



AAA Workshop Series Volume 13  
Asociación Argentina de Astronomía

# Actas de las Cuartas Jornadas de Astrofísica Estelar

22 al 24 de junio de 2022  
San Miguel de Tucumán, Argentina







ASOCIACIÓN ARGENTINA DE ASTRONOMÍA

**Actas de las Cuartas Jornadas de  
Astrofísica Estelar**

**En homenaje a la  
Dra. Zulema González de López García**

*San Miguel de Tucumán, 22 al 24 de junio de 2022*

*ILUSTRACIÓN DE TAPA:*

El cúmulo abierto joven NGC 3603. Créditos: NASA, ESA and the Hubble Heritage (STScI/AURA)-ESA/Hubble Collaboration.



# ASOCIACIÓN ARGENTINA DE ASTRONOMÍA

**Fundada en 1958**

**Persona Jurídica (Legajo 21.459 – Matrícula 1.421)**

**Provincia de Buenos Aires**

## **Comisión Directiva (2021–2024)**

PRESIDENTE: Gabriela M. Castelletti  
VICEPRESIDENTE: Gerardo Juan M. Luna  
SECRETARIO: Mario G. Abadi  
TESORERO: Daniel D. Carpintero  
VOCAL 1.<sup>RO</sup>: Natalia Núñez  
VOCAL 2.<sup>DO</sup>: María Hebe Cremades  
VOCAL SUP.: Luis A. Mammana

## **Comisión Revisora de Cuentas**

TITULARES: Silvina Cichowolski  
Adriana M. Gulisano  
Claudia M. Giordano  
SUPLENTE: Andrea Buccino  
Emilio Donoso

## **Comité Nacional de Astronomía**

PRESIDENTE: Cristina Mandrini  
MIEMBROS: Georgina Coldwell  
María Hebe Cremades  
Héctor Julián Martínez  
Marcelo Miller Bertolami



**Zulema Lidia González de López García**

ASOCIACIÓN ARGENTINA DE ASTRONOMÍA

**Actas de las Cuartas Jornadas de  
Astrofísica Estelar**

**En homenaje a la  
Dra. Zulema González de López García**

*San Miguel de Tucumán, 22 al 24 de junio de 2022*

**Comité Organizador y Científico**

Mercedes Gómez  
Olga Pintado  
Mónica Oddone  
Romina Petrucci  
Federico González  
Luciano García

**Comité Editorial**

Javier A. Ahumada  
Gustavo Baume  
Luciano García  
Anahí Granada  
Carlos Saffe

Actas de las IV Jornadas de Astrofísica Estelar / Javier A. Ahumada ...  
[et al.]. - 1a ed - La Plata : Asociación Argentina de Astronomía, 2023.  
Libro digital, PDF - (AAA Workshop Series ; 13)

Archivo Digital: descarga y online  
ISBN 978-987-24948-8-9

1. Astrofísica. 2. Estrellas. I. Ahumada, Javier A.  
CDD 520

## Prefacio

Las IV Jornadas de Astrofísica Estelar (JAE) tuvieron lugar en la Ciudad de San Miguel de Tucumán entre el 22 y el 24 de junio de 2022, con sede en la Universidad San Pablo-T. Al igual que en sus exitosas ediciones precedentes de 2008, 2011 y 2016, las IV JAE se realizaron con la intención de reunir a integrantes de la comunidad local en la temática. Siguiendo la tradición iniciada en las III JAE, esta 4ta edición se realizó para homenajear y celebrar la trayectoria de una querida y reconocida figura en la Astrofísica Estelar, la Dra. Zulema González de López García.

Durante los 3 días en los que se extendió la reunión hubo 8 conferencias invitadas, no sólo de especialistas locales en temas de Astrofísica Estelar, sino también de Brasil, Chile, México y Suiza. Esto sin dudas fue posible gracias a la disponibilidad de facilidades técnicas que permitieron la transmisión en directo de presentaciones virtuales. Hubo además 17 presentaciones orales y alrededor de 30 presentaciones murales, alcanzando una asistencia de casi 60 personas, no solo de Argentina sino también de Brasil y Chile. Asimismo, como parte del evento también se dieron 3 charlas para todo público.

Las temáticas de las presentaciones cubrieron un amplio rango de temas desde atmósferas estelares y su modelado, pasando por discos circunestelares, planetas extrasolares, sistemas binarios y múltiples, cúmulos estelares, análisis de abundancias químicas de estrellas, hasta trabajos de las etapas finales de la vida de las estrellas y una charla sobre instrumentación.

Como es costumbre en las JAE, se propició un ámbito de discusión entre colegas, y también hubo amplio espacio para la interacción entre profesionales y estudiantes que sin dudas darán lugar a nuevas colaboraciones entre integrantes de nuestra rica comunidad. Queremos agradecer profundamente a quienes se acercaron hasta San Miguel de Tucumán para formar parte de esta reunión y enriquecerlas con su participación, esperando poder reencontrarnos nuevamente en futuras ediciones de las JAE.

El Comité Editorial



# Agradecimientos

El Comité Organizador desea agradecer a las siguientes instituciones y empresas que auspiciaron y aportaron diversos recursos para la realización de las Cuartas Jornadas de Astrofísica Estelar:

- Universidad San Pablo-T
- Consejo Federal de Inversiones
- Ente Autárquico - Tucumán turismo - Gobierno de Tucumán
- Secretaría de Estado de Relaciones Internacionales - Gobierno de Tucumán
- Instituto de Desarrollo Productivo de Tucumán
- Tucumán BBS
- Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas (CONICET)
- Agencia Nacional de Promoción de la Investigación, el Desarrollo Tecnológico y la Innovación
- Comisión Nacional de Actividades Espaciales (CONAE)
- Facultad de Ciencias Exactas, Físicas y Naturales - Universidad Nacional de San Juan
- Complejo Astronómico El Leoncito (CONICET-UNLP-UNC-UNSJ)
- Instituto de Ciencias Astronómicas, de la Tierra y del Espacio (CONICET)
- Asociación Argentina de Astronomía

También es justicia agradecer a los oradores invitados Juan Manuel Luna, Maria Eugenia Veramendi, Jorge Meléndez, Yilen Gómez Maqueo Chew, Iván Bustos Fierro, Saul Adelman, Sylvia Ekström y Steve Margheim por su excelente predisposición para realizar sus presentaciones, en especial a aquellos que lo hicieron de manera virtual.

El Comité Organizador





## Lista de participantes

Adelman, Saul  
Ahumada, Andrea Verónica  
Aidelman, Yael Judith  
Alberici Adam, Aldana  
Alberino, Martín Lucio  
Alejo, Antonio Damián  
Araya Guzmán, Ignacio Antonio  
Arias, María Laura  
Bartolomeo Koninckx, Leandro  
Bassino, Lilia P.  
Baume, Gustavo Luis  
Bersten, Melina Cecilia  
Bustos Fierro, Iván H.  
Calderón, Paul Adrian  
Canaparo, Nicolás  
Cidale, Lydia Sonia  
Cochetti, Yanina Roxana  
Concha Astorga, David Alfonso Enrique  
Corti, Mariela Alejandra  
Curé Ojeda, Michel Jorge Daniel  
Damia Rincón, Camila  
De Bortoli, Bruno Javier  
De Vito, María Alejandra  
Ekström, Sylvia  
Escudero, Carlos  
Figueroa Tapia, Felipe Ignacio  
García, Luciano Héctor  
Giudici Michilini, Federico Nicolás  
Gómez, Mercedes Nieves  
Gómez Maqueo Chew, Yilén  
González, Jorge Federico  
González de López García, Zulema Lidia  
Granada, Anahí  
Guevara, Natalia  
Higa, Rebeca Elizabeth  
Jofré, Jorge Emiliano  
Ljungberg, Mauricio Agustín  
López Flores, Carolina  
López García, Francisco  
Luna, Gerardo Juan Manuel  
Margheim, Steven Jacob  
Meléndez Moreno, Jorge Luis  
Miller Bertolami, Marcelo M.  
Oddone, Mónica Alejandra

Orellana, Mariana  
Parisi, María Celeste  
Petrucci, Romina Paola  
Pintado, Olga Inés  
Rodríguez, Carolina  
Román Aguilar, Lili Michelle  
Ruiz Díaz, Matías Agustín  
Saffe Jameson, Carlos Emilio  
Saker, Leila  
Simondi Romero, Federico Oscar  
Tapia Reina, Martina I.  
Vega Neme, Luis  
Venero, Roberto Oscar José  
Veramendi Pont, María Eugenia  
Villar Bravo, Ricardo Martín

# Contenidos

<b>Prefacio</b> . . . . .	<b>VII</b>
<b>Agradecimientos</b> . . . . .	<b>IX</b>
<b>Lista de participantes</b> . . . . .	<b>XI</b>
<b>Contenidos</b> . . . . .	<b>XIII</b>
<b><u>Informes invitados</u></b> . . . . .	<b>1</b>
<b>45 años dedicados a la Astronomía Estelar</b>	
<i>Z. López García</i> . . . . .	<b>3</b>
<b>Los sistemas simbióticos y su rol en el estudio de la evolución estelar en sistemas binarios</b>	
<i>G.J.M. Luna</i> . . . . .	<b>9</b>
<b>Our Continuing Scientific Adventures in Stellar Abundances</b>	
<i>S.J. Adelman, A.F. Gulliver, G. Hill, G. Lozano, O.I. Pintado, K. Yüce</i>	<b>17</b>
<b>GHOST: The Gemini High-Resolution Optical Spectrograph</b>	
<i>S.J. Margheim</i> . . . . .	<b>27</b>
<b>Differential spectroscopy and its impact on exoplanets, stellar astrophysics and Galactic archaeology</b>	
<i>J. Meléndez</i> . . . . .	<b>32</b>
<b>Astrometría <i>Gaia</i> para el estudio de variables en cúmulos globulares</b>	
<i>I.H. Bustos Fierro, J.H. Calderón, A. Arellano Ferro</i> . . . . .	<b>42</b>
<b><u>Contribuciones orales</u></b> . . . . .	<b>53</b>
<b>Impacto de las nuevas tasas de emisión <i>Bremsstrahlung</i> de axiones sobre las cotas astrofísicas al axión</b>	
<i>M.L. Alberino, M.M. Miller Bertolami</i> . . . . .	<b>55</b>
<b>Espectroscopía IR y caracterización de las envolturas en estrellas Be</b>	
<i>Y.R. Cochetti, M.L. Arias, L.S. Cidale, A. Granada, A.F. Torres</i> . . . . .	<b>60</b>
<b>Determinación de tasas de acreción en enanas blancas con discos de escombros</b>	
<i>L. Saker, F.C. Wachlin, L.G. Althaus</i> . . . . .	<b>65</b>
<b>Testing Spectral Models Limitations with Star Clusters</b>	
<i>L. Vega-Neme, A. Ahumada</i> . . . . .	<b>70</b>
<b>ISOSCELES: Grilla de modelos hidrodinámicos y de atmósferas estelares para estrellas masivas</b>	
<i>I.A. Araya, M. Curé, N. Machuca, C. Arco</i> . . . . .	<b>75</b>
<b>Viscous Radiation Driven Disks</b>	
<i>A. Rodríguez-Jiménez, I. Araya, C. Arcos, M. Curé</i> . . . . .	<b>80</b>

<b>Estudio de cúmulos estelares en la región interna de la Nube Menor de Magallanes</b> <i>B.J. De Bortoli, M.C. Parisi, L.P. Bassino, B. Días, G. Gimeno, M.S. Angelo, D. Geisler, F. Mauro . . . . .</i>	<b>85</b>
<b>Sobre la caracterización de cúmulos estelares de las Nubes de Magallanes a partir de sus espectros integrados</b> <i>F.O. Simondi-Romero, A.V. Ahumada, L.R. Vega-Neme . . . . .</i>	<b>90</b>
<b>Determinación de edades de 6 cúmulos estelares pertenecientes a las Nubes de Magallanes</b> <i>M.I. Tapia-Reina, A.V. Ahumada, F.O. Simondi-Romero . . . . .</i>	<b>95</b>
<b><u>Contribuciones murales</u> . . . . .</b>	<b>101</b>
<b>Espectros y variabilidad temporal de estrellas T-Tauri con estallidos</b> <i>L.H. García, M.N. Gómez . . . . .</i>	<b>103</b>
<b>Un modelo evolutivo para V404 Cyg</b> <i>L. Bartolomeo Koninckx, M.A. De Vito, O.G. Benvenuto . . . . .</i>	<b>108</b>
<b>Ampliación del estudio multifrecuencia en los complejos RCW 97 y RCW 95</b> <i>M.A. Corti, L.A. Suad, A.V. Corvera . . . . .</i>	<b>113</b>
<b>Supernovas con líneas anchas y su conexión con Estallidos de Radiación Gamma</b> <i>L.M. Román Aguilar, M.C. Bersten . . . . .</i>	<b>118</b>
<b>Análisis espectrofotométrico de binarias eclipsantes tempranas</b> <i>R.M. Villar Bravo, J.F. González, M.E. Veramendi, R. Barbá, M. Jaque Arancibia, A.D. Alejo . . . . .</i>	<b>123</b>
<b>Estudio de curvas de luz sintéticas multiperiodicas aplicando análisis <i>wavelet</i></b> <i>A. Alberici Adam, G.F. Avila Marín, A. Christen, L. Cidale . . . . .</i>	<b>128</b>
<b>Caracterización dinámica del ambiente de formación de cúmulos abiertos jóvenes ricos en estrellas Be</b> <i>A. Granada, N.P. Maffione, M. Orellana, F.A. Gómez . . . . .</i>	<b>133</b>
<b>Estudio de los parámetros característicos de variables cataclísmicas mediante modelos de evolución binaria</b> <i>C. Rodríguez, M.A. De Vito, O.G. Benvenuto . . . . .</i>	<b>138</b>
<b>Comparing self-consistent solutions for electron temperature and gas distributions in Be disks</b> <i>D. Concha, C. Arcos, I. Araya, M. Curé . . . . .</i>	<b>143</b>
<b>Be o no Be. Esa es la cuestión</b> <i>Y.J. Aidelman, F. Ronchetti, F. Quiroga, A. Granada, C. Escudero, L. Lanzarini . . . . .</i>	<b>148</b>
<b>Disk Time Evolution of the Be star HD 45725</b> <i>F. Figueroa-Tapia, C. Arcos, M. Curé, I. Araya . . . . .</i>	<b>153</b>
<b>Espectroscopía Gemini-GRACES de estrellas evolucionadas con enanas marrones</b> <i>C. Zuloaga, E. Jofré, R. Petrucci, E. Martioli . . . . .</i>	<b>158</b>

<b>Searching for the HH 31 counter-jet in the protostar IRAS 04248+2612</b>	
<i>L.V. Ferrero, M.N. Gómez</i> . . . . .	<b>163</b>
<b>Planetas en cúmulos abiertos</b>	
<i>N. Canaparo, M.N. Gómez</i> . . . . .	<b>168</b>
<b>Poblaciones estelares y agrupaciones jóvenes en galaxias cercanas</b>	
<i>G. Baume, M.J. Rodríguez, C. Feinstein</i> . . . . .	<b>173</b>
<b>Estudiando la cinemática y las poblaciones estelares de la galaxia enana CGCG014-074</b>	
<i>N. Guevara, C.G. Escudero, F.R. Faifer</i> . . . . .	<b>178</b>
<b>Espectroscopía en el cúmulo abierto NGC 6834</b>	
<i>M. Ruiz Diaz, Y.J. Aidelman, G. Baume</i> . . . . .	<b>183</b>
<b>Estudio de la dinámica de cúmulos abiertos jóvenes</b>	
<i>A.D. Alejo, J.F. González</i> . . . . .	<b>188</b>
<b>Calibración en edad y metalicidad de cúmulos estelares de las Nubes de Magallanes</b>	
<i>F.O. Simondi-Romero, A.V. Ahumada, M.I. Tapia-Reina, L.R. Vega-Neme</i> . . . . .	<b>193</b>
<b>Índice de autores</b> . . . . .	<b>198</b>



---

## **Informes invitados**

---





## INFORME INVITADO – INVITED REVIEW

### 45 años dedicados a la Astronomía Estelar

Zulema López García

**Resumen.** Presento un relato de mi carrera profesional, desde mis inicios como estudiante en La Plata, hasta el traslado —que resultó definitivo— a San Juan. Años en los que he presenciado enormes cambios en la ciencia astronómica y, en particular, en el campo de la astronomía estelar. El recuerdo de mi paso por diversas instituciones del país y de algunos de los nombres encontrados en el camino.

**Abstract.** I present a tale of mi professional career, from the beginings as a student in La Plata, to my—definitive—move to San Juan. In these years I witnessed a veritable transformation of the astronomical science and, in particular, of the stellar astronomy field. My memories of the institutions and people met along the way.

#### 1. Introducción

En primer lugar, quiero agradecer al Comité Organizador de las *IV Jornadas de Astrofísica Estelar*, a mi colega y amiga Olga Inés Pintado, anfitriona de esta Reunión, y a las autoridades de la Universidad de San Pablo Tucumán, por haber organizado estas Jornadas, incluyendo un homenaje a mi trayectoria dedicada a la Astrofísica Estelar. En esta charla voy a ir contándoles mi labor a lo largo de 45 años, pero en realidad lo que quiero es hacer una historia de las grandes transformaciones que hubo en esta rama de la Astronomía en muy pocos años y de las cuales he sido testigo. Y quiero que este homenaje incluya a todas las astrónomas y astrónomos de mi generación que, a veces con una tecnología muy pobre y limitada, sin embargo pusimos a la Astronomía Argentina en un lugar reconocido internacionalmente.

#### 2. Épocas de estudiante

Ingreso a la investigación astronómica en el año 1963. ¿Cómo llegué a la Astronomía? En el año 1958 me inscribo en el Doctorado en Física, en la que era, en aquella época, la Facultad de Ciencias Físico-Matemáticas de la UNLP, con el objetivo de dedicarme a la Física Nuclear, tema que estaba de moda en aquellos años; pero cuando tuve que encarar la realización de la Práctica de la Especialidad, un físico italiano formado en los EE.UU. que estaba trabajando en el Instituto de Física de La Plata, el Dr. Athos Giacchetti, nos ofreció a mí y a otros dos compañeros un tema de investigación que consistía en medir las longitudes de onda del Thorio. Algo interesante para comentar es que para este trabajo realizamos los cálculos con la primera computadora instalada en una Universidad, la famosa *Clementina* de la UBA. Íbamos en tren a Buenos Aires, salíamos muy temprano de La Plata, la *Clementina* funcionaba con válvulas,

había que esperar un tiempo de calentamiento, pero fue una experiencia muy linda. También destaco que éste fue uno de los primeros trabajos de investigación que se hicieron en la Universidad de La Plata con una computadora. Ésta fue mi iniciación en el campo de la Espectroscopía. Me licencié a fines de 1962, pero el Dr. Giacchetti vuelve a EE.UU., yo tenía que empezar mi tesis de Doctorado y me quedé sin Director. Yo ya entonces novíaba con quien es mi compañero de vida de hace más de 60 años, Francisco López García, más conocido como Quito, que estudiaba Astronomía (estoy hablando del año 1963), quien me comenta que en el Observatorio trabajaba un matrimonio de astrónomos en temas de Espectroscopía Estelar, los Dres. Carlos y Mercedes Jaschek. Ellos ya estaban trabajando desde hacía un tiempo en la identificación de las líneas de los espectros de un grupo de estrellas que, por el aspecto de sus líneas de H y He, eran de tipo A o B tardío, pero que además mostraban en su espectro otras líneas que ya habían sido identificadas con otros elementos químicos: estas estrellas eran conocidas como “estrellas A peculiares” (o “estrellas Ap”) que, a partir de la década de 1970, llamamos “estrellas químicamente peculiares”. Quito me consigue una entrevista. Los Jaschek, cuando yo llego al Observatorio, estaban dedicados a las Ap del grupo del HgMn, ya se sabía que en estas estrellas había elementos como Mn, Hg, P, Ga, y además los Jaschek tenían el mérito de haber identificado en las estrellas Ap del grupo del Si una línea bastante intensa en  $\lambda 4200$  como el producto de una transición entre niveles de alta excitación del Si ionizado. Me dieron unas placas fotográficas muy buenas, de muy alta resolución, obtenidas en el Mt. Wilson Observatory, con el objetivo de medir campos magnéticos, creo que eran de HD 224801, una típica estrella Ap magnética del grupo del Si. Así empiezo entonces a familiarizarme con las Ap, calculaba las longitudes de onda de las líneas a partir de medidas en las placas que realizaba con un aparato que estaba en el subsuelo del Observatorio, y calculaba luego las longitudes de onda con un “armatoste” eléctrico que ahora está en el Museo del Observatorio. También contábamos con un espectrofotómetro. A fines de ese año ya publiqué con ellos mi primer trabajo y asistí por primera vez a la reunión anual de la Asociación Argentina de Astronomía: éramos muy pocos asistentes, piensen que no llenábamos el salón de la Biblioteca del Observatorio de La Plata. Quiero recordar que cuando ingresé al Observatorio mis compañeros de oficina fueron Alejandro Feinstein y Adela Ringuelet; con Adela comencé a tener los primeros contactos con las atmósferas estelares, ya que ella era la Jefa de Trabajos Prácticos de Astrofísica II, cuyo Profesor Titular era el Dr. Jorge Sahade. El Dr. Jaschek me recomendó cursar algunas asignaturas de la carrera de Astronomía, en especial los dos cursos de Astrofísica.

