G. E. 2008b, *Proceedings of Science, contribution for VII Microquasar Workshop, Foca 2008* [astro-ph/0810.0202]
- Romero, G. E., Combi, J. A., Perez Bergliaffa, S. E., & Anchordoqui, L. A. 1996, *Astropart. Phys.*, 5, 279
- Salpeter, E. E. 1964, *ApJ*, 140, 796
- Schödel, R., Ott, T., Genzel, R., et al. 2002, *Nature*, 419, 694
- Schwarzschild, K., 1916a, *Sitzungsberichte der Königlich Preussischen Akademie der Wissenschaften* 1, 189
- Schwarzschild, K., 1916b, *Sitzungsberichte der Königlich Preussischen Akademie der Wissenschaften* 1, 424
- Shakura, N. I. & Syunyaev, R. A. 1973, *A&A*, 24, 337
- Sikora, M., Begelman, M. C., & Rees, M. J. 1994, *ApJ*, 421, 153
- Stern, B. E. & Poutanen, J. 2006, *MNRAS*, 372, 1217
- Jones, T. W., O'dell, S. L., & Stein, W. A. 1974,
- Torricelli-Ciamponi, G., Pietrini, P., & Orr, A. 2005, *A&A*, 438, 55
- Webster, B. L. & Murdin, P. 1972, *Nature*, 235, 37
- Woosley, S. E. 1993, *ApJ*, 405, 273
- Zenitani, S. & Hoshino, M. 2001, *ApJ*, 562, 63

PRESENTACIÓN ORAL

Interactions of jets and clumpy stellar winds in high-mass microquasars

A. T. Araudo^{1,2}, V. Bosch-Ramon³, G. E. Romero^{1,2}

(1) Instituto Argentino de Radioastronomía (IAR, CCT La Plata - CONICET)

(2) Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas - UNLP

(3) Max Planck Institut für Kernphysik

Abstract.

There is strong observational evidence supporting the inhomogeneous nature of the winds of massive stars. In high-mass microquasars, the inhomogeneities (or clumps) of the primary star wind can interact with the jet produced near to the compact object. The clumps of the wind can penetrate into the jet creating shocks and therefore accelerating particles. These relativistic particles will interact with the ambient photons, magnetic and matter fields, generating radiation from radio to gamma-rays with a specific temporal signature. The broadband electromagnetic emission can provide information, not only on the high-energy processes occurring in microquasar jets, but also on the structure of the winds of massive stars. The TeV flares sporadically detected in some binary systems could be explained by the model presented in this work.

Resumen.

Existe fuerte evidencia observacional de la presencia de inhomogeneidades en los vientos de las estrellas masivas. En microcuásares de gran masa, estas inhomogeneidades podrían interactuar con los jets producidos cerca del objeto compacto. Esta interacción puede generar una violenta onda de choque donde se acelerarían partículas. La interacción de estas partículas relativistas con los campos magnéticos, de radiación y de materia produciría emisión esporádica desde radio hasta rayos gamma. Esta emisión, si es detectada, puede informarnos no sólo sobre los procesos de alta energía que ocurren en el jet, sino también sobre la estructura de los vientos de las estrellas masivas. Por otro lado, la emisión en TeV detectada en algunos sistemas binarios podría ser explicada con el modelo aquí presentado.

1. Introduction

Some massive and hot stars are gravitationally linked to a compact object (black hole or neutron star) which accretes matter. If bipolar relativistic jets are produced close to the compact object, these binary systems are called high-mass microquasars (HMMQs). On the other hand, considerable observational evidence (e.g. Owocki & Cohen 2006) supports the idea that the winds of massive

stars are inhomogeneous or clumpy. These clumps could interact with the jet and produce non-thermal transient activity. TeV flares have been recently detected from the HMMQs Cygnus X-1 (Albert et al. 2007), and from the high-mass X-ray binaries with jets LS 5039 (Aharonian et al. 2005) and LS I+61 303 (Albert et al. 2006). Also, a GeV flare has been recently observed by AGILE in the direction of Cygnus X-3 (Giuliani et al. 2008). In this contribution we propose a model to explain these gamma-ray flares based on the interaction of the jets of HMMQs and the wind inhomogeneities of the massive companion star. These interactions could lead to the production of synchrotron radiation, inverse Compton (IC) radiation, and proton-proton (pp) π^0 -decay emission.

2. The physical scenario

In this work we study the jet-clump interaction assuming that it occurs at a height of the jet $z_{\text{int}} = a/2$, where a is the size of the binary system (see Figure 1). The parameter values adopted in our calculations are similar to those of Cygnus X-1. In Table 1, the binary system, clump, and jet properties at z_{int} , are presented, together with the symbols used.

	Clump	Jet
Radius [cm]	$R_c = 10^{11}$	$R_j = 1.5 \times 10^{11}$
Velocity [cm s ⁻¹]	$v_c = 10^8$	$v_j = 10^{10}$
Density [cm ⁻³]	$\rho_c = 10^{12}$	$\rho_j = 1.5 \times 10^8$
	Binary system	
System size [cm]	$a = 3 \times 10^{12}$	
Mass loss rate [M_\odot yr ⁻¹]	$\dot{M}_* = 3 \times 10^{-6}$	
Clump/jet density contrast	$\chi = \rho_c/\rho_j = 6.7 \times 10^3$	

Table 1. Adopted parameters for this work.

A large value of the clump/jet density contrast (χ) is required to guarantee that the clump is not dynamically affected by penetrating into the jet, being completely inside after a time $t_c = 2R_c/v_c$, where v_c is the clump velocity (assumed similar to the wind velocity). When the clump interacts with the jet, a shock is produced. This shock propagates inside the clump, at a velocity $v_{cs} \sim v_j/\sqrt{\chi}$, in the direction of the jet motion. The clump-crossing time can be obtained from jet/clump ram pressure balance: $t_{cc} \sim 2 R_c/v_{cs}$. In the jet, a bow shock is formed reaching the steady state at a distance $x \sim R_c$ from the clump (see Fig. 2) in a time $t_{bs} \sim t_{cc}/\sqrt{\chi}$. Finally, the clump may be destroyed before escaping from the jet, as a consequence of Kelvin-Helmholtz and Rayleigh-Taylor instabilities, the timescales of which are expected to be $\gtrsim t_{cc}$ (e.g. Fragile et al. 2004).

We note that the clump shock is radiative and slow, and hardly an efficient accelerator. Otherwise, the bow-shock is strong, adiabatic and fast, and it is expected that particles will be there accelerated up to relativistic energies and radiate via non-thermal processes.

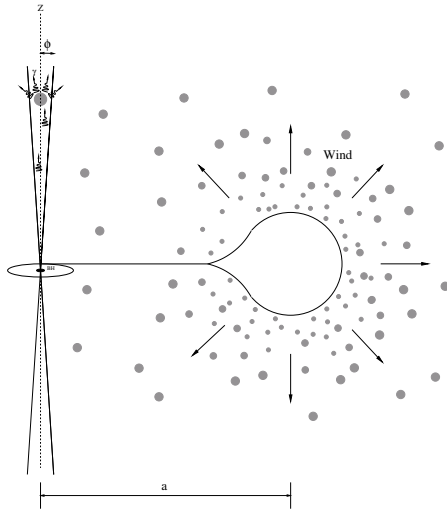


Figure 1. Sketch of a HMMQ with clumpy wind. Adapted from Romero et al. (2007).

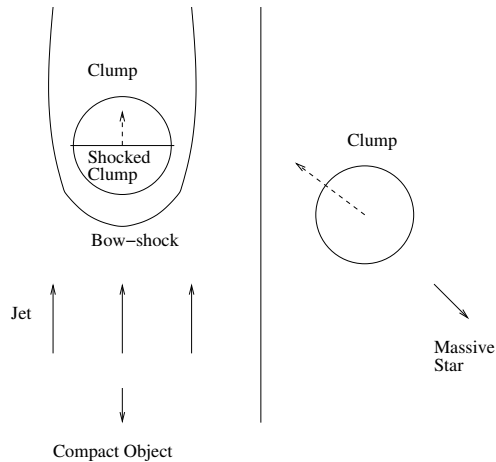


Figure 2. Sketch of the jet-clump interaction. Adapted from Araudo et al. (2009).

3. Non-thermal processes

In order to study the particle acceleration and losses in the bow-shock region, we estimate the magnetic field therein. Assuming that a 10% of the internal energy density goes to the magnetic field, we obtain $B_{\text{bs}} = 270$ G.

Maximum energies of electrons are determined by radiative cooling, resulting in $E_e^{\text{max}} = 7.4 \times 10^{11}$ eV (see Fig. 3). On the other hand, the proton maximum energy is constrained by the Hillas criterion, i.e. when the gyroradius of particles is equal to the size of the acceleration region ($\sim R_c$), giving $E_p^{\text{max}} = 4.1 \times 10^{15}$ eV. The particle injection spectrum in the bow-shock region is a power-law with an exponential cut off: $Q = KE^{-2} \exp(E/E^{\text{max}})$. The normalization constant K is determined assuming that a 10% of the jet luminosity (10^{37} erg s $^{-1}$) that goes to the bow shock is transferred to relativistic particles, i.e. $\approx 4 \times 10^{35}$ erg s $^{-1}$. Relativistic electrons mainly lose their energy via synchrotron and IC radiation, or are advected sideways downstream. Thus, their steady distribution is a broken power-law. On the contrary, the proton spectral slope is not affected by pp losses.

3.1. X- and γ -ray emission

With the steady distribution of electrons, and using standard formulae (Blumenthal & Gould 1970), we compute the synchrotron and IC emission. The achieved luminosities are $L_{\text{synch}} \sim 10^{35}$ erg s $^{-1}$ at X-rays and $L_{\text{IC}} \sim 10^{34}$ erg s $^{-1}$ at γ -rays. At the highest energies, the emission is produced by pp interactions in the clump (pp losses are not important in the bow-shock region). The most energetic protons accelerated in the bow shock, reach the clump before being advected, and suffer pp collisions. Using the formulae given in Kelner et al. (2006), we calculate the π^0 -decay emission, which achieves luminosities $L_{pp} \sim 10^{32}$ erg s $^{-1}$.

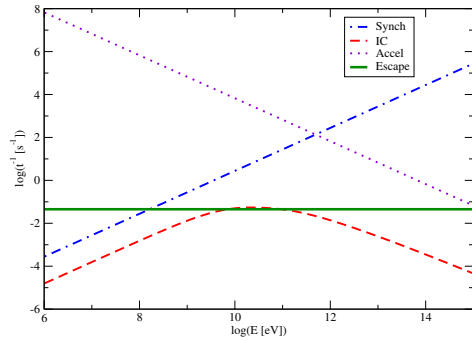


Figure 3. Time-scales corresponding to acceleration gain, escape of the bow-shock region, and radiative losses for electrons.

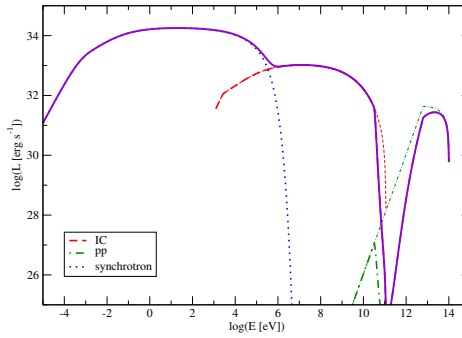


Figure 4. Total SED of the non-thermal emission. The unabsorbed curves are also shown (thin line).

$\gamma - \gamma$ absorption has been taken into account in our calculations. In Fig. 4, the spectral energy distributions (SEDs) of the discussed processes are shown.

4. Conclusions

We presented a model for jet-clump interactions in HMMQs. Flares are predicted with timescales $\lesssim 1$ h (given by the life time of the clump, i.e. the instabilities timescales) and significant luminosities of X- and γ -rays up to 10^{35} erg s^{-1} . We have assumed moderate conditions, although more extreme jet/clump interactions could indeed explain the TeV flares observed in some X-ray binaries. The study of these events open a new window in the study of jets and stellar clumpy winds, as pointed out by Romero et al. (2007).

Acknowledgments. We thank Stan Owocki for many fruitful discussions on this topic. V.B-R. and G.E.R. acknowledge support by DGI of MEC under grant AYA2007-68034-C03-01, as well as partial support by the European Regional Development Fund (ERDF/FEDER). V.B-R. gratefully acknowledges support from the Alexander von Humboldt Foundation.

References

- Aharonian F.A. et al. 2005, *Science*, 309, 746
- Albert J. et al. 2006, *Science*, 312, 1771
- Albert J. et al. 2007, *ApJ*, 665, L51
- Araudo, A.T., Bosch-Ramon, V., & Romero, G.E. 2009, *A&A*, submitted
- Blumenthal, G.R. & Gould, R.J. 1970, *Rev. Mod. Phys.*, 42, 237
- Fragile, P.C., Murray, S.D. & Anninos, P. 2004, *ApJ*, 604, 74
- Giuliani, A. et al., 5th Science AGILE Workshop, June 2008, Tor-Vergata, ESRINs
- Kelner, S.R., Aharonian, F.A. & Vugayov, V.V. 2006, *Phys.Rev.D*, 74, 4018
- Owocki, S.P. & Cohen D.H. 2006, *ApJ*, 648, 5650
- Romero, G.E. et al. 2007, in *Clumping in Hot Star Winds*, W.-R. Hamann, A. Feldmeier & L. Oskinova, eds. Potsdam: Univ.-Verl., p.191

PRESENTACIÓN ORAL

Lepto-hadronic models of high-energy radiation from microquasars: application to GX 339-4

G. S. Vila¹, G. E. Romero^{1,2}

(1) Instituto Argentino de Radioastronomía (CCT La Plata, CONICET)

(2) Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas (FCAG, UNLP)

Abstract. In this work we apply a jet model to explain the observed broadband spectrum of GX 339-4 in the low-hard state, and make predictions for the emission in the gamma-ray domain. In our model, the electromagnetic emission is produced through the interaction of relativistic protons and electrons in the jet with local matter, radiation and magnetic fields. We expect to compare our predictions with the observations to be carried in the near future by instruments like the Fermi satellite and ground-based Cherenkov telescope arrays, in the GeV and TeV energy ranges, respectively.

Resumen. En este trabajo se intenta explicar el espectro de GX 339-4 en el estado *low-hard* aplicando un modelo de *jet*, y hacer predicciones para la emisión a altas energías. En nuestro modelo, la emisión electromagnética se origina en interacciones de protones y electrones relativistas en el *jet* con materia, radiación y campo magnético. Se espera poder comparar las predicciones del modelo con futuras observaciones de satélites como Fermi y telescopios Cherenkov terrestres, en energías en el rango de los GeV y TeV, respectivamente.

1. Introduction

The galactic black hole candidate GX 339-4 is an extensively studied X-ray binary. It has been observed in the canonical low-hard and high-soft states of X-ray binaries, as well as in the intermediate states. Many of the characteristics of the binary system have not been accurately determined yet. The type and mass of the companion star, and the orbital period are still unknown, although the latter has been calculated to be about 14.8 h (Callanan et al. 1992). The distance is not well constrained either, with estimates that range from 1.3 kpc to 15 kpc¹ (Zdziarski et al. 2004). Based on the lack of eclipses and the large secondary mass function, the inclination angle must be in the range $45^\circ \lesssim i \lesssim 80^\circ$ (Zdziarski et al. 2004).

The system GX 339-4 has been observed in all spectral states, sometimes simultaneously, along the electromagnetic spectrum, see for example Corbel & Fender (2002) and Nowak et al. (2002). In previous works, the origin of the broadband

¹The longer distances seem to be ruled out by energetic considerations.

spectrum of GX 339-4 has been explained in terms of a leptonic jet model. For example, Markoff et al. (2003, 2005) developed a model in which synchrotron radiation of relativistic electrons accelerated through shock waves at the base of a jet, can fit the radio and X-ray observations. The model also predicts a high-energy tail of the spectrum due to inverse Compton (IC) scattering by these electrons of synchrotron photons.

In the present work we also apply a jet model to the observed spectrum of GX 339-4, but taking into account the contribution of a component of relativistic protons in the outflow. As well as explaining the radio and X-ray data, our model leads to different predictions at gamma-ray energies from those of a purely leptonic model. This may be tested in the near future with observations carried out by new instruments operating in this energy range.

2. Jet model and radiative processes

We assume that the jets are launched at a distance $z_0 \sim 10^8$ cm from the compact object with an initial radius $r_0 = 0.1z_0$, and expand conically. The kinetic power of each jet is taken to be a fraction of the accretion power, $L_{\text{jet}} = 0.1L_{\text{accr}} \sim 10^{38}$ erg s⁻¹. This is in agreement with the estimates for the accretion rate of black hole X-ray binaries of Falcke & Biermann (1995) and K rding et al. (2006). Equipartition of energy among the magnetic energy density and the kinetic energy density of the outflow yields a magnetic field $B_0 \sim 10^7$ G at the base of the jet. The field decreases as $B(z) = B_0(z_0/z)^2$ as the jet expands. A certain fraction of L_{jet} must be in the form of relativistic particles; we fixed $L_{\text{rel}} = 0.1L_{\text{jet}}$. Both relativistic protons and electrons are present in the flow, and therefore $L_{\text{rel}} = L_p + L_e$, with $L_p = aL_e$. The parameter a is a free parameter of the model.

Particles are accelerated by diffusion through shock waves. This process leads to an injection function that is a power-law in the energy of the particles, $Q_{e,p} \propto E_{e,p}^{-\alpha}$. Particles are accelerated until the acceleration rate equals the sum of the cooling rates, $t_{\text{acc}}^{-1} = t_{\text{cool}}^{-1}$; the size of the acceleration region does not add any constrain to the maximum particle energy. The value of the acceleration efficiency parameter is $\eta = 0.1$ (efficient accelerator). The maximum proton energy is $E_{\text{max}}^p \sim 10^{16}$ eV, whereas for electrons $E_{\text{max}}^e \sim 10^{10}$ eV. Particles are accelerated up to these energies in time scales of $t_{\text{acc}} = 10^{-3}$ s and $t_{\text{acc}} = 10^{-9}$ s, respectively, shorter than any other characteristic temporal scale of the system. For the particle minimum energy we adopted $E_{\text{min}} \sim mc^2$. The evolution of the particle distributions along the jet was calculated solving a transport equation that takes into account injection, cooling and particle escape (Khanguyan et al. 2007).

We considered three processes of interaction of relativistic particles with the fields in the jet: synchrotron radiation of protons and electrons, proton-proton inelastic collisions (pp) and inverse Compton scattering (IC). The synchrotron and IC spectral energy distributions (SEDs) were calculated using the formulae given by Blumenthal & Gould (1970). In the case of IC interactions calculations were performed using the Klein-Nishina cross section when appropriate. The target photons for this process are those of the synchrotron radiation field of both protons and leptons. The synchrotron photon density was estimated in the *local approximation* of Ghisellini et al. (1985). High-energy photons are

also produced via decay of neutral pions created in pp collisions. To estimate the spectrum from π^0 decay we followed the work of Kelner et al. (2006). All calculations, except those for interaction with matter, were carried out in the jet's co-moving reference frame, where the particle densities are isotropic. In the observer's reference frame the luminosities can then be obtained by applying an appropriate Doppler boost, that depends on the viewing angle θ and the bulk Lorentz factor of the jet Γ_{jet} , see Bosch Ramon et al. (2006). For detailed formulae on the cooling rates, transport equation and radiative processes, see Romero & Vila (2008). We fixed here $\theta = 30^\circ$ and $\Gamma_{\text{jet}} = 1.5$. For the rest of the relevant parameters, we used $d = 4$ kpc for the distance and $M_{\text{BH}} = 5M_\odot$ for the black hole mass.

3. Results and discussion

Figure 1 (a) shows the SEDs obtained applying the model described in the previous section, together with a set of data points from simultaneous observations in X-rays and radio wavelengths. The radio observations were performed with the Australian Telescope Compact Array (ATCA) and the Molongolo Observatory Synthesis Telescope (MOST) and the X-ray data were collected by the Rossi X-Ray Timing Explorer (RXTE), while the source was in the low-hard state in February 1997.

In our model, both the radio and X-ray data can be explained as being due to synchrotron radiation of relativistic electrons. To reproduce the slope of the observed X-ray luminosity ($L_X \propto E_\gamma^{0.4}$), a hard particle injection spectrum must be assumed, with $\alpha = 1.4$. To achieve the observed X-ray luminosity, $L_X \geq 10^{36}$ erg s $^{-1}$, a jet with a high leptonic content is required, so we fixed $a = 1$. Synchrotron radiation of protons and inelastic pp collisions contribute to the SED at high energies, whereas the IC luminosity is very small. However, as it can be seen in Figure 1 (b), all radiation above $E_\gamma \approx 10$ GeV is absorbed by photon-photon annihilation in the synchrotron field of electrons.

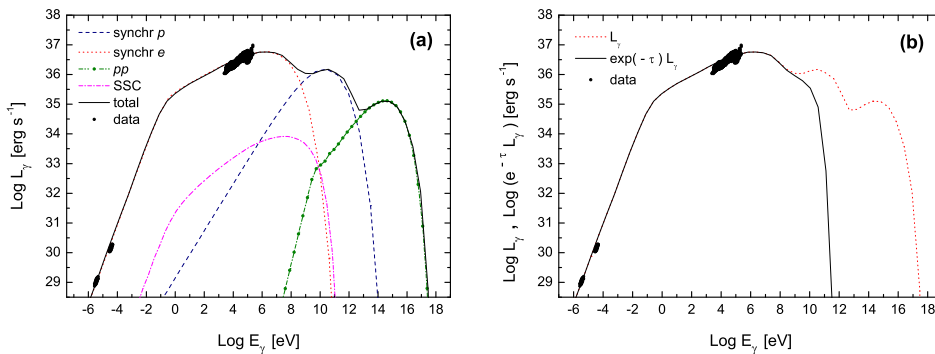


Figure 1. Calculated spectral energy distributions and observational data points for GX 339-4. (a) Emission spectrum, (b) spectrum modified by γ - γ absorption.

Even if all very high-energy radiation is suppressed, the predictions in this energy range differ from those of a purely leptonic model. In Markoff et al. (2003), all emission above 10 MeV is due to IC scattering of synchrotron photons. The

luminosity of this component is two orders of magnitude weaker than the electron synchrotron peak, and the spectrum is hard. In our model, absorption modifies the spectrum making it softer, but we still obtain luminosities of 10^{36-35} erg s⁻¹ in the range 100 MeV - 10 GeV.

4. Conclusions

We have developed a lepto-hadronic jet model to fit the observed data of the galactic microquasar GX 339-4. In our model, the observed radio and X-ray emission is due to synchrotron radiation of relativistic electrons. We also consider the contribution to the spectrum of relativistic protons, through synchrotron radiation and pp collisions. Assuming equipartition of energy between protons and leptons in the jet, and a hard particle injection, this model explains the radio and X-ray data equally well as a purely leptonic model. However, predictions for the high energy emission differ. In our model all emission above ~ 10 GeV is suppressed, we obtain significant luminosities and a soft spectrum between ~ 100 MeV and 10 GeV, product of the proton synchrotron radiation spectrum modified by photon-photon absorption. We expect to improve our model by taking into account other radiative processes, such as proton-photon collisions, and also the contribution of secondary leptons created in hadronic interactions. In the near future detailed observations with the new gamma-ray instruments can provide information on the high-energy emission in GX 339-4, that can help to clarify its origin.