### 3. Primeros tiempos de investigación

Al año siguiente inicio mi carrera en el CONICET y obtengo la Beca de Doctorado. ¿En qué consistió mi tesis? Un cálculo de abundancias químicas de una estrella Ap del grupo de las A metálicas, Gamma Capricorni, un cálculo muy elemental con las pocas armas que teníamos en esa época, con una curva de crecimiento o sea, en lugar de trabajar con una atmósfera estratificada en capas plano-paralelas, se trabajaba con una profundidad promedio. En noviembre de 1966 presenté mi tesis y obtuve el título de Doctora en Física. Como ya dije,

era un cálculo muy rudimentario. Pero era el único método disponible en aquella época para determinar abundancias. Sin embargo, años más tarde rehice los cálculos y los resultados no fueron muy diferentes.

En esos años continuamos identificando elementos en las Ap, encontramos elementos pesados, tierras raras y empiezo a interesarme ya, con la llegada de las computadoras, en el cálculo de atmósferas, aunque no pude hacer mucho, sólo algunos intentos con la IBM 1620 que había en el Centro de cómputos de la Universidad de La Plata. En 1970 ingreso a la Carrera del Investigador. En este paso por el Observatorio de La Plata también ejercí la docencia a cargo de la asignatura Física III.

#### 4. Traslado a San Juan

En el año 1975 entro en una nueva etapa de mi vida. Aclaro que para esta época ya con Quito nos habíamos casado y teníamos tres hijos. Quito recibe una propuesta del Observatorio “Félix Aguilar” de San Juan, que depende de la Facultad de Ciencias Exactas, Físicas y Naturales de la UNSJ, y después de pensarlo mucho aceptamos trasladarnos. En febrero del 75 nos instalamos en San Juan. Firmamos un contrato por 2 años y terminamos quedándonos 35. Para mí todo un desafío, en San Juan sólo se hacía Astrometría, nada de Astrofísica, pero tuve la suerte de encontrar en la Biblioteca del Oafa una publicación del Smithsonian Astrophysical Observatory dedicada a los modelos de atmósferas elaborados por R. L. Kurucz, el ATLAS 6; inmediatamente le escribí a Kurucz y me envió una copia del programa: ¡¡¡una caja con más de 1000 tarjetas perforadas!!! El programa está diagramado en lenguaje FORTRAN, y con la ayuda de personal del Oafa y del Centro de Cómputos de la UNSJ lo pusimos en marcha, tarea que no fue nada fácil pues estaba diseñado para correr en un computador mucho más poderoso que el que contábamos nosotros. Muchas veces el programa se cortaba y eso me obligó a estudiar con todo detalle cada una de las subrutinas, lo que me permitió dominar ampliamente todo lo relacionado con la base teórica de los modelos de atmósferas estelares. ¡¡Y que gran progreso!! ¡¡Ya no trabajaba con una curva de crecimiento sino con una atmósfera estratificada en 40 capas plano-paralelas!! Que también es una aproximación, pero era, sin embargo, un gran adelanto. Quiero agregar algo: en esta época en San Juan solo habíamos dos personas en la Carrera del Investigador del CONICET, el Ing. Volponi, Director del Instituto Sismológico que hoy lleva su nombre, y yo. Una anécdota: el Ing. Volponi estaba casado con la primera mujer egresada de la carrera de Astronomía del Observatorio de La Plata, la Dra. Alba Scroeder quien, ya instalada en San Juan, consiguió introducir dos cursos de Astronomía en la carrera del Profesorado de Física, lo cual favoreció la formación de Profesores de escuela secundaria con conocimientos astronómicos. También conocí a Guillermina Martín, alumna N° 5 del Observatorio de La Plata, casada con Carlos Ulrico Cesco (quien le dio nombre a la Estación de Altura de la UNSJ), pero Guillermina no se recibió pues Ulrico y Jorge Sahade terminan la carrera, se van al Yerkes Observatory, y Guillermina se va con Ulrico a USA. Con estas primeras mujeres mantuve conversaciones muy amenas, sobre todo con respecto a cómo era estudiar Astronomía en la década del 40. Esto lo cuento para que las

nuevas generaciones sepan que en la década del 40 ya había mujeres estudiando Astronomía en la única carrera que había entonces, en la UNLP.

## 5. Los 80 y el CASLEO

Y llegamos a la década del 80. En estos años ya empezaba a instalarse el CASLEO; formé parte desde un primer momento del Comité Científico del mismo, como representante de la UNSJ, el cual además presidí durante varios años. También en esta época comienzo a desarrollar tareas docentes en la UNSJ, en cátedras de Física de la carrera de Geofísica. En cuanto a la investigación, tenía el Programa ATLAS en marcha pero no tenía espectros de alta resolución, pero en los años 80 comienzan mis contactos con el astrónomo Saul Adelman (The Citadel, EE.UU.), quien me envió registros espectrofotométricos de muchas estrellas normales y químicamente peculiares. Ya para fines de los 80 Kurucz había avanzado en la construcción de sus modelos y publicado la versión ATLAS 9, también había publicado dos programas auxiliares, el SYNTHE que nos permitía sintetizar el espectro del H y mejorar sustancialmente la estimación de los parámetros atmosféricos, y el WIDTH 9, específicamente para calcular abundancias estelares. En 1986 se inaugura el CASLEO y yo pido entonces cambio de lugar de trabajo del Oafa al CASLEO. En esta época Olga Pintado también llega al CASLEO, comienza entonces con Olga una relación personal y científica que llega hasta el día de hoy y de trabajo en colaboración junto a Saul Adelman, sobre todo a partir de la Asamblea de la IAU del año 1991 en Buenos Aires, ya que junto con Olga y Stella Malaroda tuvimos un contacto personal con él. Fue realmente una etapa muy fructífera, Olga fue y sigue siendo una entusiasta de la observación, pasaba largos períodos en CASLEO observando con el 2.15 y el EBASIM, mientras que Stella y yo nos dedicábamos más a la parte de cálculo. Destaco que el programa WIDTH 9 tiene como datos de entrada el ancho equivalente o el área encerrada por la línea. Esto nos obligaba a medir anchos equivalentes de las numerosas líneas del espectro. ¿Cómo medíamos los anchos equivalentes? Con un planímetro polar, línea por línea, lo cual era un trabajo bastante largo y tedioso. También existían otras complicaciones como, por ejemplo, la fijación del continuo en los espectros, tarea a veces nada sencilla.

## 6. Los 90. Visitas a Trieste

En la década del 90 además de seguir trabajando con los espectros de Adelman en la región visual y con espectros que ya obteníamos con el espectrógrafo EBASIM del CASLEO, y con anchos equivalentes medidos ya con el programa IRAF, hice dos estadias en el Observatorio de Trieste, en Italia. En Trieste me familiarizé con los espectros tomados con el satélite IUE, en el ultravioleta, trabajé con las abundancias de dos clásicas estrellas del grupo HgMn, Mu Leporis y 53 Tauri, y posteriormente en el 2000 volví a Trieste pero entonces realicé algo con las Lambda Bootis. Quiero destacar que todo este trabajo observacional fue de gran utilidad para la construcción de los modelos teóricos, que a partir del trabajo de Michaud del año 70, que propone a los procesos de difusión como responsables de todas estas anomalías de abundancias presentes en las Ap, permitieron hacer una buena comparación entre la teoría y las evidencias observacionales. La im-

portancia de contar con abundancias determinadas para muchas estrellas reside en que no hay homogeneidad entre estrellas del mismo grupo.

En esta década se crea además en la UNSJ, en la Facultad de Ciencias Exactas, Físicas y Naturales, la carrera de Astronomía; estuve a cargo de la cátedra Atmósferas Estelares y de otra asignatura que existe en el Plan de Estudios, Práctica de la Especialidad, que tiene por objeto iniciar a los alumnos en la investigación, lo que me permitió tener un contacto muy estrecho con los alumnos. Algunos de estos estudiantes vinieron al CASLEO y realizaron con nosotros su Práctica en la Espectroscopía Estelar, otros se fueron a Córdoba, sobre todo detrás de las Galaxias, alguno detrás de los Exoplanetas, pero de todos ellos guardo el mejor de los recuerdos. Había que implementar una carrera nueva y tratar de formar un grupo de investigadores que en San Juan se destacara en el campo de la Astronomía. Con orgullo hoy puedo decir que en el ICATE, en la Facultad de Ciencias Exactas, y en el Oafa se han formado equipos de investigación muy reconocidos en sus tareas. Es por ello, y después de haber escuchado en estas Jornadas las muy buenas exposiciones de nuestros ex alumnos, es que llegamos a la conclusión que fue una decisión excelente extender a 35 años nuestra estadía en San Juan.

## 7. Recuerdos de la Asociación Argentina de Astronomía

No quiero terminar esta charla sin mencionar mi paso por la Comisión Directiva de la Asociación Argentina de Astronomía, ya que fui Secretaria en dos oportunidades, a principios de la década del 70 en la presidencia de Carlos Jaschek, y en los 80 cuando Roberto Sisteró y Juan José Clariá Olmedo fueron Presidente y Vice respectivamente. Recuerdo mi viaje de San Juan a Córdoba en el SOCASA a la noche, toda una aventura en aquella época. Les cuento también a los jóvenes que con Quito fuimos editores de los Boletines de la AAA, utilizando métodos muy diferentes a los que se usan actualmente. No existía el email, los trabajos eran enviados por los autores por correo postal y había que transcribirlos para que haya uniformidad, ¡¡¡y este trabajo lo hacíamos con una máquina de escribir eléctrica!!!

## 8. Siempre en la Astronomía

Y llegó el año 2006, cumpla 67 años y el CONICET me “invita” a jubilarme. Con Quito lo pensamos mucho, ya éramos grandes con algunos problemas de salud, los hijos ya no estaban en San Juan, y decidimos entonces regresar a La Plata a disfrutar de la familia y, sobre todo, de los nietos. Sin embargo, no cortamos con la Astronomía, seguimos concurriendo a las Reuniones de la AAA, a las Jornadas de Astrofísica Estelar —en las Segundas Jornadas presenté una Charla Invitada— y últimamente, con la pandemia aprendimos a usar el *Zoom* y el *Meet*, y mientras nos permita la salud seguiremos estando presentes en los eventos astronómicos.

**Agradecimientos.** Nuevamente agradezco este homenaje, no estoy segura si lo merezco, sé que pude haber hecho mucho más pero yo siempre puse la atención de mi familia en un lugar de privilegio y creo que esto mis hijos lo han

reconocido. Quiero recordar ante todo a mis padres, no era común en aquella época que las mujeres siguieran una carrera universitaria y menos estudiar Física, sin embargo ellos me apoyaron con mucho entusiasmo, lo mismo a mis tíos que me recibieron en su casa en la primera parte de mi carrera universitaria. También recuerdo a los Profesores del Dpto. de Física, especialmente a Titina Mocoroa, a los Dres. Carlos y Mercedes Jaschek y a los compañeros del Dpto. de Astrofísica de La Plata, y del CASLEO Olga Pintado y Stella Malaroda que me apuntalaron en muchos momentos. Y muchas gracias a Quito que me ayudó siempre para que yo llevara adelante mi carrera y el cuidado de mis hijos. Y gracias a mis hijos, hijos políticos y a mis ocho nietos, que son la gran alegría en esta parte final de mi vida.

INFORME INVITADO – INVITED REVIEW

**Los sistemas simbióticos y su rol en el estudio de la evolución estelar en sistemas binarios**

G.J.M. Luna<sup>1,2</sup>

(1) *CONICET-Universidad de Buenos Aires, Instituto de Astronomía y Física del Espacio Ciudad Universitaria – Pabellón 2 Intendente Güiraldes 2160 (C1428EGA) Ciudad Autónoma de Buenos Aires - Argentina*

(2) *Universidad de Buenos Aires, Facultad de Ciencias Exactas y Naturales, Buenos Aires, Argentina.*

**Resumen.** Las binarias simbióticas, donde un objeto compacto acumula material desde el viento de su compañera gigante roja, juegan un rol fundamental en nuestro entendimiento de la evolución de sistemas binarios. Frecuentemente el objeto compacto es una enana blanca masiva y debido a la alta tasa de acreción, son candidatos a progenitores de SN Ia. Con períodos orbitales de más de 200 días, sus discos de acreción tienen tamaños intermedios entre binarias de rayos X y Núcleos Activos de Galaxias. Esta combinación de parámetros presenta muchos desafíos a la hora de estudiar estos sistemas tales como, por ejemplo, ¿son estables los discos de acreción en toda su extensión?, o bien ¿la enana blanca puede quemar el material a medida que es acretado? En este informe presentaré los avances en el estudio y observación de la acreción en estos sistemas, sus erupciones y la búsqueda de más miembros de esta clase de sistemas binarios.

**Abstract.** Symbiotic binaries, where a compact object accretes from the wind of its evolved, red giant companion, can play a fundamental role in our understanding of the evolution of binary systems. Often, the compact object is a white dwarf, and as such, these binaries become candidates to SNIa progenitors. With orbital periods greater than about 200 days, their accretion disks have sizes in the range between those present in X-ray binaries and AGNs. All these parameters contribute to the difficulty in the study, observational and theoretical, of symbiotic stars. Among the open questions in the area, I highlight: *i)* are the accretion disks stable in all their extension?; *ii)* is the accretion rate in the range to allow quasi-steady nuclear burning? In this talk I summarize the recent progress in the area, emphasizing which are the observational and theoretical progress that would lead us to a better understanding of these systems.

## 1. Introduction

The term “symbiotic binary” was coined by Merrill (1958) after realizing that the optical spectrum of some stars was composed of a continuum toward red wavelengths consistent with a red giant star, a continuum toward the blue wave-

lengths, consistent with the presence of a hot star, and multiple emission lines consistent with the presence of ionized circumstellar medium. In Biology, *symbiosis* is used to describe close and long-term interaction between two different organisms. The usage of this term to describe these binaries could not have been more accurate. Most symbiotic stars host a compact object, most frequently a white dwarf, accreting from its red giant companion. The white dwarf evolved from a red giant, and the current red giant was in the main sequence by then and perhaps accreted from the its then-red-giant companion (for example as in the *extrinsic* S-type symbiotics, see Jorissen et al. 1996; Lima et al. 2022, *in prep.*).

Depending on the systems parameters, most likely an accretion disk is formed around the white dwarf (Lee et al. 2022). The orbital periods are long when compared to their shorted-orbital periods cousins the cataclysmic variables, of about 200 days to even 43.6 years (Gromadzki & Mikołajewska, 2009). The combination of accretion onto a compact object, an accretion disk, a red giant and nebulae provides the ingredients to expect all sorts of variable phenomena. In this short review I describe a few of them.

## 2. Variability in symbiotic stars

Observations have shown that symbiotics are variable in a wide range of time scales, from seconds to years, and virtually in every wavelength. Below I describe the time scales of the variability and their most likely origin.

### 2.1. Variability in short time scales, seconds to hours

As accreting objects, symbiotic binaries are expected to present variability on short time scales. In analogy to other accreting binary systems such as cataclysmic variables or X-ray binaries where seconds to hours variability is observed in optical and X-rays from their accretion disk, such phenomena is called *flickering*, and refers to the variability observed on short time scale arising from the way that matter flows in the accretion disk. The physical origin of such variability has been discussed in many seminal articles and is not the subject of this review; I just highlight a few of them such as Bruch (1992) and Sokoloski et al. (2001). In symbiotics, even though many attempts to search for flickering in the optical light curves have been performed, its evidence has been elusive. So far, 11 symbiotics show flickering in their optical light curves (e.g. Angeloni et al. 2012, Zamanov et al. 2022). The optical wavelength range might not be the optimal range to look for this feature as the light from the red giant most of the times overwhelms that coming from the accretion process. Luna et al. (2013) present evidence of variability in time scales of a few hours from UV photometry obtained with the *Neil Gehrels Swift Observatory* with the UVW2 filter. Their sample consisted of 41 symbiotics observed with the UVOT and XRT telescopes during a *fill-in* program. Even if for some of the sources in their sample only a few measurements were obtained due the nature of the program, they clearly showed UV variability with rms amplitudes of about 20%. In the UV range, the cold component of the binary system should have a negligible flux contribution, and the UV flux from the WD is not expected to vary on short time scale, it is thus safe to conclude that the observed variability originates in the accretion



disk. Moreover, the amplitude of the flickering in UV is related with the intensity of the hard X-ray ( $E \gtrsim 2.4$  keV) emission, which is thought to arise from the most innermost region of the accretion disk, called the boundary layer (see Figure 5 in Luna et al. 2013). It is thus very likely that those symbiotics have accretion disk.

## 2.2. Variability in long time scales, days to years

Long term flux variability is also observed in symbiotics. Optical observations reveal flux changes on days to years time scale. The origin of the daily stochastic variability is perhaps the less explored. In optical wavelengths, variability of a few tens of days is most likely due to the red giant pulsation, as found in their analysis of ASAS, MACHO and OGLE by Gromadzki et al. (2013). On the even longer time scale, the binary orbit might reveal itself with periods of more than 200 days (Gromadzki et al., 2013). These two long term changes are smooth and periodic.

## 3. Eruptive episodes

On the other hand, sudden flux increases are due to some sort of outburst. Broadly, we can speak about three origins for these changes: *i*) disk-instability outbursts, *ii*) nuclear burning triggered by a disk instability, and *iii*) thermonuclear outburst.

### 3.1. Disk instability, dwarf-nova type outbursts

The first class are the most common, with optical brightness increasing by a few magnitudes (2–5) on a time scale of a few tens to hundreds of days. These are reminiscent of the most well-known dwarf novae type outburst (Wheatley et al., 2003), but in a much longer time scale, where a sudden increase in the rate of mass transfer to the disk is responsible for the brightening, as the temperature rises while a heat wave moves towards the inner (outside-in) or outer (inside-out) regions of the disk (see e.g. Buat-Ménard et al., 2001). The full development of such outbursts in a symbiotic is rarely observed. An exception is perhaps the recent outburst of T CrB, where an small brightening in optical of about 1 magnitude in *V* and 1.5 in *B* was followed by a significant decrease in the hard X-ray flux observed with *Swift*/BAT, the appearance of a super-soft (SSS), black-body type X-ray component observed with *XMM*-Newton (Luna et al. 2018), and a brightening of about 5 magnitudes in the UVW2 filter observed with *Swift*/UVOT (see Figure 1, extracted from Luna et al. 2018).