Acknowledgments. The authors were supported by the Argentine agencies CONICET and ANPCyT. Additional support was provided by the Ministerio de Educación y Ciencia (Spain) under grant AYA2007-68034-C03-01, FEDER funds.

References

- Blumenthal G.R. & Gould R.J. 1970, Review Modern Physics, 42, 237
 Bosch-Ramon V., Romero G.E. & Paredes J.M. 2006, A&A, 429, 267
 Callanan P.J. et al. 1992, MNRAS, 259, 395
 Corbel S. & Fender R. P. 2002, ApJ, 573, L35-L39
 Falcke H. & Biermann P.L. 1995, A&A, 293, 665
 Ghisellini et al. 1985, A&A, 146, 204
 Kelner S. R., Aharonian F. A. & Bugayov V. V. 2006, Phys. Rev. D, 74, 034018
 Khangulyan, D., Hnatic, S., Aharonian, F.A., & Bogovalov, S. 2007, MNRAS, 380, 320
 Körding, E.G., Fender, R.P., & Migliari, S. 2006, MNRAS, 369, 1451
 Markoff S. et al. 2003. A&A, 397, 645
 Markoff S. et al. 2005, ApJ, 635, 1203
 Nowak M. A. et al. 2002, MNRAS, 332, 856
 Romero G. E. & Vila G. S. 2008, A&A, 485, 623
 Zdziarski A. A. et al. 2004, MNRAS, 351, 791

PRESENTACIÓN ORAL

Relevancia de los Resultados Recientemente Publicados por el Observatorio Pierre Auger

A. C. Rovero¹, por la Colaboración Pierre Auger²

(1) *Instituto de Astronomía y Física del Espacio (IAFE)*

(2) *Observatorio Pierre Auger, Malargüe, Mendoza, Argentina*

Abstract. The Pierre Auger Collaboration has recently completed the construction of the Southern Observatory as originally designed, in Malargüe, Argentina. Recently released results are based on data accumulated from January 2004 to August 2007, equivalent to more than one year of full array operation and to an exposure of $7000 \text{ km}^2 \text{ yr sr}$, i.e. four times AGASA or two times HiRes. The existence of a cut in the energy spectrum, the lack of primary photons and neutrinos, and the correlation of ultra-high-energy cosmic-rays with distribution of matter in the nearby universe indicate that the origin of these cosmic rays is astrophysic. To completely rule out the cosmological origin, however, more statistics is needed. Meanwhile, results released by the Auger Observatory seem to indicate the beginning of particle astronomy.

Resumen. El Observatorio Pierre Auger Sur, en Malargüe, está finalizado en su forma original. Los datos acumulados en el período enero/2004-agosto/2007 equivalen a más de un año del observatorio terminado, con una exposición de $7000 \text{ km}^2 \text{ año sr}$, esto es cuatro veces AGASA o dos veces HiRes. Estos datos permiten ya obtener conclusiones y cotas a algunos de los planteos que justificaron su construcción. En desmedro de los modelos cosmológicos, los resultados indican que el origen de los rayos cósmicos de mayor energía es astrofísico y procedente del universo cercano. Las cotas encontradas en el contenido de fotones y neutrinos primarios refuerza el origen astrofísico de estos rayos. A la espera de mejorar la estadística de las observaciones, se resalta la relevancia de los resultados ya obtenidos, que parecen marcar el inicio de la astronomía de partículas.

1. Introducción

La motivación para la construcción del Observatorio Pierre Auger (OPA) fue la de obtener suficiente estadística para entender el origen, composición y distribución de los rayos cósmicos (RC) ultra energéticos (RCUE) ($E > 10^{19} \text{ eV} = 10 \text{ EeV}$). El observatorio Sur, ya finalizado en su forma original, está formado por 1600 estaciones del Detector de Superficie (DS) y 24 telescopios del Detector de Fluorescencia (DF). Previo a la construcción del OPA, además del desconocimiento sobre los temas fundamentales, el estudio de los RCUE se encontraba en una situación de controversia. Por un lado, los resultados de HiRes indicaban

la existencia de un corte en el espectro (Abbasi et al., 2008), interpretado como el corte GZK, debido a la interacción de los RC con fotones del fondo cósmico. Por otro lado, AGASA mostraba que tal corte no existe (Takeda et al., 2003), dando motivación a una serie de especulaciones acerca del origen de estos rayos, particularmente a modelos cosmológicos con partículas exóticas. En lo que sigue se hace una descripción de los resultados más relevantes obtenidos en el último año por el OPA y su implicancia cuando se los considera en conjunto.

2. Resultados Recientes:

Los resultados publicados están basados en datos adquiridos durante la construcción del observatorio, entre enero de 2004 y agosto de 2007, equivalentes a más de un año de operación del observatorio terminado, con una exposición integrada de $9000 \text{ km}^2 \text{ año sr}$. Para el cálculo de flujos, en donde las condiciones de aceptación de eventos son más estrictas, esta exposición es de $7000 \text{ km}^2 \text{ año sr}$.

Espectro de energía: El espectro basado en $\approx 20\,000$ eventos del DS para $E > 2.5 \text{ EeV}$ puede verse en la figura 1-der. (Auger Collaboration, 2008a). La calibración en energía de estos eventos se realiza mediante la correlación con el DF hallada para un subgrupo de eventos híbridos (figura 1-izq.). Esta forma de calibrar es una de las ventajas de un observatorio híbrido, permitiendo correlacionar la energía calorimétrica del DF a una magnitud del DS, en este caso la señal a 1000 m de distancia del centro de la lluvia con 38 grados de inclinación equivalente, S_{38} . El ajuste de los datos se realiza mediante ley de potencia, $J \propto E^{-\gamma}$, entre 4 y 40 EeV , obteniéndose $\gamma = -2.6 \pm 0.02(\text{est}) \pm 0.06(\text{sist})$, con $\chi^2_\nu = 1.2$. Si el ajuste encontrado fuera válido para $E > 40 \text{ EeV}$, los eventos esperados por encima de esa energía serían 167 ± 3 , mientras que los observados fueron 69 . Para $E > 100 \text{ EeV}$, esas cantidades serán 35 ± 1 y 1 , respectivamente. La significancia de este desvío es de 6σ , siendo a estas energías extremas $\gamma = -4.2 \pm 0.4(\text{est}) \pm 0.06(\text{sist})$.

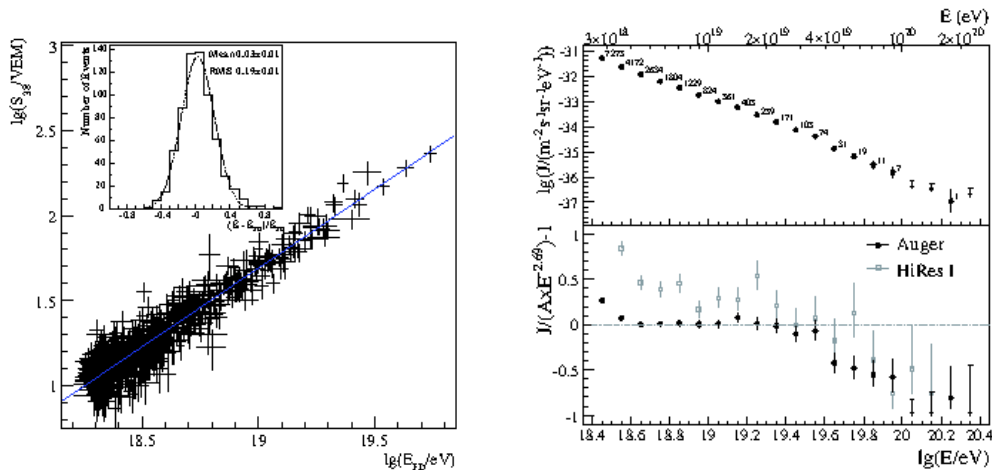


Figura 1. *Izquierda:* Calibración de la energía de los eventos del SD. *Derecha:* Espectro medido: Arriba: los números indican eventos por intervalo de energía; Abajo: comparado con un espectro de índice -2.6 .

Fotones y neutrinos primarios: La posibilidad de la existencia de fotones primarios responde a modelos sobre el origen cosmológico, o “top-down”, de los RCUE. En menor cantidad, se espera también que los mismos RC en el proceso de formación del corte GZK, produzcan rayos gamma de energías comparables. Las cascadas generadas por fotones se desarrollan mas profundamente en la atmósfera, por lo que su máximo desarrollo, X_{max} , medido con el DF, fue utilizado para distinguirlos (Auger Collaboration, 2007). Considerando otros discriminantes, como la curvatura del frente de la lluvia y el “rise-time” de la señal, se pueden utilizar los mucho más numerosos eventos del DS. La figura 2 muestra las nuevas cotas con 95 % de nivel de confianza para tres bandas de energía, poniendo límites severos a los modelos cosmológicos (Auger Collaboration, 2008b). Por otro lado, la interacción de los RCUE con la radiación, ya sea en las fuentes o con el fondo cósmico, produce neutrinos a través del decaimiento de piones cargados. Si bien este proceso no produce neutrinos tau, ν_τ , estos aparecen en su recorrido intergaláctico debido a la oscilación del neutrino. Los ν_τ que penetran en la tierra casi horizontalmente, pueden producir un leptón τ con cierta probabilidad de emerger y decaer produciendo una cascada horizontal en la atmósfera. Teniendo en cuenta todas estas probabilidades y siendo que el DS es capaz de distinguir lluvias horizontales, no se han encontrado neutrinos primarios. La figura 2 muestra las cotas máximas (Auger Collaboration, 2008c).

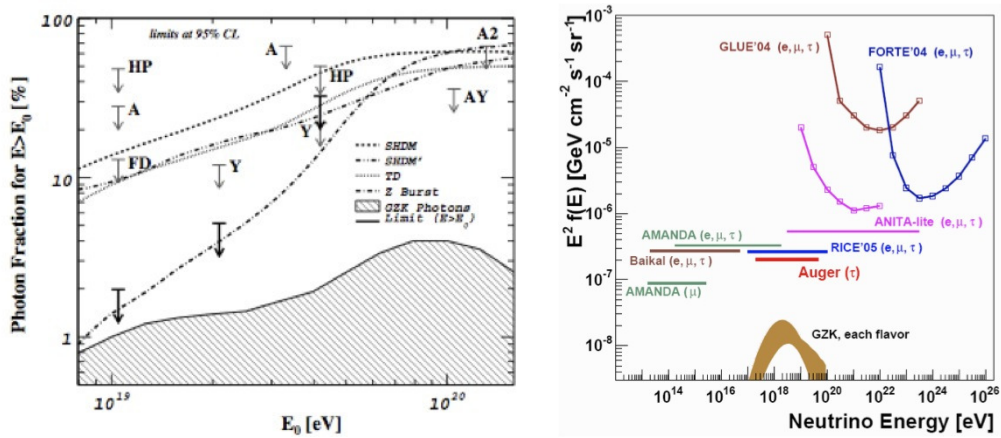


Figura 2. Cotas a la cantidad de fotones (izq.) y neutrinos (der.) primarios.

Anisotropía: Habiéndose encontrado un corte en el espectro coincidente con el de GZK, es natural buscar el origen de los RCUE en fuentes cercanas. Desde hace décadas las galaxias de núcleo activo (AGN) son los candidatos más firmes dado los procesos presentes en ellas. Los RCUE sufren poca deflexión debido a los campos magnéticos en distancias coherentes con el GZK (~ 100 Mpc), siendo el error de medición menor a 1° . Teniendo en cuenta estos hechos, se maximizó la probabilidad de correlación de los RCUE con las AGN (no isotropía) para tres variables, E , θ (distancia angular RCUE-AGN) y d (distancia de la AGN). Con los datos disponibles a mayo de 2006 los valores encontrados fueron: $E > 57$ EeV, $\theta < 3.2^\circ$ y $d < 71$ Mpc, con los cuales se propuso una receta para demostrar anisotropía de los RCUE, a ser aplicada en el conjunto de datos posteriores. En agosto

de 2007 se cumplió con la receta demostrándose anisotropía con 99% de nivel de confianza. El total de 27 eventos puede verse en la Figura 3 (Auger Collaboration, 2008d). De ellos, 20 correlacionan con al menos una AGN, implicando una probabilidad de 10^{-5} de corresponder a una distribución isotrópica.

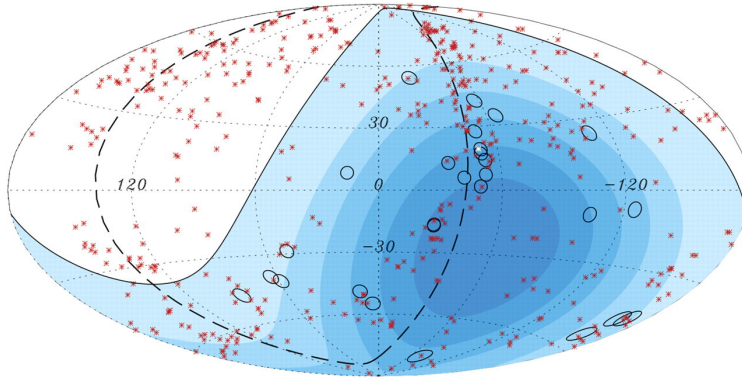


Figura 3: Mapa en coordenadas galácticas con la posición de los 27 eventos de $E > 57$ EeV. (círculos de 3.2° de radio) y las 442 AGNs con $d < 71$ Mpc (estrellas). Sombreado: zonas de igual exposición. Línea de trazos: plano supergaláctico.

3. Comentario final

Con el equivalente a un año de observación del observatorio completo, la Colaboración Auger ha obtenido resultados relevantes. El corte hallado en el espectro de energía por encima de 40 EeV tiene suficiente significancia (6σ) como para asegurar su existencia. Sin embargo, ese corte podría deberse al límite de eficiencia en la aceleración de partículas de las fuentes y no al efecto GZK. Por otro lado, se demostró que las direcciones de arribo de los RCUE son no isotrópicas y que están correlacionadas con la distribución de materia en el universo cercano ($d < 75$ Mpc). Esta correlación demuestra el origen extragaláctico de los RCUE y es consistente con la hipótesis de que son predominantemente protones (por su pequeño desvío) provenientes de AGN dentro del horizonte del GZK. Esto provee evidencia de que el corte observado en el espectro es realmente el GZK. En la misma dirección apuntan los otros dos resultados mencionados en este trabajo, la no detección de fotones y neutrinos. Si el origen de los RCUE fuera cosmológico, no sólo deberían distribuirse isotrópicamente, sino que deberían detectarse fotones y neutrinos como RC primarios. Si bien la significancia de algunos de los resultados mencionados debe mejorarse con más datos, la conjunción de todos ellos va en contra del origen cosmológico y refuerza el origen astronómico de los RCUE, indicando el posible inicio de la astronomía de partículas.

Referencias

- Abbasi, R.U., et al., 2008, *Physical Review Letters*, 100, 101101.
- Auger Collaboration 2007, *Astroparticle Physics*, 27, 155.
- Auger Collaboration 2008a, *Physical Review Letters*, 101, 061101.
- Auger Collaboration 2008b, *Astroparticle Physics*, 29, 243.
- Auger Collaboration 2008c, *Physical Review Letters*, 100, 211101.
- Auger Collaboration 2008d, *Astroparticle Physics*, 29, 188.
- Takeda, M., et al., 2003, *Astroparticle Physics*, 19, 447.

PRESENTACIÓN MURAL

Optical observations of TeV Blazars: first results.

I. Andruchow^{1,2}, J. A. Combi², S. A. Cellone^{1,2}, G. E. Romero^{2,4},
J. Martí³, P. Luque-Escamilla³, A. J. Muñoz-Arjonilla³ and
J. R. Sánchez-Sutil³

(1) *Instituto de Astrofísica La Plata (IALP), CONICET–UNLP, La Plata, Argentina.*

(2) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, UNLP, La Plata, Argentina.*

(3) *Departamento de Física (EPS), Universidad de Jaén, Jaén, España.*

(4) *Instituto Argentino de Radioastronomía (IAR) - CONICET, Villa Elisa, Argentina.*

Abstract. We report here the first results of a long term optical (V , R) monitoring program of blazars that includes 3 well-known objects: 3C 279 (1253–055), CTA 102 (2230+114) and 3C 454.3 (2251+158). The observations were obtained with the 1.52 m Spanish telescope at the Calar Alto Observatory during 2006–2007. Although no significant intra-night variations were detected in any of the objects, we found inter-day variations with amplitudes of ~ 0.15 mag in these gamma-ray blazars.

Resumen.

En el presente trabajo reportamos los primeros resultados de un extenso programa de monitoreo en el óptico (V , R) de blazares que incluyen tres de los objetos más conocidos: 3C 279 (1253–055), CTA 102 (2230+114) y 3C 454.3 (2251+158). Las observaciones se tomaron utilizando el telescopio de 1.52 m del observatorio de Calar Alto, España, durante 2006–2007. Si bien no se detectó una variabilidad significativa en el flujo dentro de cada noche para estos objetos, sí se encontraron variaciones de noche a noche con amplitudes de $\sim 0,15$ mag para estos blazares.

1. Introduction

In the context of the unified AGN model, blazars are believed to be viewed close to the axis of the relativistic jet. These objects display compact flat spectra at radio frequencies and apparent superluminal motions at VLBI scales (Urry 1999). In particular, gamma-ray blazars are characterised by high variability on different time scales ranging from minutes to months in the optical band.

The blazar 3C 279 ($z = 0.538$) was the first superluminal source (Whitney et al. 1971) and the first discovered to emit gamma rays by the EGRET telescope (Hartman et al. 1992). This object is variable at all wavelengths from radio to high γ -ray energies (Wehrle et al. 2001; Grandi et al. 1996). Optically, 3C 279 varies dramatically on many different timescales. During 2001–2002 this blazar

underwent the most intense outburst seen in the last fourteen years (Kartaltepe & Balonek 2007).

The quasar CTA 102 has a redshift $z = 1.037$. Multi-wavelength monitoring and imaging revealed correlated variability, and radio jet apparent speeds of up to $21c$ were derived from VLBI observations (Rantakyro et al. 2003). This source has displayed optical variability with an oscillating behavior (Raiteri et al. 1998), but from 1997 May through June the object did not vary during the interval of optical observations (Ghosh et al. 2000).

The blazar 3C 454.3 ($z = 0.860$), is one of the most active at high energy (Hartman et al. 1992); during 2005 it underwent a major flaring in almost all energy bands (Giommi et al. 2006). During 2007, a multiwavelength study was carried out by several observatories from radio to γ -rays. In December 12, the flux increased ~ 1.1 mag in 1.5 h followed by a fall of ~ 1.2 mag in ~ 1 h (Raiteri et al. 2008) at optical wavelengths, being this one of the fastest variations ever detected in blazars. A new SED has been determined using AGILE/Swift data (Vercellone et al. 2009)

In this work, we present preliminary results of a long term optical (V , R) monitoring program for blazars, that includes 3 well-known gamma-ray blazars: 3C 279 (1253–055), CTA 102 (2230+114) and 3C 454.3 (2251+158). The remaining ones will be reported in a future paper (Andruchow et al. 2009, in preparation).

2. Observations and data reduction

We observed a sample of 10 γ -ray blazars along 13 months, from 2006 March to 2007 April. Table 1 shows the targets included in the monitoring program. Optical images in the R and V bands were acquired using standard VR Johnson-Kron-Cousins filters with the 1.52 m Spanish telescope at the Calar Alto Observatory. This telescope is equipped with a 1024×1024 pixel CCD, providing a field of view of $6'.9 \times 6'.9$, with a pixel scale of 0.40 arcsec pixel $^{-1}$. The absolute calibration of the photometry was performed by observing several standard stars from Landolt (1992) over a wide range of air masses during photometric nights. The seeing conditions ranged from 2.3 arcsec to 3.7 arcsec. The images were debiased and flat-fielded in the standard way using the IRAF package.

The images range in exposure time from 120 to 600 seconds (most images being 360 seconds). The photometry for all of the images was extracted using the IRAF APPHOT package with aperture diameters of 8 arcsec for 2230–114 and 10 arcsec for 1253–055 and 2251+158, and a sky annulus with an inner diameter of 20 arcsec and an outer diameter of 30 arcsec. All error bars are 1-sigma and were calculated using the IRAF APPHOT package. Table 1 presents source name, position, redshift, visual magnitude and type.

3. Results and conclusions

The differential light-curves for the three objects are shown in Figure 1. These were obtained in the usual way, using a non-variable star in the field as comparison, while another star was used to construct a second differential light-curve against the non-variable star, to be used for control purposes.

Table 1. The complete source list of observed blazars.

Object	α_{J2000}	δ_{J2000}	z	m_V	Type
0048-090	00:50:41.3	-09:29:05	0.200	17.44	BL-Lac
0757+100	07:57:06.6	+09:56:35	0.266	14.5	BL-Lac
0827+243	08:30:52.1	+24:11:00	0.940	17.2	blazar(LPQ)
0851+202	08:54:48.8	+20:06:31	0.310	14.0	BL-Lac
1222+041	12:22:22.5	+04:13:15	0.965	17.98	QSO
1253-055	12:56:11.1	-05:47:21	0.538	17.75	BL-Lac
1510-089	15:12:50.5	-09:06:00	0.360	16.54	blazar(HPQ)
1749+096	17:51:32.8	+09:39:01	0.322	16.78	BL-Lac
2230+114	22:32:36.4	+11:43:50	1.040	17.33	blazar(HPQ)
2251+158	22:53:57.7	+16:08:53	0.860	16.1	blazar(HPQ)

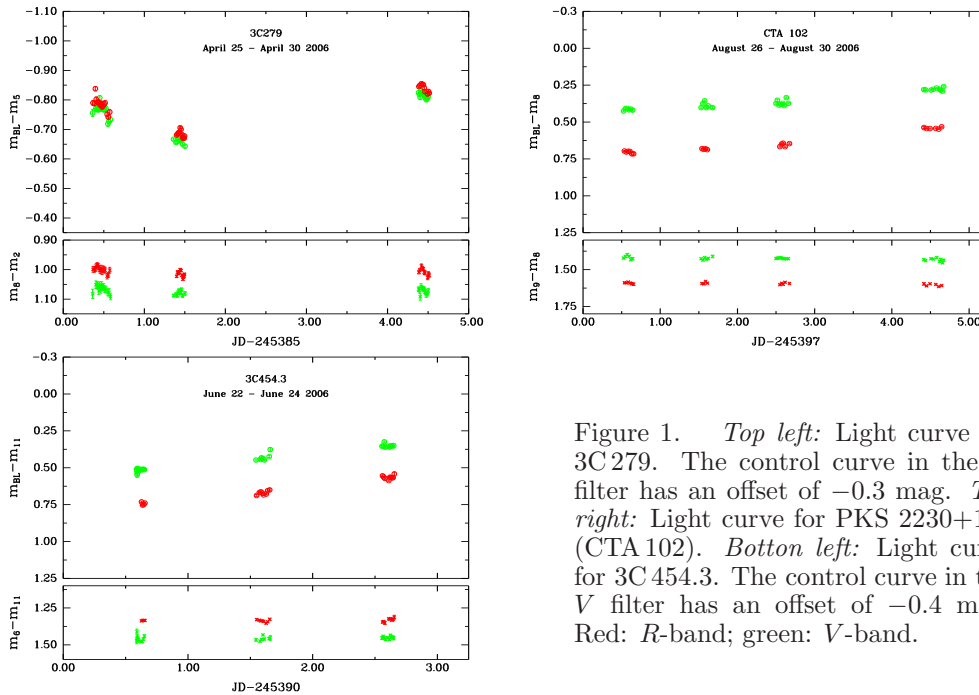


Figure 1. *Top left:* Light curve for 3C 279. The control curve in the V filter has an offset of -0.3 mag. *Top right:* Light curve for PKS 2230+114 (CTA 102). *Bottom left:* Light curve for 3C 454.3. The control curve in the V filter has an offset of -0.4 mag. Red: R -band; green: V -band.