Other symbiotics are observed to experience this low-amplitude outburst, most likely also due to disk instabilities, but either did not reach the accretion rate threshold (about  $10^{-9} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ ) above which the boundary layer becomes a luminous super-soft (SSS) X-ray source, or internal absorption was too high that SSS X-rays got completely absorbed. The last brightening of the hard X-ray symbiotic RT Cru falls into this category. The optical brightening of about 1–2 magnitudes in 2012 was encompassed by a rise in the 14–50 keV flux (Luna et al. 2018b), that is not what one should expect if  $\dot{M}$  rose significantly.

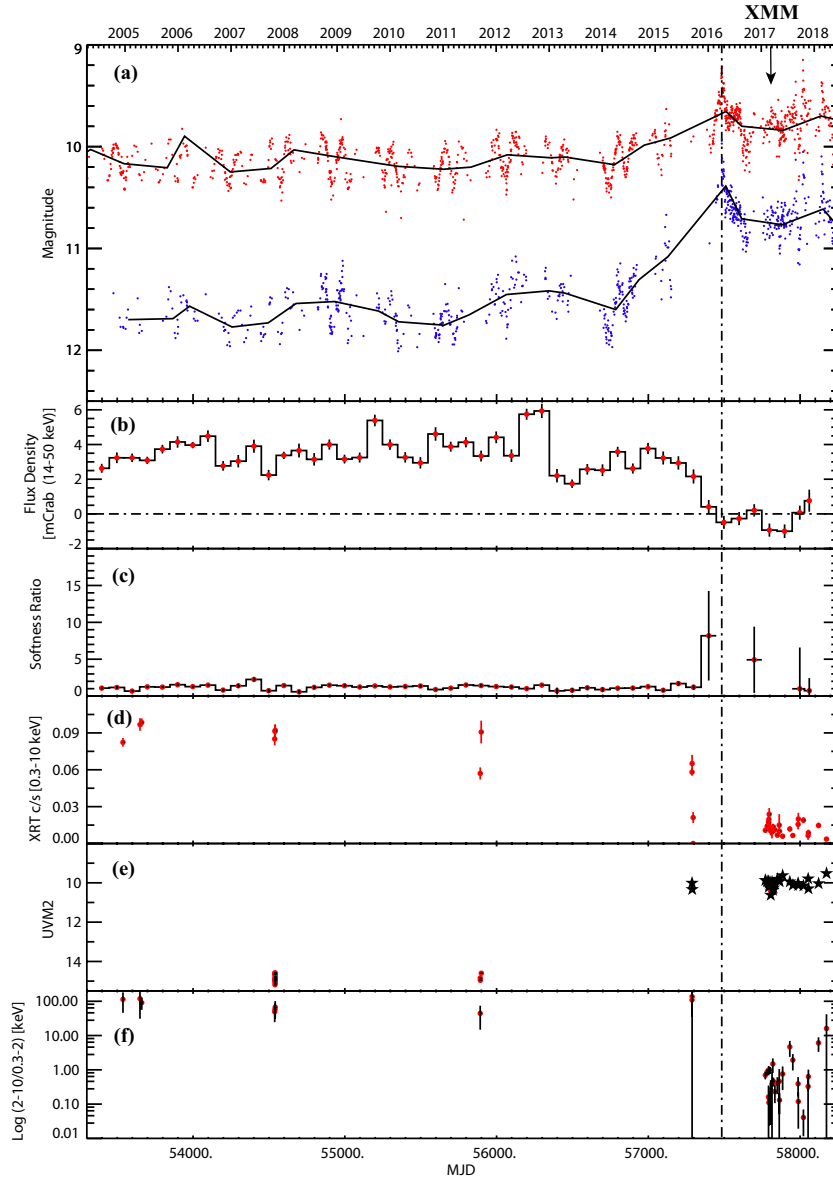


Figure 1: *a*: *V*- and *B*-magnitude light curves from AAVSO. The black solid line shows a moving average with a mean of 228 days (the orbital period). *b*: *Swift*/BAT light curve in the 14–50 keV energy range. *c*: *Swift*/BAT softness ratio (15–25/25–100 keV). *d*: *Swift*/XRT light curve in the 0.3–10 keV energy range. *e*: *Swift*/UVOT UVM2 light curve. *f*: *Swift*/XRT hardness ratio (2–10/0.3–2 keV). The vertical dashed line shows the date of the *XMM*-Newton observation where the SSS X-ray component was first detected (see text). Figure from Luna et al. (2018).

### 3.2. Nuclear burning triggered by a disk instability

The observational evidence for this type of outburst is scarce so far. This type of outburst was first studied in the prototypical symbiotic Z And (Sokoloski et al. 2006). Later on, other symbiotics such as OGLE-SMC-LPV-00861 (Miszalski et al. 2014) and AG Peg (Ramsay et al. 2016) showed brightening episodes that can be interpreted as arising from a sudden increase in the accretion rate that enhance the nuclear burning on the WD surface afterwards. In Z And, the optical flux increases by about 2 magnitudes caused by an accretion disk instability, and later on the white dwarf increased its luminosity to about  $10^4 L_{\odot}$ . This whole event lasted for about 2 years. I note here that even if the global characteristics of the outburst in different symbiotics can be interpreted in the light of the “combination novae” model, each of them presents unique details and I refer the reader to the articles describing each source (e.g. Sokoloski et al. 2006, Miszalski et al. 2014, Ramsay et al. 2016).

### 3.3. Thermonuclear outbursts

Given that most symbiotic binaries seem to harbor white dwarfs as compact objects, and as they are accreting at non-negligible rates, these WD are prone to experience thermonuclear, novae-type outbursts. Some WD in symbiotics are so massive and/or accrete at such a high rate, that they experience novae eruptions recurrently. RS Oph, T CrB, V3890 Sgr, V745 Sco, and likely LMC S154 (Iłkiewicz et al. 2019) are known to erupt with recurrence times of less than a century. Other symbiotics such as RX Pup show some evidence of repeated outbursts on a longer time scale (Mikołajewska et al., 1999). Again, in analogy with CVs, perhaps all white dwarf symbiotics should present recurrent novae outbursts during their lifetimes, however, their recurrence time could be thousands of years or more.

RS Oph is perhaps the best observed recurrent nova among symbiotics. It experiences outbursts on average every 15 years, with quiescent periods ranging from 9 to 25 years. The reason for this non-strict periodicity is not well understood, but it is most likely related to variable accretion rate during quiescence. The outburst is triggered when enough mass is accumulated on the WD surface, and it is ignited unstably under high-pressure conditions. In order to reach these conditions every  $\sim 15$  years, the WD in RS Oph has to be massive, with  $M_{\text{WD}} \gtrsim 1.25 M_{\odot}$ , and accreting at a rate of at least  $10^{-8} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ . The scenario of variable accretion rate can be appreciated within the historical light curve of T CrB. Having a recurrent period of about 80 years, with the last eruption reported in 1946, it is expected to experience a nova eruption with the next few years. Since early 2015, T CrB has entered what has been named a “super-active” state (Munari et al. 2016) already described in Section 3.1 This state is still active and most likely related to disk-instability type outburst, where the accretion rate has increased and the innermost region of the accretion disk has become optically thick to its own radiation (Luna et al. 2018, 2019). A super-active state was also detected to start about 8 years before the last outburst in 1946, and was remarkably similar to the current state, which led Luna et al. (2020) to propose that the next outburst should happen in about 1–3 years from now. Perhaps, if the “super-active” state is truly related with the next thermonuclear outburst, we are facing a more extreme version of the “combination

novae” scenario described in Section 3.2 A regular coverage during quiescence with optical and, the most useful, X-ray observations of the recurrent novae will confirm if this scenario is common, or T CrB is an exception perhaps related with its short orbital period when compared with the other symbiotic recurrent novae.

#### 4. How many symbiotics exist?

Symbiotics have been proposed as one possible member of the SNIa progenitors group (e.g. Di Stefano et al. 2010). The currently known number of symbiotic, about 400, would represent a tiny fraction of all detected SNIa. Are there more hidden symbiotics? Population synthesis studies point to a number of symbiotics in our Galaxy of at least  $10^3$ , including those symbiotic with neutron stars as compact member of the system (Allen 1984; Lü et al. 2012.)

Observationally, we can distinguish broadly two types of optical spectra from symbiotics (although perhaps both represent different stages of a given symbiotic, see e.g. Mukai et al. 2016, Hkiewicz et al. 2022). There are symbiotics with prominent emission lines from the Balmer series, He I and He II and forbidden lines from highly ionized ions over a red giant continuum. These symbiotics should stand out in narrow band photometric surveys such as IPHAS, which in fact discovered 19 new symbiotics (<https://www.iphas.org/symbiotics/>). The fact that some symbiotics do have strong emission lines and some do not is related with the strength of the UV ionizing source. The WD luminosity can be powered either by accretion or by nuclear burning of the accreted material, which provides about 30 more energy per nucleon than the first mechanism. In this sense, nuclear burning would be present in those WD accreting at high rates, above a few times  $10^{-8} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ , depending on the WD mass. The nuclear-burning symbiotics would be the ones showing the strongest emission lines, as the UV photoionizing source is more luminous (about 1,000  $L_{\odot}$ ) than in those being accretion-powered. Narrow band surveys would preferentially detect nuclear-burning powered symbiotics. However, these surveys suffer from the detection of “impostors,” such as Planetary Nebulae, T Tauris, AGNs, and other strong H $\alpha$  emitters. How to avoid these impostors? Recently, Angeloni et al. (2019) presented a new narrow-band filter designed for the *Gemini* telescopes centered on the OVI Raman scattering band at 6830Å. These features are unique to the symbiotic phenomena and could be used to discriminate between the impostors from narrow band H $\alpha$  surveys.

Other symbiotics do not show prominent emission lines and only weak H $\alpha$  emission is detected on top of a dominant red giant continuum. Those symbiotics should escape detection in narrow band filter surveys. Spectroscopic surveys such as GALAH (GALactic Archaeology with HERMES) have uncover new, accretion-powered symbiotics (Munari et al. 2021). Modern methods employing Machine Learning techniques have used IR colors to determine the region in the color-color diagrams where symbiotics are most likely to be located (Akras et al. 2019), discovering 72 new candidate symbiotics.

In the case of the search for accretion-powered symbiotics, their colors provide a first hint of the symbiotic nature, while the rapid variability can be used to distinguish symbiotics from other objects that would have similar colors.

Lucy et al. (2021) presented the first systematic search for accretion-powered symbiotics using the *SkyMapper* survey, which provides at the same time colors and variability amplitude for sources in the Southern Hemisphere down to about 18 magnitudes. Twelve new symbiotics were found with this method and some candidates await for spectroscopic confirmation.

## 5. Concluding remarks

In this short communication I present a non-comprehensive review of the status of the study of variability of symbiotic stars in different time scales. I emphasize that more, continuous campaigns are necessary to uncover the nature of the flux changes in these intriguing binaries. The future surveys such as the Vera Rubin LSST would be able to detect all sort of brightness changes, while subsequent multiwavelength follow up observations would uncover its nature and new members of the class.

**Acknowledgements.** I acknowledge all my collaborators who through these years have shared their knowledge and ideas with me. I also thank the organizers of the IV JAE for the invitation to present this short review and the funding support from PICT 2017/0901 grant.

## Referencias

- Allen, D. A. 1984, Publications of the Astronomical Society of Australia, 5, 369  
 Akras, S., Leal-Ferreira, M. L., Guzman-Ramirez, L., et al. 2019, MNRAS, 483, 5077  
 Angeloni, R., Di Mille, F., Ferreira Lopes, C. E., & Masetti, N. 2012, ApJ, 756, L21  
 Angeloni, R., Gonçalves, D. R., Akras, S., et al. 2019, AJ, 157, 156  
 Buat Ménard, J. M. Hameury, and J. P. Lasota, 2001, A&A 366, 612  
 Bruch, A. 1992, A&A, 266, 23  
 Di Stefano, R. 2010, ApJ, 719, 474  
 Gromadzki, M. & Mikołajewska, J. 2009, A&A, 495, 931  
 Gromadzki, M., Mikołajewska, J., & Soszyński, I. 2013, Acta Astronomica, 63, 405  
 Hkiewicz, K., Mikołajewska, J., Miszalski, B., et al. 2019, A&A, 624, A133  
 Hkiewicz, K., Mikołajewska, J., Scaringi, S., et al. 2022, MNRAS, 510, 2707  
 Jorissen, A., Schmitt, J. H. M. M., Carquillat, J. M., Ginestet, N., & Bickert, K. F. 1996, A&A, 306, 467  
 Lee, Y.-M., Kim, H., & Lee, H.-W. 2022, ApJ, 931, 142  
 Lü, G.-L., Zhu, C.-H., Postnov, K. A., et al. 2012, MNRAS, 424, 2265  
 Lucy, A. B. 2021, Ph.D. Thesis  
 Luna, G. J. M., Sokoloski, J. L., Mukai, K., et al. 2013, A&A, 559, A6  
 Luna, G. J. M., Mukai, K., Sokoloski, J. L., et al. 2018, A&A, 619, A61

- Luna, G. J. M., Mukai, K., Sokoloski, J. L., et al. 2018, *A&A*, 616, A53
- Magrini, L., Corradi, R. L. M., & Munari, U. 2003, *Symbiotic Stars Probing Stellar Evolution*, 303, 539
- Merrill, P. W. 1958, *Liege International Astrophysical Colloquia*, 8, 436
- Mikolajewska, J., Brandi, E., Hack, W., et al. 1999, *MNRAS*, 305, 190
- Miszalski, B., Mikolajewska, J., & Udalski, A. 2014, *MNRAS*, 444, L11
- Mukai, K., Luna, G. J. M., Cusumano, G., et al. 2016, *MNRAS*, 461, L1
- Munari, U., Traven, G., Masetti, N., et al. 2021, *MNRAS*, 505, 6121
- Ramsay, G., Sokoloski, J. L., Luna, G. J. M., et al. 2016, *MNRAS*, 461, 3599
- Sokoloski, J. L., Bildsten, L., & Ho, W. C. G. 2001, *MNRAS*, 326, 553
- Wheatley, P. J., Mauche, C. W., & Mattei, J. A. 2003, *MNRAS*, 345, 49
- Zamanov, R. K., Kostov, A., Moiseev, M., et al. 2022, *arXiv:2206.10151*

## **Our Continuing Scientific Adventures in Stellar Abundances**

S.J. Adelman<sup>1,2</sup>, A.F. Gulliver<sup>3,2</sup>, G. Hill<sup>4</sup>, G. Lozano<sup>3</sup>,  
O.I. Pintado<sup>5,6</sup>, K. Yüce<sup>7</sup>

*(1) Department of Physics, The Citadel, Charleston, SC, USA*

*(2) Visiting Astronomer, Dominion Astrophysical Observatory,  
Herzberg Institute of Astrophysics, National Research Council of  
Canada, Victoria, Canada*

*(3) Department of Physics and Astronomy, Brandon University,  
Brandon, MB, Canada*

*(4) 18A Stratford St, Auckland 1052, New Zealand*

*(5) Centro Interdisciplinario de Astronomía y Ciencias Espaciales,  
Universidad de San Pablo Tucumán, Argentina*

*(6) CONICET, Argentina*

*(7) Department of Astronomy and Space Sciences, Faculty of  
Science, Ankara University, Ankara, Turkey*

**Resumen.** Revisamos el trabajo de los tres coautores principales y sus colaboradores sobre las abundancias químicas de estrellas B, A y F tempranas, normales y peculiares, y estrellas A de la rama horizontal, especialmente en la región óptica. Se comenzó trabajando con espectros fotográficos de alta resolución de Dominion Astrophysical Observatory (DAO), David Dunlap Observatory (DDO), Mt. Wilson Observatory y Kitt Peak National Observatory. Más tarde, se comenzaron a usar detectores digitales como Reticon y CCD en DAO. Las placas fotográficas se escaneaban y medían con planímetros, posteriormente se digitalizaron con microdensitómetros PDS. Las técnicas de modelo de atmósferas reemplazaron los métodos que involucraban la curva de crecimiento. Cuando Pintado y Yüce comenzaron a trabajar con los tres coautores principales, obtuvimos espectros de los observatorios en sus países de origen.

Gulliver y Alan Irwin, a principio de la década de 1970, crearon el programa REDUCT que producía espectros digitales, rectificadas y digitalizadas a partir de placas fotográficas. A mediados de la década de 1970, Gulliver comenzó una larga colaboración con Graham Hill. Desarrollaron múltiples programas de análisis, incluido el programa fundamental de próxima generación, REDUCE.

Para mejorar nuestros análisis, iniciamos una importante actualización de los programas que usamos para reducir y analizar los espectros y obtener las abundancias químicas. Además, durante la última década hemos estado obteniendo espectros con el espectrógrafo echelle CHIRON en CTIO. Creamos nuestros propios programas de procesamiento, que además combina espectros, los normaliza para cada es-

trella y elimina los rayos cósmicos. Los espectros que cubren un rango de  $\lambda\lambda 4100\text{--}6900$  con valores S/N de al menos 500.

**Abstract.** We review the work of the three senior coauthors and their collaborators on the elemental abundances of mostly single normal and chemical peculiar B, A, and early F stars and field horizontal branch A stars especially in the optical region. We began in the era of taking and processing photographic spectra with powerful spectrographs such as those at the Dominion Astrophysical Observatory (DAO), David Dunlap Observatory (DDO), Mt. Wilson Observatory, and Kitt Peak National Observatory and then progressed to using electronic devices at the DAO including a Reticon and two charged coupled devices (CCDs) since when they became available as they were superior detectors. Initially we scanned the photographic plates using in house microdensitometers outputting the spectra on chart recorders and measuring them with planimeters and measuring engines. These analog approaches were replaced by computer controlled PDS microdensitometers producing digitized spectra displayed and analyzed on computer graphics displays. Model atmosphere techniques replaced methods involving the curve-of-growth. When Pintado and Yüce began working with the three senior coauthors we obtained some spectra from observatories in their home countries.

Gulliver and Alan Irwin began the conversion to digitized spectra analysis using a PDS microdensitometer and PDP-8 minicomputer at DDO in the early 1970s producing a program called REDUCT that was capable of producing digitized rectified spectra from photographic plates. Gulliver transplanted that program to DAO in the mid-1970s and began a career long collaboration with Graham Hill that saw the development of multiple analysis programs including the next generation fundamental program REDUCE.

To improve our analyses, we started a major upgrade to the programs we use to reduce and analyze our spectrograms, and then to derive elemental abundances. Further for the last decade we obtained spectra from the CHIRON echelle spectrograph at CTIO. Based on our prior experience we created our own pipeline programs to optimally coadd sufficient spectra to produce a final normalized coadded spectrum for each star covering  $\lambda\lambda 4100\text{--}6900$  with S/N values of at least 500 with 2-dim polynomial wavelength solution and cosmic ray removal.

The senior authors began their research on stellar abundances when the basic analysis techniques involved were tracing baked photographic plates with microdensitometers, converting them to scientific charts, measuring the equivalent widths with planimeters and the wavelengths with Grant measuring engines, and using curve-of-growth techniques. Then came improved techniques involving digitizing and measuring the spectra. Still later they used computer graphics techniques and model atmospheres. At the Dominion Astrophysical Observatory (DAO) a Reticon and then two CCDs became the spectroscopic detectors of choice when their longer surface dimensions achieved sufficient size. Charles



Cowley was a pioneer in the use of the Reticon at DAO in that he played a pivotal role in requesting assistance from Gulliver in processing the digitized observations. The tremendous advantage of solid state detectors became instantly obvious. They recorded fewer Angstroms of spectra than photographic plates, but the resulting S/N values were usually much greater.

When Adelman first started observing at the DAO in the middle 1980s after being a Guest Observer at Mt. Wilson Observatory, he met Graham Hill and Austin Gulliver and pleasantly discovered that they were employing computer graphics techniques superior to those he had been using. They kindly shared these with him and in time a three-person collaboration was started. We obtained spectra with the coude spectrograph of the 1.22-m telescope of the DAO, measured them using programs written by Hill and Gulliver, and employed successive versions of the ATLAS model atmospheres program and its auxiliaries written by Robert Kurucz. Our spectra had resolving power of 67000 in the second order and half of that in the first order. With baked photographic plates our S/N values were at best of order 75. With Reticon and the two CCDs we achieved S/N values of order 200 for most bright stars. While for Vega we obtained  $S/N = 3300$  (Gulliver, Hill & Adelman 1994). Our usual desired spectral coverage was  $\lambda\lambda 3825\text{--}6700$ . Adjacent spectra had center-to-center offsets of  $138 \text{ \AA}$  in second order with the largest CCD when employing  $10 \text{ \AA}$  overlaps.

Adelman was so impressed by the graphics oriented computer programs of Hill and Gulliver that he helped organize a Workshop with Gulliver on Elemental Abundance Analyses in Lausanne, Switzerland, in September 1987 (Adelman & Lanz 1988) to spread the knowledge that such programs existed. Within two years similar programs became the standard for stellar abundance analyses.

In 1990 Adelman was asked to referee a line identification study for the Publications of the Astronomical Society of the Pacific written by three astronomers from Argentina, Zulema López-García, Stella Malaroda, and Olga Pintado. When he attended the IAU General Assembly in Buenos Aires in 1991, they took him to lunch where he offered to help them with the new programs he was using. Adelman made several trips to Argentina both to San Juan and to Tucumán. Several resulting papers coauthored with Zulema López-García concerned the magnetic CP stars (Adelman et al. 1995, López-García, Adelman & Pintado 2001, López-García & Adelman 1993, 1994, 1999) and normal stars (Adelman, López-García, Malaroda, Nuñez & Grosso 2005). In addition to spectra from the DAO we used spectra from CASLEO in Argentina and from the Russian-Turkish telescope in Turkey.

At this time Zulema López-García, Olga Pintado, Hulya Caliskan, Kutluay Yüce, and Dursun Kocer were our main collaborators. Adelman was the co-advisor informally or formally to six PhD students in Turkey, Hulya Caliskan, Berahiddin Albayrak, Kutluay Yüce, Ipek Cay, Taskin Cay, and Aysegul Teker. Most of them subsequently coauthored papers with us.

A series of 7 papers based on Mt. Wilson Observatory spectrograms (see, e.g., Kocer, Bolcal, Inelman & Adelman 1987) and some prior elemental abundance papers preceded a series of 40 papers which were finally titled Elemental Abundance Analyses with DAO Spectrograms (see, e.g., Adelman & Hill 1987, Adelman 1991, Adelman, Caliskan, Kocer, Cay, & Tektunali 2000, Adelman, Gulliver & Rayle 2001, Yüce, Adelman, Gulliver & Hill 2011, Çay, Teker Yelkenci & Adelman 2016, Adelman, Gulliver & Grucella 2017). They concentrated on

the Normal B, A, and early F stars and the Chemically Peculiar HgMn and Am Stars. Papers using spectra from Kitt Peak National Observatory were also published (see, e.g., Adelman, Hayes & Philip 1986 on Field Horizontal Branch A Stars and Population I A Stars). Spectrophotometry from Kitt Peak and Palomar Observatories (Adelman, Pyper, Shore, White, Warren 1989) were used to determine the effective temperatures and surface gravities.

There were also studies of lines of selected elements such as the Rare Earths, Cobalt (Adelman, Gulliver & Loden 2000), Europium (Hartoog, Cowley & Adelman 1974), and Uranium (Cowley & Adelman 1975). In addition, there were line identification studies of the magnetic CP stars and normal stars in the ultraviolet (Hill & Adelman 1978, Underhill & Adelman 1979) with Copernicus Satellite data and Adelman & Shore (1981) with IUE Satellite Data and in the optical ultraviolet (Adelman, Bidelman & Pyper 1979) with Lick Observatory coude spectra and in the photographic region. Adelman (1985) and Adelman & Adelman (1988) studied Lick, Palomar, and Mt. Wilson Observatory spectrograms of the sharp-lined mCP stars HD 43819 and HD 110066. Adelman, Fisher & Hill (1987) produced a spectral atlas of the field horizontal branch A stars HD 64488, HD 109995, and HD 161817 in the photographic region based on DAO coude spectra. There was also a study of HD 109995 (Adelman & Leckrone 1986) using IUE Satellite data and one of HD 43819 using Palomar, Mt. Wilson, and Kitt Peak spectra (Adelman 1985).

In 1993 we started observing at the Complejo Astronómico el Leoncito (CASLEO) with the REOSC and EBASIM echelle spectrographs. There is a study of abundances of low rotation stars (Royer et al 2014) and abundance analyses of magnetic CP stars and HgMn stars (Adelman & Pintado, 2000, Pintado & Adelman, 2003).

A special effort to understand the bright A0Va star Vega beginning with an elemental abundance analysis (Adelman & Gulliver 1990) based on DAO Reticon spectra obtained by Charles R. Cowley. Later Gulliver & Adelman obtained a mean S/N = 2500 DAO Reticon spectrum for  $\lambda\lambda 3825\text{--}5435$  (Gulliver, Adelman, Cowley & Fletcher 1991) and found flat bottom-line profiles for weak lines while the strong lines exhibited classical rotational profiles with enhanced wings. Later Gulliver, Hill & Adelman (1994) obtained S/N = 3300 DAO spectra for  $\lambda\lambda 4487\text{--}4553$ . They suggested that Vega is a rapid rotating pole-on star with a gradient in both temperature and gravity over the photosphere. An examination of  $2.4 \text{ \AA mm}^{-1}$  DAO spectra with S/N typically of 200 of B2 to F7 V stars revealed that both 10 Tri (HR 675) and  $\nu$  Cap (HR 7773) showed weak flat-bottomed lines similar to those of Vega. Holweger, Gigas & Steffen (1986a) and Holweger, Steffen & Gigas (1986b) displayed sections of high-resolution Reticon spectra of some sharp-lined B9.5–A2 V stars. These suggest that  $\beta$  PsA (HR 8576) and perhaps other stars, notably  $\nu$  Cap, have flat-bottomed weak lines. The four stars with these profiles have moderate values of  $v \sin i$  of  $25 \pm 10 \text{ km s}^{-1}$  and a spectral type of  $A1 \pm 1.5$ . With our current series of observations with the CHIRON echelle spectrograph and a final S/N of 500+, we have confirmed that the 3 stars observable from Chile do have flat-bottomed weak lines. We hope to find additional examples and then perform abundance analyses like our study of Vega (Hill, Gulliver & Adelman 2010) with CHIRON spectra. Our latest analysis of Vega was based on five S/N 2800 to 4500 DAO  $2.4 \text{ \AA mm}^{-1}$  spectra

covering  $\lambda\lambda 4487\text{--}4553$  with wavelength steps of  $0.035 \text{ \AA}$  and profiles of  $H\gamma$ ,  $H\beta$ , and  $H\alpha$  taken from Peterson (1969).

Ryabchikova, Malanushenko & Adelman (1999) performed an orbital elements and abundance analysis of the SB2 star  $\alpha$  And with spectra from the Crimean Astrophysical Observatory and the DAO and found that the primary had elemental abundances similar to other HgMn stars while the secondary most likely is an Am star. They noted the possible variability of Hg II  $\lambda 3984$ . Later Adelman, Gulliver, Kochukhov & Ryabchikova (2002) made new observations of Hg II  $\lambda 3984$  at the coude spectrograph of the DAO and confirmed the spectrum variability of this line while the adjacent Mn II  $\lambda 3986$  and other observed lines remained constant during the orbital period of 96.7015 days. On some nights changes in the profile of  $\lambda 3984$  can be seen. The companion's contribution does not cause these changes as those in its radial velocity are too small between the exposures during a night and it lacks a  $\lambda 3984$  lines. Kochukhov, Adelman, Gulliver, and Piskunov (2007) obtained additional spectra at the DAO and at the Special Astrophysical Observatory in Russia which extended the observations over a 7-year period. They found that  $\alpha$  And is one of a small group of HgMn stars which has no convincing evidence of dynamically important magnetic fields but at the same time shows clear signatures of a nonuniform distribution of mercury and several other elements. The heavy element clouds are created by atomic diffusion and may have the same underlying physics as the weather patterns on terrestrial and giant planets.

High-resolution spectroscopic analyses of HgMn stars using DAO spectra also reveal large overabundances of Xe, Ga, Pt, Au, and many other heavy elements for some of these stars, as discussed by Yüce & Adelman (2014). The spread of abundance anomalies for a given element tends to be smaller among the Am stars than among the HgMn stars. This may reflect the atmospheric energetics. Adelman, Adelman & Pintado (2003) created an HR diagram which indicates the positions of the HgMn and the Am stars analyzed by Adelman and his collaborators and shows that the coolest HgMn stars and the hottest Am stars are on the same stellar evolutionary tracks. Thus, the former must evolve into the latter. The dividing line between the two varieties of nonmagnetic chemically peculiar stars marks where the Hg abundances suddenly change their degree of overabundance. This is a major test of those theories which attempt to explain the anomalous abundances of such stars. Most likely this is due to diffusion. Some other relationships are found which can also serve as tests of theories which purport to explain the properties of these stars. Yüce, Adelman & Gulliver (2022) expanded the HR Diagram of Adelman, Adelman & Pintado (2003) adding theoretical evolutionary tracks from Claret (2004) for several stellar masses in the region of  $1.5\text{--}6.0 M_{\odot}$  and the locations of the peculiar stars and the stars they examined in this work. These tracks were calculated for a solar metallicity ( $Y = 0.300$  and  $Z = 0.020$ ) with an overshooting parameter  $\alpha_{\text{over}} = 0.20$ . The names of individual stars and the corresponding derived effective temperature and surface gravity) are given in Table 1 of Yüce & Adelman (2014) along with references to the optical region abundance analyses. Also shown are figure labels for additional stars.

Yüce, Adelman & Gulliver (2022) also compared the evolutionary paths of  $\delta$  Del (HR 7928) and 20 CVn (HR 5017). The atmosphere parameters ( $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$ ) were derived for  $\delta$  Del (7012 K, 3.40) and for 20 CVn (7294 K, 3.50) from their

Strömgren photometry with code of Moon (1985) and homogeneous mean uvby $\beta$  data of Hauck & Mermilliod (1998). The synthetic colours were taken from the grid computed for  $[M/H] = 0$  and microturbulent velocity  $\epsilon = 2.0 \text{ km s}^{-1}$  (Castelli & Kurucz 2003). Comparisons with the theoretical evolutionary tracks of Claret (2004) in the  $\log g$  and  $\log T_{\text{eff}}$  diagram led to the following conclusions:

- 1- Metallic line stars (Am) of our DAO series have masses between about 2 and  $3.0 M_{\odot}$  while the HgMn stars have values between 2.5 and  $5.0 M_{\odot}$ . Both HgMn and Am stars occur along the same evolutionary tracks for 2.5 to  $3 M_{\odot}$  stars. Most of the Am stars evolved from the coolest HgMn stars.
- 2- HR 6455 (A3 III,  $\log T_{\text{eff}} = 3.94$ ,  $\log g = 3.25$ ) is the hottest and most highly evolved Am star of the sample; its mass is about  $3 M_{\odot}$ . Its abundance pattern shows it is the most Rare Earth rich Am star (Yüce et al. 2011).
- 3- Adelman & Yüce (2010) determined the  $T_{\text{eff}}$  and  $\log g$  of  $\nu$  Cnc (A0 III) and of 11 Per (B8 IV) using the spectra taken from the Coude Echelle Spectrograph (CES) of the 1.50-m Russian-Turkish Telescope of the TÜBİTAK National Observatory (TUG) as (10250 K, 3.60) and (14054 K, 4.15), respectively. The stars exhibit Hg II  $\lambda 3984$  lines and somewhat diverse abundance patterns. The observed values obtained from both Adelman (1989) and Yüce & Adelman (2010) show  $\nu$  Cnc is located between the other HgMn stars and the hottest Am stars. Here 11 Per, which is close to the hottest HgMn stars and ZAMS, is the unevolved star of the sample while  $\nu$  Cnc is the most evolved stars studied.
- 4-  $\theta$  Aql B (B9.5 III) is near the boundary of the HgMn and Am stars. It has not begun to evolve away from the ZAMS in agreement with the abundance anomalies obtained from high resolution analyses of  $\theta$  Aql B and its being a weak metallic line (Am) star (Adelman, Yüce and Gulliver, 2015). Its abundance characteristics are like most of the hotter Am stars in Table 1 of Yüce & Adelman (2014) which are underabundant in Ca, nearly solar in Fe and Si, and overabundant in S, V, Ni, Zr, and Ba.
- 5- The effective temperature and surface gravity estimates indicate that the average component for  $\delta$  Del is evolved from the ZAMS, consistent with our HR Diagram result obtained from non-magnetic CP stars of the DAO series.  $\delta$  Del, 20 CVn, and  $\delta$  Sct are located on the coolest side of the DAO Am stars. The metallicity of prototype  $\delta$  Sct is greater than solar and its abundance pattern is like those of the Am-Fm type stars (Yushchenko et al. 2005).

A decade ago, to extend our techniques we searched for and found a telescope which could obtain even higher quality spectra. Since 2013 we have purchased time on the 1.5-m CTIO SMARTS telescope with the CHIRON echelle spectrograph in Chile. Its operation is coordinated by Todd Henry of Georgia State University. It employs queue observing and has a resolution of 80000 when using an image slicer. At an altitude of 7300 feet, the weather at CTIO is usually very good for observing. With the cooperation of its schedulers, we usually can obtain spectra on a range of nights. This is very important for observing some spectroscopic binary stars whose periods are less than two weeks. Seventy-three orders cover  $\lambda\lambda 4100\text{--}9000$ . To the red of  $H\alpha$  almost all stellar spectra are badly affected by telluric lines. The limiting time per exposure due to cosmic rays is 20 minutes. We co-add individual spectra, most often 7 to 12 per star. In a total of

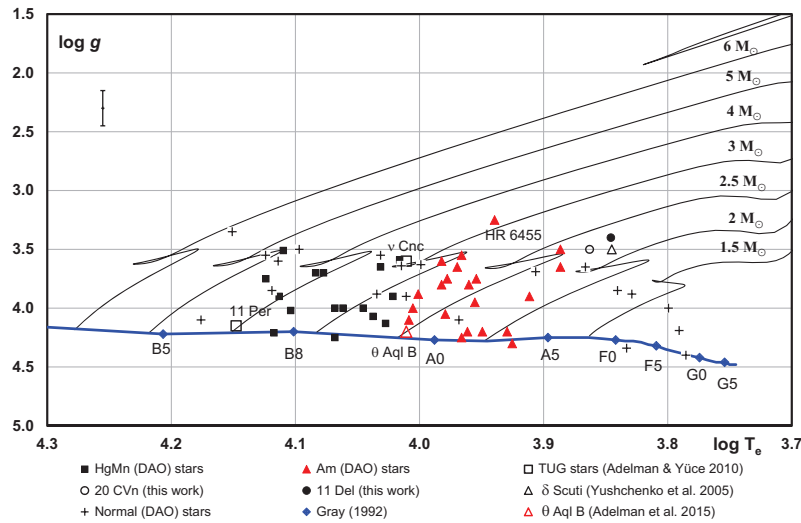


Figure 1: Locations of 11 Del and 20 CVn from this work, along with HgMn and Am stars and normal stars from the DAO series of spectral analyses,  $\delta$  Sct is from Yushchenko et al. (2005) on the theoretical evolutionary paths of Claret (2004). The solid line at the bottom represents the empirical Main Sequence stars of Gray (1992). (Figure taken from Yüce, Adelman & Gulliver 2022, reproduced with permission of the Turkish Journal of Astronomy and Astrophysics.)

four hours of exposing, we usually obtain at least  $S/N = 500$  for B, A, and early F stars as faint as  $V = 6.3$ . Usually, we take 4 to 12 spectra in succession of the same star. For the brightest stars we have obtained greater values of  $S/N$ . Our current program consists mostly of non-variable B4–F5 Main Sequence Band stars which can be analyzed using LTE physics. We have observed about 100 relatively sharp-lined stars in 11 years of observing which are South of Declination 30 degrees North. We plan NLTE analyses to extend our range of study to include O9 through middle F stars of all luminosity classes. We have some interests in various kinds of photometric variables, but such endeavors will likely be at first with collaborators who are more expert. At some point we will study B and A type magnetic stars and attempt to connect our normal star results with those of cooler stars.

We are interested in comparing the elemental abundances of stars of similar spectral types or of similar origins. For Yüce’s current PhD student we have obtained spectra for two spectrum binaries to improve their orbital elements and elemental abundances. Such studies requires obtaining 1 or more spectra in each tenth of the known period to confirm it and determine the current orbital phasing, to refine the orbital period and phase, and to improve our knowledge of its orbital radial velocities. Then we obtain sufficient spectra to get the elemental abundances at the two radial velocity extrema. Thus, studying such stars requires about three times the number of spectra for studies of single stars.

We have modified and improved the original Yale Observatory software for the image slicer mode of the CHIRON spectrograph. Now we can study its spectra for 12 blue orders from  $\lambda\lambda 4100\text{--}4500$  which were not previously reduced and

contain many important lines for spectral analyses. Further we improved the cosmic ray removal, applied a barycentric velocity correction, added the ability to coadd exposures, and made the wavelengths and intensities double precision while fitting a 2-dimensional polynomial wavelength calibration.

We are now using STELLAR, a spectrum synthesis program of Hill and Gulliver which was described by Hill, Gulliver, and Adelman (1994) where a precursor of the present version was used to analyze a high S/N coadded spectrum of Vega. It can fit the stellar spectrum using SYNSPEC and find  $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$ ,  $v \sin i$ , possibly the inclination, the microturbulence, the macroturbulence, the abundances, and any non-spherical configuration using Kurucz or TLUSTY atmospheres. We can input Kurucz, VALD, or other atomic line data and include Zeeman and hyperfine line splitting.

Another important project is NORMALIZE-ECHELLE-ORDERS (NEO): a spectrum processing software package being completed by Hill and Gulliver for coude and echelle spectra to coadd spectra. For a given star it will automatically remove the order response profile to normalize orders, then measure the radial velocity (RV) of each order via four possible methods including cross correlation and combine all 73 CHIRON orders into a single monolithic spectrum. It will reject RVs which are deemed discrepant and determine the best mean velocity. For example, there are orders contaminated by telluric lines and others in the IR that are affected by overlapping of nearby orders. Further, since the process is automatic, we will be able to process spectra in large batches.

As part of our analyses, we hope to identify unknown lines, improve the central wavelengths of many lines, and their gf values. We anticipate collaborating with both stellar and atomic spectroscopists in such endeavors. We plan a library of the spectra we obtained with identified spectral lines. Each will be published with the spectrum of each star shown as a series of pdf pages. These papers will illustrate the full power of these spectra.

**Acknowledgements.** We appreciate the help of our many colleagues in the fields of stellar abundance studies, stellar energy distributions, and atomic physics who have contributed to our large body of spectroscopic studies. Adelman acknowledges the influence of George W. Preston, III, Anne B. Underhill, Charles R. Cowley. We especially appreciate the generosity of Robert L. Kurucz in making ATLAS and its auxiliary programs and of Ivan Hubeny and Terry Lanz in making TLUSTY and its auxiliary programs available to us.

Adelman is grateful to his late wife Carol for participating in his research efforts. He acknowledges grants from NATO, NASA, NSF, and The Citadel Foundation and telescope time at Kitt Peak National Observatory. Gulliver acknowledges grants from the Natural Sciences and Engineering Council of Canada.

”This research has used data from the CTIO/SMARTS 1.5m telescope, which is operated as part of the SMARTS Consortium by RECONS ([www.recons.org](http://www.recons.org)) members T. Henry, H. James, W.-C. Jao, and L. Paredes. At the telescope, observations were carried out by R. Aviles and R. Hinojosa.”

Pintado is grateful to the CASLEO staff for their help after almost 30 years observing. She also wants to thank Zulema González de López-García for introducing her in the use of Kurucz programs.