The variability results are presented in Table 2. Column 1 gives the object name, Column 2 the date, and Columns 3-8 give, for each filter (V and R), the observational error σ obtained from the standard deviation of the control differential light-curve, the variability classification, and the confidence parameter (C). This parameter is like in, e.g., Romero et al. (1999).

As it can be seen, in the three cases gamma-ray blazars displayed no significant intranight variability. However, inter-night variations are clearly detected, with amplitudes ~ 0.15 mag in 72 to 96 hs, and showing similar behaviours in V and R band. Even though this behaviour may be compatible with a stochastic nature of the variability, it is consistent with EGRET blazars, which tend to be

Table 2. Microvariability results. *C*: confidence parameter

Object	UT Date [m/d/y]	σ (mag)		Variable?		<i>C</i>	
		<i>V</i>	<i>R</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>V</i>	<i>R</i>
3C279	04/25/06	0.009	0.008	NV	V	2.57	2.76
	04/26/06	0.010	0.008	NV	NV	2.04	1.46
	04/29/06	0.007	0.009	NV	NV	1.47	1.43
	All nights	0.008	0.010	V	V	7.94	6.52
2230+114	08/26/06	0.013	0.007	NV	NV	0.52	1.54
	08/27/06	0.008	0.008	NV	NV	2.23	0.42
	08/28/06	0.003	0.006	V	NV	6.78	1.80
	08/30/06	0.010	0.007	NV	NV	0.95	0.79
	All nights	0.011	0.009	V	V	5.43	7.89
2251+158	06/22/06	0.015	0.002	NV	V	0.85	6.13
	06/23/06	0.019	0.008	NV	NV	1.42	1.74
	06/24/06	0.006	0.011	NV	NV	1.68	1.17
	All nights	0.011	0.009	V	V	6.68	8.09

less variable than radio-selected blazars (RBL) and radio-loud quasars (RLQ) at very short (few hours) time-scales (Romero et al. 2002).

Acknowledgments. We are grateful to the whole Spanish telescope staff for their invaluable help at the observatory. The authors also acknowledge support by DGI of the Spanish Ministerio de Educación y Ciencia under grants AYA2007-68034-C03-02, FEDER funds and Plan Andaluz de Investigación Desarrollo e Innovación (PAIDI) of Junta de Andalucía as research group FQM322. I.A, J.A.C., S.A.C. and G.E.R. are researchers of CONICET, Argentina.

References

- Ghosh, K. K., et al. 2000, ApJSS 127,11
Grandi, P., et al. 1996, ApJ 459, 73
Hartman, R. C., et al. 1992, IAU Circ., 5519
Kartaltepe, J. S., Balonek, T. J. 2007, AJ, 133, 2866
Landolt, A. U., 1992, AJ 104, 340
Raiteri, C. M., et al. 1998, A&AS, 127, 445
Raiteri, C. M., et al. 2008, A&A, 485L, 17
Rantakyro, F. T., et al. 2003, A&A 405, 473
Romero, G. E., et al. 1999, A&A 135, 477
Romero, G. E., et al. 2002, A&A, 390, 431
Urry, C.M., 1999, Astroparticle Physics, 11, 159
Vercellone, S. et al. 2009, ApJ, 690, 1018
Wehrle, A.E., et al. 2001, ApJS 133, 297
Whitney, A.R., et al. 1971, Science 173, 225

PRESENTACIÓN MURAL

Monitoreo de blazares con el Telescopio Whipple de rayos gamma

A. Pichel¹, A.C. Rovero¹, por la Colaboración VERITAS²

(1) *Instituto de Astronomía y Física del Espacio (IAFE), CONICET*

(2) *<http://veritas.sao.arizona.edu> para lista completa de autores*

Abstract. Since September 2005, the Whipple 10 m Gamma-ray Telescope has been used primarily to monitor known TeV blazars. The five blazars that have been previously detected at Whipple: Markarian 421, H1426+428, Markarian 501, 1ES 1959+650 and 1ES 2344+514, are monitored each night that they are visible. Alerts are sent to VERITAS any time these objects are flaring to trigger ToO observations. The light curves for these blazars are produced and combined with observations in radio, optical and X-ray in the frame of Multiwavelengths Campaigns. We present here the results for the 2005-08 observations of Mrk421.

Resumen. Desde septiembre de 2005, el Telescopio Whipple de rayos gamma ha sido utilizado principalmente para monitoreo de AGNs. En forma regular son monitoreados cinco blazares ya detectados previamente por el Whipple: Markarian 421, Markarian 501, H1426+428, 1ES1959+650 y 1ES2344+514. Con este procedimiento se obtienen curvas de luz para altas energías durante períodos largos de tiempo, para todas las noches en la que las fuentes son visibles. Si alguna fuente presenta actividad, se da aviso a VERITAS. Esta información se combina con la obtenida durante campañas de observación realizadas en otras bandas del espectro. Presentamos aquí los resultados de Mrk421 para observaciones 2005-08.

1. Introducción

Los blazares son una subclase de las Galaxias con Núcleo Activo (AGN) en donde el ángulo del jet se encuentra casi apuntando en la dirección de la visual ($<10^\circ$). Son las fuentes astronómicas más poderosas conocidas al presente. Tienen alta luminosidad y están caracterizadas por emisiones transitorias con variabilidad rápida e irregular en varias bandas del espectro. Los episodios rápidos en altas energías están producidos en regiones relativamente compactas e internas del sistema. Los mecanismos involucrados en estos procesos rápidos son motivo de estudio en astronomía de muy altas energías (\sim TeV).

Realizar observaciones a varias longitudes de onda de blazares ya observados a energías del TeV es muy importante, sobre todo en períodos de mucha actividad, para poder lograr discernir entre los modelos de emisión y poder explicar la geometría y estructura del jet. No resulta fácil organizar una campaña multi-longitud onda durante un largo período de tiempo debido a la cantidad de

experimentos involucrados y al tiempo de observación que estos instrumentos deben dedicar a una sólo fuente. En particular, los telescopios Cherenkov de rayos gamma tienen una limitación debido al largo tiempo de exposición que necesitan para obtener una estadística significativa. La Colaboración VERITAS opera el Telescopio Whipple que está situado en el Observatorio Fred Lawrence Whipple (SAO) en Mount Hopkins, Arizona, a una altitud de 2300 m s.n.m. (Kildea et al., 2007) (ver figura 1). Este instrumento funciona como un Telescopio Cherenkov desde mediados de 1980 y fue utilizado en el descubrimiento de la primer fuente galáctica, la Nebulosa del Cangrejo (Weekes et al., 1989), y extragaláctica, Markarian 421 (Punch et al., 1992), de rayos gamma de energías del TeV. Hasta el presente, ha detectado nueve fuentes de rayos gamma a estas energías. Además, la Colaboración VERITAS opera un arreglo de 4 telescopios de nueva generación (Maier et al., 2007) situados en el mismo Observatorio a 1200 m s.n.m.. Así, la Colaboración VERITAS se encuentra en una inmejorable posición para utilizar al telescopio Whipple dedicado exclusivamente al monitoreo de blazares.

Analizando las imágenes de los Telescopios Cherenkov mediante la técnica de imágenes, la luz Cherenkov emitida en las lluvias se utiliza para obtener información espacial, temporal y energética del rayo gamma primario. La eliminación del fondo de rayos cósmicos se puede realizar debido a las diferencias físicas entre el desarrollo de una lluvia hadrónica y una de rayos gamma, las cuales se manifiestan como diferencias en la forma y orientación de las imágenes obtenidas para cada caso. Como se muestra en la Figura 2, los rayos gamma tienen una forma típicamente elíptica e indican su origen en el campo visual. En cambio los rayos cósmicos son típicamente más irregulares y están orientados al azar. La información energética es proporcional a la intensidad de la luz Cherenkov observada.

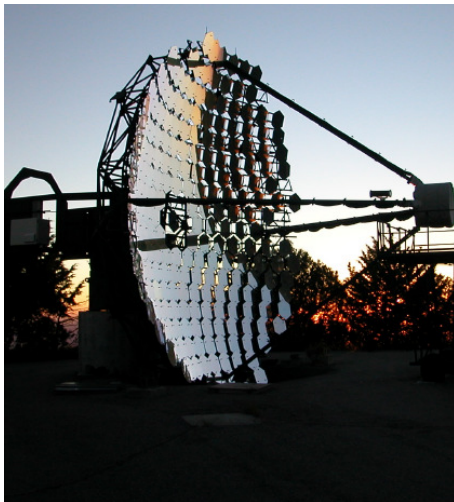


Figura 1. Fotografía del Telescopio Whipple de rayos gamma en Mount Hopkins, Arizona, USA.

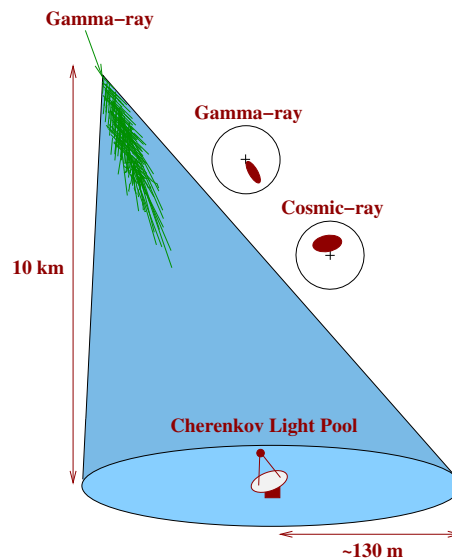


Figura 2. Técnica de Imágenes para la luz Cherenkov producida en las lluvias atmosféricas. (J. Kildea)

2. Resultados

De las cinco fuentes monitoreadas regularmente por el Telescopio Whipple, se presenta en este trabajo los resultados finales sobre Markarian 421. Los resultados sobre las fuentes restantes está en preparación para futuras publicaciones. Mrk421 es el blazar más brillante detectado en rayos X y UV y la primer fuente extragaláctica detectada a energías del orden del TeV. En la Figura 3 se puede ver la curva de luz para el monitoreo de esta fuente a lo largo del período 2007-08 con el Telescopio Whipple. El 2 de mayo de 2008, este telescopio observó una breve actividad de rayos gamma de energías del TeV con una inusual luminosidad proveniente de Mrk421 dándose aviso inmediato a VERITAS. La actividad detectada tuvo una intensidad máxima de 10 veces la intensidad del flujo de la Nebulosa del Cangrejo (10 Crabs) con una significancia de 7σ . La Figura 4 muestra la curva de luz con los datos del Telescopio Whipple para las noches del 2 (izquierda) y 3 de mayo (derecha). En la primera de esas noches, la fuente mostró un aumento estable en la intensidad. Después de una breve interrupción en las observaciones, la fuente fue detectada nuevamente a una intensidad de ~ 10 Crabs, una de las más altas intensidades registradas hasta el momento por el Observatorio Whipple. Luego el flujo decreció en un factor dos en dos minutos y retomó el valor original cinco minutos más tarde. Inmediatamente después de eso, VERITAS observó la fuente con un flujo de ~ 10 Crabs.

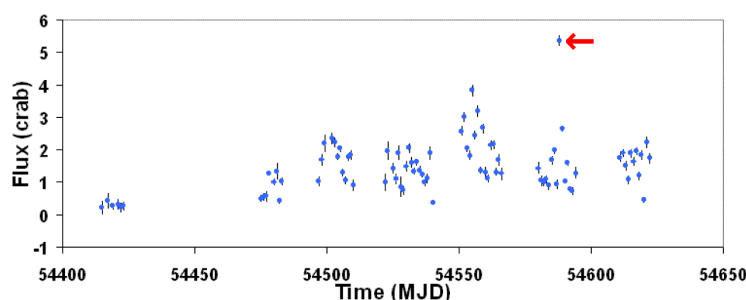


Figura 3. Curva de luz para Markarian 421, desde septiembre 07 hasta julio 08. La flecha indica el flujo de 5.5 Crabs correspondiente al 2 de mayo.

En otros períodos de observación se han realizado numerosas campañas multi-longitud de onda sobre Mrk421. Durante el período 2005-2006 (Horan et al., 2008) se realizó una extensa campaña junto con RXTE (ASM y PCA) en rayos X; WIYN 0.9 m y SAO 48-inch en óptico; Metsahovi en radio y el Whipple en rayos gamma entre otros (ver figura 5), mostrando una correlación entre rayos X y rayos gamma. Esto parece indicar que las emisiones de rayos X y de rayos gamma serían producidas por la misma población de electrones acelerados.

3. Conclusiones

EL monitoreo de cinco blazares a energías del TeV durante los últimos años, utilizando el Telescopio Whipple, ha sido muy importante en el estudio de esas fuentes durante largos períodos de tiempo. Un gran número de observatorios han participado en campañas en conjunto con el Whipple, brindando una gran cobertura de estos blazares en un rango importante de energías. Se ha detectado

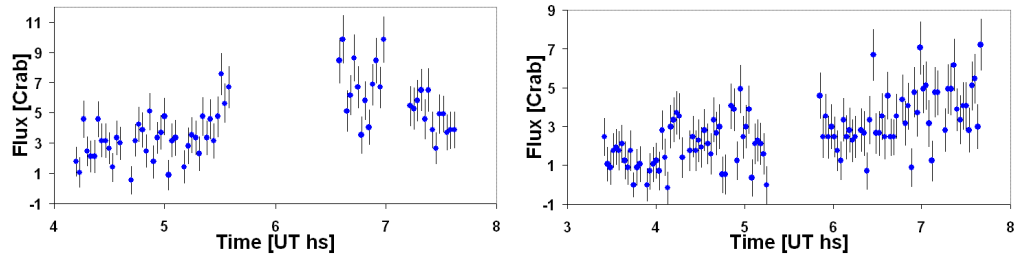


Figura 4. Curvas de luz de Mrk421 tomadas con el Telescopio Whipple. Cada punto corresponde a un intervalo de tiempo de dos minutos. *Izquierda*: 2 de mayo. Tiene un máximo en intensidad de ~ 10 Crabs. *Derecha*: 3 de mayo y tiene un máximo en intensidad alrededor de 8 Crabs.

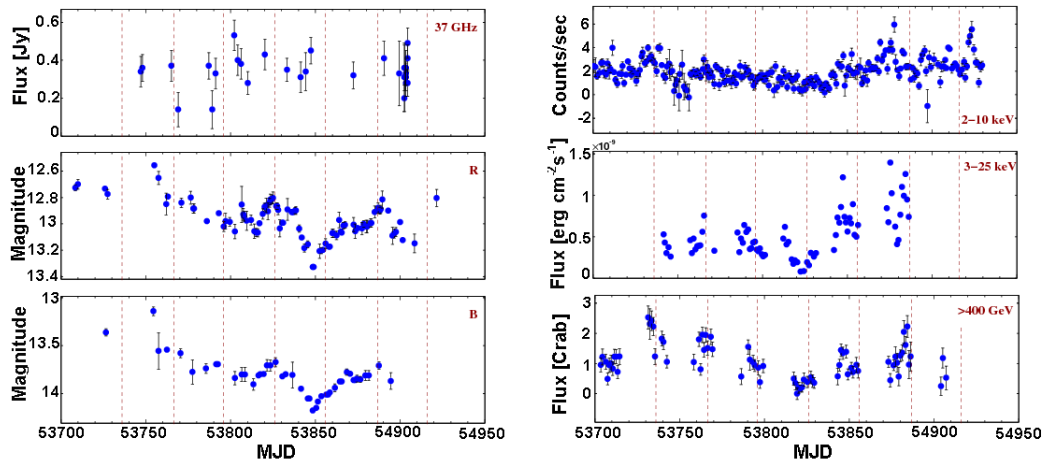


Figura 5. Curvas de luz para la campaña multi-longitud de onda para Mrk421 en el período 2005-06.

una variabilidad en Mrk421 en todas las longitudes de onda durante el período 2005-06 observándose una correlación entre rayos X y rayos gamma. En 2008 se ha detectado una intensa actividad con una rápida variabilidad proveniente de Mrk421 con el Telescopio Whipple. El arreglo de telescopios de VERITAS ya se encuentra finalizado en su construcción (Maier et al., 2007) y las observaciones provenientes del 10 m son utilizadas como trigger para las observaciones de AGNs para VERITAS.

Referencias

- Kildea, J. et al. 2007, *Astroparticle Physics*, 28, 182
 Weekes, T. C., et al. 1989, *Astrophysical Journal*, 342, 379
 Punch, M. et al. 1992, *Nature*, 358, 477
 Maier, G. et al. 2007, *Proceedings of the 30 th ICRC*, Merida
 Horan, D. et al., 2008, submitted to *ApJ* in July 2008

Parte VI

**Instrumentación y Sitios
Astronómicos**

PRESENTACIÓN ORAL

Caracterización Astronómica del Cordón Macón

D. García Lambas^{1,2}, H. Muriel^{1,2}, P. Recabarren^{1,2,3}, V. Renzi¹, R. Vrech¹, M. Sarazin⁴, G. Lombardi⁴

- (1) *Instituto de Astronomía Teórica y Experimental (IATE)*
- (2) *Consejo de Investigaciones Científicas y Técnicas (CONICET)*
- (3) *Facultad de Ciencias Exactas, Físicas y Naturales, U.N.Cba.*
- (4) *European Southern Observatory (ESO)*

Abstract. We describe the tasks on astronomical characterisation developed by IATE in an E-ELT candidate site on the Macón Ridge, in the province of Salta, Argentina. The proposed site is located at 4637 m.o.s.l.. An equipment network was installed on the site and is acquiring data since May of 2008. Results are highly promising.

Resumen. Se presentan los trabajos de caracterización astronómica desarrollados por el IATE en un sitio candidato para emplazar el E-ELT, sobre el Cordón Macón, en la Provincia de Salta, en Argentina. El sitio propuesto se ubica a 4637 m.s.n.m.. En el lugar se instaló una red de equipos los que están proporcionando datos desde Mayo del 2008. Los resultados son altamente satisfactorios.

1. Introducción

Entre los años 2000 y 2004, el grupo IATE (Instituto de Astronomía Teórica y Experimental) y el ESO (European Southern Observatory) realizaron una extensa exploración en el Noroeste argentino, en búsqueda de un sitio apto para instalar una gran facilidad astronómica, el E-ELT (European Extremely Large Telescope). Luego de analizar diversos factores, se decidió la caracterización de un sitio sobre el Cerro Macón, en proximidades de la localidad de Tolar Grande, en la Provincia de Salta. En el año 2004, se instaló una estación meteorológica provista por el Departamento de Astronomía de la Universidad de Cornell y en el 2005 se realizó una serie de campañas de medición de seeing y turbulencia con MASS (MultiAperture Scintillation Sensor), en Tolar Grande y de medición de seeing con DIMM (Differential Image Motion Monitor), sobre el filo del Cordón Macón, a 4609 msnm, en una locación de relativamente buena accesibilidad, aunque no era la propuesta como emplazamiento definitivo. Los resultados obtenidos alentaron a continuar la toma de datos, pero haciendo un monitoreo continuo en el sitio del eventual emplazamiento ($24^{\circ} 36.6$ S - $67^{\circ} 19$ W), a 4637 msnm. No era posible acceder al nuevo sitio sin un camino por lo que durante el año 2007 se construyó el acceso (Figura 1) que permitió que en el mes de Mayo del 2008 se completara la instalación de los equipos y se comenzara la actual

etapa de mediciones, prevista con una duración de un año, aunque extensible a dos, según lo ameriten los resultados.

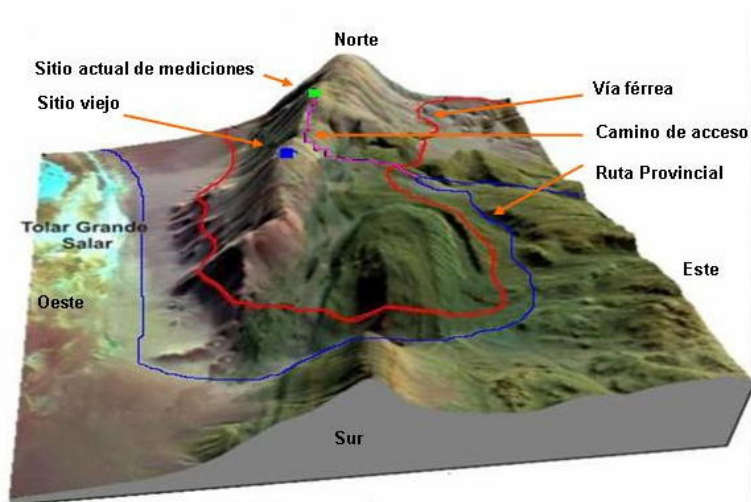


Figura 1. Imagen 3-D del sitio.

2. Equipamiento instalado

El ESO dirige la caracterización de otros cuatro sitios candidatos para el E-ELT ubicados en Chile, Canarias y Marruecos. Para contrastar los datos obtenidos, los sitios cuentan con instrumentos similares. Los instrumentos empleados en el Cordón Macón son iguales a los del Cerro Ventarrones, en Chile, ubicado a la misma latitud, pero 300 Km hacia el Oeste. Se cuenta con una torre de 5 m de altura de la firma ASTELCO, provista de un domo cuya apertura puede comandarse a distancia. En la plataforma superior de la torre se encuentra una montura robótica del mismo fabricante y sobre esta se monta un tubo Schmith-Cassegrain Celestron de 11 pulgadas y las cámaras DIMM y MASS. En el sitio opera además una estación meteorológica Vaisala MAWS 100, sobre una torre de 10 metros, con sensores de dirección y velocidad de viento, temperatura, humedad y presión. El sitio de mediciones cuenta con un albergue, una cámara IP con la que se monitorea visualmente el lugar, una instalación de alimentación eléctrica fotovoltaica de 4,5 KVA, un switch y un radioenlace a 2.4 GHz que comunica la red de instrumentos con Tolar Grande, adonde se encuentra el operador. En la localidad de Tolar Grande, a 8.5 Km de distancia y 1050 metros mas abajo, se encuentra la sala de comandos de la instalación. Se cuenta con servicio de Internet e infraestructura habitacional para cuatro personas aunque normalmente la operación es hecha por una sola persona. También se cuenta con una camioneta Ford Ranger para la movilidad del personal.

3. Mediciones

Luego de seis meses de toma de datos, el seeing mas probable es de 0.85 segundos de arco (Figura 2), con un comportamiento típico en el que se comienza la noche con un seeing de 1.5 segundos que va mejorando sistemáticamente hasta alcanzar valores excelentes a medida que nos acercamos al final de la noche. Este comportamiento muestra relación con el viento, el cual tiene su máximo en el atardecer, disminuyendo con el correr de la noche. El viento es el principal inconveniente de este sitio, alcanzando su máximo durante el invierno y mínimo en los meses del verano. La intensidad del viento en las primeras horas de la noche supera con frecuencia el valor de 18 metros por segundo.