**Referencias**

- Adelman, S. J. 1985, *PASP*, 97, 976
- Adelman, S. J. 1991, *MNRAS*, 252, 116
- Adelman, S. J., Adelman, A. S. & Pintado, O. I., 2003, *A&A*, 397, 267
- Adelman, S. J. & Adelman, C. J. 1988, *MNRAS* 235, 736
- Adelman, S. J., Bidelman, W. P. & Pyper, D. M. 1979, *ApJS*, 40, 371
- Adelman, S. J. Caliskan, H., Kocer, D., Cay, I. H. & Tektunali, H. G. 2000, *MNRAS*, 316, 514
- Adelman, S. J., Fisher, W. A. & Hill, G. 1987, *Publ. Dom. Astrophys. Obs.*, XVI, 203
- Adelman, S. J. & Gulliver, A. F. 1990, *ApJ*, 348, 712
- Adelman, S. J., Gulliver, A. F. & Grucella, L. 1917, *AN*, 338, 584
- Adelman, S. J., Gulliver, A. F., Kochukhov, O. P. & Ryabchikova, T. A. 2002, *ApJ*, 575, 449
- Adelman, S. J., Gulliver, A. F. & Loden, L.O., 2000, *A&A* 353, 335
- Adelman, S. J., Gulliver, A. F., Rayle & K. E. 2001, *A&A* 367, 597
- Adelman, S. J., Gulliver, A. F., Smalley, B., Pazder, J. S., Younger, P. F., Boyd, L. J., et al., 2007, *The Future of Photometric, Spectrophotometric, and Polarization Standardization*, ed. C. Sterken, *ASP Conference Series*, 364, 255
- Adelman, S. J., Hayes, D. S. & Philip, A. G. D. 1986, *PASP*, 98, 783
- Adelman, S. J. & Hill, G. 1987, *MNRAS*, 226, 581
- Adelman, S. J. & Lanz, T. A. 1988, *Elemental Abundance Analyses*, Institute of Astronomy, University of Lausanne
- Adelman, S. J. & Leckrone, D. S. 1986, *A&A* 162, 373
- Adelman, S. J., López-García, Z., Malaroda, S. M., Nuñez, N., & Grosso, M. 2005, *The A-Star Puzzle*, ed. J. Zverko et al., *IAUS224, AP4*,
- Adelman S. & Pintado, O, 2000, *A&A*, 354, 899
- Adelman, S. J., Pyper, D. M., López-García. Z. & Caliskan, H. 1995, *A&A* 296, 467
- Adelman, S. J., Pyper, D. M., Shore, S. N., White, R. E. & Warren, W. H. 1989, *A&AS* 81, 221
- Adelman, S. J. & Shore, S. N. 1981, *PASP* 93, 85
- Adelman S. J., & Yüce K., 2010, *AN*, 331, 785-793
- Adelman S. J., Yüce K., & Gulliver A. F., 2015, *PASP*, 127, 509-515
- Çay, I. H., Teker Yelkenci, A. & Adelman, S. J. 2016, *PASP*, 128, 054201
- Castelli F. & Kurucz R. L., 2003, in Piskunov N., Weiss W. W., Gray D. F., eds, *Proc. IAU Symp. 210, Modelling of Stellar Atmospheres*. *Astron. Soc. Pac.*, San Francisco, p. A20 (ATLAS9)
- Claret, A. 2004, *A&A*, 422, 665
- Cowley, C. R. & Adelman, S. J. 1975, *Ap. Let.* 16, 5
- Gray, R. O. 1992, *A&A*, 265, 704

- Gulliver, A. F., Adelman, S. J., Cowley, C. R. & Fletcher, J. M. 1991, *ApJ*, 380, 223
- Gulliver, A. F., Hill, G. & Adelman, S. J. 1994, *ApJ*, 429, L81
- Hartoog, M. R., Cowley, C. R. & Adelman, S. J. 1974, *ApJ*, 187, 551
- Hauck, B. & Mermilliod, M. 1998, *A&AS*, 129, 431
- Hill, G., Adelman, S. J. & Gulliver, A. F., 1996, *The Spectrophotometric Fitting Program, STELLAR in Model Atmospheres and Spectrum Synthesis*, ASP Conf. Ser., 108, p 184
- Hill, G., Gulliver, A. F. & Adelman, S. J. 1994, *ApJ*, 429, L81
- Hill, G., Gulliver, A. F. & Adelman, S. J. 2010, *ApJ*, 712, 250
- Hill, I. & Adelman, S. J. 1978, *ApJS*, 37, 265
- Hoffleit, D. 1982, *The Bright Star Catalogue*, 4th Edition (Yale University Observatory, New Haven, CT)
- Hoffleit, D., Saladyga, M. & Wlasuk, P. 1983, *A Supplement to the Bright Star Catalogue* (Yale University Observatory, New Haven, CT)
- Holweger, H., Gigas, D. & Steffen, M. 1986a, *A&A*, 155, 58
- Holweger, H., Steffen, M. & Gigas, D. 1986b, *A&A*, 163, 333
- Kocer, D., Bolcal, C., Inelman, E. & Adelman, S. J. 1987, *A&AS*, 70, 49
- Kochukhov, O., Adelman, S. J., Gulliver, A. F. & Piskunov, N. 2007, *Nature Physics*, 3, 536
- López-García, Z. & Adelman, S. J. 1993, *ASP Conf. Ser.*, 44, 149
- López-García, Z. & Adelman, S. J. 1994, *A&AS*, 107, 353
- López-García, Z. & Adelman, S. J. 1999, *A&AS*, 137, 227
- López-García, Z., Adelman, S. J. & Pintado, O. I. 2001, *A&A*, 367, 859
- Moon T. T., 1985, *Commun. Univ. London Obs.*, 78
- Peterson, D. M. 1969, *SAO Special Report 293* (Cambridge, MA: SAO)
- Pintado, O & Adelman, S., 2003, *A&A*, 406, 987
- Ryabchikova, T. A., Malanushenko, V. P. & Adelman, S. J. 1999, *A&A*, 351, 963
- Royer, F., Gebran, M, Monier, R, Adelman, S, Smalley, B., Pintado, O., Reiners, A. Hill, A. & Gulliver, A. 2014, *A&A*, 562, A84
- Smalley, B., Gulliver, A.F & Adelman, S. J. 2007, *The Future of Photometric, Spectrophotometric and Polarization Standardization*, ed. C. Sterken, *ASP Conference Series*, 364, 265
- Tokovinin, A. Fischer, D. A., Bonati, M., Giguere, M.J., Moore, P., Schwab, C. et al. 2013, *PASP*, 125, 1336
- Underhill, A. B. & Adelman, S, J. 1977, *ApJS*, 34, 309
- Yüce, K., Adelman, S. J., Gulliver, A. F., & Hill, G. 2011, *AN*, 332, 681
- Yüce, K., Adelman, S. J. 2014, *PASP*, 126, 345
- Yüce, K., Adelman, S. J., & Gulliver, A. G. 2022, *Turkish Journal of Astronomy and Astrophysics*, Vol. 3, Issue 3, p.88–92 (2022). DOI: 10.55064/tjaa.1098538
- Yushchenko, A.; Gopka, V.; Kim, Chulhee, Musaev, F. Kang, Y. W., Kovtyukh, V. & Soubiran, C. 2005, *MNRAS*, 359, 865



## GHOST: The Gemini High-Resolution Optical Spectrograph

S.J. Margheim

*Gemini Observatory/NSF's NOIRLab, Casilla 603, La Serena, Chile*

**Resumen.** El espectrógrafo óptico de alta resolución de Gemini (GHOST) es el caballo de batalla más reciente del Observatorio Gemini Sur y tuvo su comisionamiento en junio de 2022. GHOST ha tenido un ciclo de desarrollo interesante y complicado y es la realización de un deseo de larga data de poseer espectroscopia en el óptico de alta resolución en Gemini Sur. GHOST es capaz de obtener espectros en el óptico entre 360 nm y 950 nm con resoluciones de  $R = 50\,000$  o  $R = 75\,000$  en una única exposición. En el modo de resolución estándar, GHOST es capaz de observar simultáneamente dos objetos dentro del campo visual de Gemini. Se espera que GHOST sea el espectrógrafo más sensible de su tipo en telescopios de clase 8–10 m. Actualmente, está en desarrollando el *software* para la reducción completa de los datos producidos por GHOST. Se espera que GHOST esté disponible para la comunidad en 2023.

**Abstract.** The Gemini High-Resolution Optical Spectrograph (GHOST) is the newest workhorse, facility for Gemini South Observatory and underwent commissioning in June 2022. GHOST has had an interesting and complicated development cycle and is the realization of a long-standing desire for optical high-resolution capabilities at Gemini South. GHOST is capable of obtaining the optical spectrum between 360 nm and 950 nm at a resolution of  $R = 50,000$  or  $R = 75,000$  within a single exposure. At the standard resolution mode, GHOST is capable of simultaneous observation of two targets within the Gemini field-of-view. It is expected that GHOST will be the most sensitive spectrograph of its type on 8–10 m class telescopes. A full data-reduction pipeline is in development to reduce GHOST data products. GHOST is expected to be available to the community in 2023.

### 1. Introduction

GHOST is a fiber-fed echelle spectrograph at Gemini South Observatory. It consists of a Cassegrain unit mounted on the telescope, and the bench spectrograph located in the pier lab. The project has been under development at Gemini Observatory for  $\sim 10$  years. GHOST is a collaboration between Australian Astronomical Optics (AAO) at Macquarie University, Herzberg Astronomy and Astrophysics (HAA) at the National Research Council Canada, the Australian National University (ANU), and Gemini Observatory. The historical development and timeline of GHOST is discussed in Section 2. The design and

specifications of GHOST are provided in Section 3. A discussion of the GHOST data pipeline is in Section 4.

## 2. A Long Desired Capability

High-resolution optical spectroscopy has long been a desired capability by both the Gemini community and the astronomy community at-large. High-resolution spectrographs were part of the early instrumentation suite of nearly every 8–10 m class telescope; such as HIRES/Keck, UVES/VLT, and HDS/Subaru. Gemini was to be no exception, with plans for HROS, the High-Resolution Optical Spectrograph. However, unlike the other telescopes mentioned above, the final design for the Gemini telescopes contained no Nasmyth optical feed, requiring instruments to be Cassegrain-mounted. This complication eventually led to the rescope of HROS into the bench High-Resolution Optical Spectrograph (bHROS).

bHROS was commissioned at Gemini South in 2005, and made available to the community in 2006. As the name implied, bHROS was a bench spectrograph, located in the Gemini South pier lab, and fiber-fed from a cassette that could be inserted into GMOS-S. It was a prism crossed-dispersed echelle spectrograph, featuring a very high resolution of  $R \sim 100,000$  and low scattered light. As the spectrograph was designed around already-procured components for HROS, the simultaneous coverage of bHROS was quite low, covering 5–6 adjacent orders with  $\sim 4$  nm available in each order. This limited most applications of bHROS to the study of one to a few nearby spectral features. Fiber technology available at the time also limited the sensitivity of the instrument. These factors meant that bHROS was a niche instrument, incapable of providing the broad spectroscopic needs of the community.

As the desire for a highly-capable spectrograph continued, Gemini Observatory solicited white papers from the community to help define the science needs and technical requirements of a future instrument in 2010. These white papers produced several results. It demonstrated the scientific need and community desire for a highly-capable spectrograph with high-resolution, sensitivity, and large wavelength coverage. This led to the announcement of opportunity to provide conceptual design studies for such an instrument in April 2011. A second result of the white papers was the development of GRACES, Gemini Remote Access to CFHT ESPaDOnS Spectrograph. GRACES (Chene *et al.* 2014) provides spectroscopic capabilities to Gemini North via a 270 m fiber feed from GMOS-N (using the original bHROS fiber cassette) to the ESPaDOnS spectrograph at CFHT. Despite the light losses from a 270 m fiber, the instrument has proven quite competitive with similar existing spectrographs and has remained in good demand from the Gemini community.

Following the conceptual design studies, a down-select process selected the AAO-led design to move forward with a preliminary design leading to eventual delivery of a fiber-fed bench spectrograph to Gemini Observatory. At this point, the design centered on a four-arm spectrograph design, with the spectrographs provided by Kiwistar Optics in New Zealand. However, during contract negotiations, Kiwistar Optics declined to continue with the project. This led to a several year delay in the project, as new partnerships were found to move forwards, new

contracts needed to be created and approved by multiple governmental agencies, and additional design work was completed. Eventually, a new project was restarted, leading to GHOST.

The GHOST project was led by AAO, who are also responsible for the Cassegrain unit, the fiber, fiber-feed, and instrument electronics. ANU was responsible for the instrument software and the data pipeline. HAA was responsible for the bench spectrograph. Gemini Observatory provided project oversight and support. The project continued successfully through design and build phases, nearing completion in 2019, following successful lab integration and testing. On-sky commissioning and testing of the Cassegrain unit was successfully completed in 2018 and 2019, demonstrating the acquisition and guiding features of the instrument. Shipment of the bench spectrograph itself began in early 2020 with on-site integration and testing expected to begin shortly thereafter.

However, the global SARS-COV-2 pandemic shut the project down, as it did for most of the world. With travel and on-site work halted, the project was paused for over two years. In April 2022, the project resumed work, with the start of integration and testing of the instrument at Gemini South. The teams involved were successful in maintaining a success-oriented schedule leading to on-sky commissioning starting in June 2022. GHOST has nearly completed commissioning and will soon be available to the community as part of regular Gemini South operations.

### 3. GHOST Characteristics

GHOST is a two-arm spectrograph, utilizing a white-pupil design. The primary disperser is a R2 echelle grating and cross-dispersion is provided by a pair of Volume-Phase Holographic gratings. The design is optimized to reduce field curvature, ghosting, and the need for exotic glasses and coatings. A high-efficiency beam splitter is used to feed the blue and red arms of the spectrograph. A  $6k \times 6k$  EEV detector is used in the red arm, while a  $4k \times 4k$  EEV detector is used in the blue arm. The entire bench spectrograph is enclosed within a thermally stabilized structure in the pier lab of Gemini South, four floors beneath the dome floor. GHOST provides simultaneous wavelength coverage from  $\sim 363$  nm to  $\sim 950$  nm. GHOST has two resolution modes, a standard resolution mode of  $R \geq 50,000$  and a high-resolution mode of  $R \geq 75,000$ . GHOST is capable of observing up-to two simultaneous targets in the standard resolution mode, and a single target in the high-resolution mode. A simultaneous, on-instrument, ThXe calibration is provided for precision radial-velocity capabilities in the high-resolution mode. The GHOST format is fixed, as there is no adjustment of the wavelength coverage observed. The user may only select the binning used, and the choice of resolution mode.

GHOST is fiber-fed from the Cassegrain unit mounted on the Gemini Instrument Support Structure. The Cassegrain Unit primarily consists of two positioners that contain the Integral Field Units (IFUs) for the two resolution modes and their associated optics. Each IFU consists of a bundle of hexagonal fibers which are re-imaged to the fiber-feed to the bench spectrograph. The science fiber bundle is  $\sim 1.2$  arcsec across, which is well matched to the seeing profile at Gemini South, minimizing light losses due to seeing. Several guide fibers are positioned

around the science fibers to provide acquisition and guiding capabilities. Each IFU also has its own micro-ADC to provide atmospheric dispersion correction. The image-plane arrangement of the hexagonal fibers for each IFU is shown in Figure 1.

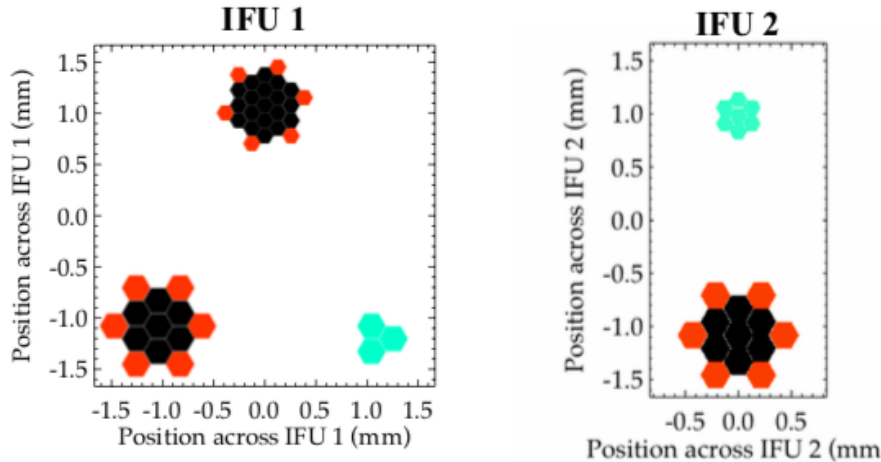


Figure 1: The image plane arrangement of the hexagonal fibers for each GHOST IFU.

At the entrance to the spectrograph, a slit unit aligns the incoming fibers into a pseudo-slit for each of the IFUs. A guide camera is used to image the guide fibers for acquisition and guiding. A slit camera is used to image the slit in the red and blue. This can be used to reconstruct an image of the target in the IFU, as well as provide the slit illumination pattern during the exposures. These slit images are used to provide optimized extraction of the data.

#### 4. The GHOST data reduction pipeline

A data pipeline will be available to process the raw data from GHOST. The GHOST data reduction software will be released to operate within the Gemini DRAGONS platform. DRAGONS, Data Reduction for Astronomy from Gemini Observatory North and South, is a python-based data reduction platform. It currently is capable of processing data from the imaging modes of the current suite of instrumentation, and will be expanded to include spectroscopy data processing as well in the future.

The GHOST data format is quite complex. The raw data is delivered as a MEF FITS file, which contains the exposures from the science detectors, as well as the slit viewing camera exposures. Each science detector uses four readout amps, which are each included as separate extensions in the FITS file. Additionally, multiple exposures can be include within a single GHOST FITS file, so the number of extensions can be quite large. The GHOST data pipeline will perform the standard CCD data processing including bias correction, flat fielding, etc. The pipeline will also apply a wavelength solution to the data, and perform a

optimal extraction based on the slit illumination exposures, such that noise is minimized.

As the GHOST format is fixed and is the same for each exposure, the data reduction process will be the same for all GHOST data, which allows for a high degree of fine-tuning. Once the pipeline is optimized, it should be capable of easily producing science-quality, reduced data products.

## 5. Commissioning and Availability

GHOST on-sky commissioning occurred over ten nights in late June 2022. While the run was severely impacted by winter weather, the team was able to successfully demonstrate the technical and scientific capabilities of the instrument. Results from first light and commissioning are available from McConnachie *et al.* (2022). Additional on-sky time was used in September 2022 to further test instrument and observatory control system software and provide additional on-sky data to further characterize the performance of the instrument. The team is currently working on using the data obtained to prepare the data reduction pipeline for final release and provide sensitivity and other data to the community for preparation of GHOST science proposals. It is expected that the instrument will become available to the community in 2023.

## Referencias

- Chene, A-N, Padzer, J, Barrick, G., et al. 2014. Proceedings of the SPIE, Volume 9151, id. 915147.
- McConnachie, A., et al. 2022. Proceedings of the SPIE, Volume 12184, id. 121841E

## **Differential spectroscopy and its impact on exoplanets, stellar astrophysics and Galactic archaeology**

J. Meléndez

*Departamento de Astronomia, IAG, Universidade de São Paulo, Brazil*

**Resumen.** Describimos el método diferencial línea a línea aplicado a estrellas gemelas estelares, en las cuales es posible alcanzar una precisión de 0.01 dex en abundancias químicas y una alta precisión en parámetros estelares (temperatura efectiva,  $\log g$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}]$ ), lo que implica en masas y edades estelares precisas. Mostramos diferentes aplicaciones sobre exoplanetas, astrofísica estelar y arqueología Galáctica.

**Abstract.** We describe the line-by-line differential method applied to stellar twins, in which stars is possible to achieve a precision of 0.01 dex in chemical abundances and a high precision in stellar parameters (effective temperature,  $\log g$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}]$ ), therefore, allowing also to derive precise stellar masses and ages. We show different applications on exoplanets, stellar astrophysics and Galactic archaeology.

### **1. Introduction**

Almost one century ago, Cecilia Helena Payne determined for the first time the chemical composition of stars (Payne 1925). With the precision achieved at that time, the stars seem to have a universal composition, mostly hydrogen and helium and a bit of heavier elements. For a long time we have wondered whether the Sun is special or not, especially regarding its chemical composition (Gustafsson 1998, 2008). The discovery of an increasing number of solar twins (Porto de Mello & da Silva 1997; King *et al.* 2005; Meléndez *et al.* 2006; Meléndez & Ramírez 2007, and further works), allowed a comparison of the Sun to solar twins, rather than just solar-type stars. The improved abundance precision of a strictly differential analysis between the solar twins and the Sun, enabled to assess with unprecedented precision whether the Sun has a peculiar composition (Meléndez *et al.* 2009; Ramírez *et al.* 2009).

The method of high precision chemical abundances and some applications were reviewed by Nissen & Gustafsson (2018). Here we discuss the line-by-line method and applications on exoplanets, stellar astrophysics and Galactic archaeology.

### **2. The line-by-line differential technique**

#### **2.1. Quality of the spectra**

The quality of the spectra depends on the stellar parameters of the sample stars. Cool stars have more blends, so a high spectral resolution is important. The metallicity can also be an issue, as in metal-poor stars some lines could be

too weak for a precise measurement. On the good side, the spectral lines in a metal-deficient star are cleaner due to the reduced blending, so that a very high spectral resolution may not be required. Overall, the spectra should have high S/N ( $> 200$ – $400$ ) and high resolving power (if possible,  $R > 60,000$ ), in order to reduce the measurement errors of the equivalent widths (EW).

Ideally, the comparison (reference) star for the differential analysis should be observed with the same instrumentation. For the Sun, good comparison spectra can be obtained through the reflected light of asteroids. The advantage of observing asteroids instead of the Moon, is that the asteroid is close to a point source, and therefore the observation and data reduction is similar to the sample stars.

## 2.2. Selection of lines

A careful selection of lines is important, as most lines have some amount of blending. A good compromise is important: a long list may include an important fraction of lines with significant blending, but a short list yields a lower precision. Lines close to telluric features may be problematic, but they could be used if a telluric correction is performed, or if the stellar line of interest is unaffected due to the Doppler shift of the star or the Earth’s barycentric motion.

The list of iron lines selected for spectroscopic equilibrium deserves a special care, as the solutions are degenerate due to the interdependence between  $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$  and microturbulence velocity, and to a minor extent even with the metal content. Ideally, we should cover a broad range of excitation potentials, and at a given excitation potential include both weak and moderate intensity lines. Besides, the number of lines at a given excitation potential should not be too large (let’s say, 1 line in the 0 to 1 eV region, but 100 lines in the 2 to 3 eV region), to avoid biases in the solutions. This is hard to achieve, as the low excitation Fe I lines are low in number, but we should aim for the best balance.

We should check the abundances obtained from the spectroscopic equilibrium, as a function of excitation potential ( $\chi_{\text{exc}}$ ), reduced equivalent width (EW/ $\lambda$ ) and wavelength ( $\lambda$ ), to verify potential problems. For example, in some cases the number of Fe II lines below and above the average abundance of Fe I could be very discrepant. Two examples are shown in Figure 1: in the top panel we can see in the plotting window six Fe II lines above the average of FeI, but only two lines below, suggesting that there is at least one Fe II outlier with a very low Fe abundance. The outlier(s) should be checked and the new results should be reinspected. In the bottom panel the opposite example is shown.

## 2.3. The line-by-line approach

Most works that give abundance ratios relative to the Sun, like  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , determine the abundances separately for the star of interest and the Sun (or adopt solar abundances from the literature), and give for the element  $X$ ,

$$[\text{X}/\text{H}] = A_{X(\text{average})}^{\text{star}} - A_{X(\text{average})}^{\odot} \quad (1)$$

In a strictly line-by-line differential approach, the abundance of each line in the sample star is compared to the same line in the reference star. According to

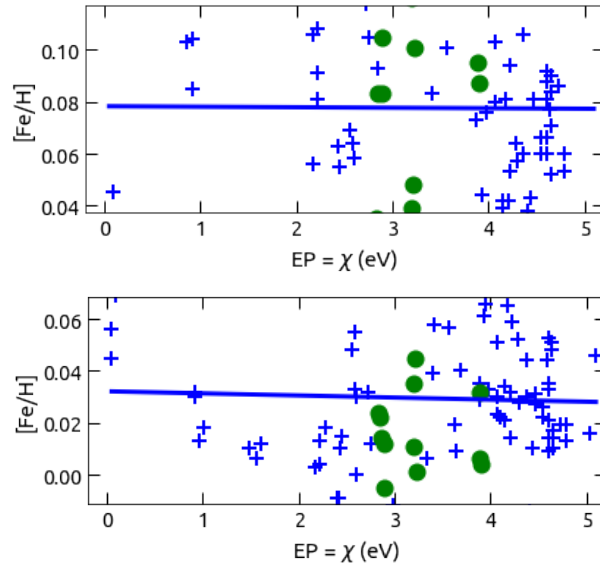


Figure 1: *Top*: Example of an automatic line-by-line differential spectroscopic balance of Fe I lines (blue) and Fe II lines (green) of a solar-type star relative to the Sun, performed with the code q2 (Ramirez *et al.* 2015). Although excitation and ionization equilibrium has been achieved, there seems to be at least one large outlier in Fe II (not shown in the plotting window), as the number of Fe II lines above the average of Fe I is significantly greater than below the average. *Bottom*: The same as above for another solar-type star relative to the Sun, but now the problem is the opposite, with significantly more Fe II lines below the average of the Fe I lines.

Gray (2005), for a weak line  $i$  the reduced equivalent width can be expressed as:

$$\log(\text{EW}_i/\lambda_i) = B + A_{X,i} + \log(gf)_i + \log \lambda_i - \theta \chi_{\text{exc},i} - \log \kappa_{\text{cont},i}, \quad (2)$$

where  $B$  is constant for a given ion and a given star,  $A$  is the abundance in log scale,  $gf$  is the  $gf$ -value,  $\theta = 5040 / T_{\text{eff}}$  and  $\kappa_{\text{cont}}$  is the continuum opacity. If we obtain the differential abundance  $\delta A_{X,i}$  ( $= A_{X,i}^1 - A_{X,i}^2$ ) of the line  $i$  between stars 1 and 2, it will cancel out the wavelength and  $gf$ -values, eliminating thus the uncertainties in the transition probabilities:

$$\log(\text{EW}_i^1/\text{EW}_i^2) = \delta A_{X,i} + (B^1 - B^2) - (\theta^1 - \theta^2) \chi_{\text{exc},i} - \log(\kappa_{\text{cont}}^1/\kappa_{\text{cont}}^2). \quad (3)$$

This also reduces model atmosphere errors, as a given line has a similar atmospheric dependence in the sample and reference stars. Ideally, if the stars are similar (“twins”), it would result in a very weak dependence on the adopted model atmospheres. In the most extreme case of two stars with identical atmospheric parameters, the  $B$ ,  $\theta$  and  $\kappa_{\text{cont}}$  terms will also cancel out:

$$\delta A_{X,i} \sim \log(\text{EW}_i^1/\text{EW}_i^2). \quad (4)$$

This shows that very precise line-by-line differential EW measurements of the sample and reference stars, ideally stellar twins, can yield very precise differential abundances. This is why we have to be extremely careful when performing the measurements, as discussed by Bedell *et al.* (2014) and in more detail below.



#### 2.4. The differential measurements

Some facilities provide extracted spectra, but in other cases a manual data reduction must be performed. Even if the pipeline provides continuum normalized spectra, we must verify the continuum before measuring the EW. Some instruments like HARPS/ESO provide a very stable continuum and are easier to normalize, while in other cases (e.g., HIRES/Keck) the continuum normalization is challenging for high precision abundances. A similar normalization should be performed for the sample and reference stars, employing similar polynomial.

One way to check whether the differential continuum normalization is adequate, is to divide the sample star by the reference star. The result should be flat around 1.00 in pseudo-continuum regions. If important oscillations in the continuum are present rather than a flat result, the normalization should be revised. In any case, small offsets in the continuum that may be present could be taken into account when performing the differential measurements.

Ideally, the line should be clean (unblended) and with a well-defined continuum region. In practice, most lines are somewhat blended and it is hard to identify true continuum regions. Line-by-line differential measurements alleviate the above problems, as the EW of a given line is obtained with the same criteria for the sample and reference stars.

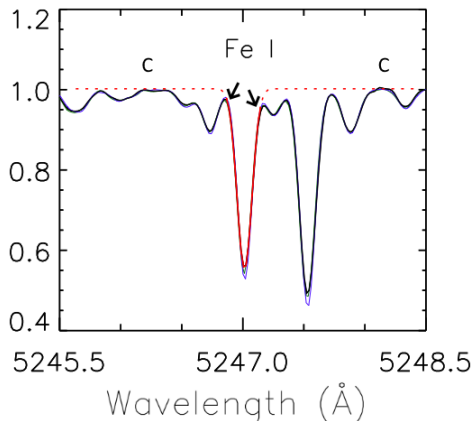


Figure 2: Example of the measurement of a Fe I line in a solar spectrum obtained from the reflected light of the asteroid Vesta (black line). The Gaussian fit to the data is shown by the solid red line (the wavelength interval used in the fit is limited by the arrows) and the extrapolated line to the local continuum (obtained from the regions around the “C” points) is shown by a red dotted line. Another two solar spectra are overplotted, a spectrum from the Iris asteroid in blue and a second spectrum from Vesta in green. Adapted from Bedell *et al.* (2014), with permission of the AAS.

It is important to overplot the spectrum of the reference star on the sample star, to assess how the measurement will be made. An example is shown in Figure 2, where three different solar spectra are plotted, helping to better select the continuum and the wavelength interval used for the Gaussian fit. As most lines have blended wings, the points used for the fit are usually somewhat below the continuum. Although not all points on the line profile are used for the fit, the whole resulting EW from the Gaussian fit will be adopted. Also, notice that

the continuum is the baseline of the Gaussian, so that the fit not only employs part of the line profile, but also the continuum determination.

Figure 3 shows how important it is to choose the continuum using a large enough window. If only a small region near the line of interest is selected, then the pseudo-continuum may be too low, as shown by the horizontal dotted green line. Using a wider window, let's say something between 4 to 6 Å (we suggest a window of 6 Å, for example  $\pm 3$  Å from the central wavelength) is important to better define the continuum, shown by the dashed red line. As discussed above, the wavelength region used for the Gaussian fit of the line profile is somewhat below the continuum, to avoid the influence of blends near the wings.

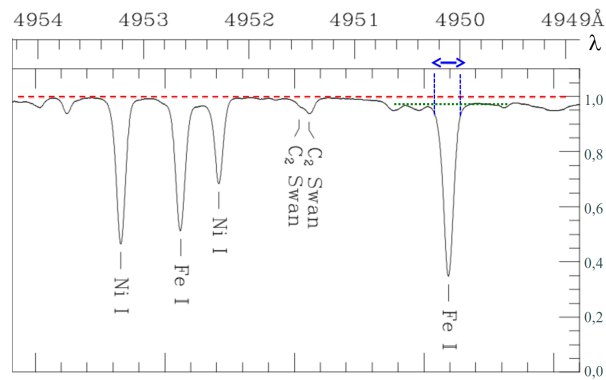


Figure 3: Example showing that the window used to select the continuum should not be too narrow. The dotted green line represents the continuum estimated if a region of only about 1 Å is used for the Fe I line at 4950.1 Å. Employing a larger window (5 Å) we can see that the continuum is actually higher, as shown by the dashed red line. For the EW measurement, a Gaussian can be fitted using the points inside the vertical blue lines, to avoid the influence of nearby blends. Adapted from the Wallace *et al.* (2011) solar atlas.

Measuring EWs is not trivial. Spectral lines have shapes close to a Voigt function (the convolution of Gaussian and Lorentzian profiles), so ideally Voigt profiles should be used. In practice, for most lines it is better to use Gaussians, because weak and moderate-intensity lines may have Lorentzian wings badly polluted by small blends. Thus, an accurate Voigt profile may yield less precise EWs.

Regarding deblending, it may not always be the best option. For the Fe I line shown in Figure 2, it seems safe to deblend (although it is not strictly needed), as the nearby features are well defined, but for the Fe I line at 4950.1 Å in Figure 3, it may not be a good idea to deblend, as the nearby blends are not well defined, so that deblending may yield higher errors than simply restricting the fit of the line profile to the region between the vertical blue lines. Notice that the solar spectrum shown in Figure 3 has  $R = 432,000$ . For stellar spectra with  $R = 60,000$  or even  $R = 100,000$ , it will be harder to disentangle the small blends on the wings of the 4950.1 Å Fe I line. Deblending with IRAF (or fitting the profile with multiple Gaussians through automatic EW codes) may seem nicer to the eye, because the whole region is reproduced by the fit, but this could come at the cost of higher EW uncertainties.

Weak lines with a continuum that is not flat but has some slope due to the Lorentzian wing of a strong line, could be fitted either with a local inclined pseudo-continuum (as shown in Figure 4), or fitting simultaneously the weak line with a Gaussian profile and the strong line with a Voigt profile, so that the Lorentzian wing of the strong line reproduces the inclined continuum. Both approaches should give similar results.

Whatever criteria are adopted for setting the continuum and the part of the line profile that will be used for the fit, we recommend to always try to use the same criteria for a given line, for both the sample and reference stars.

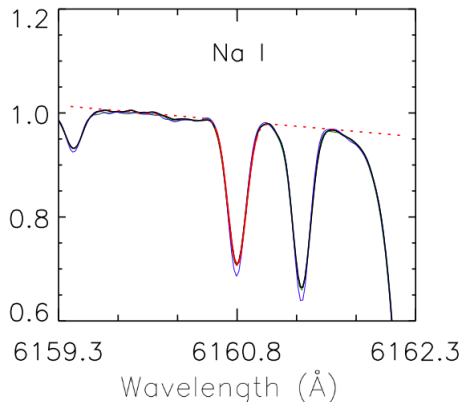


Figure 4: Similar to Figure 2 but for a weak line with an inclined continuum due to the wing of a strong line. The measurement could be performed adopting an inclined pseudo-continuum, or fitting both weak lines with Gaussians and the strong line with a Voigt profile. Adapted from Bedell *et al.* (2014), with permission of the AAS.

Finally, a comment on the abundance precision that could be achieved by the technique. This has been assessed by Bedell *et al.* (2014), who studied solar spectra through different asteroids and achieved a precision of  $\sim 0.006$  dex. Another test was performed by Kiselman *et al.* (2011), who took spectra at different solar latitudes and found abundances differences below 0.003 dex. These tests suggest that a precision of about 0.01 dex among similar stars is feasible. Saffe *et al.* (2018) have proposed a further improvement to the method: the use of non-solar-scaled opacities in the model atmospheres, something that could be relevant if there are large abundance contrasts among the sample stars.

### 3. Some applications on the planet - star connection, stellar astrophysics and Galactic chemical evolution

Snedden (2005) compared the abundance ratios of globular cluster stars among different authors and suggested an internal precision of  $\sim 0.06$  but concluded that “accuracy to better than  $\sim 0.1$  dex in abundance ratios is difficult to achieve at present”. Using the line-by-line differential technique, an internal precision as low as 0.01 to 0.03 dex is possible in stellar twins of a given globular cluster. An important result of such works is that at high precision most elements show abundance variations in globular clusters (Yong *et al.* 2013; Lardo *et al.*

2022; McKenzie *et al.* 2022, Monty *et al.* 2022). A similar high precision has been achieved with the line-by-line technique in field metal-poor stars by Nissen & Schuster (2010), allowing a clear distinction between two distinct halo populations.

For solar type stars, there are also important discrepancies in chemical abundances among different authors, as shown by Hinkel & Kane (2013) for alpha Cen A and B. They found that the “average of the absolute difference, or  $|B_{\text{abunds}} - A_{\text{abunds}}|$ , is 0.05 dex with a formal  $1\sigma$  uncertainty of 0.05 dex”, hampering our ability to discern possible small abundance anomalies. On the other hand, a careful line-by-line differential analysis of the same stars, found significantly lower errors, with a typical precision of 0.02 to 0.03 dex (Morel 2018), which is impressive considering that the stars have a difference of  $\Delta T_{\text{eff}} = 640$  K.

The first test at high precision (0.01–0.02 dex) of possible abundance anomalies in the chemical composition of the Sun and solar twins, was performed by Meléndez *et al.* (2009) and Ramirez *et al.* (2009), with further studies by Nissen (2015) and Bedell *et al.* (2018). Compared to solar twins, the Sun seems somewhat deficient in dust-forming elements, perhaps due to the formation of rocky material in the Solar System (Meléndez *et al.* 2009). On the other hand, an increase in refractory elements could be caused by the ingestion of planets.

Binaries composed of similar stars are excellent laboratories to test abundance anomalies (Gratton *et al.* 2001; Desidera *et al.* 2004, 2006). The binary studied in more detail at high precision is the pair of solar twins 16 Cyg A/B. Laws & Gonzalez (2001) performed the first line-by-line analysis, finding that the A component has a higher iron abundance than the B component. The analysis of 25 chemical elements by Ramirez *et al.* (2011), showed that not only iron, but most elements are enhanced in the A component. In contrast, Schuler *et al.* (2011) found no significant differences between both components. Further works have confirmed the existence of somewhat higher abundances in the A component and a trend with condensation temperature  $T_{\text{cond}}$  (Tucci-Maia *et al.* 2014, 2019; Nissen *et al.* 2017; Ryabchikova *et al.* 2022). As seen in Figure 5, the difference between volatile (low  $T_{\text{cond}}$ ) and refractory (high  $T_{\text{cond}}$ ) is very small, only  $\sim 0.02$  dex, but can be detected with high precision abundances.

Besides 16 Cyg, sizeable abundance differences were found in the twin binaries XO-2 (Biazzo *et al.* 2015; Ramirez *et al.* 2015), WASP 94 (Teske *et al.* 2016A), HD 133131 (Teske *et al.* 2016B),  $\zeta$  Ret (Saffe *et al.* 2016; Adibekyan *et al.* 2016), HAT-P-4 (Saffe *et al.* 2017), HD 240430 and HD 240429 (Oh *et al.* 2018), HIP 34407/HIP 3442 (Ramirez *et al.* 2019; Nagar *et al.* 2020), HD 111448 (Liu *et al.* 2021), HD 106515 (Liu *et al.* 2021; but at lower precision the pair seems similar, Saffe *et al.* 2019), HD 108574/5 (Liu *et al.* 2021), HD 146368 (Liu *et al.* 2021), HD 92692 (Liu *et al.* 2021), HIP 71726/HIP 71737 (Yana Galarza *et al.* 2021A) and WASP 160 (Jofré *et al.* 2021). As discussed in Liu *et al.* (2021), the abundance anomalies may be related to trends with  $T_{\text{cond}}$  or atomic diffusion. Recently, Spina *et al.* (2021) used a sample of over 100 binaries, to show that about a quarter of solar-type stars may have engulfed planets.

Stellar activity can affect the determination of spectroscopic stellar parameters in young stars. This has been shown for the young solar twin HIP 36515, through a line-by-line analysis of this star at different activity phases (Yana Galarza *et*

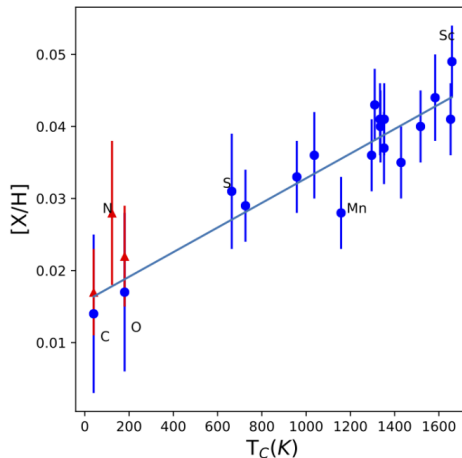


Figure 5: Abundance differences ( $A - B$ ) vs.  $T_{\text{cond}}$ , between the components A and B of the solar twin binary 16 Cyg. The results are based on HDS/Subaru spectra with  $S/N \sim 750$  and  $R \sim 160,000$ . From Tucci Maia *et al.* (2019).