Es de especial interés la comparación de los valores registrados en el Observatorio de Cerro Paranal y de Cerro Ventarrones, para estudiar los efectos generados por la presencia de la Cordillera de los Andes. Se presume que el Salar de Arizaro, al Oeste del Cordón Macón, ayuda a que los vientos provenientes de esa dirección recuperen su régimen laminar.

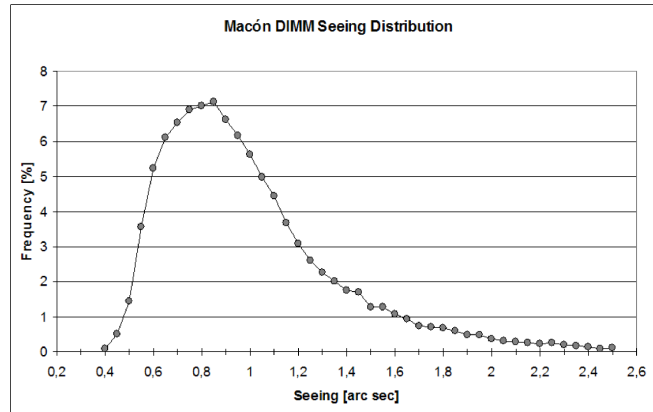


Figura 2. Distribución de valores de seeing

4. Conclusiones

El Cordón Macón es un sitio apto para la instalación de grandes facilidades astronómicas como el E-ELT. Los valores de seeing son buenos y compatibles con la operación de grandes instrumentos, observándose que el Salar de Arizaro influye favorablemente sobre la turbulencia producida por las montañas cordilleranas. La contaminación lumínica es casi inexistente, la actividad sísmica es baja, la nubosidad nocturna es inferior al 12 por ciento y la logística aceptable a pesar de su condición de alto aislamiento. Existe una vía férrea próxima al emplazamiento y la ruta provincial discurre a 12 Km del sitio propuesto. Los resultados obtenidos no son de utilidad sólo para la caracterización de este sitio, sino que aportan además información indispensable para estudiar el efecto que impone la orografía andina a las condiciones de observación astronómicas hacia el Este del cordón limítrofe. Las mediciones continuarán hasta el mes de Mayo

del 2009, pudiendo extenderse este plazo en caso de que los resultados continúen siendo satisfactorios.

5. Agradecimientos

Los autores agradecen la colaboración prestada por la Comunidad e Intendencia de la Localidad de Tolar Grande, a S. Villanueva, J. Viramonte, al Gobierno de la Provincia de Salta, a F. Lucco y J. Navarrete, de ESO Paranal, a D. Ferreiro, a F. Staszyn, a A. Otarola, a H. Rodriguez, a F. Bareilles, a D. Amín, a R. Bechler y a R. Arena.

6. Bibliografía

- Erasmus, D.A. & van Staden, C.A., A Satellite Survey of Cloud Cover and Water Vapor in Northern Chile. CTIO and University of Tokio, 2001.
- Erasmus, D.A., An Analysis of Cloud Cover and Water Vapor for the ALMA Project: A Comparison between Chajnantor, Chaltviri and five Sites in Argentina using Satellite Data and a Verification of Satellite PWV Measurements. Report to ESO, 2002.
- Erasmus, D.A. & Sarazin, M., Utilizing Satellite Data for Evaluation and Forecasting Applications at Astronomical Sites. IAU Technical Workshop: Astronomical Site Evaluation in the Visible and Radio Range. ASP Conference Series. Vol.266, 310-326. 2000.
- Giovanelli, R., Optical Seeing and Infrared Atmospheric Transparency in the Upper Atacama Desert. Proceedings of the Astronomical Site Evaluation in the Visible and Radio Range Workshop, astro-ph0012443, 2000.
- Kornilov, V.G. & Tokovinin A. A., Measurement of the Turbulence in the Free Atmosphere above Mt. Maidanak. Astronomy Report Vol 45, 5 pg 395, 2001.
- Kornilov, V., Tokovinin, A., Vozyakova, O., A. Zaitsev, N. Shatsky, S. Potanin & M. Sarazin, MASS: a monitor of the vertical turbulence distribution. Proc. SPIE, 4839, 837-845, 2003.
- Recabarren, P., Mosconi, M., Muriel, H., García Lambas, D., Sarazin, M. & Giovanelli, R. Astronomical Site Testing in North-West of Argentina. *Astroph & Sp. Sci* 290, 409, 2004.
- Recabarren P., García Lambas D., Muriel H., Staszyn F., Renzi V., Vrech R., Viramonte J. & Sarazin M., Site Testing in the NW of Argentina, Proceedings of the Symposium on Seeing, 2007.
- Sarazin, M. & Roddier, F. The ESO differential image motion monitor. *Astronomy & Astrophysics* 227, 294, 1990.
- Tokovinin, A.A. & Kornilov, V. G. Measuring Turbulence Profiles from Scintillations of Single Stars. ASP Conf. Ser. 266, 104, 2002.
- Vrech, R., Muriel, H., Staszyn, F., Sarazin, M., García Lambas, D., Giovanelli, R., Renzi, V., Viramonte, J., Bareilles, F. & Recabarren, P. Tolar Grande: A Candidate Site for Large Telescope in North West of Argentina. Site Testing and Selection for ELTs Workshop III, Vancouver, B.C., Canada, 2005.

PRESENTACIÓN MURAL

Rutinas para reducción de observaciones polarimétricas: evolución y estado actual

Sergio A. Cellone^{1,2}

(1) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, UNLP*

(2) *Instituto de Astrofísica La Plata (IALP), CONICET – UNLP*

Abstract. I briefly review the evolution experimented by the software for reduction of observational data obtained with the CasProf photopolarimeter, ten years after its “first light” at the Jorge Sahade telescope. Our original routines for the calculation of Stokes parameters were complemented with new ones used to improve the quality of our results, and to adapt the software to different needs, in particular, to obtain polarimetric variability curves (applied to blazar studies).

Resumen. A diez años de la “primera luz” del fotopolarímetro CasProf en el telescopio Jorge Sahade, se reseña la evolución que ha experimentado el software que desarrollamos para la reducción de los datos observacionales obtenidos con dicho instrumento. A las rutinas básicas originales para la obtención de los parámetros de Stokes, fuimos agregando otras que permiten mejorar la calidad de los resultados, así como la adaptación a distintas necesidades, particularmente la obtención de curvas de variabilidad polarimétrica (con aplicación en estudios de blazares).

1. El origen

Entre mayo y septiembre de 1997 el autor de este trabajo participó, junto a los Ings. Adolfo Marún, Arnaldo Casagrande y José L. Aballay, y demás personal técnico de CASLEO, de las primeras pruebas del polarímetro CasProf acoplado al telescopio Jorge Sahade. Esto requirió la redacción de rutinas FORTRAN para obtener los parámetros de Stokes (Q , U) a partir de los datos observacionales, adaptando las expresiones provistas por Magalhães et al. (1984) para el polarímetro VatPol. El mismo código sirvió también de base para el software de adquisición escrito por el Ing. Pablo F. Pereyra. En la elaboración de las sucesivas versiones de los programas de reducción de datos participaron activamente, junto al autor de este trabajo, los Dres. Juan C. Forte, Irene Vega, Lilia Bassino, e Ileana Andruchow. Se agradece además al Dr. Hugo Marraco por sus valiosos comentarios.

2. Descripción general

El fotopolarímetro CasProf es un instrumento de 2 canales, basado en el diseño del mencionado VatPol (Martínez et al. 1990). Cada archivo ASCII de salida de

datos consta de un breve encabezamiento, seguido por las cuentas para cada canal (A, B) y cada una de las 25 posiciones de la lámina de media onda.

El programa de reducción tiene una subrutina para calcular los parámetros de Stokes, y presenta como resultados la magnitud del objeto y su polarización (porcentaje y ángulo), con la opción de restar la contribución del cielo (si el mismo fue observado). También verifica, a partir de los datos del encabezamiento, las posiciones de las ruedas de diafragmas, de filtros de color y de filtros neutros. Sobre esta base se fueron agregando opciones para mejorar la calidad de los datos y/o para aplicaciones específicas, incluyendo:

- **Filtrado de datos:** mejora la relación señal/ruido (Sec. 2.1.).
- **Inversión de Q y U :** requerido según la configuración del instrumento.
- **Interpolación del cielo:** útil para series de tiempo (Sec. 2.2.). Aplicado a estudios de variación polarimétrica en blazares (Andruchow et al. 2003).
- **Rutina “astrométrica”:** para calcular el ángulo de posición espacial del objeto con respecto a un centro dado; utilizada para estudios de polarización en cúmulos globulares (Forte et al. 2002).
- **Promediado de observaciones consecutivas:** útil para mejorar la relación señal/ruido en curvas de polarización en función del tiempo para objetos débiles (Andruchow et al. 2005).

A continuación se detallan algunas de estas opciones.

2.1. Filtrado de datos

Para una fuente parcialmente polarizada, los datos de salida en cada canal deberían ser sinusoides en contrafase (más una componente constante). Para objetos débiles, el ruido introduce errores relativamente grandes en el ajuste de los parámetros de Stokes. El ajuste mejora con un filtrado previo (Fig. 1).

2.2. Interpolación del cielo

La medición de polarización con el CasProf requiere realizar observaciones independientes de una región de “cielo”, para descontar la contribución del brillo de fondo que inevitablemente cae dentro del diafragma al observar el objeto de programa. Dado que las mediciones de “objeto+cielo” y de “cielo” no son simultáneas, cualquier variación en el brillo y/o la polarización del cielo entre una medida (“objeto+cielo”) y la otra (“cielo”) introducirá errores sistemáticos.

Este efecto se puede paliar midiendo cielo *antes* y *después* de medir el objeto, e interpolando los valores del cielo al instante medio de la observación del objeto. Para esto se utiliza nuestra subrutina *interp*. Resulta particularmente útil cuando se obtienen curvas temporales de polarización, para estudios de variabilidad. Las Fig. 2 muestra polarización y magnitud en función del tiempo para el blazar PKS 1514–24. En los paneles de la izquierda se utilizaron los valores de cielo medidos inmediatamente después de cada medición del objeto. Se notan fuertes incrementos en la polarización y la magnitud del objeto, que corresponden a un cambio abrupto en los parámetros del cielo.

A la derecha de la misma figura mostramos los resultados de interpolar los valores de cielo a los mismos instantes de las observaciones del objeto. Se nota

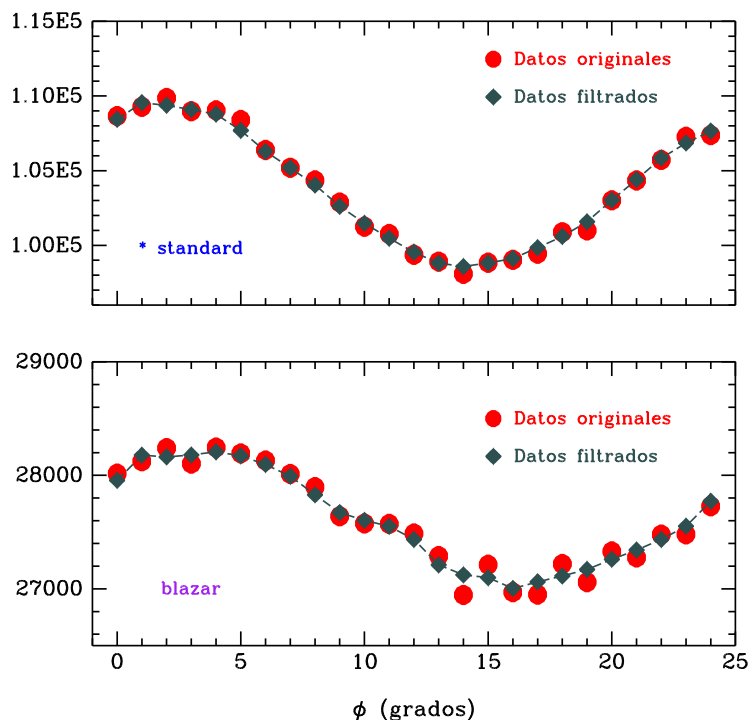


Figura 1. Datos originales (*círculos rojos*) y filtrados (*cuadrados grises*) para un objeto brillante (estrella estándar, *panel superior*) y un objeto débil (blazar PKS 0521–36, *panel inferior*). Datos de Andruchow et al. (2005, 2008).

un comportamiento más estable de las curvas de polarización y magnitud en función del tiempo. En particular, prácticamente desaparecieron las variaciones abruptas en P_V y V debidas a cambios en las condiciones del cielo.

Aun si no es conveniente hacer observaciones polarimétricas cuando las condiciones del cielo cambian abruptamente (p.ej, por la salida de la Luna), la técnica descrita ayuda a minimizar errores sistemáticos ante la mayoría de las condiciones típicas de observación.

Un análisis detallado de los errores sistemáticos en la medición de polarización en blazares, introducidos por variaciones de seeing cuando la galaxia anfitriona es importante, puede verse en Andruchow et al. (2008).

3. Fe de erratas

Las primeras versiones de nuestros programas (entre 1997 y 1998) tenían un error en el cálculo de la incerteza en el ángulo de polarización ($\Delta\Theta$): el mismo estaba en *radianes* en vez de *grados*.

La Dra. Irene Vega, a quien se agradece por ello, detectó este error, que fue corregido en todas nuestras versiones posteriores a febrero de 1999.

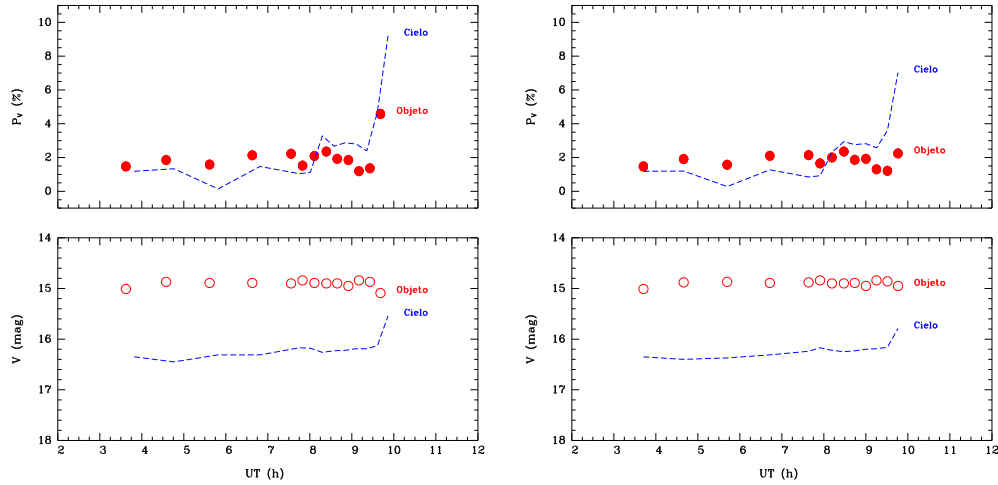


Figura 2. Polarización (P_V) y magnitud (V) en función del T.U. para el blazar PKS 1514–24 (AP Lib; ver Andruchow et al. 2005). *Izquierda*: restando el cielo medido después del objeto. *Derecha*: interpolando los valores de cielo.

Sorprendentemente, **el mismo error** aparece en otro programa para reducción de datos polarimétricos (*redpol*, firmado: *Ricardo Gil-Hutton, febrero 2000*) que estaba disponible hasta hace algún tiempo en la página web de CASLEO.

4. Estado actual

Actualmente contamos con una versión del programa que incorpora todas las opciones mencionadas. Un archivo de configuración establece cuáles son las opciones activadas en cada corrida, además de fijar las constantes necesarias (punto de cero de las magnitudes, ángulo de rotación del vector de polarización al sistema ecuatorial, valores instrumentales de Q y U , etc.).

Con el acceso a polarímetros CCD en otros observatorios, hemos desarrollado los programas de reducción apropiados usando el sistema IRAF (Cellone et al. 2007). Los interesados en utilizar estos programas están invitados a comunicarse con el autor (*scellone@fcaglp.unlp.edu.ar*).

Referencias

- Andruchow, I., Cellone, S. A., & Romero, G. E. 2008, MNRAS, 388, 1766.
 Andruchow, I., Cellone, S. A., Romero, G. E., Dominici, T. P., & Abraham, Z. 2003, A&A, 409, 857.
 Andruchow, I., Romero, G. E., & Cellone, S. A. 2005, A&A, 442, 97.
 Cellone, S. A., Romero, G. E., Combi, J. A., & Martí, J. 2007, MNRAS, 381, L60.
 Forte, J. C., Bassino, L. P., Vega, E. I., Pellizza González, L. J., Cellone, S. A., & Méndez, M. R. 2002, AJ, 123, 3263.
 Magalhães, A. M., Benedetti, E., & Roland, E. H. 1984, PASP, 96, 383.
 Martínez, E., Aballay, J. L., Marún, A., & Ruartes, H. 1990, BAAA, 36, 342.

PRESENTACIÓN MURAL

Distribución Espacial de Ancho Equivalente del Triplete del CaII a partir de Imágenes GMOS

Rubén J. Díaz^{1,2} y Damián Mast³

(1) *Observatorio Gemini*

(2) *CASLEO, CONICET, Argentina*

(3) *Observatorio Astronómico de Córdoba y CONICET, Argentina*

Abstract.

Using Gemini+GMOS imagery obtained through the filters i , z and CaT , we developed a technique for estimating the value of the Ca II triplet (CaT) equivalent width (EW). The map generated through arithmetic operations with the near infrared images was calibrated with long slit spectra obtained with REOSC spectrograph at CASLEO. We apply this technique to the study of M83 central region and present the preliminary results on the spatial distribution of the EW(CaT) within an area of $40'' \times 40''$ around the double nucleus of M83, with a spatial resolution of $0.8''$.

Resumen.

Utilizando imágenes obtenidas con los filtros i , z y CaT de GMOS+Gemini, desarrollamos una técnica para estimar el valor del ancho equivalente (EW) del triplete del CaII (CaT). El mapa generado a partir de la aritmética entre las imágenes en infrarrojo cercano, fue calibrado con espectros de ranura larga obtenidos con REOSC desde CASLEO. Presentamos aquí la aplicación de esta técnica a la región central de M83. En este caso, obtenemos preliminarmente la distribución del EW(CaT) en un área de $40'' \times 40''$, en torno al núcleo doble de M83 con una resolución espacial de $0.8''$.

1. Introducción

Las líneas de absorción del Triplete del Calcio ionizado (CaT) son una de las características espectrales más importantes en el rango del infrarrojo cercano, tanto de estrellas de tipo tardío como galaxias normales. De hecho, las absorciones en 8498, 8542 y 8662 Å, aparecen en estrellas de todos los tipos espectrales, salvo en las más calientes. Estas líneas han sido clásicamente utilizadas para estudiar la cinemática interna de galaxias cercanas (Dressler 1984). Con el triplete del calcio es posible medir velocidades radiales, dispersión de velocidades e intensidad de las líneas, aún en galaxias cuya luz en banda B o V se encuentra dominada por estrellas jóvenes, gas caliente o emisión no térmica. El estudio del EW(CaT) ha mostrado ser un buen indicador de la luminosidad relativa de la población de estrellas gigantes (Díaz et al., 1989, DTT) y, junto con modelos

de síntesis de poblaciones estelares, permite realizar análisis de edades. En este trabajo presentamos una técnica para estimar el $EW(CaT)$ a partir de imágenes GMOS. La calibración fue realizada utilizando espectros de ranura larga obtenidos en el Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO).

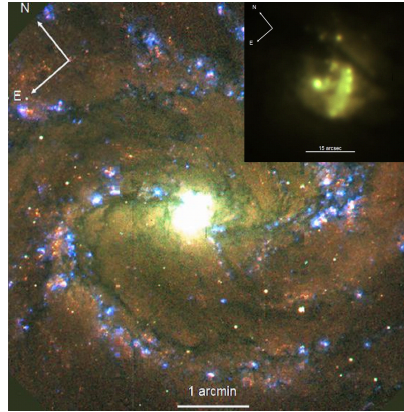


Figura 1. Imagen falso color compuesta usando los filtros $H\alpha$, $[OIII]$ y SII de GMOS-S (t.exp. total = 11 min.). El inserto muestra la región del núcleo doble de M83 (Mast et al. 2006).

2. Observaciones

Observaciones en CASLEO. Las observaciones espectroscópicas de la región central de M83 (Fig. 1) se llevaron a cabo durante las noches del 13-15 de julio de 2001, del 5-10 de mayo de 2005, y del 24-27 de marzo de 2007, con el espectrógrafo REOSC montado en el telescopio Ritchey-Chrétien de 2.15 m del CASLEO. Los espectros fueron obtenidos con una ranura de $100\mu\text{m}$ de ancho, lo que da un rango resuelto efectivo de $\sim 2\text{ \AA}$, a lo largo de 12 ángulos de posición indicados en la Fig.2. En cada ángulo de posición se tomaron 2 exposiciones de 1 hora utilizando la red de 1200 líneas/mm cubriendo el rango espectral de $8300 - 8900\text{ \AA}$. Durante las observaciones el seeing en banda z fue del orden de $2''$ y la escala angular es de $1.02''/\text{pixel}$. Durante las noches de observación, se obtuvieron espectros de estrellas estándares de velocidad radial y patrones, para determinar los parámetros de los espectros a partir del método de Correlaciones Cruzadas de Fourier (Tonry & Davis 1979; Nelson & Whittle 1995). La Fig. 4 muestra en la parte inferior el mapa de $EW(CaT)$ generado a partir de los datos de ranura larga obtenidos en el CASLEO. Para la determinación del ancho equivalente se utilizó el rango definido por DTT.

Observaciones en Gemini. Utilizamos el instrumento GMOS del telescopio Gemini Sur en modo cola en mayo de 2007 (GS-2007A-DD-17). Se obtuvieron, entre otras, imágenes en los filtros z , i , CaT (para información sobre uso y sensibilidades, se sugiere consultar la pagina web de GMOS en www.gemini.edu). Con estas imágenes construimos un mapa de ancho equivalente siguiendo el procedimiento descrito a continuación. Antes de comenzar, tuvimos que homogeneizar

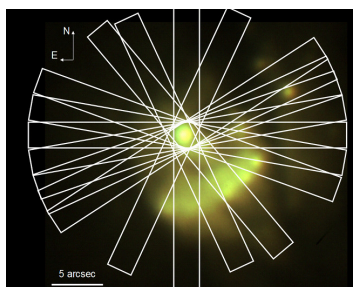


Figura 2. Imagen GMOS-S falso color, compuesta con los filtros z , i y CaT , a la que se le han superpuesto los distintos ángulos de posición de la ranura de CASLEO. Las ranuras se han representado con el ancho correspondiente.

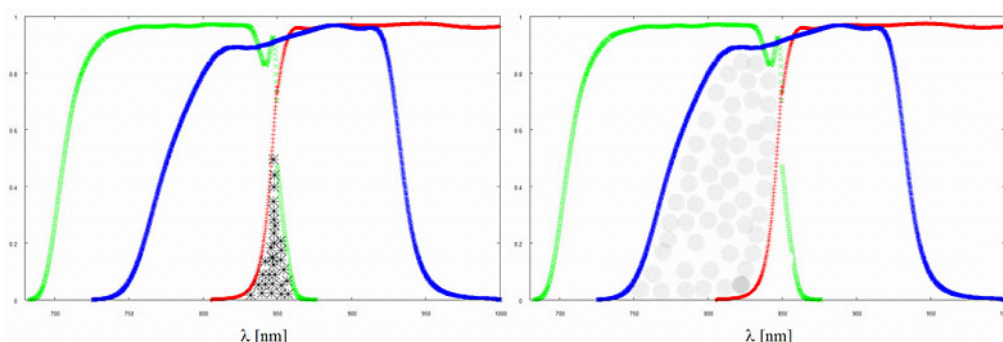


Figura 3. Regiones de las curvas de transmisión de los filtros i , z , CaT de GMOS, que se utilizaron para generar el mapa indicativo de $W(CaT)$.

los FWHM y hacer coincidir los baricentros de las imágenes estelares a $1/10$ del seeing de la noche ($0,8''$). La Fig.3 muestra la curva de transmisión de los tres filtros mencionados. Construimos dos imágenes utilizando los filtros $i + CaT$ y $z + CaT$. Al sumarlos y, a la suma total, restarles el filtro CaT , obtenemos la región sombreada en la Fig.3 izquierda. Luego, a la imagen generada con $i + CaT$ le restamos esta región, con lo que obtenemos la región sombreada en la parte derecha de la misma figura. Esta última región, la utilizaremos a modo de pseudo-continuo de la región espectral del CaT . El cociente entre las dos regiones de la figura, es un indicador del ancho equivalente del CaT que puede verse en la Fig.4.

3. Resultados Preliminares y Discusión.

El mapa indicador de ancho equivalente fue calibrado con el mapa de $EW(CaT)$ determinado de los espectros, teniendo en cuenta la degradación de la información espacial debida al seeing de CASLEO. La Fig.4 nos presenta el mapa generado a partir de las imágenes GMOS y el determinado de los espectros de CASLEO. Las similitudes son claras, en particular la región con valores bajos ($\sim 4 \text{ \AA}$) al NO del núcleo óptico, y los valores máximos del campo ($\sim 9 \text{ \AA}$) al NO de la región anterior. Observando el mapa de la derecha, parecería que es-

tos valores altos corresponden a las dos regiones a ambos lados de la banda de polvo, posiblemente no resuelta en los espectros. A continuación analizaremos los valores a la luz del modelo StarBurst'99 (Leitherer et al. 1999, SB99) para la evolución del EW(CaT). El valor promedio del campo de EW(CaT) es $\sim 6 \text{ \AA}$. Este valor coincide con el valor constante que alcanza el modelo SB99 para el caso de formación estelar continua y coincide con los valores observados en los bulbos de galaxias espirales. Según DTT, valores $> 9 \text{ \AA}$ sólo se observan en estrellas supergigantes rojas. Estos valores se alcanzan en nuestro campo para las regiones de formación estelar más intensas del arco gigante de formación estelar, y para la región que yace al otro lado de la banda de polvo. El modelo SB99 pone un límite superior a la edad de las regiones, de $2E7$ años para valores $> 7 \text{ \AA}$ y de $1E7$ años para aquellas regiones de $8,5 \text{ \AA}$, en coincidencia con los tiempos dinámicos asociados al origen del arco (Díaz et al. 2006). Esta técnica presenta la complicación de la calibración, es decir, la necesidad de contar con datos espectroscópicos de la región de interés. La resolución y extensión espacial que se logra para la determinación aproximada de un parámetro tan importante como el EW(CaT), nos impulsará a explorar esta técnica en otros sistemas, quizá menos complejos morfológicamente que M 83 a fin de perfeccionar el proceso de calibrado y analizar sistemáticamente los errores.

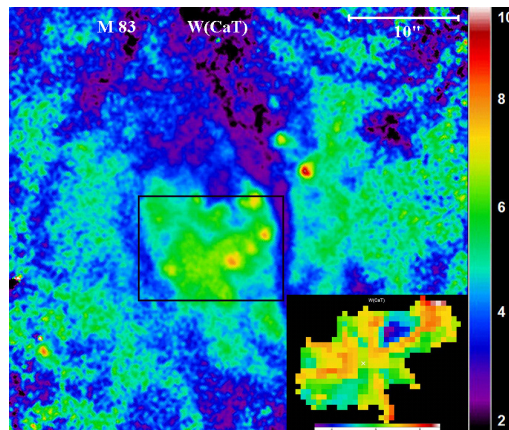


Figura 4. Mapa $40'' \times 40''$ del EW(CaT) realizado a partir de imágenes GMOS. La escala se encuentra en Å y fue calibrada a partir de los valores medios en el mapa generado espectroscópicamente (inserto).

Referencias

- Díaz, A., Terlevich, E., Terlevich, R. 1989, MNRAS, 239, 325.
 Díaz, R. J., Dottori, H., Agüero, M., Rodrigues, I., Mast, D. 2006, ApJ, 652, 1122.
 Dressler, A. 1984, ApJ, 286, 97.
 Leitherer, C., et al. 1999, ApJS, 123, 3.
 Mast, D., Díaz, R. J., Agüero, M. P. 2006, AJ, 131, 1394.
 Nelson, C., Whittle, M. 1995, ApJS, 99, 67.
 Tonry, J., Davis, M. 1979, AJ, 84, 1511.

PRESENTACIÓN MURAL

New observational capabilities of the H-alpha Solar Telescope for Argentina (HASTA)

C. Francile¹, J. I. Castro¹, L. Leuzzi², M.L. Luoni³, M.G. Rovira³, A. Cornudella¹, W. Gómez¹, R. Sarmiento^{1,2}

(1) *Observatorio Astronómico Félix Aguilar (OAFa) - FCEFNe - UNSJ*

(2) *Departamento de Geofísica y Astronomía - FCEFNe - UNSJ*

(3) *Instituto de Astronomía y Física del Espacio (IAFE) - CONICET*

Abstract. We present an overview of the new capabilities of the H-alpha Solar Telescope for Argentina (HASTA), located at Estación de Altura U. Cesco, Observatorio Astronómico Félix Aguilar, El Leoncito, Argentina. These new developments and instrumentation contribute to improve the observation of the solar chromosphere. Full frame observations of the solar disk are done at the H α line center and at the wings with increased spatial and temporal resolution. A new CCD camera, the development of new image acquisition routines, a new flat-field procedure, a new automatic focusing device, new flare classification routines and web-page access to images and daily movies, allow a more detailed analysis of solar activity (flares, chromospheric wave propagation and fast impulsive events). A permanent staff of observers guarantees systematic and continuous solar data acquisition.

Resumen. Se presenta una descripción general de las nuevas disponibilidades del H-alpha Solar Telescope for Argentina (HASTA), ubicado en la Estación de Altura C. U. Cesco del Observatorio Astronómico Félix Aguilar, El Leoncito, Argentina. Desarrollos e instrumentación nuevos contribuyen a mejorar la observación de la cromosfera solar. El HASTA obtiene datos del disco solar completo en el centro y en las alas de la línea H α , con mejor resolución espacial y temporal. Una nueva cámara CCD, el desarrollo de nuevas rutinas de adquisición de imágenes, un nuevo procedimiento de para calcular en campo plan, un nuevo dispositivo de enfoque automático, nuevas rutinas de clasificación de fulguraciones y un portal de acceso en línea a las imágenes y películas diarias, permiten un análisis más detallado de la actividad solar (fulguraciones, propagación de ondas cromosféricas y eventos impulsivos rápidos). Un plantel permanente de observadores garantiza la observación sistemática y continua del Sol.

1. Introduction

HASTA has been observing the solar chromosphere continuously since 1998 as part of a scientific cooperation agreement among three institutions: Max Planck Institut für Extraterrestrische Physik (MPE), Germany, and Instituto de

Astronomía y Física del Espacio (IAFE) and Observatorio Astronómico Félix Aguilar (OAFa), Argentina. During the last two years new instrumentation and software, developed at OAFa, were incorporated to improve and extend its observational capabilities.

2. The Instrument

HASTA is a refractor solar telescope that provides full-Sun CCD images in the H α hydrogen line at 656.3 nm. Table 1 shows the main features of the telescope.

Telescope	Diameter	11 cm
	Focal Distance	165 cm
Location	Longitude	69.3 W
	Latitude	31.8 S
	Altitude	2370 m
	Time coverage	11:30 to 20:30 UT
Filter	Type	Tunable Lyot - Öhmann
	Central Wavelength	656.27 nm
	Bandwidth	0.03 nm
	Tuning Range	± 0.11 nm
Images	Normal size	1280x1024 pixels - Full-Sun
	Integration time	50 - 100 msec
	Type	Line center & Line wings, sequential
	Resolution	≈ 2 arc sec
Operational modes	Patrol mode	Images every ≈ 3 min
	Flare mode	Images every 0.5 sec

Table 1. Main characteristics of the HASTA telescope

The instrument has two modes of operation: patrol mode and flare mode. In patrol mode, the camera obtains images with a time interval between 1 min and 5 min. Solar activity is analyzed in real time and, if an event with intensity above a certain level is detected, the camera switches to a high-speed mode or flare mode. In this mode it can take and store full-disk images up to 2 per second during the impulsive phase of a flare.

2.1. The New CCD Camera

The images are registered with a PCO-1600 CCD camera with a 512 Mb internal memory that allows high-speed and high-resolution recording. The typical exposure times are 50-100 milliseconds. Table 2 shows the principal characteristics of the CCD camera

2.2. The New Image Acquisition Routines

Different operation modes were implemented for the camera, taking into account the characteristics of the different flare phases, in order to cover them fully:

The pre-flare phase - Two simultaneous operation modes were implemented: the “normal” or conventional CCD operation mode, which records the image in

Characteristics	Unit	Set point	PCO-1600 CCD
Resolution (horizontal-vertical)	pixel		1600 x 1200
Pixel size (horizontal-vertical)	μm		7.4 x 7.4
Peak quantum efficiency	%	for 500 nm	55
Dynamic range A/D	bit		14
Readout noise	e- rms	10 MHz	12
Imaging frame rate	fps	Full frame	30
Interface			IEEE1394a
Cooled CCD	$^{\circ}\text{C}$	Δ vs. ambient	50

Table 2. Principal characteristics of the CCD camera

a personal computer at a speed of 1 frame per second (fps), and the “ring buffer” mode, which takes images at 2 fps and uses a segment of the camera memory to store it. When the memory is full, the oldest images are overwritten. When an intense event is detected, this overwriting stops and all the stored images are sent to the computer. In this way, the full pre-flare phase is recorded with a cadence of 1 or 2 fps.

The impulsive phase - The camera is set to “first-in/first-out buffer mode”, using a segment of the camera memory as temporary storage with a 2 fps acquisition rate. Later, the first recorded image is the first image sent to the PC for final storage.

The gradual phase - The operation mode is “normal” with a speed of 1 fps.

2.3. The New Flat Fielding Procedure

A new procedure to obtain a flat-field image was developed using a diffuser of the type holographic 60° . Several flat-field images are generated daily with the diffuser placed at the entrance of the telescope. The typical exposure time of these flat-field images is 5 minutes.

2.4. The New Automatic Focusing Device

The continuous focus misalignments of the telescope due to daily thermal variations are automatically corrected by the HASTA control software. This software analyzes the spectral components of the measured intensities on the solar disk and limb and computes a “focus factor”. A feed-back loop moves the focusing mechanism to keep the focus factor as good as possible.

2.5. The New Computer Controlled Tuning Device for the “Lyot-Öhman” $H\alpha$ Filter

The IDL main operation software allows the scientist to define automatic wavelength-shift sequences for the tunable $H\alpha$ filter, in 0.005 nm steps, to record $H\alpha$ line center and wings full-disk images in patrol and flare modes. The software controls the motors that rotate the input and output filter polarizers to achieve the desired frequency shift. A filter shift of 0.05 nm can be achieved in ≈ 12.3 seconds, allowing a full coverage of the $H\alpha$ line in the patrol mode.

2.6. The New Flare Classification Routine

The area, brightness, heliographic coordinates, time, and duration of the flaring events are measured in order to classify them.

- Measurements of the area and brightness of the event - The area is measured when the intensity is the highest in units of one millionth of the visible solar hemisphere and it is corrected by projection effects. Using these values of the corrected area and brightness, the flare is classified.
- Measurement of the heliographic coordinates of the event: The brightness weighted average of the x and y coordinates of each pixel of the area covered by the event is used to obtain the heliographic coordinates (latitude and longitude on the Sun).
- Measurements of maximum brightness and duration for the event: The maximum brightness value and time is taken from the image with maximum intensity during the event. The duration of the event is obtained subtracting the times of final and initial images.

2.7. The Improved Web Facilities

Information from the HASTA instrument is offered to other users on an almost real-time basis at www.oafa.fcefn.unsj-cuim.edu.ar/hasta. In particular, low-resolution images of HASTA are updated on-line every 30 min. Later, images obtained along the whole observation day, at a cadence of about 5 min, are accessible through the web together with daily movies. This database (movies and images) contains the all data starting from year 2000 to the present. Non-compressed images are available upon request.

3. Conclusion

The modifications made to the HASTA telescope provide a substantial improvement in the quality of the acquired images, enhancing both the temporal and spatial resolution, as well as producing better focused images and faster and more complete registration of H α line wing images. The improvements in the software also provide a more complete registration of flares and other chromospheric events, including their classification and location on the solar disk. Both hardware and software improvements make of the HASTA telescope a more efficient instrument for the uninterrupted study of the solar activity.

PRESENTACIÓN MURAL

Estimación de la magnitud límite alcanzada con el telescopio ASH (Astrograph for the Southern Hemisphere)

L. A. Mammana¹, R. Gil-Hutton^{2,3}

(1) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas (FCAGLP) - UNLP*

(2) *Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO)*

(3) *Universidad Nacional de San Juan*

Abstract. The telescope ASH (Astrograph for the Southern Hemisphere) is a 0.45 m. reflector installed at Cerro Burek (CASLEO) and equipped with a CCD STL-11000M of 4008 x 2745 px, which covers an area of 97.8' x 65.2' (1.77 square degrees) in the sky. The aim of this work is to find the limit magnitude achievable with this instrument, which was defined by a signal to noise ratio equal to 5. We analyzed photometrically 14 images with exposure times between 180 sec. and 480 sec. and found the instrument reaches magnitudes of $V = 20.2, 20.51, 20.94$ and 21.22 for 180 sec., 240 sec., 360 sec. and 480 sec., respectively. With better seeing conditions (seeing $3''$) these values would be increased by 0.27 mag.

Resumen. El telescopio ASH (Astrograph for the Southern Hemisphere) es un reflector de 0.45 m de diámetro instalado en el Cerro Burek (CASLEO), equipado con un CCD STL-11000M de 4008 x 2745 px, que cubre un área en el cielo de 97.8'x 65.2'(1.77 grados cuadrados). El objetivo del trabajo consiste en hallar la magnitud límite alcanzable con este instrumento, la cual se definió fijando como límite de detección una relación señal/ruido igual a 5. Se analizaron fotométricamente 14 imágenes con tiempos de exposición entre 180 seg. y 480 seg. y se encontró que el instrumento alcanza magnitudes de $V=20.2, 20.51, 20.94$ y 21.22 para 180 seg., 240 seg., 360 seg. y 480 seg., respectivamente. Con mejores condiciones de seeing en el cerro (seeing $3''$) estos valores se incrementarían en 0,27 mag.

1. Introducción

El objetivo del trabajo consiste en hallar la magnitud límite alcanzable con el telescopio ASH en diferentes condiciones de observación, como así también en la adquisición, reducción, análisis y calibración de las observaciones que se realizaron. El trabajo programado se realizó entre los días 12 y 25 de Febrero de 2008 trabajando desde las instalaciones del Complejo Astronómico El Leoncito en el Departamento Calingasta (Beca Fundación FUPACA). Las condiciones climáticas durante este período no fueron las ideales pero de todos modos se pudieron adquirir suficientes imágenes para cumplir con los objetivos fijados.

CHIP	Kodak Enhanced KAI-11000M
PIXEL ARRAY	4008X2745 (36X24.7 mm)
AREA	97.8'X65.2'(1.77 deg ²)
INSTRUMENT SCALE	1.47 /px
PIXEL SIZE	9 microns
FULL WELL CAPACITY	50000 e ⁻
DARK CURRENT	1.5 e/pixel/sec a 0 ⁰
EXPOSURE	0.01 to 3600 sec
A/D CONVERTER	16 bits
GAIN	0.8 e/ADU
READ NOISE	11 e ⁻
FULL FRAME DOWNLOAD	26 sec

Tabla 1. Características del CCD Sbig 11000M

El telescopio ASH es un reflector instalado en el Cerro Burek (CASLEO) (S 31° 47.241', WO 69° 18.386', 2591 m de altura, datos obtenidos mediante GPS Garmin nüvi 360 que posee un error de ± 5 m) operado mediante una cooperación entre CASLEO y el Instituto de Astrofísica de Andalucía, España. El instrumento cuenta con un espejo principal de 0.45 m con una relación focal f/2.8 y equipado con un CCD Sbig 11000M en foco primario. Para aplanar el campo de 1.77 grados cuadrados se cuenta con una lente correctora delante del detector y al momento sólo se dispone de un filtro de banda muy ancha (300 nm) centrado en 500 nm, denominado filtro de Luminancia. En la Tabla 1 se dan las especificaciones técnicas del CCD. El telescopio está lo suficientemente automatizado para permitir que su modo de operación usual sea en forma remota tanto desde España como desde la ciudad de San Juan. Sólo se pueden barrer campos entre +2.5 hs. y -2.5 hs. del meridiano local y declinaciones entre -60 grados y el ecuador celeste.

2. Las observaciones

Se eligieron para trabajar dos campos con estrellas standards, las áreas Standard SA101 y SA104/SA104E de Landolt (1992), y se tomaron las imágenes con dos tiempos de exposición diferentes. Se observó bajo malas condiciones de seeing, el cual rondó valores cercanos a los 6", pero debido al sub-muestreo que produce el instrumento las imágenes fueron utilizables. Luego se procedió a realizar varias combinaciones y finalmente se obtuvieron en total 14 imágenes (con tiempos de exposición de 180 seg., 240 seg., 360 seg. y 480 seg.) que fueron las utilizadas en el análisis fotométrico para encontrar la magnitud límite del telescopio. La reducción y procesamiento de las imágenes fue realizado con el paquete IRAF v2.12.2 siguiendo los procedimientos descritos por Massey (1992) y Baume (1994).

3. Magnitud límite teórica

Se definió a la magnitud límite alcanzable con el ASH fijando como límite de detección las magnitudes de aquellos objetos que presentaban una relación señal/ruido $S/\Delta S = 5$. Ello implica un error fotométrico teórico de 0,22 mag. En

efecto

$$v = k - 2,5 \log(S) \Rightarrow |\Delta v| = \frac{2,5}{\ln 10} \frac{\Delta S}{S} \Rightarrow |\Delta v| \approx 0,22$$

Por lo tanto, las estrellas que están en el límite de detección son aquellas para las cuales el error fotométrico de su magnitud instrumental v es del orden de 0,2 mag. Es en estas estrellas en las que nos concentramos. Éste es sólo un valor teórico de referencia ya que en realidad habría que considerar también los errores introducidos por el ruido poissoniano ($S^{1/2}$) y los que resultan del procesamiento de las imágenes. En promedio, en las imágenes de 180 seg. de exposición, el número de estrellas identificadas como tales por la tarea de IRAF, daofind, es de unas 2500 para las imágenes del campo SA10 y 3600 para las imágenes del campo SA104/SA104E.

4. Las ecuaciones de transformación:

Una vez que hemos medido todas las estrellas contenidas en nuestros campos pasamos a resolver las ecuaciones fotométricas para las estrellas de las áreas seleccionadas de Landolt que nos darán la transformación de magnitud instrumental a magnitudes Standard. A primer orden, las ecuaciones tienen la forma:

$$v = V + k_1 + k_2 X + k_3 IC$$

donde v es la magnitud instrumental, V es la magnitud standard, k_1 es el coeficiente de punto cero, X es la masa de aire correspondiente a la observación, k_2 es el coeficiente de extinción, IC es el índice de Color y k_3 es el coeficiente de transformación. Los parámetros a determinar son k_1 , k_2 y k_3 .

Dada una imagen, para una selección de N estrellas standards de la misma podemos armar el siguiente sistema de ecuaciones

$$v_j = V_i + k_1 + k_2 X + k_3 IC$$

con $j = 1, \dots, N$. Como en nuestro caso sólo observamos en un solo filtro, no se obtuvo información de los índices de color. De esta forma, dado que la diferencia entre los índices de color entre dos standards cualesquiera es constante y que el término $X.k_2$ es el mismo para ambas, podemos obtener una sencilla ecuación de transformación para obtener la magnitud verdadera en el sistema standard de una estrella cualquiera de la imagen:

$$\hat{k}_1 = v_* - V_*$$

donde \hat{k}_1 es un nuevo punto cero que se obtendrá de promediar las diferencias de cada una de las N standards elegidas. Es importante mencionar que el valor de tendrá una dispersión afectada por la dispersión en los índices de color de las estrellas observadas multiplicado por el coeficiente de transformación k_3 , pero dado que el valor de k_3 para el ASH es del orden de -0.04 a -0.08 para V (Santos Sanz y Gil-Hutton, 2009) y que en general $IC < 1$, los efectos de esta dispersión son despreciables.

5. Resultados y Conclusiones

Dada la relación $F/D=2.8$ del ASH, es de esperar que para exposiciones de algunos minutos la mayoría de las estrellas brillantes del campo observado aparezcan saturadas. Realizando un análisis imagen por imagen de las Standard conocidas, se encuentra que esta condición se alcanza para magnitudes V standard de 14.96 y 15.22 para 180 seg. y 240 seg. de exposición, respectivamente.

Estableciendo las Ecuaciones de Transformación entre la magnitud instrumental v y la magnitud standard V (utilizando las estrellas standards de campo y las características de cada imagen), se encontró así que el instrumento llega a magnitudes límites $V=20.2, 20.51, 20.94$ y 21.22 para 180 seg., 240 seg., 360 seg. y 480 seg., respectivamente.