*al.* 2019). These effects have been studied in more detail for a large sample of stars by Spina *et al.* (2020).

Precise stellar parameters, together with precise *Gaia* parallaxes, are crucial to obtain precise isochronal masses and ages, to study stellar and Galactic evolution. High  $S/N$  spectra allowed to measure precise lithium abundances in solar twins and show the depletion of Li with age (Monroe *et al.* 2013). Intriguingly, the Sun is the star with the lowest Li abundance when compared to solar twins of solar age ( $4.6 \pm 0.5$  Gyr; Carlos *et al.* 2019). Other elements analyzed in solar twins also show an important dependence with stellar age. One potential “chemical clock” is  $[Y/Mg]$  (Nissen 2015; Tucci Maia *et al.* 2016; Spina *et al.* 2018A). Measurements of chromospheric activity (Lorenzo-Oliveira *et al.* 2018) and rotation (Lorenzo-Oliveira *et al.* 2019, 2020) in solar twins, demonstrate that these indicators also show a smooth decline with age, even well beyond solar age.

Thanks to the high precision (0.01 dex) achieved, different chemical signatures have been unveiled in solar twins. For example, in 18 Sco three patterns clearly distinct from the Sun’s have been unveiled (Meléndez *et al.* 2014): a trend with  $T_{\text{cond}}$ , and the excess abundances can be well-matched by the s-process ejecta of a  $3 M_{\odot}$  AGB star and the r-process pattern. Recently, it has been found for the first time in a solar twin (HIP 11915), an odd-even pattern that is distinct from the Sun’s (Yana Galarza *et al.* 2021B). The excess abundances are well-reproduced by a core-collapse supernova of  $13 M_{\odot}$  and subsolar metallicity. Also, strong evidence of pollution by a former AGB companion (now a white dwarf) have been found in solar analogs (Schirbel *et al.* 2015; Gratton *et al.* 2021).

According to Bovy (2016) and Ness *et al.* (2018), open clusters are homogeneous within  $\sim 0.03$  dex. Liu *et al.* (2016A) applied the line-by-line technique to 16 solar-type stars in the Hyades open cluster, showing that it is chemically inhomogeneous at the 0.02 dex level. Liu *et al.* (2016B) analyzed two solar

twins in the open cluster M67, finding distinct abundances, with a difference in iron of 0.056 dex. A larger study of turnoff and subgiant stars in M67, showed chemical inhomogeneities, perhaps due to atomic diffusion (Liu *et al.* 2019). Finally, five stellar twins were analyzed in the Pleiades by Spina *et al.* (2018B), revealing abundance anomalies that could be explained by planet engulfment events.

#### 4. Conclusions

Early works on line-by-line differential spectroscopy already showed its potential for high precision astrophysics (Gratton *et al.* 2001; Laws & Gonzalez 2001). Although initially the technique was not much explored, the landmark result of potential planet signatures on the chemical composition of the Sun (Melendez *et al.* 2009) sparked a lot of attention, and by now many papers have been published, showing different astrophysical applications of the technique.

**Agradecimientos.** Agradezco a mis alumnos y colaboradores que ayudaron a desarrollar y a aplicar la técnica, y a los contribuyentes brasileños, por el apoyo a través de las entidades FAPESP y CNPq.

#### Referencias

- Adibekyan, V. *et al.* 2016, *A&A*, 591, A34  
 Bedell, M. *et al.* 2014, *ApJ*, 795, 23  
 Bedell, M. *et al.* 2018, *ApJ*, 865, 68  
 Biazzo, K. 2015, *A&A*, 583, A135  
 Bovy, J. 2016, *ApJ*, 817, 49  
 Carlos, M. *et al.* 2019, *MNRAS*, 485, 4052  
 Desidera, S. *et al.* 2004, *A&A*, 420, 683  
 Desidera, S. *et al.* 2006, *A&A*, 454, 581  
 Gratton, R. G. *et al.* 2001, *A&A*, 377, 123  
 Gratton, R. *et al.* 2021, *A&A*, 646, A61  
 Hinkel, N. R. & Kane, S. R. 2013, *MNRAS*, 432, L36  
 Jofré E. *et al.* 2021, *AJ*, 162, 291  
 King, J. R. *et al.* 2005, *AJ*, 130, 2318  
 Kiselman, D. *et al.* 2011, *A&A*, 535, A14  
 Lardo, C. *et al.* 2022, *A&A*, in press, arXiv:2210.13369  
 Laws, C. & Gonzalez, G. 2001, *ApJ*, 553, 405  
 Liu, F. *et al.* 2016A, *MNRAS*, 457, 3934  
 Liu, F. *et al.* 2016B, *MNRAS*, 463, 696  
 Liu, F. *et al.* 2019, *A&A*, 627, A117  
 Liu, F. *et al.* 2021, *MNRAS*, 508, 1227  
 Lorenzo-Oliveira, D. *et al.* 2018, *A&A*, 619, A73  
 Lorenzo-Oliveira, D. *et al.* 2019, *MNRAS*, 485, L68  
 Lorenzo-Oliveira, D. *et al.* 2020, *MNRAS*, 495, L61  
 McKenzie, M. *et al.* 2022, *MNRAS*, 516.3, 515  
 Meléndez, J. *et al.* 2006*ApJ*, 641, L133

- Meléndez, J. & Ramírez, I. 2007, *ApJ*, 669, L89
- Meléndez, J. et al. 2009, *ApJ*, 704, L66
- Meléndez, J. et al. 2014, *ApJ*, 791, 14
- Monroe, T. R. et al. 2013, *ApJ*, 774, L32
- Monty, S. et al. 2022, *MNRAS*, in press, arXiv:2210.15061
- Morel, T. 2018, *A&A*, 615, A172
- Nagar, T. et al. 2020, *ApJ*, 888, L9
- Ness, M. et al. 2018, *ApJ*, 853, 198
- Nissen, P. E. & Gustafsson, B. 2018, *A&ARv*, 26, 6
- Nissen, P. & Schuster, W. 2010, *A&A*, 511, L10
- Nissen, P. E. 2015, *A&A*, 579, A52
- Nissen, P. E. 2017, *A&A*, 608, A112
- Oh, S. et al. 2018, *ApJ*, 854, 138
- Payne, Cecilia H. 1925, PhD thesis, “Stellar Atmospheres; a Contribution to the Observational Study of High Temperature in the Reversing Layers of Stars’ ”.
- Porto de Mello, G. F. & da Silva, L. 1997, *ApJ*, 482, L89
- Ramírez, I. et al. 2011, *ApJ*, 740, 76
- Ramírez, I. et al. 2015, *ApJ*, 808, 13
- Ramírez, I. et al. 2019, *MNRAS*, 490, 2448
- Ryabchikova, T. et al. 2022, *MNRAS*, 514, 4958
- Saffe, C. et al. 2016, *A&A*, 588, A81
- Saffe, C. et al. 2017, *A&A*, 604, L4
- Saffe, C. et al. 2018, *A&A*, 620, A54
- Saffe, C. et al. 2019, *A&A*, 625, A39
- Schirbel, L. et al. 2015, *A&A*, 584, A116
- Schuler, S. C. et al. 2011, *ApJ*, 737, L32
- Snedden, C. 2005, *IAU Symp.*, 228, 337
- Spina, L. et al. 2018A, *MNRAS*, 474, 2580
- Spina, L. et al. 2018B, *ApJ*, 863, 179
- Spina, L. et al. 2020, *ApJ*, 895, 52
- Spina, L. et al. 2021, *Nature Astronomy*, 5, 1163
- Teske, J. K. et al. 2016A, *ApJ*, 819, 19
- Teske, J. K. et al. 2016B, *AJ*, 152, 167
- Tucci Maia, M. et al. 2014, *ApJ*, 790, L25
- Tucci Maia, M. et al. 2016, *A&A*, 590, A32
- Tucci Maia, M. et al. 2019, *A&A*, 628, A126
- Wallace, L. et al. 2011, *A Solar Flux Atlas for the Visible & Near Infrared*, NSO
- Yana Galarza, J. et al. 2021A, *ApJ*, 922, 129
- Yana Galarza, J. et al. 2021B, *MNRAS*, 502, L104
- Yong, D. et al. 2013, *MNRAS*, 434, 3542

## Astrometría *Gaia* para el estudio de variables en cúmulos globulares

I.H. Bustos Fierro<sup>1</sup>, J.H. Calderón<sup>1</sup>, A. Arellano Ferro<sup>2</sup>

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

(2) *Instituto de Astronomía, UNAM, México*

**Resumen.** La separación de las estrellas miembro de un cúmulo de las estrellas de campo es un problema de larga data en Astronomía que ha tenido múltiples enfoques. En este informe presentamos un método que desarrollamos para identificar posibles miembros de cúmulos globulares utilizando datos astrométricos de la misión *Gaia*, inicialmente *Gaia* DR2. El método consta de dos etapas: la primera basada en un algoritmo de agrupamiento (*clustering*) y la segunda basada en el análisis de la distribución espacial proyectada de estrellas con diferentes movimientos propios. Comprobamos la razonabilidad de los resultados y realizamos una estimación de la completitud y del grado de contaminación de los miembros extraídos. Se muestra como el método fue empleado en estudios de algunos cúmulos globulares y sus estrellas variables, y algunos hallazgos que surgieron durante los mismos.

**Abstract.** The separation of the member stars of a cluster from the field stars is a long-standing problem in astronomy that has had multiple approaches. In this report we present a method that we developed to identify possible members of globular clusters using astrometric data from the *Gaia* mission, initially *Gaia* DR2. The method consists of two stages: the first one based on a clustering algorithm and the second one based on the analysis of the projected spatial distribution of stars with different proper motions. We asses the reasonableness of the results and we estimate the completeness and degree of contamination of the extracted members. It is shown how the method was used in studies of some globular clusters and their variable stars, and some findings that emerged during them.

### 1. Introducción

Este informe tiene la intención de comunicar las motivaciones y algunos resultados del estudio de estrellas variables en cúmulos globulares llevado a cabo empleando datos astrométricos provistos por la misión *Gaia* de la ESA (*Gaia* Collaboration *et al.* 2016). Varios años antes habíamos trabajado en la determinación de pertenencias de estrellas a cúmulos abiertos empleando métodos que hacen uso de datos astrométricos: posiciones y movimientos propios. La hipótesis fundamental es que las estrellas de un cúmulo, además de compartir su origen y posición aproximada, o sea que ocupan un pequeño volumen en el espacio, tam-



bién comparten su cinemática: todas tienen prácticamente la misma velocidad.

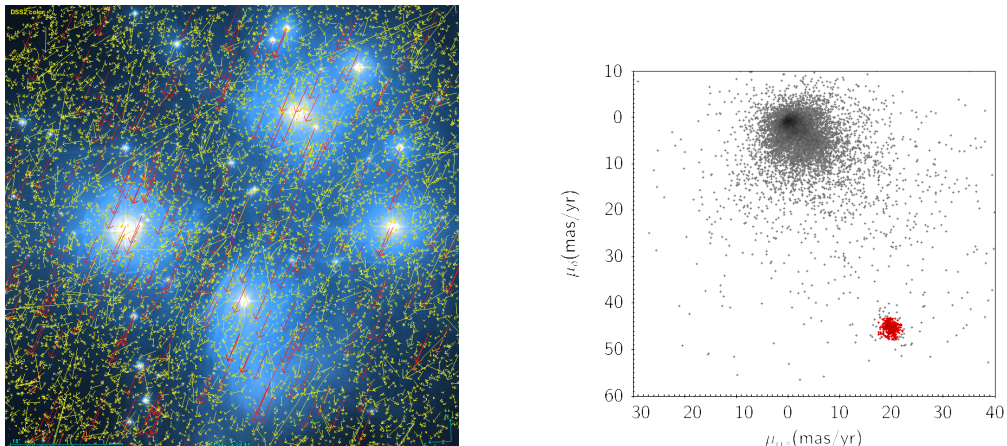


Figura 1: *Izquierda*: Vectores movimiento propio en la región de M45, en rojo se destacan los que son similares entre sí. *Derecha*: VPD de los mismos movimientos propios, los puntos rojos corresponden a los vectores rojos.

En la Figura 1 (izquierda) se muestra la imagen de un campo de casi  $1^\circ$  de lado en el centro de las Pléyades (M45), donde se han superpuesto los vectores movimiento propio (MP en adelante). Se han resaltado en color rojo los MP similares, los que corresponderían a estrellas del cúmulo, mientras que en amarillo se muestran MP muy diferentes entre sí, los que corresponderían a estrellas de campo. Los vectores superpuestos en el campo se ven muy bien y son ilustrativos, pero para hacer el tratamiento de estos MP recurrimos a un diagrama de puntos, el *Vector Point Diagram* o VPD, donde cada MP se representa con un punto cuyas coordenadas son las componentes del mismo en ascensión recta y declinación. La Figura 1 (derecha) muestra el VPD del campo anterior.

El método originalmente propuesto por Vasilevskis *et al.* (1958) y luego mejorado por Sanders (1971) para separar los miembros del cúmulo de las estrellas de campo consiste en suponer que los MP de las estrellas del cúmulo tienen una distribución gaussiana bidimensional con ancho dado por los errores de medición, en tanto que los MP de las estrellas de campo tienen una distribución gaussiana elíptica determinada por la dinámica de la Galaxia. Se trata de un método paramétrico, ya que las dos distribuciones tienen formas conocidas y sólo hay que ajustar los parámetros de las mismas, en este caso los centros y desviaciones estándar de las gaussianas. Una vez conocidas las funciones de densidad de probabilidad de cada una de las dos poblaciones, dada una estrella con MP  $\mu_\alpha, \mu_\delta$  puede calcularse su probabilidad de pertenencia al cúmulo. También se han desarrollado métodos no paramétricos, como el de Cabrera-Caño & Alfaro (1990), donde no se asumen formas funcionales para las distribuciones de los MP, sino que se las construye numéricamente a partir de dos muestras: una que incluye cúmulo más estrellas de campo y otra que sólo incluye estrellas de campo, generalmente un anillo que rodea a la anterior.

### 1.1. Motivación y objetivos

La motivación para este estudio comienza con una colaboración entre el Prof. Calderón del Observatorio de Córdoba y el Dr. Arellano Ferro de la UNAM. El equipo del Dr. Arellano Ferro venía estudiando cúmulos globulares galácticos del hemisferio norte a partir del análisis de sus estrellas variables y sus diagramas color-magnitud, y tenía la intención de extenderlo a cúmulos australes. Así fue como, haciendo observaciones para ese programa con el telescopio Swope del Observatorio de Las Campanas en Chile, me introduje en el mundo de los cúmulos globulares. En los estudios que llevamos a cabo con el Dr. Arellano, es necesario contar con una buena separación miembros-estrellas de campo por dos razones: porque tener un DCM limpio de contaminación permite hacer mejor el ajuste de isócronas, y porque es necesario saber si las variables que se miden en el campo observado son miembros del cúmulo o no. El objetivo fue desarrollar un método para determinar la pertenencia de estrellas a cúmulos globulares empleando información astrométrica y para ello contábamos con un material único, ya que en abril de 2018 acababa de publicarse el segundo *Data Release* de la misión espacial europea *Gaia*: *Gaia* DR2 (Gaia Collaboration 2018), y cualquier método para separar miembros funciona mejor mientras más MP se tienen y mientras más precisos sean estos. *Gaia* es el primer relevamiento de todo el cielo con información de calidad astrométrica. En particular DR2 proveyó más de 1300 millones de MP y paralajes con errores al nivel del milisegundo de arco o menos, además de fotometría en dos colores para un número similar de objetos entre otros datos.

Visto el volumen de los datos, encaramos el problema con un enfoque diferente a los mencionados en la sección anterior, haciendo uso de herramientas de *machine learning*, en particular los algoritmos de *clustering*. Teníamos disponibles en la página de Scikit-Learn (Pedregosa et al. 2011) los códigos Python de nueve algoritmos de clustering, cada uno de los cuales encuentra, empleando diferentes criterios, agrupamientos de puntos en espacios n-dimensionales. El método finalmente desarrollado está publicado en nuestro trabajo *Extraction of globular clusters members with Gaia DR2 astrometry* (Bustos Fierro & Calderón 2019).

## 2. Descripción del método: Primera etapa

A fin de definir qué algoritmo emplear y en qué espacio, se ensayaron las distintas opciones sobre campos de cúmulos bien conocidos y con distribuciones de movimientos propios diferenciadas de las estrellas de campo, en diferentes espacios multi-dimensionales. Se encontraron los resultados más satisfactorios con el algoritmo BIRCH: *Balanced Iterative Reducing and Clustering using Hierarchies* (Zhang, Ramakrishnan & Livny, 1996) en un espacio de cuatro dimensiones, dos espaciales (coordenadas rectangulares por proyección gnomónica) y dos de movimientos (componentes en ascensión recta y declinación del MP).

Pero no todos los grupos que el algoritmo detecta se corresponden físicamente con un cúmulo, por lo que se requiere una validación adicional que consistió en verificar que tanto la distribución espacial (SD) como el VPD de los MP y el diagrama color-magnitud (CMD) fueran consistentes con un cúmulo globular. Las

sucesivas operaciones que integran lo que llamamos “primera etapa” se detallan en el artículo original de Bustos Fierro & Calderón (2019).

### 2.1. Algunos ejemplos

Para NGC 3201 se analizó un campo de  $60'$  de radio, donde se encontraron casi 230 000 estrellas, de las cuales 207 000 tienen MP medido y por lo tanto puede ser analizada su pertenencia al cúmulo. En esta etapa se detectaron 22 200 posibles miembros del cúmulo. En los tres diagramas de control que se muestran en la Figura 2 se ve que los resultados son consistentes con un cúmulo globular. En este caso el VPD muestra una distribución de MP del cúmulo bien separada de las estrellas de campo, debido en parte a que es relativamente cercano.

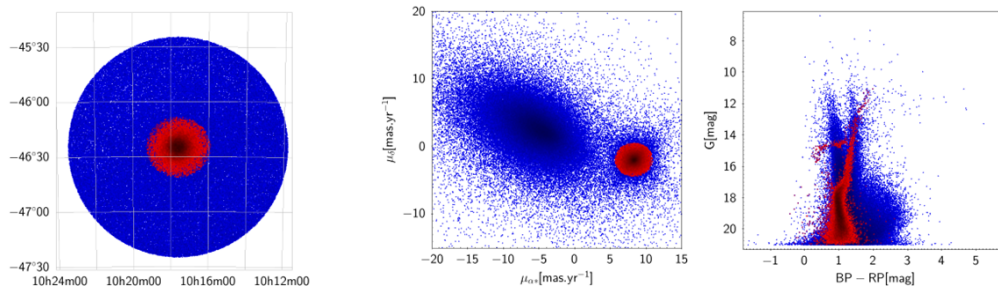


Figura 2: Estrellas en el campo de NGC 3201. En rojo se muestran los posibles miembros. *Izquierda*: Distribución espacial. *Centro*: VPD. *Derecha*: CMD.

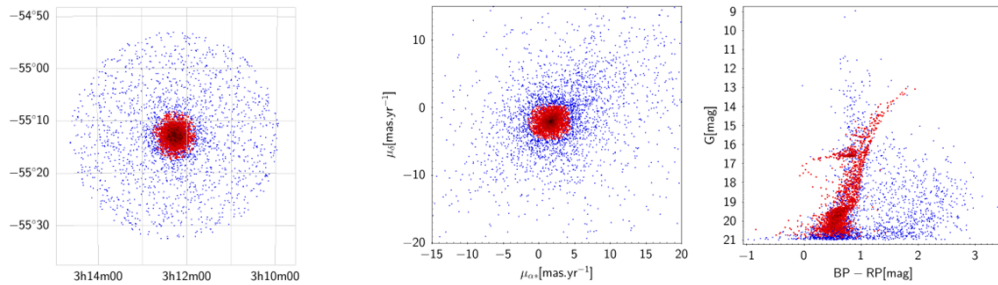


Figura 3: Estrellas en el campo de NGC 1261. Referencias como en la Figura 2.