En las figuras 1 se muestra la evolución de la magnitud límite en el Sistema Standard de Johnson (filtro V), según aumentan los tiempos de exposición, para $S/\Delta S = 5$ y $S/\Delta S = 3$ respectivamente. Las magnitudes límite obtenidas en

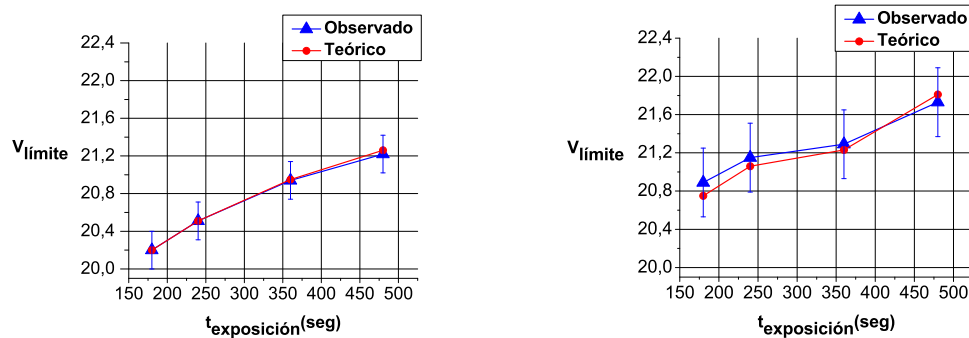


Figura 1. *Izquierda:* Magnitud límite en el Sistema Standard de Johnson (V) vs. t exp. para $S/\Delta S = 5$, (seeing de $6''$). *Derecha:* Idem para $S/\Delta S = 3$.

este trabajo se vieron afectadas por las malas condiciones de seeing imperantes durante las noches de observación (un seeing aproximado a los $6''$). Si se hubiera trabajado con un seeing de $3''$, más frecuente para el lugar de observación, las magnitudes límites obtenidas para cada uno de los tiempos de exposición se incrementarían en un valor cercano a $0,27$ mag. en cada caso. Ello se debe a que dado que el área se reduce en $1/4$, se tiene concentrada 4 veces más energía y por lo tanto:

$$m = k - 2,5 \cdot \log(E) \rightarrow \left| \frac{\Delta m}{\Delta E} \right| = \frac{2,5}{\ln 10} \frac{1}{E} \approx 0,27$$

Referencias

- Baume, G. L. Aplicación y desarrollo de técnicas de procesamiento de imágenes a objetos galácticos: El cúmulo abierto Trumpler 14, 1994.
- Landolt, A. U., 1992, AJ, 104,340.
- Massey, P. A User's Guide to CCD Reductions with IRAF, IRAF documentation, 1992.
- Santos Sanz, P., Gil-Hutton, R. El sistema fotométrico del ASH. IAA, Granada, España, en prensa, 2009.

PRESENTACIÓN MURAL

Contribución de la Estación San Juan SLR al Sistema Galileo

R. Podestá¹, E. Actis¹, E. Alonso¹, A. Pacheco¹, A. González¹, Yanben Han², Tanqiang Wang², Limin Zhao², Chengzhi Liu², J. Alacoria³, L. Peñaloza³, D. Brizuela³, M. Flores³

(1) *Observatorio Astronómico Félix Aguilar (OFA)*

(2) *National Astronomical Observatory of China (NAOC), Beijing, China*

(3) *Departamento de Geofísica y Astronomía. FCFN - UNSJ*

Abstract. The new San Juan Satellite Laser Ranging Station integrates, with number 7406, the International Laser Ranging Service (ILRS) network, being one of the few stations located in the southern hemisphere. It works shooting powerful laser pulses towards satellites at different heights, measuring the time of flight and calculating distances. With this technology we can perform high precision astronomical, geophysical and geodesic studies. Within the full constellation of satellites observed with ILRS, we track the two European pioneer satellites (Giove-A and B) of the future Global Positioning System Galileo, the European competitive response to the currently well established American GPS, of worldwide use. The GPS Galileo will be aimed mostly to civil usage, especially to aerial and terrestrial navigation. The Giove-A satellite was launched out to space on December 28, 2005 from the Baikonur Cosmodrome, on board of the Russian Soyuz rocket. Since mid 2006, 14 Laser Stations -San Juan station included- took part in a follow-up campaign of the Giove-A. Once the satellite orbital behavior was known, a second Giove-B orbiter was launched in April 2008. A constellation of 30 satellites will complete the Galileo system. Since Giove-A orbits the Earth at a height of 23916 kms, only shots from the best SLR world stations can reach it. San Juan station has tracked it, contributing to the study of its motion. As a new station, the San Juan Satellite Laser Ranging Telescope has become one of the best in the world, consequence of a decade of successful Chinese-Argentinean collaboration.

Resumen. La nueva Estación San Juan Satellite Laser Ranging integra la red mundial del International Laser Ranging Service (ILRS) con el número 7406 y es una de las pocas estaciones fijas instaladas en el hemisferio sur. Funciona disparando potentes pulsos ultracortos de luz láser hacia satélites artificiales a distintas alturas del suelo. Los haces reflejados son detectados por el telescopio, contabilizando así el tiempo de vuelo de la señal y deduciendo la distancia al satélite. Con este tipo de tecnología pueden realizarse estudios astronómicos, geofísicos y geodésicos de muy alta precisión.

1. Introducción

Dentro de la constelación de satélites artificiales observados con SLR, se encuentran los dos primeros orbitadores europeos pioneros del sistema Galileo. El Sistema de Posicionamiento Global denominado GALILEO es la respuesta europea como competencia del ya establecido GPS norteamericano, de amplia difusión mundial. Estará más apuntado al uso civil, especialmente para la navegación aérea y terrestre. El Giove-A fue lanzado al espacio el 28 de diciembre de 2005 desde la base de Baikonur a bordo de un cohete ruso Soyuz. Es el primer satélite del sistema Galileo. Desde mediados del año 2006, participaron 14 Estaciones Láser, entre ellas San Juan, en una campaña de seguimiento del Giove-A perteneciente a la Agencia Espacial Europea ESA. A partir del conocimiento del comportamiento de la órbita de este satélite, se lanzó en Abril de 2008 el segundo orbitador Giove-B y en los próximos años se completará la constelación de 30 satélites para que Galileo sea operativo. Debido a que el Giove-A es un satélite de órbita muy elevada, a 23916 kilómetros de altura, solo puede ser alcanzado por los disparos de las mejores Estaciones SLR del mundo. San Juan ha contribuido al estudio de su movimiento, mediante observaciones de su trayectoria a lo largo del recorrido sobre el cielo sanjuanino y el envío de los datos recogidos a Europa. A pesar que el Telescopio Láser Satelital de San Juan funciona desde hace solo dos años, se ha convertido en una de las mejores del mundo, fruto de la exitosa colaboración China Argentina que se lleva a cabo desde hace más de una década en nuestra Universidad.

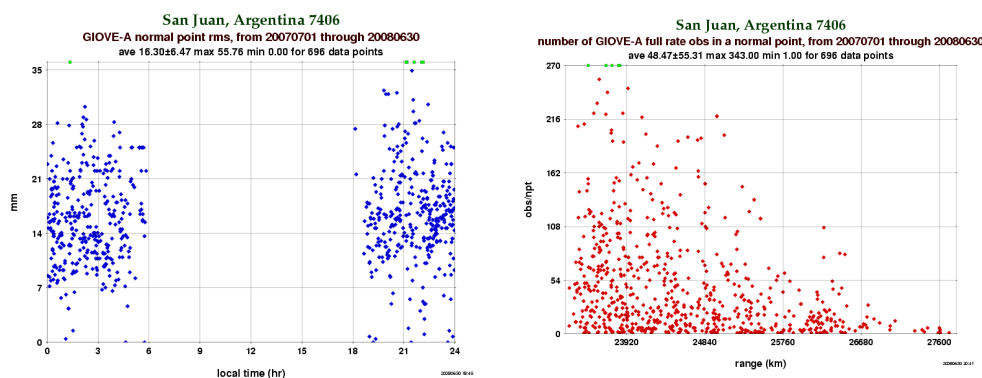


Figura 1. *Izquierda:* Precisión. *Derecha:* Observaciones de Puntos Normales.

El Satélite denominado LAGEOS 1 es el estándar con el cual pueden compararse los resultados de las Estaciones SLR del Mundo. Es un satélite pasivo de 60 cm, lanzado en 1976, que orbita la Tierra a casi 6000 Km de altura. En 1992 se colocó en el espacio un gemelo denominado LAGEOS 2.

2. Conclusiones

Al igual que en los Sistemas de Posicionamientos Globales Glonass y GPS, el Galileo trabaja con satélites en órbitas muy altas (20 mil km.). El Giove A solo

Station	N° ILRS	LAGEOS N° Pass	Satellites High N° Pass	Total Satellites N° Pass	LAGEOS Normal Point	Sat. High Normal Point	Total Normal Point	Minutes Of Data
Yarragadee	7090	1997	1315	12644	25040	12166	233785	161639
San Juan	7406	1033	1195	7133	12638	7921	96919	85978
Mount Stromlo 2	7825	1274	466	6841	12853	3175	83124	63991
Graz	7839	830	558	6442	9275	4651	114622	67328
Zimmerwald 423		999	559	6304	11926	3709	90264	62757
Zimmerwald 846	7810	998	493	6167	13107	2845	89817	60906
Wetzell	8834	1097	507	6034	8380	2172	58512	43592
Changchun	7237	690	651	5910	5661	3499	59931	42973
Herstmoncex	7840	909	427	5271	10797	1877	75171	46710
Riyadh	7832	900	619	5253	7087	3581	57561	46926
Matera	7941	756	208	3394	7922	1858	43637	36944
Concepcion 847		1112		3366	15091		44019	48952
Concepcion 423	7405	3	227	21	11	1682	175	94
San Fernando	7824	450	72	3352	3385	380	45875	21788
Beijing	7249	328	216	2578	3181	1674	35294	24310
Monument Peak	7110	392	139	2494	4112	1219	42886	24543
Arequipa	7403	214		2205	1474		25278	10567
Haleakala	7119	442		2204	5071		32711	18832
Greenbelt	7105	245	76	2044	2414	460	41479	17272
Potsdam 3	7841	308		1988	3549		35492	15239
Hartebeesthoek	7501	322	38	1979	2772	229	23134	13151
McDonald	7080	392	219	1976	3380	897	19912	15837
Katziwey	1893	273	83	1555	2304	505	22594	13433
Koganei	7308	249	94	1041	2314	1007	13578	13329
Maidanak 1	1864	189	117	747	1463	497	7398	6692
Simeiz	1873	132	48	675	1156	911	8177	5737
Shanghai 2	7821	21		675	164		8176	2994
Burnie Tafe	7370	4		526	19		7234	2461
Riga	1894	82		446	891		7922	3594
Tanegashim	7358	64	78	435	643	605	6339	5793
Borowiec	7811	75	4	378	801	14	5968	3157
Simosato	7836	56		215	607		3127	2112
Lviv	1831	20		193	183		3308	1316
Kunming	7820	9		176	57		2550	953
Helwan	7831			65			476	130
Kiev	1824			3			28	11

Figura 2. Productividad de las Estaciones de la Red Mundial ILRS, ordenadas de mayor a menor, para observaciones del satélite LAGEOS y satélites de órbitas altas.

puede ser alcanzado por los disparos de las mejores Estaciones SLR del mundo, en cuanto a tecnología y calidad del cielo. En la Figura 1(Izquierda) se muestran los Puntos Normales, que son los datos primarios producidos por los retornos de disparos de pulsos láser a satélites artificiales y la precisión en milímetros alcanzada, correspondiente a las coordenadas terrestres de la estación. Puede verse que los valores tienen una media de 16 mm, cantidad mayor que el error normal del instrumento (de aproximadamente 12 milímetros). Esto se debe a que las efemérides incorporadas del Giove-A son imprecisas por cuanto no posee todavía una órbita ajustada. En la Figura 1(Derecha)se muestra la tasa de datos recolectados correspondientes a los puntos normales. Se desprende de este gráfico la muy buena performance del SLR San Juan en cuanto a cantidad de datos útiles registrados. De acuerdo a lo expresado en la Figura 2 se aprecia el lugar casi preponderante de la Estación SLR San Juan frente al resto de las Estaciones de la Red Mundial ILRS, en las observaciones de los satélites a gran altura.

Referencias

<http://eu.spaceref.com/news/viewpr.html?pid=20962>

<http://ilrs.gsfc.nasa.gov/stations/>

Actuality and Futurity of a SLR System used in cooperation between China and Argentina, 4th Korea-China SLR Workshop

San Juan Satellite Laser Ranging Performance and Precision in the Observations, XII Reunión Latinoamericana de la IAU

PRESENTACIÓN MURAL

Desarrollo de una Interfaz de Control para un Observatorio Astronómico Robotizado con fines educativos en la Facultad de Ciencias Exactas, Físicas y Naturales de la UNSJ

L. Pogrebinsky¹, C. Francile²

(1) *Facultad de Ingeniería - UNSJ*

(2) *Observatorio Astronómico Félix Aguilar (Oafa) - FCFN - UNSJ*

Abstract. We report the development and the construction of an Interface to Control a robotized Astronomical Observatory (ICOA), which allows to control the operation of an observatory based on a Meade LX200 telescope. The interface operates together with a computer to control and supervise all the local variables of the observatory, and can take the control of it in risky situations. It serves as a link among the control computer and all the necessary devices for the astronomical observation such as the telescope, the dome, the weather station, the CCD camera, the calibration devices and the security devices. The computer receives orders from an operator who can be or not at the site of observation. The goal of this robotized observatory is the operation in a secure, autonomous and unattended way, with the purpose of to be used remotely by the students of the “Facultad de Ciencias Exactas, Físicas y Naturales” of the UNSJ.

Resumen. Presentamos el desarrollo y la construcción de una Interfaz para Controlar un Observatorio Astronómico robotizado (ICOA) que permite controlar la operación de un observatorio basado en un telescopio Meade LX200. La interfaz opera en conjunto con una computadora para controlar y supervisar todas las variables locales del observatorio, y puede tomar el control del mismo es situaciones riesgosas. Sirve de nexo entre la computadora de control y todos los dispositivos necesarios para la observación astronómica tales como el telescopio, la cúpula, la estación meteorológica, la cámara CCD, los dispositivos para hacer calibraciones y los sistemas de seguridad. La computadora recibe órdenes de un operador que puede estar o no en el sitio de observación. El objetivo de este observatorio robotizado es operar en forma autónoma, segura y desatendida con el propósito de ser utilizado en forma remota por los estudiantes de la “Facultad de Ciencias Exactas, Físicas y Naturales” de la UNSJ.

1. Introducción

La Facultad de Ciencias Exactas, Físicas y Naturales (FCFN) de la Universidad Nacional de San Juan (UNSJ) dispone de un Telescopio Reflector de 12” marca “Meade”, modelo “LX200 EMC”. El mismo se empleará con fines educa-

tivos en la carrera de Licenciatura en Astronomía de la FCEF N y será instalado en el Observatorio Astronómico Félix Aguilar (OAF A). Debido a la dispersión geográfica de estas unidades académicas surge la necesidad que el telescopio opere en forma autónoma y desatendida para facilitar el acceso local o remoto al mismo por parte de los estudiantes. Constituirá entonces un observatorio, cuyo sistema de control debe ser capaz de atender todos los dispositivos y variables locales en forma autónoma, además de recibir órdenes de un observador que se encuentra o no presente en el sitio de observación y realizar observaciones astronómicas pre-programadas en forma automática. Este observatorio así planteado constituye lo que en la jerga se denomina “Observatorio Robotizado”.

En el presente trabajo describimos los dispositivos del observatorio y los resultados obtenidos con la “Interfaz de Control de Observatorio Astronómico” (ICOA) que diseñamos y construimos para tal fin.

2. Instrumental Utilizado

- Telescopio: Marca “MEADE” modelo “LX 200 EMC” con óptica Schmidt-Cassegrain de 12” (D=304.8mm, F=3048mm, f/10), y montura de tipo ecuatorial con movimientos controlados por microprocesador de 9 velocidades e interfaz a PC Tipo RS-232.
- Cámara CCD: Marca “Santa Barbara Instrument Group” modelo “ST-4” de 192x165 pixeles y 8 bits de resolución e interfaz a PC Tipo RS-232. Si bien se utilizó en este trabajo como detector principal, su destino final es su utilización como guiador automático o cámara del telescopio buscador cuando se disponga de una cámara CCD principal de mayor resolución.
- Estación Meteorológica: Marca “Davis” modelo “Weather Monitor II”, la cual cuenta con: anemómetro, detector de temperatura interior y exterior, detector de humedad relativa interior, detector de presión barométrica y expansión para comunicación serie RS232 con una PC.
- Computadora: Tipo PC con sistema operativo Windows XP

3. Control del Observatorio

La integración de todos los dispositivos del observatorio resulta una tarea complicada por cuanto estos requieren de diversas interfaces de hardware y software para conectarse a la computadora de control, la cual se transforma en un elemento crítico, y a menudo difícil de actualizar y/o reemplazar. La operación segura del observatorio también se torna crítica por cuanto en caso de fallo de la computadora todo el sistema queda fuera de control. Nosotros optamos por el diseño y la construcción de una Interfaz de Control del Observatorio Astronómico (ICOA) que centraliza y unifica el control del observatorio, provee un soporte flexible para el agregado o reemplazo de dispositivos, y brinda ciertos niveles de seguridad. La computadora, quien controla el observatorio, lo hace por intermedio de ICOA. Esta última puede tomar el control de todos los dispositivos del observatorio y ponerlos a resguardo en caso de fallo de la computadora o situa-

ciones riesgosas para el instrumental. A su vez, la computadora puede detectar fallos de ICOA y requerir asistencia técnica.

Para el diseño de ICOA tuvimos en cuenta los siguientes requerimientos:

- Que disponga de múltiples puertos RS232, entradas/salidas digitales y de relé para soportar muchos de los dispositivos que se utilizan en un observatorio.
- Que sea fácilmente adaptable al reemplazo o agregado de dispositivos.
- Que sea capaz de controlar la seguridad del observatorio.
- Que su costo sea bajo y exista disponibilidad de partes de repuesto.
- Que se conecte de manera simple con la computadora de control.
- Que pueda operarse de manera simple y por personal no calificado.

4. La Interfaz de Control del Observatorio Astronómico (ICOA)

- Hardware de ICOA

Se construyó en base al microcontrolador Motorola MC68HC908GP32 (μC) que cuenta con Memoria Flash de 32Kbyte, 512 bytes de RAM, 33 entradas/salidas digitales, puerto serie SCI-SPI, conversor A/D de 8 bits/8 canales y 8 MHz de frecuencia de bus. A fin de contar con múltiples puertos serie, ICOA utiliza el multiplexado en el tiempo del puerto serie RS232 para establecer comunicaciones sin control de flujo por hardware. La PC utiliza solo un puerto serie para conectarse con cualquiera de los dispositivos serie del observatorio en forma secuencial, incluyendo el μC . Esto es posible porque los dispositivos del observatorio no requieren de atención al mismo tiempo. Para ello la PC solicita al μC conectarse con un dispositivo serie haciendo uso de las líneas de control de flujo del puerto RTS/CTS. Ante esta solicitud el μC se desconecta de la PC y conecta el dispositivo solicitado a la misma. Una adecuada gestión de las líneas de control devuelve la conexión de la PC al μC . El multiplexado de las líneas TX/RX del puerto serie se realiza físicamente con circuitos multiplexer analógicos tipo CMOS 4051/53. El μC es quien maneja la interconexión de los puertos, y conecta su propio puerto serie con cualquiera de los dispositivos del observatorio en caso de emergencia a fin de enviarle comandos o requerirle datos.

ICOA dispone de múltiples entradas/salidas digitales y de relé, además de detectores de estado de energía y un panel de visualización. Estas entradas y salidas se destinarán en el futuro al accionamiento de la cúpula, dispositivos de calibraciones y alarmas de intrusos entre otros. Todas estas funciones son manejadas por el μC y son accesibles desde la PC utilizando un protocolo especial que desarrollamos a tal efecto. Adicionalmente todas las entradas/salidas de ICOA se desacoplaron eléctricamente a fin de evitar riesgos eléctricos y malfuncionamiento debido a lazos de tierra.

En la Figura 1 se muestra el aspecto de ICOA y un esquema que ayuda a comprender la interconexión de la interfaz con los dispositivos del observatorio.

- Software

El programa que realizamos para el μC tiene dos rutinas principales. Una se ejecuta durante la operación normal y otra en caso de fallo de la comunicación con la PC. Durante la operación normal, el μC solo ejecuta órdenes de la PC. Ante una inactividad prolongada de la misma o errores en la comunicación, la

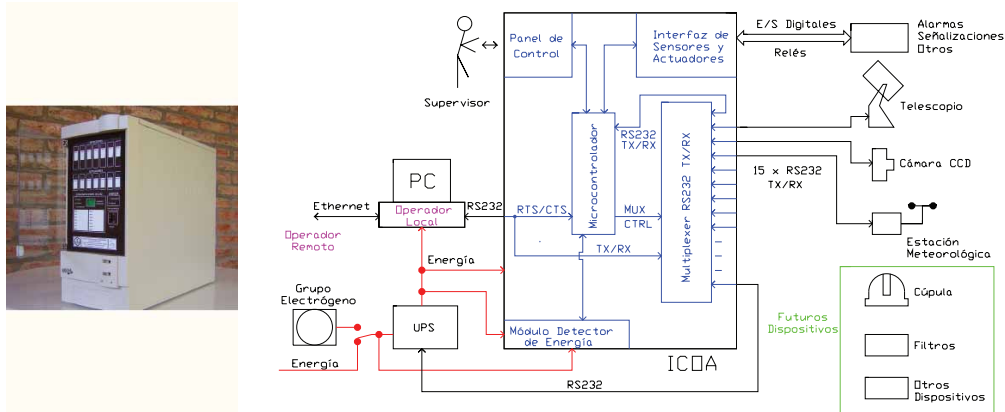


Figura 1. *Izquierda:* Aspecto de la Interfaz de Control de Observatorio Astronómico (ICOA).

Derecha: Diagrama esquemático de ICOA y su interconexión con los dispositivos del observatorio.

rutina de fallo ejecuta una secuencia que detiene todos los dispositivos y cierra el observatorio. En la PC, realizamos una aplicación en “Interactive Data Language” (IDL) versión 6.1, que recaba secuencialmente las variables del observatorio a la espera de un comando del usuario, tal como calar el telescopio o tomar una fotografía. Cuando la aplicación recibe un comando de este tipo, lo ejecuta y retorna al modo de espera de comando. En caso que ocurra una situación riesgosa o anormal, lo informa al usuario y ordena a ICOA cerrar el observatorio. IDL maneja el puerto serie mediante objetos “Active X” de Windows.

5. Conclusiones

Diseñamos y construimos una interfaz de control para un observatorio astronómico robotizado (ICOA). Hicimos pruebas en el laboratorio para comprobar el funcionamiento de ICOA con el instrumental disponible y los resultados fueron satisfactorios, cumpliendo con los requerimientos planteados para su diseño. Si bien implementamos una aplicación de software IDL solo para comprobar el funcionamiento de ICOA, IDL demostró ser un lenguaje adecuado para continuar utilizándolo en el control del observatorio. También comprobamos que la computadora de control puede funcionar correctamente utilizando adaptadores “USB-Serie” para conectarse con ICOA, haciendo muy sencillo el reemplazo o actualización de la misma. Concluimos que la interfaz ICOA es adecuada para controlar un observatorio astronómico robotizado de estas características.

Referencias

- Meade Instruments Corporation. Meade Telescope Serial Command Protocol. Revision L, 9 October 2002.
- Motorola Inc., MC68HC908GP32 HCMOS Microcontroller Unit Technical Data. 2000, rev 4

Parte VII

Divulgación y Docencia en
Astronomía

PRESENTACIÓN MURAL

Talleres Extra-Curriculares de Astronomía

I. Witteveen^{1,2}

(1) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas - UNLP*

(2) *Liceo Franco-Argentino "Jean Mermoz"*

Abstract. Children of school age, specially those attending elementary school, are very curious about different subjects, in particular about the ones related to astronomy. Unfortunately, the contents developed at school, in general, do not fulfill their interests, due to the short time usually spent on astronomy.

To face this issue, after school astronomy programs were proposed. These programs take place all school year round, and are intended for elementary school kids.

The present contribution tells how this educational experience is carried out, the activities developed and the results obtained, during these 5 years of continuous work.

Resumen. Los niños en edad escolar, principalmente en la escuela primaria, sienten gran curiosidad por diversos temas, en particular, por aquellos relacionados con la astronomía. Lamentablemente, por lo general, los contenidos que se desarrollan en las escuelas no colman sus inquietudes al respecto, ya que el tiempo que se dedica a la astronomía suele ser escaso. A partir de esta problemática se propusieron talleres extra-curriculares de astronomía para alumnos de escuela primaria, que se desarrollan durante todo el ciclo lectivo dentro de la misma institución educativa. En el presente trabajo, se relata como se lleva a cabo esta experiencia, las actividades que se desarrollan y los resultados obtenidos, durante estos 5 años de actividad continua.

1. Los talleres

Se desarrollan una vez por semana inmediatamente después de la jornada escolar. Esto condiciona fuertemente el tipo de taller que se realiza ya que todas las actividades deben hacerse de día. Teniendo en cuenta esta limitación, se implementa una modalidad de trabajo centrada en la realización de experiencias.

Los talleres comenzaron en el año 2004 como una actividad anual optativa para alumnos de la primaria del Liceo Franco-Argentino "Jean Mermoz" y continúan en la actualidad. Por tratarse de una institución bilingüe, éstos se desarrollan en francés. En todos los casos los talleres se realizan con un máximo de 15 alumnos. En 2004 se dicta un taller de 1 hora por semana para un grupo de alumnos de 3º a 5º grado, desde abril hasta noviembre. En 2005 se aumenta la carga horaria a 1:30 horas por semana y se agrega otro taller sólo para alumnos de 5º grado. Al

año siguiente se incorporan niños más pequeños, esto obliga a dividir los talleres por edad y complejidad de los temas (Nivel 1: 1° a 3° grado, y Nivel 2: 3° a 5° grado). Debido a los excelentes resultados obtenidos con los niños de 1° y 2° grado, en 2007 se incorporan niños más pequeños aún, continuando con la división por edades (Nivel 1: pre-escolar, 1° y 2° grado, y Nivel 2: 3° a 5° grado). Dado que los resultados fueron muy buenos con los más pequeños, en 2008 se siguió trabajando de la misma manera que el año anterior.

En los talleres se tratan temas básicos de astronomía, especialmente los que nos afectan cotidianamente (el día y la noche, las estaciones del año, etc.), y los que se encuentran en la currícula escolar (el sistema solar, los eclipses, etc.), pero permanentemente se incorporan nuevos temas propuestos por los chicos (las misiones espaciales, el Big Bang, los agujeros negros, etc.).

Para el desarrollo de los talleres la escuela cuenta con un telescopio reflector de 15cm de diámetro y 1,20m de distancia focal, con montura dobsoniana, computadoras con acceso a internet, televisor y reproductor de video y de DVD, y material didáctico (globos terráqueos, linternas, esferas de telgopor, cartas celestes, libros de astronomía para chicos, etc.)

2. Los objetivos

En estos talleres se pretende despertar la curiosidad de los alumnos sobre algunos fenómenos cotidianos (como el día y la noche), y desarrollar así su interés por fenómenos astronómicos más complejos.

Se los incentiva a hacerse preguntas y se los guía para que puedan encontrar las respuestas por sí mismos. En este sentido, los talleres no pretenden simplemente observar los fenómenos naturales, sino contestar los “por qué” de los chicos.

3. El lugar

Por tratarse de talleres que pretenden dar respuesta a las inquietudes de los niños, y que se desarrollan de día, la mayor parte del trabajo consiste en hacer experiencias, dibujar, escribir, investigar (en libros y revistas, o por internet), hacer modelos a escala, etc. Para este tipo de actividades se utiliza un aula que se pueda oscurecer, la sala de computadoras o la biblioteca.

Pero para sacar algunas conclusiones y hacer algunas experiencias y dibujos, es necesario observar el cielo de día y trabajar con la luz del Sol (para observar las sombras), estas actividades se hacen al aire libre, en el patio de la escuela.

4. Las actividades

A lo largo del año se hacen distintas actividades, según las edades de los chicos.

Algunas de las actividades con los más pequeños son:

- Dibujar libremente sobre los temas de astronomía que los chicos elijan (cohetes, estrellas, planetas, etc.) para indagar sus ideas previas y sus inquietudes
- Descubrir la propia sombra, y ver adónde se dirige según la posición del Sol

- Construir un gnomon (donde los niños ofician de varilla, y observar cómo se desplaza su sombra a lo largo de 1:30hs.)
- Reconocer formas y colores (dibujando y haciendo en plastilina los distintos cuerpos del sistema solar)
- Recortar y pegar fotos de los planetas del sistema solar para identificarlos
- Construir un cometa (a cargo del docente) para ver cómo se forma su cola
- Hacer dibujos uniendo puntos para inventar constelaciones
- Narrar en forma de cuento las historias de algunas constelaciones
- Dibujar personajes o “escenas” de las historias de las constelaciones
- Jugar a viajar en el espacio (reacomodando toda el aula) y recorrer los planetas
- Observar el Sol (por proyección) para ver su forma y descubrir sus manchas
- Observar la Luna de día a simple vista y por telescopio para incorporar y asentar la idea de que no se la ve sólo de noche

Algunas de las actividades con los más grandes son:

- Construir un gnomon al aire libre (para observar el desplazamiento de la sombra a lo largo de 1:30hs. y la variación en su largo según la fecha)
- Construir un gnomon en el aula simulando el arco diurno del Sol con una linterna, para observar el desplazamiento de la sombra a lo largo de todo un día
- Dibujar los planetas y construirlos en plastilina o en esferas de telgopor en escala, pintarlos según sus colores reales y colgarlos en el pasillo de la escuela respetando una escala de distancias (distinta de la de tamaños)
- Construir un cometa (experimento a cargo del docente) para mostrar los elementos que lo componen y entender por qué se forma su cola
- Hacer experiencias con linternas y esferas de telgopor para deducir por qué se producen el día y la noche, las fases de la Luna, los eclipses y las estaciones
- Mostrar, al aire libre, cómo se produce un eclipse, utilizando dos esferas de telgopor, que representan la Tierra y la Luna a escala, alineadas con el Sol
- Representar con la ayuda de niños que giran y dan vueltas, los movimientos de la Tierra y de la Luna, para hablar de día, año y mes, y sus duraciones, y para comprender la dinámica de estos cuerpos en el espacio
- Imaginar un viaje espacial en el sistema solar, e inventar un diálogo entre la tripulación y la estación en Tierra, describiendo los lugares que visitan, lo que observan y las dificultades que encuentran. Teatralizarlo
- Observar las manchas solares por proyección, dibujarlas y entender qué son
- Observar la Luna de día por telescopio dibujarla y compararla con mapas de la Luna, para reconocer algunos mares y cráteres
- Dejar caer piedritas de distintos tamaños y desde distintas alturas en un recipiente con arena para entender cómo se forman los cráteres de impacto
- Jugar a responder preguntas sobre un tema en particular (el sistema solar, la Luna, etc.), consultando en libros o en internet, para asentar conceptos
- Buscar información en internet sobre temas de actualidad (la caída de un meteorito, el lanzamiento de una misión espacial, el descubrimiento de un exoplaneta, el cambio de “categoría” de Plutón, etc.), discutirla y analizarla

Además de las actividades en los talleres, se alienta a los chicos a que traigan al aula y expliquen todo el material astronómico que encuentren o que ellos mismos

elaboren. Esto hace que sigan “trabajando” en sus casas y traigan semanalmente: dibujos o acuarelas pintados por ellos, cohetes hechos en sus casas o en clase de plástica, libros de Astronomía (suyos, de sus hermanos, o de la biblioteca), fotos o material impreso de internet, recortes de diario de noticias “astronómicas” de la última semana, pósters, CDs de astronomía, películas de viajes espaciales, telescopios pequeños, modelos a escala del sistema solar, etc.

5. Eventos especiales

Se organizan dos exposiciones por año de cada taller, una para el solsticio de invierno y la otra a fin de año. En ellas los chicos exponen lo que aprendieron (mostrando afiches que prepararon sobre los distintos temas, y repitiendo algunas de las experiencias hechas en el taller, para explicárselas ellos mismos a los padres). Además se observa el cielo nocturno (a simple vista y por telescopio) y se aprende a utilizar una carta celeste.

También se organizan observaciones especiales cuando hay algún fenómeno astronómico de interés (eclipses de Luna, eclipses parciales de Sol, y tránsitos: de Venus (8 de junio de 2004) y de Mercurio (8 de noviembre de 2006))

6. La participación de las familias

Se involucra a las familias invitándolas a participar en las exposiciones de mitad y de fin de año y convocándolas a que se acerquen con los chicos, y los acompañen, cada vez que hay un fenómeno astronómico interesante de observar, para que compartan con ellos el entusiasmo por la astronomía. Por otro lado, se las mantiene informadas, de fenómenos y actividades relacionadas con la astronomía que se desarrollen fuera de los talleres (actividades “astronómicas” para chicos en vacaciones, lluvias de meteoros o eclipses fuera del ciclo lectivo) para que sigan incentivando a los chicos en sus inquietudes, más allá del taller.

7. Los resultados

A lo largo de estos 5 años de actividad, se observa un cambio conceptual en los niños con respecto a los temas vistos. Por ejemplo, al observar por sí mismos que la Luna se ve de día, y que las estrellas (como el Sol) no tienen puntas, al entender que las fases de la Luna no corresponden a distintas lunas, ni se deben a la sombra que le produce la Tierra, o que las estaciones no se producen por la variación en la distancia a la que se encuentra la Tierra del Sol, etc.

Se nota una curiosidad creciente en los chicos que todas las semanas proponen temas nuevos y traen preguntas al taller (sobre agujeros negros, el big bang, la formación de las estrellas, las supernovas, etc.). Además los niños muestran nuevas inquietudes que plasman en trabajos que hacen por iniciativa propia en sus casas para traer al taller.

Por otro lado, se aprecia un compromiso por parte de las familias que se acercan con inquietudes relacionadas con la astronomía, muchas veces incentivados por el entusiasmo que les transmiten los chicos que participan en los talleres.

Parte VIII

Premios y Distinciones

TRABAJO INVITADO

Radiación gamma en binarias con acreción

Mariana Orellana^{1,2}

(1) *Instituto Argentino de Radioastronomía (IAR)*

(2) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas - UNLP*

Abstract. In recent years there has been a significant progress in the study of binary systems mainly stimulated by the results obtained by imaging atmospheric Cherenkov telescopes. In this paper we review our recent research on accreting binaries with non-thermal emission, a kind of systems known as microquasars. So-called hadronic models for the emission of these objects are presented, with emphasis in the unusual case of LS I +61 303.

Microquasars with high-mass donor stars are prone to develop electromagnetic cascades when gamma-rays are injected close to the star. We have developed a computational code to perform Monte Carlo simulations of one-dimensional cascades traversing the anisotropic radiation field of an early-type star. Here we discuss some of our results.

Resumen. El estudio de la radiación gamma en binarias ha experimentado un progreso radical durante los últimos años bajo el estímulo de los resultados obtenidos por telescopios Cherenkov. En este trabajo reveamos nuestra investigación sobre sistemas con acreción y evidencias de *jets* en frecuencias de radio (microcuásares). Comentamos modelos de tipo hadrónico para la emisión de estos sistemas. Se consideró, entre otras aplicaciones, a la controvertida fuente LSI +61 303.

En los casos contemplados, donde la binaria contiene una estrella de tipo espectral joven, la propagación de los rayos gamma muy energéticos generados en el volumen del sistema binario puede inducir el desarrollo de cascadas electromagnéticas dominadas por el mecanismo de dispersión Compton inversa. Hemos desarrollado un código para la simulación Monte Carlo de tales cascadas. Se exponen aquí algunos de los resultados obtenidos.

1. Introducción

Entre las posibles contrapartes de las fuentes gamma galácticas, los sistemas binarios con acreción brindan excelentes perspectivas, a las que se suma la reciente detección en el rango TeV de 4 binarias de rayos X. En esta investigación nos hemos focalizado en la emisión gamma originada en binarias de gran masa con acreción, debido a la interacción de protones relativistas con el medio local. Dicho proceso genera radiación gamma a través del decaimiento de los piones

neutros que se crean en las colisiones pp . Específicamente, hemos estudiado el caso de un objeto compacto de bajo campo magnético, capaz de efectuar eyecciones de masa confinadas en chorros de partículas relativistas (microcuásares, MQs). Como se verá más adelante, existen propuestas alternativas a este escenario.

Bosch-Ramon (2008) brinda un artículo de revisión actualizado sobre el modelado teórico de la emisión de MQs, enumera las complejidades que se presentan, y que han llevado a planteos muy simplificados en un esfuerzo de avance gradual. Los modelos a los que nos referiremos intentan describir la emisión a altas energías por parte de los jets estables que se relacionan con binarias en el estado espectral *low/hard*. En los trabajos que se comentan se asume que la potencia cinética asociada con el material de los jets $L_{k, \text{jet}}$ proviene solamente de energía acretada L_{ac} , esto es, se desprecian otro tipo de fuentes, como podría serlo la rotación del objeto compacto. La re-aceleración de partículas tiene lugar a lo largo del jet, debido a ondas de choque producidas por gradientes de velocidad en el material eyectado (Rees 1978, en el contexto de AGNs y Kaiser et al. 2000, en el de los MQs). Este proceso¹ afecta a las partículas más energéticas de una dada distribución (cola supra-térmica), al mismo tiempo que actúan mecanismos de emisión y colisión que les hacen perder energía o “enfriarse”.

Aunque no se asuma un mecanismo en particular para el lanzamiento de los jets, conviene seguir el criterio consensuado de un origen magnetohidrodinámico. Si el jet es impulsado a través de la conversión de energía magnética en energía cinética, parece probable que la intensidad del campo magnético, B , sea cercana a la que se obtiene mediante una condición de equipartición de energía, al menos en la base del jet. Al alejarse de allí a lo largo del jet, tanto la intensidad de este campo magnético como la densidad de materia siguen una evolución cuasi-adiabática (si se asume que las líneas de fuerza están congeladas en el plasma).

Los esfuerzos teóricos por modelar/predecir la emisión γ de MQs se han bifurcado en dos tipos de aproximaciones: aquellas que asumen el liderazgo de los procesos radiativos por una población de electrones/positrones relativistas en los jets (modelos leptónicos, ver refs. en Bosch-Ramon 2008) y otras, donde son protones relativistas los que dominan la producción de los rayos gamma por encima del \sim GeV a través de interacciones pp o $p\gamma$ (Romero et al. 2003, Romero & Vila 2008). Estos últimos son los llamados modelos hadrónicos. De ambas clases de modelos podemos aprender sobre la importancia de los distintos mecanismos radiativos bajo diferentes circunstancias e intentar comprender qué nivel de detalle físico es necesario considerar para explicar los datos observacionales. Es importante aclarar que los modelos hadrónicos y leptónicos no se excluyen, sino que incluso se complementan.

En este contexto, hemos explorado también la emisión leptónica secundaria. Dentro de los jets se generan pares relativistas al decaer piones cargados, que

¹El proceso básico es la aceleración de partículas difusiva en un medio magnetizado donde se propagan frentes de choque (ej. artículo de revisión de Drury 1983).

son otro subproducto de las colisiones pp . Se resolvió en forma consistente la evolución de esta población de pares, teniendo en cuenta las pérdidas de energía radiativas y adiabática, y se calculó su emisión sincrotrón y Compton inversa (Orellana et al. 2007a).

La controvertida fuente LS I +61 303 ha sido estudiada introduciendo un modelo de microcuáasar hadrónico para su emisión γ . A tal fin se modificó el modelo de Romero et al. (2003) para incluir la geometría del disco circunestelar que aporta los protones blanco y la variabilidad en la tasa de acreción de masa, que a su vez, impone una limitación energética a la potencia llevada por los jets. Hemos colaborado en la implementación de simulaciones numéricas dinámicas tridimensionales para la transferencia de masa en LS I +61 303. Se compararon los valores obtenidos para la tasa de acreción con estimaciones analíticas, donde se asume que la acreción es esférica y ocurre al estar el objeto compacto inmerso dentro del disco circunestelar de la primaria. Además, éstas y otras simulaciones permiten contrastar la factibilidad de un escenario de acreción/eyección contra uno de colisión de vientos para explicar el comportamiento de esta fuente. En la Sección 2 se describen estos resultados.

La propagación de los rayos γ muy energéticos generados en el volumen del sistema binario, cuando éste contiene una estrella de tipo espectral joven, puede inducir el desarrollo de cascadas electromagnéticas dominadas por el mecanismo de dispersión Compton inversa. En la Sección 3. se comenta el tratamiento numérico que hemos implementado y algunos de los resultados obtenidos. En la Sección 4 se resumen las conclusiones.

2. Un modelo hadrónico para la emisión γ del microcuáasar LS I +61 303

En microcuásares de gran masa se da inevitablemente una interacción entre el viento estelar y los jets. La idea básica del modelo es que el mismo mecanismo que acelera leptones² opera sobre protones y núcleos, de manera tal que una fracción de la potencia del jet se manifiesta en forma de hadrones relativistas. Los protones del viento estelar se difunden dentro de los jets, y como resultado de interacciones pp inelásticas con protones relativistas del jet, se crean piones neutros que luego decaen emitiendo fotones gamma $\pi^0 \rightarrow \gamma + \gamma$. En el modelo original de Romero et al. (2003) se adopta un viento estelar con simetría esférica y una órbita circular para el sistema binario.

Basados en esta idea, se hicieron refinamientos para modelar la emisión gamma del sistema LS I +61 303, cuya órbita es excéntrica, $e \sim 0,72$ (Casares et al. 2005). En particular hemos considerado que en este MQ:

²El principal aspecto observacional para la identificación de jets en MQs es su emisión en radio, que presenta un espectro no-térmico y un nivel de polarización lineal que puede ser alto. Estos dos rasgos revelan el origen de la emisión como el resultado de la interacción de una población de electrones relativistas con un campo magnético.

- La tasa de acreción de masa, \dot{M} , y por tanto la potencia cinética de los jets, varía en forma significativa a lo largo de la órbita.
- El material circunestelar que proporciona los protones blanco es la componente que forma el disco de decaimiento en torno a la estrella.

Para describir $\dot{M}_{\text{acc}}(\phi)$, donde ϕ es la fase orbital, seguimos el tratamiento dado por Martí & Paredes (1995), suponiendo que el objeto compacto se encuentra inmerso dentro del disco de la estrella Be, y acreta material de éste en forma esférica³

$$\dot{M}_{\text{ac}} = \frac{4\pi(GM)^2\rho_w(r)}{v_{\text{rel}}^3(r)}, \quad (1)$$

donde v_{rel} es la velocidad relativa entre el material del viento y el objeto compacto que se mueve en órbita Kepleriana. Se consideró que el disco circunestelar tiene un perfil de densidad $\rho_w(r) = \rho_0(r/R_*)^{-n}$, siendo $n = 3,2$ y $\rho_0 = 5 \times 10^{11} \text{ g cm}^{-3}$. El gas del disco queda confinado cerca del plano ecuatorial, que se asume coplanar con la órbita, con un semi-ángulo de apertura $\sim 15^\circ$ (Gregory & Neish, 2002). Las ecuaciones de continuidad y conservación del impulso angular implican que la velocidad radial del material sigue $v_r = v_{r0}(r/R_*)^{n-2}$, mientras que la componente acimutal de la velocidad cae como $v_\phi = v_{\phi0}R_*/r$. un esquema de la situación se muestra en la Figura 1.

Hemos calculado la distribución espectral de energía en el rango gamma para diferentes fases orbitales. En base a los resultados obtenidos, un valor del parámetro de acoplamiento $q_j^{\text{rel}} \sim 0,1$ es necesario para explicar la luminosidad de $7 \times 10^{33} \text{ erg s}^{-1}$ inferida por MAGIC (Albert et al. 2006), para la fase $\phi \sim 0,5$. En dicha configuración no se espera que los efectos de absorción $\gamma\gamma$ sean significativos, por lo que se adoptó el índice de la distribución de los protones relativistas como el mismo de la emisión detectada, $\alpha = 2,5$. Este valor puede deberse a que el proceso de aceleración difusiva ocurre en frentes de choque con número de Mach bajo. De hecho, cabría esperar que la variación en la tasa de acreción de masa influya sobre el valor de α de modo que no se mantenga como un parámetro constante, o más aún, que los jets no sean estructuras completamente estables (Perucho & Bosch-Ramon 2008).

En la Figura 2 se muestra la curva de luz de la emisión hadrónica (línea punteada) calculada para fotones con energía $\sim 200 \text{ GeV}$, que es la mínima que reportan las observaciones de MAGIC. La línea de trazo continuo en la misma figura corresponde a la luminosidad corregida por la absorción en el campo radiativo de la estrella y su disco de decaimiento (para mayores detalles ver Orellana & Romero 2007). Se reproduce la curva de luz observada en forma satisfactoria.

El valor que se obtiene, de $q_j^{\text{rel}} \sim 0,1$ para explicar la detección por MAGIC no parece exagerado cuando se tiene en cuenta la potencia inferida en otros jets

³Cerca del objeto compacto el flujo acretado tiene una transición en su geometría y forma el disco de acreción. La conservación de la masa permite en principio utilizar la expresión de \dot{M}_{acc} de Bondi-Hoyle. Además, aquí hemos supuesto que los cambios en la tasa de acreción de masa se propagan a la potencia cinética del jet de forma casi instantánea, o al menos en escalas de tiempo mucho más cortas que el período orbital.

potentes, como en Cygnus X-1 (Gallo et al. 2005).

2.1. Controversias

Algunos autores han propuesto que las propiedades de esta fuente pueden ser explicadas cuando se supone que el objeto compacto es una estrella de neutrones muy joven, no acretante, cuyo viento relativista interactúa con el viento de la estrella de gran masa, como ocurre en PSR B1259-63 (ej. Dubus 2006a, Sierpowska & Torres 2009). Los defensores de esta propuesta han invocado los resultados de observaciones en radio (Dhawan et al. 2006) como apoyo.

Las observaciones en cuestión presentan imágenes VLBA, espaciadas por 3 días, cubriendo una órbita completa. Con la geometría presentada en la Figura 1, sólo cerca del pasaje por el periastro los contornos de densidad de flujo muestran una forma elongada que apunta aproximadamente en dirección estrella-objeto compacto (los componentes del sistema no llegan a resolverse). No se observaron movimientos relativistas. Se ha interpretado a la estructura de forma variable

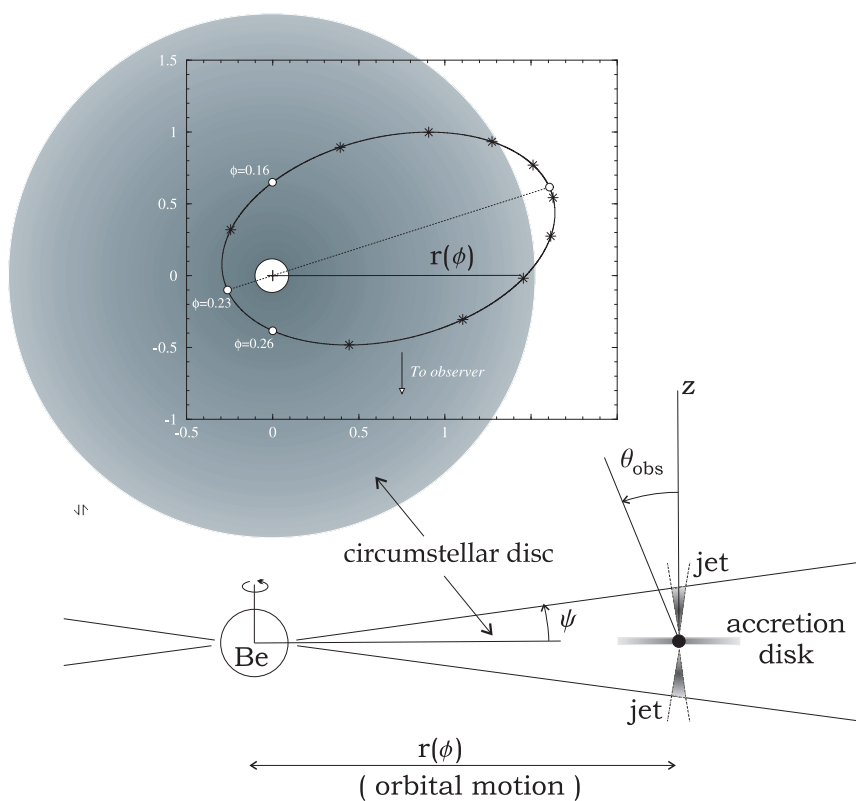


Figura 1. Esquema considerado para la geometría de LS I +61 303. La fase orbital se muestra en la vista superior y corresponde al mejor ajuste de Casares et al. (2005). La unidad de distancia es el semieje mayor de la órbita. Abajo, fuera de escala, se esquematiza un corte transversal. Notese que recientemente Aragona et al. (2009) han sugerido otras efemérides para el sistema.

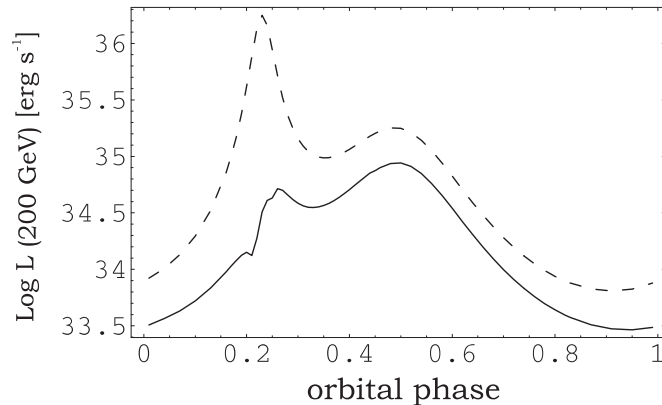


Figura 2. Curva de luz de la emisión hadrónica calculada para $E_\gamma = 200$ GeV. La línea punteada corresponde a la luminosidad emitida, mientras que la continua tiene aplicada la corrección por absorción.

detectada como como una especie de “cola cometaria” que resulta del choque de vientos. Sin embargo, tal modelo de colisión de vientos (ej. Dubus, 2006a) enfrenta serios problemas al intentar explicar la distribución espectral observada, el comportamiento de la curva de luz, y la propia morfología de la emisión en radio que pretende usarse como argumento. En cuanto al comportamiento de la curva de luz, se toma como posible responsable de la asimetría de la misma a la anisotropía con la cual es generado el viento del pulsar por las regiones polares del mismo, aunque aun no se han mostrado cálculos al respecto.

Para evaluar en forma crítica las bondades de ambos escenarios hemos recurrido a métodos numéricos para la simulación dinámica tridimensional del frente de choque, en el caso de colisión de vientos, y por otro lado, de la interacción gravitacional que da lugar a la transferencia de masa. Estas simulaciones proporcionan estimaciones realistas de la tasa de acreción \dot{M}_{ac} sobre el objeto compacto brindando nuevas perspectivas para un modelo de tipo MQs. El código aplicado es el descrito en Okazaki et al. (2002), los resultados fueron discutidos en Romero et al. (2007). En las simulaciones de colisión de vientos, aunque la superficie de interfaz muestra algunas variaciones debidas a inestabilidades, es fácil trazar la forma global, la cuál pone en claro el punto fundamental que se argumenta en contra dicho escenario: no hay tal “cola cometaria” durante el pasaje por el periastro y en ningún momento se producen morfologías tipo jet.

En el escenario con acreción, la idea central es que la fuerza de marea del objeto compacto ejerce un torque negativo sobre el disco de decreción de la estrella Be, disminuyendo la acción del torque viscoso más allá de cierto radio crítico, lo que lleva al truncamiento del disco circunestelar. La materia se acumula en anillos externos hasta que se desatan oscilaciones globales en la densidad del disco, que forman concentraciones en forma de brazo espiral. Cuando estas concentraciones alcanzan las cercanías del objeto compacto se incrementa notablemente la transferencia de masa. Para el caso concreto de LS I +61 303, la Figura 3 muestra la densidad superficial de los discos de acreción y decreción para fases próximas

a la del periastro. En esta configuración es máxima la transferencia de masa. En fases orbitales posteriores la onda de densidad que se ha excitado ahora en el disco de acreción alcanza al objeto compacto dando un máximo para \dot{M}_{ac} alrededor de fase $\phi \sim 0,5$.

El principal objetivo de las simulaciones de transferencia de masa fue el de comparar los resultados para la tasa de acreción con estimaciones analíticas, donde se asume que la acreción es esférica y ocurre al estar el objeto compacto inmerso dentro del disco circunestelar de la primaria. A pesar de que la evolución de \dot{M}_{ac} a lo largo de la órbita muestra aparentemente la misma disposición de máximos en ambos casos, los valores para la tasa de acreción de masa difieren notablemente (~ 3 ordenes de magnitud durante la mayor parte de la órbita, ver Orellana et al. 2007b). Por otro lado, se corrieron simulaciones variando el radio de acreción r_{ac} con el cual se representa el tamaño del objeto compacto (limitado por costos computacionales), de donde se deduce la posibilidad de que el pico de \dot{M}_{ac} en el periastro sea un efecto computacional espurio, relacionado con la resolución de la simulación. El segundo máximo ha mantenido su forma y amplitud. Cerca del periastro, además de ser dudoso el valor de la tasa de acreción de masa real, los efectos de opacidad $\gamma\gamma$ en el campo radiativo estelar ciertamente disminuyen la posibilidad de detectar fotones TeV provenientes de LS I +61 303 durante dicha fase.

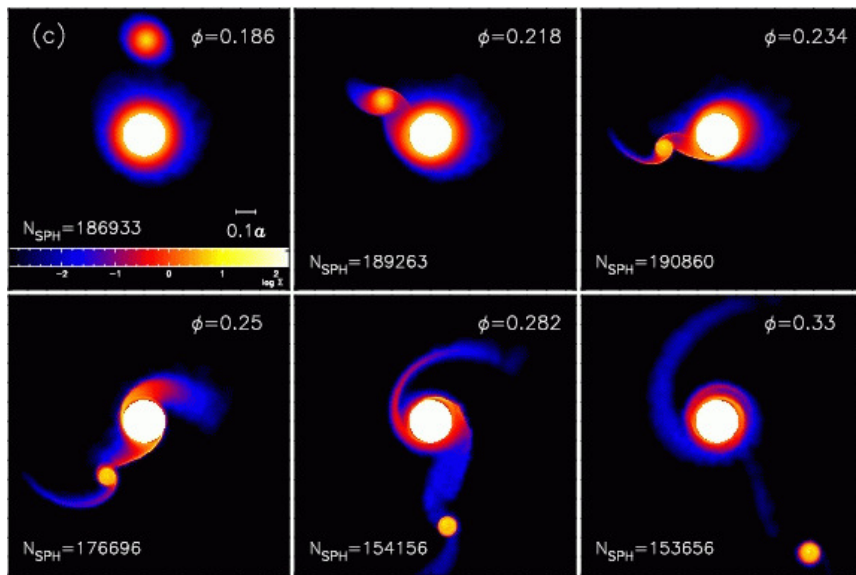


Figura 3. Resultados numéricos de simulaciones dinámicas (Romero et al. 2007). Se muestra el disco de deacreción de la estrella temprana en LS I +61 303 y el disco de acreción en torno al agujero negro ($2,5 M_{\odot}$). Se ha graficado la densidad superficial en escala logarítmica. Se indica el número total de las partículas simuladas.

3. Propagación de los rayos γ

En regiones en torno de objetos compactos galácticos y extragalácticos, por dar un ejemplo de fuentes confirmadas de rayos γ , donde ocurre la aceleración de partículas hasta muy altas energías, los procesos radiativos pueden actuar con mucha eficiencia y acompañados de las condiciones ideales para la absorción ($\tau > 1$), dando lugar a la creación de pares electrón - positrón que vuelven a emitir rayos γ . Las condiciones pueden ser propicias para que se desarrolle una cascada electromagnética mediante la cual la energía inicial del electrón (o fotón) se distribuye entre numerosas partículas y fotones secundarios. La estructura del medio influirá sobre la cascada y así la absorción de fotones muy energéticos plantea un problema altamente complejo.

Es común considerar que la emisión producida por los electrones que participan de la cascada no (retro)alimenta nuevas interacciones con electrones, esto es, los e^\pm sólo interactúan con fotones del medio, y se habla entonces de cascadas lineales. En ausencia de campos magnéticos, y a energías altas, los ángulos de emisión son lo suficientemente pequeños como para considerar que la cascada se desarrolla en la dirección de la partícula inicial. Se tratan entonces por separado la propagación longitudinal de la cascada y su esparcimiento lateral. El tratamiento unidimensional de cascadas parece ser más que suficiente en muchas situaciones astrofísicas.

Una vez iniciada la cascada se desarrollará hasta que la escala temporal de los procesos radiativos que producen fotones fuera del rango γ sea menor que la de los procesos que resultan en rayos γ . La cascada también se detendrá si el tiempo de enfriamiento radiativo de las partículas excede el tiempo característico de las pérdidas no-radiativas o si la opacidad a la propagación de los fotones γ cae por debajo de 1.

El uso de técnicas Monte Carlo permite incorporar expresiones exactas de las secciones eficaces. El código desarrollado sigue en líneas generales el diagrama de flujo dado por Protheroe (1986) y Protheroe et al. (1992). Basados en el esquema propuesto por estos dos trabajos, se desarrolló un nuevo código para los estudios implementados. Como adaptaciones, se incorporó al cálculo de los caminos libres medios el tratamiento geométrico sugerido por Dubus (2006b) y para el IC anisotrópico hemos seguido a Bednarek (1997, su Apéndice C). Hemos presentado una descripción del código en Orellana et al. (2006).

A la simulación se ingresa la función que describe al espectro inyectado, la distancia d_0 entre la estrella y la posición de la fuente de rayos gamma, el ángulo de observación ξ_0 , y la distancia d_{cascada} entre la fuente y el observador. Los espectros se obtienen mediante la elaboración de histogramas, y se impone luego la conservación de la energía para obtener una normalización. En las curvas de los espectros procesados se reproduce la tendencia esperada de una mayor modificación del espectro original cuando mayor es el valor de $\tau_{\gamma\gamma}$ para las condiciones de inyección. En el rango de energías de algunos GeVs, el espectro se vé modificado a pesar de que $\tau_{\gamma\gamma} \ll 1$, debido justamente al procesamiento que realiza la cascada. Este es el efecto que más nos interesaba estudiar. Para espectros

inyectados más blandos que $\alpha \sim 2$, no se espera que la cascada introduzca una modificación tan notoria, ya que la energía que se redistribuye proveniente del rango \sim TeV es desde el inicio menor que la que se encuentra en el rango \sim GeV, donde no hay absorción.

4. Conclusiones

Se estudiaron modelos de binarias de rayos γ con acreción. Cabe destacar que ha llegado a aceptarse que el proceso de formación de los jets está asociado al proceso de acreción, de forma que ambos fenómenos son simbióticos y se presentan en una gran variedad de escenarios astrofísicos, desde objetos estelares jóvenes a núcleos activos de galaxias. Estos escenarios son muy complejos y no pretendemos haber dado cuenta de la cantidad de detalles físicos involucrados, cuya riqueza recién comienza a ser explorada en trabajos teóricos contemporáneos. Si acaso, hemos indagado en la superficie, y bajo hipótesis simplificadoras.

Hemos refinado el modelo de MQ hadrónico para aplicarlo al caso concreto de la fuente LS I +61 303. Los resultados de simulaciones dinámicas sugieren que el proceso de transferencia de masa no es adecuadamente descrito por la hipótesis de acreción esférica. De hecho, aún en base a estas simulaciones, por cuestiones de resolución computacional, resulta dudoso que el valor de \dot{M}_{ac} alcance un máximo local durante el pasaje por el periastro. Cabe mencionar que no existen a la fecha estudios de las inestabilidades en el flujo eyectado que reproduzcan la morfología de las observaciones en radio.

A su vez, simulaciones planteando en el sistema la colisión de vientos pulsar/estrella revelan que este escenario, alternativo al de MQ, no puede dar cuenta de la morfología detectada en radio, por lo que se debilitan los argumentos sugeridos en su favor. Este escenario también adolece de graves problemas a la hora de reproducir las curvas de luz observadas.

Para estimar los resultados de las cascadas electromagnéticas que se desarrollan durante la propagación de los rayos gamma generados en binarias de gran masa, hemos desarrollado un código de simulación Monte Carlo que tiene en cuenta la anisotropía y peculiaridades del campo radiativo absorbente, en la evolución de una cascada unidimensional. El efecto de redistribución de la energía en el espectro ha quedado bien ilustrado en nuestros resultados, y hace pensar que puede ser importante mejorar el código desarrollado incorporando los efectos de la presencia de un campo magnético. Si éste es más bien ordenado, han de calcularse las trayectorias de las partículas individuales. Si al contrario, es predominante la componente randómica, podría adoptarse una hipótesis de isotropización local (en el lugar de creación de cada par), como en los trabajos de Bednarek y colaboradores. En esta dirección se encaminan los próximos pasos del presente programa de investigación.

Los próximos resultados observacionales, en particular los que aporte Fermi con su excelente resolución y sensibilidad, serán muy útiles para testear las predic-

ciones de modelos como los que se han desarrollado aquí y ayudarán a mejorar las hipótesis adoptadas. A su vez, el importante desarrollo que está teniendo la astronomía de rayos γ seguramente abrirá en un futuro inmediato nuevos interrogantes vinculados a la radiación de binarias con acreción. Esto brindará nuevas y excitantes oportunidades de continuar avanzando en nuestro conocimiento de los microcuásares y sistemas similares.

Agradecimientos. Quiero agradecer a mi director, Gustavo Romero por haberme guiado durante estos años en mis primeras investigaciones; por su esfuerzo en general y por las oportunidades que me ha brindado. Agradezco a la Asociación Argentina de Astronomía por otorgarme el premio Carlos M. Varshavsky a la mejor tesis doctoral 2006-2007. Esta investigación fue financiada a través de CONICET y de la ANPCyT.

Referencias

- Albert, J. et al. (colaboración MAGIC) 2006, *Science* **312**, 1771
Aragona, C. et al. 2009, enviado ApJ [astro-ph/0902.4015]
Bednarek, W. 1997, *A&A* **322**, 523
Bosch-Ramon, V. 2008, Lecture notes on microquasar non-thermal radiation physics for the First La Plata International School on Astronomy and Geophysics, en prensa [astro-ph/0805.1707]
Casares, J. 2005, *MNRAS* **360**, 1105
Dhawan, V., Mioduszewski, A., & Rupen, M., 2006, en Proc. of the VI Microquasar Workshop, Como-2006
Drury, L.O'C. 1983, *Rep. Prog. Phys* **46**, 973
Dubus, G. 2006a *A&A* **456**, 801
Dubus, G., 2006b *A&A* **451**, 9
Gallo, E. et al. 2005, *Nature* **436**, 819
Gregory, P.C. & Neish, C. 2002, *ApJ* **580**, 1133
Kaiser, C.R., Sunyaev, R., Spruit, H.C. 2000, *A&A* **356**, 975
Okazaki, A.T., et al. 2002, *MNRAS* **337**, 967
Orellana, M., Romero, G.E. & Pellizza, L.J. 2006, *BAAA* **49**, 330
Orellana, M., & Romero, G.E. 2007, *Ap&SS* **309**, 333
Orellana, M. et al. 2007a *A&A* **476**, 9
Orellana, M. et al. 2007b *BAAA* **50**, 311
Paredes, J.M. 2008, *AIP Conference Proceedings* **1085**, 157
Perucho, M. & Bosch-Ramon, V. 2008, *A&A* **482**, 917
Rees, M.J. 1978, *MNRAS* **184**, 61
Martí, J. & Paredes, J.M. 1995, *A&A* **298**, 151
Romero, G.E. et al. 2003, *A&A* **410**, L1
Romero, G.E. et al. 2007, *A&A* **474**, 15
Romero, G.E. & Vila, G. 2008, *A&A* **485**, 623
Sierpowska-Bartosik, A. & Torres, D.F. 2009, *ApJ* **693**, 1462

Entrega de plaquetas recordatorias



Como parte de la celebración del 50 aniversario de la fundación de la Asociación Argentina de Astronomía, la Dra. Adela Ringuelet, el Agrimensor Walter Manrique y el Dr. Jorge Sahade, fueron homenajeados por el Oafa con una plaqueta conmemorativa.

Índice de Autores

- Abadi, M. G., 231
Abrevaya, X. C., 3
Actis, E., 347
Adamo, H. P., 3
Agüero, M. P., 235
Ahumada, A. V., 69, 145, 149
Alacoria, J., 347
Alonso, E., 347
Alonso, M. S., 239
Alonso, M. V., 279
Andruchow, I., 317
Aquilano, R., 15
Araudo, A. T., 305
Arnal, E. M., 189, 213
- Bassino, L. P., 227, 263, 287
Baume, G. L., 101, 109
Benvenuto, O. G., 53, 97
Bergmann, M., 251, 271
Bica, E., 69
Bosch-Ramon, V., 293, 305
Brandi, E., 73, 117
Branham, Jr., R. L., 41
Brizuela, D., 347
Buccino, A. P., 77
- Cécere, M., 7
Cappa, C. E., 181, 185
Carrasco, E. R., 251
Castelletti, G., 197
Castro, J. I., 27, 339
Ceccarelli, L., 219
Cellone, S. A., 227, 287, 317, 331
Chengzhi Liu, 347
Chisari, N. E., 243
Cichowolski, S., 185
Cidale, L., 161
Clariá, J. J., 61, 69, 81, 145, 149, 153
Coenda, V., 247
Coldwell, G., 283
- Combi, J. A., 317
Cora, S. A., 223, 231, 263
Cornudella, A., 339
Corradi, W. J. B., 113
Cortón, E., 3
Corti, M. A., 85, 189
Costa, A., 7, 23
Courau, C., 89
Cristiani, G., 11
Cuevas, H., 279
- Díaz, R. J., 235, 251, 255, 335
Dasso, S., 35
Davoli, D., 15
de Benedetto e Silva, I., 11
De Biasi, M. S., 49, 93, 137
de Elía, G. C., 101
De Vito, M. A., 53, 97
del P. Lagos, C., 223
Di Sisto, R. P., 19
Dottori, H., 255
Dubner, G., 193, 197
- Elaskar, S., 23
- Faifer, F., 227, 287
Feinstein, C., 133
Fernández Lajús, E., 101
Fernández, C., 23
Ferrer, O. E., 73, 117
Flores, M., 347
Forte, J. C., 287
Francile, C., 27, 339, 351
Freeman, K. C., 259
- Gómez, M., 57, 65, 105
Gómez, W., 339
Gallart, C., 157
Gamen, R. C., 89, 101
García-Lorenzo, B., 271

- García Lambas, D., 219, 239, 267, 275, 279, 327
García, L. G., 73
García, L. H., 105
García, L. G., 117
Geisler, D., 61, 157
Giacani, E., 197, 201, 209
Gil-Hutton, R., 343
Giménez de Castro, C. G., 11
Giorgi, E. E., 109
Gomez, P., 251
González, A., 347
González, J. F., 165
Gonzalez, E., 89
Gramajo, L., 57
Gurovich, S., 259
- J Grocholski, A., 61
Jiménez, N., 263
Joshi, B. C., 197
- Kaufmann, P., 11
- Lípari, S., 271
López Fuentes, M. C., 31
López, F., 27
Lares, M., 267, 275
Lee, H., 251
Lehner, L., 7
Leuzzi, L., 339
Limin Zhao, 347
Lombardi, G., 327
Lovos, F., 89
Luoni, M. L., 339
Luparello, H., 275
Luque-Escamilla, P., 317
- Machado, M. E., 11
Maia, F. F. S., 113
Mammana, L. A., 343
Mandrini, C. H., 11, 31
Marchiano, P., 117
Marsch, E., 35
Martí, J., 317
Martín, M. C., 181
Martínez, R. E., 133
Mast, D., 335
Matthaeus, W. H., 35
Mauas, P. J. D., 3, 77
Mayochi, M., 243
- Mediavilla, E., 271
Merlo, D. C., 121, 125, 271
Mermilliod, J. -C., 81
Michel-Dansac, L., 239
Miller, B., 251
Milone, L. A., 121, 125
Missio, H., 15
Morrell, N., 89
Muñoz-Arjonilla, A. J., 317
Muriel, H., 247, 327
- Navone, H., 205
Nilo Castellón, J. L., 279, 283
- Orellana, M., 363
Orellana, R. B., 19, 49, 93, 129, 137
Orsatti, A. M., 133
Ortega, M. E., 185, 201
- Paíz, L., 137
Pacheco, A., 347
Padilla, N. D., 219, 223
Palma, T., 69, 81
Parisi, M. C., 61, 69, 145, 149
Paron, S., 193, 201, 209
Peñaloza, L., 347
Pellizza, L. J., 141, 243
Pepe, C., 141
Perichinsky, G., 129
Perren, G., 205
Petriella, A., 209
Piatti, A. E., 81, 113, 145, 149, 153, 157
Pichel, A., 321
Pineault, S., 171
Pintado, O. I., 259
Podestá, R., 347
Pogrebinsky, L., 351
Pramesh, R., 197
Punsly, B., 271
- Quiroga, C., 73, 117
- Ramirez, A., 279
Recabarren, P., 327
Renzi, V., 327
Reula, O., 7
Richtler, T., 227, 287
Rohrmann, R., 161
Romero, G. A., 181, 185

- Romero, G. E., 305, 309, 317
Rovero, A. C., 313, 321
Rovira, M. G., 11, 339
Rubio, M., 181, 193
Ruiz, M. E., 35
- Sánchez-Sutil, J. R., 317
Sainz, E., 65
Sanchez, S. F., 271
Santos Jr, J. F. C., 113
Sarajedini, A., 61, 157
Sarazin, M., 327
Sarmiento, R., 339
Schulz, W., 23
Smith Castelli, A. V., 227, 263, 287
Solivella, G. R., 109
Suad, L. A., 213
- Taniguchi, Y., 271
Tanqiang Wang, 347
Tecce, T. E., 231
Terlevich, R., 271
Tissera, P. B., 231
Turner, J., 251
- Vázquez, R. A., 109, 205
Vallverdú, R., 161
Valotto, C., 283
Vasquez, J., 185
Vega Neme, L., 259
Vena Valdarenas, R., 283
Veramendi, M. E., 165
Vergne, M. M., 133
Vila, G. S., 309
Volpe, G., 283
Vrech, R., 327
- Walborn, N. R., 85
West, M., 251
Weygand, J. M., 35
Whitney, B., 57
Witteveen, I., 357
- Yanben Han, 347
- Zheng, W., 271