Diferente es la situación en NGC 1261, que es más pequeño y se encuentra en una región menos densa. Aquí se analizó un campo de  $20'$  de radio, donde se encontraron casi 10000 estrellas, 6558 con MP medido. Se encontraron 3024 posibles miembros, y nuevamente los diagramas de control son consistentes con un cúmulo globular, aun en este caso donde la distribución de MP del cúmulo está mezclada con la distribución de las estrellas de campo (Figura 3).

### 3. Descripción del método: Segunda etapa

Algo que ya se podía advertir en el VPD de NGC 3201 es que hay muchos puntos que corresponden a estrellas del cúmulo, pero no han sido detectadas

como miembros. En la Figura 4 se muestra el VPD de las estrellas en el campo de NGC 6397 que NO fueron clasificadas como miembros, donde se puede notar que hay una cantidad significativa de miembros que aún no han sido extraídos. Seleccionando las estrellas que integran esa sobredensidad muy compacta en torno al MP medio del cúmulo y viendo su distribución espacial, se encuentra que las mismas están en las regiones exteriores del cúmulo. Asimismo, las estrellas que en el VPD se encuentran en ese anillo que rodea a los movimientos propios de los miembros detectados, espacialmente se encuentran en la región central del cúmulo.

Para poder extraer estos miembros se desarrolló una segunda etapa del método. Esta consiste en seleccionar en el VPD anillos centrados en el MP medio del cúmulo, de radio creciente, y calcular la densidad radial proyectada en el cielo de las estrellas en cada anillo de MP. Para cada perfil radial se determina la densidad media del fondo y el radio de la sobredensidad central. Las estrellas en ese anillo de MP que se encuentran dentro de la sobredensidad central se agregan a la lista de posibles miembros del cúmulo. Nuevamente los detalles se dan en Bustos Fierro & Calderón (2019).

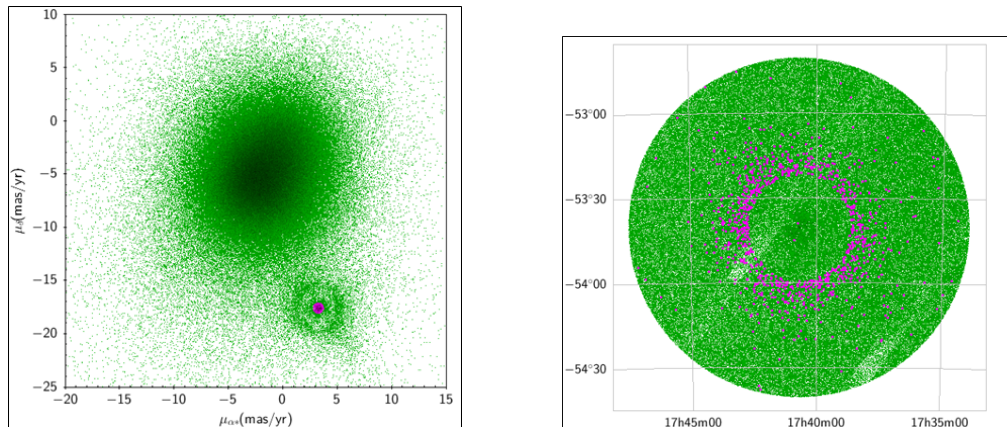


Figura 4: Estrellas en el campo de NGC 6397 que no fueron detectadas como miembros en la primera etapa. *Izquierda:* VPD de los movimientos propios. En rosa se indica una sobredensidad coincidente con el movimiento propio del cúmulo. *Derecha:* Distribución espacial de las estrellas, con los mismos colores empleados en el VPD.

### 3.1. Un ejemplo

A modo de ejemplo en la Figura 5 se muestra parte de la segunda etapa en NGC 3201. Se muestran los anillos en el VPD, y para tres de ellos (el círculo central, un anillo intermedio y el más exterior) se muestran los perfiles de densidad radial, con las barras de error de  $3\sigma$ , calculado asumiendo ruido Poisson en los conteos. Para este cúmulo, a los 22 200 miembros detectados en la primera etapa se agregaron 9 336 miembros en la segunda etapa, totalizando así 31 536 posibles miembros. NGC 3201 es un cúmulo con MP bien separados del campo, pero esta etapa también funciona en aquellos donde eso no ocurre, por ejemplo en

NGC 1261. En este cúmulo con la primera etapa se detectaron 3024 posibles miembros y con la segunda 2234, totalizando así 5258 miembros.

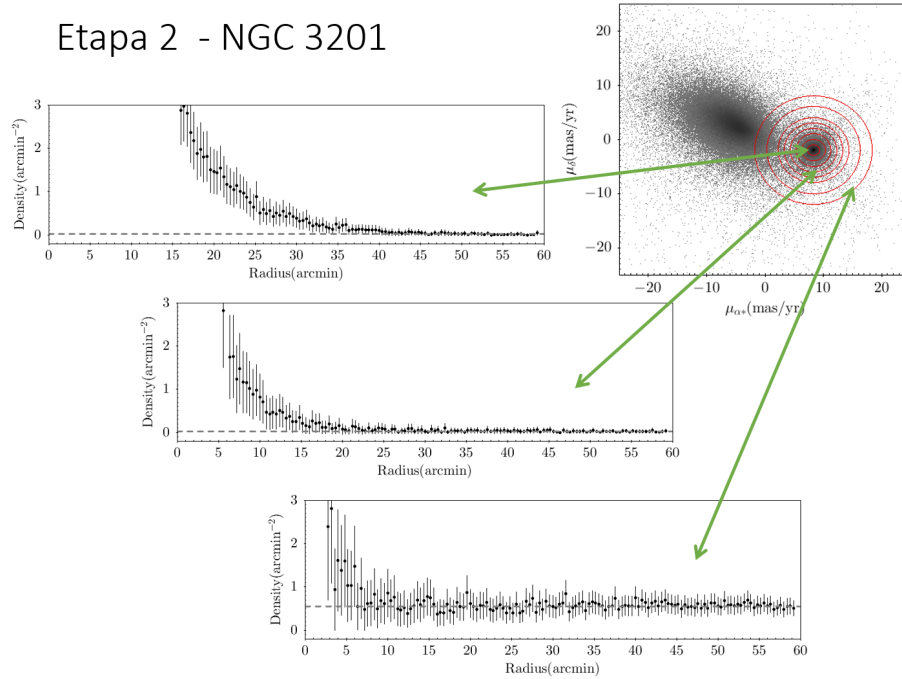


Figura 5: Densidad radial en torno al centro de NGC 3201 para tres anillos en el VPD concéntricos con el MP medio de los miembros detectados en la primera etapa.

#### 4. Completitud y contaminación

A fin de analizar la eficiencia del método se hicieron dos estimaciones: una de la completitud (fracción del número de miembros esperado que es detectada) y otra de la contaminación (número de estrellas de campo que podrían haber sido etiquetadas como posibles miembros).

El método desarrollado se basa en posiciones y MP de las estrellas para determinar su pertenencia a cierto cúmulo, pero hay muchas en *Gaia* DR2 (y actualmente en *Gaia* DR3) que no tienen MP medidos, y por lo tanto no es posible determinar su pertenencia. Asumiendo una densidad estelar proyectada uniforme para las estrellas de campo y que todos los conteos por encima de esa densidad de fondo corresponden a estrellas del cúmulo, es posible estimar el número total de miembros. Arenou *et al.* (2018) discuten la completitud de *Gaia* DR2 y muestran que en regiones muy pobladas ésta depende de la magnitud y de la densidad local. En las regiones centrales de cúmulos globulares encuentran una completitud por debajo del 75% en magnitud  $G \sim 20$ , y particularmente en el centro de NGC 1261 y de NGC 6205, en *Gaia* DR2 faltan casi todas las

estrellas con  $G > 19$ .

Por otro lado, dado que las distribuciones de estrellas de campo y de estrellas del cúmulo se superponen tanto en el cielo como en los MP, también es de esperar que algunas estrellas de campo hayan sido erróneamente clasificadas como posibles miembros. Esas son las que denominamos contaminación de los miembros. Los resultados de estos análisis están publicados en el trabajo de Bustos Fierro & Calderón (2019), donde puede notarse que en general el conjunto de posibles miembros extraídos en la primera etapa está menos afectado por contaminación que el conjunto de los extraídos en la segunda etapa, que tienen una distribución más extendida ya sea en el campo o en el VPD.

## 5. Aplicaciones del método

Como se mencionó al principio, lo que se buscaba con estos análisis era poder limpiar los diagramas color-magnitud de estrellas de campo, y determinar si las variables que se están midiendo en cada campo observado son miembros del cúmulo o no. Acá entra un punto que se suele pasar por alto como si fuera trivial, aunque de hecho no lo es, y es el de la identificación cruzada o *cross-match*. Todo el análisis que se ha mostrado hasta acá está hecho sobre estrellas en el catálogo *Gaia*, pero las variables se encuentran en otro catálogo, y los diagramas color-magnitud y las curvas de luz se hicieron sobre estrellas detectadas en imágenes propias. En particular, las variables se tomaron del *Catalogue of Variable Stars in Galactic Globular Clusters* (Clement et al. 2001 y actualizaciones).

Lo más inmediato es buscar coincidencias en las posiciones, que es bastante directo y simple de hacer por comparación de coordenadas, siempre que antes se asegure que están todas en el mismo sistema de referencia. Pero sabemos que ninguna medición está exenta de error, por lo que no es de esperar una coincidencia exacta entre coordenadas, sino dentro de un cierto margen. Dado que en general la calibración astrométrica de las imágenes con las que se hacen estudios fotométricos no es de la máxima precisión, las diferencias pueden ser del orden del segundo de arco, aunque hemos encontrado algunas un poco más grandes. Al buscar las coincidencias posicionales entre el catálogo de Clement y *Gaia* empleando TOPCAT (Taylor 2005) con un radio de  $2''$ , en distintas estrellas se dan distintas situaciones: que dentro de ese radio no haya ninguna coincidencia, que haya sólo una, o que haya más de una; es decir que la coincidencia posicional no es concluyente por lo que es necesario agregar otro criterio.

Si se emplea el algoritmo de TOPCAT a ciegas, lo que se asume como mejor coincidencia es la más cercana, pero esto puede llevar a una identificación incorrecta. Se encontraron varios casos de coincidencia posicional múltiple en los que la fuente *Gaia* más cercana a la posición en el catálogo de Clement tiene una diferencia en magnitud de más de 1 mag, mientras que con la más lejana la diferencia es del orden de 0.1 mag o menor, por lo que se asume que ésta es la fuente *Gaia* que corresponde a la variable, y no la más cercana. Si bien los sistemas fotométricos son diferentes, en los casos que no presentaban ambigüedad comprobamos que la diferencia entre la magnitud  $G$  y la magnitud media



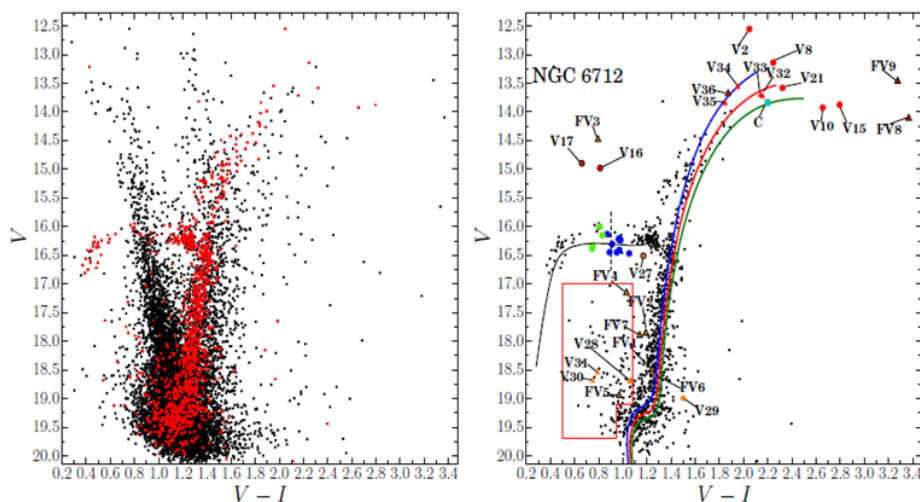


Figura 6: Limpieza del CMD de NGC 6712 extraído de Deras *et al.* (2020). *Izquierda*: Los puntos rojos representan los miembros del cúmulo. *Derecha*: CMD con miembros solamente.

en  $V$  era siempre inferior a 1 mag. En consecuencia, al criterio de coincidencia posicional se le agregó la coincidencia fotométrica dentro de ese margen. Esto se hizo para todos los cúmulos que hemos estudiado desde el año 2019, a saber: M13 (Deras *et al.* 2019), NGC 1261 (Arellano Ferro *et al.* 2019), NGC 6712 (ver Figura 6) (Deras *et al.* 2020), M10 (Arellano Ferro *et al.* 2020), NGC 6397 (Ahumada *et al.* 2021), M14 (Yepez *et al.* 2022), M 56 (Deras *et al.* 2022).

Una situación similar se da en la identificación cruzada entre nuestras imágenes y *Gaia*. La Figura 7 muestra dos porciones muy pequeñas de una imagen nuestra de NGC 1261 tomada en la Estación Astrofísica de Bosque Alegre, y sobre ella las posiciones de las fuentes *Gaia* DR2. Además de lo que ya mencionamos sobre la identificación cruzada, esto nos plantea otra cuestión más importante aún: dentro de lo que medimos como la PSF de una única estrella, puede haber también otras estrellas no resueltas para nosotros, pero claramente diferenciadas en *Gaia*. En esos casos, tanto la magnitud que se está midiendo como la amplitud de las variables corresponden a la combinación de todas las fuentes no resueltas.

En el estudio de NGC 1261 (Arellano Ferro *et al.* 2019) se calcularon correcciones tanto a las magnitudes como a las amplitudes de las variables medidas con nuestras imágenes para descontar la contaminación por vecinas no resueltas a partir de los datos *Gaia*. Esto permitió que algunas de las variables se ubicaran mejor en el diagrama color-magnitud y en el diagrama de Bailey que muestra la relación período-amplitud en estrellas RR Lyrae.

Actualmente se está estudiando si hay modificaciones en ciertas calibraciones empíricas que se hacen a partir de conteos de estrellas, como el parámetro  $\mathcal{L}$  de Lee (1990), ya que tales conteos resultan en general diferentes si la determinación de miembros se hace por un método fotométrico o uno astrométrico.

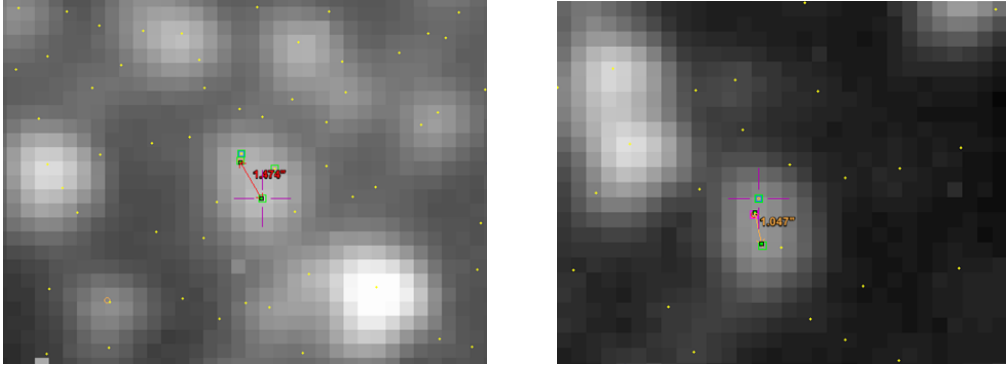


Figura 7: Detalles de imágenes de NGC 1261 tomadas en la EABA. Los puntos amarillos indican posiciones de estrellas medidas por *Gaia*. Dentro de una única PSF puede haber más de una fuente.

En la Figura 8 se comparan los diagramas color-magnitud de un mismo cúmulo con los miembros seleccionados por distintos métodos, donde se advierte que con los miembros seleccionados astrométricamente la rama horizontal muestra el extremo rojo mucho más poblado.

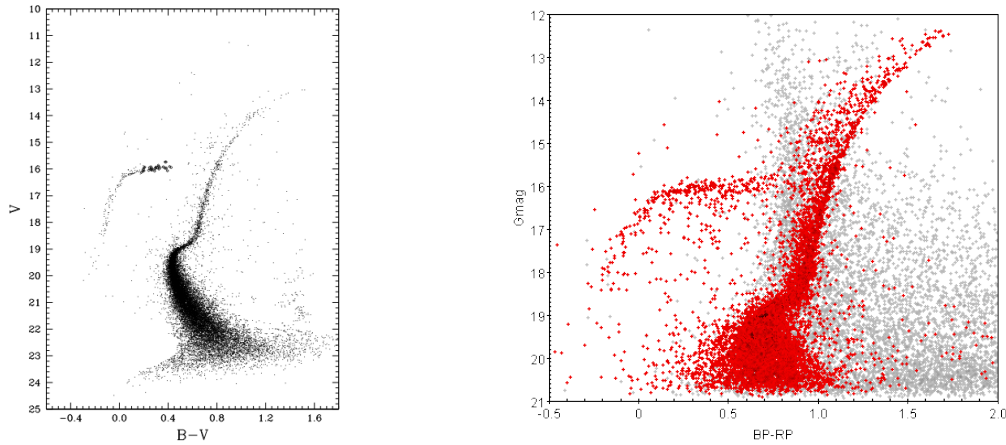


Figura 8: CMD de NGC 7089. *Izquierda*: No-miembros eliminados por un método fotométrico, extraído de Lee & Carney (1999). *Derecha*: En rojo los miembros seleccionados por nuestro método astrométrico.

## 6. Conclusiones

El método de dos etapas desarrollado permite extraer los miembros de cúmulos globulares con un amplio rango de tamaños angulares, ya sean estos muy ricos o no, y en diversos entornos desde campos muy densos hasta otros más raleados. La completitud de la muestra extraída está limitada principalmente por la falta de MP en regiones de alta densidad estelar proyectada, en tanto que la contaminación por estrellas de campo depende de la riqueza del cúmulo y del campo, así



como de cuánto se separa el MP medio del cúmulo del de las estrellas de campo. Originalmente desarrollado para utilizar los datos de *Gaia* DR2, ha sido fácilmente adaptado para utilizar *Gaia* EDR3 y DR3, y podrá seguir adaptándose a futuros *Data Release* de la misión cada vez más completos y precisos. Desde que fuera desarrollado, este método continúa empleándose en estudios fotométricos de cúmulos globulares galácticos y sus estrellas variables, para determinar la pertenencia de estas últimas y para obtener diagramas color-magnitud más limpios de contaminación por estrellas de campo y así derivar parámetros astrofísicos más confiables. Como un subproducto del trabajo con un catálogo tan denso y preciso como *Gaia*, fue posible calcular el efecto de las estrellas no resueltas en las mediciones fotométricas hechas a partir de nuestras series de imágenes. Se está estudiando si la extracción de miembros por un método astrométrico modifica algunas calibraciones empíricas basadas en conteos de miembros.

**Agradecimientos.** En estas investigaciones se hizo uso de la base de datos SIMBAD operada en el CDS, Estrasburgo, Francia (Wenger *et al.* 2000). También se ha hecho uso del software TOPCAT (Taylor 2005).

## Referencias

- Ahumada J.A. et al., 2021, *NewA*, 88, id. 101607.  
 Arellano Ferro A. et al., *RMxAA*, 55, 337.  
 Arellano Ferro A. et al., 2020, *MNRAS*, 499, 4026.  
 Arenou F. et al., 2018, *A&A*, 616, 29.  
 Bustos Fierro I.H. & Calderón J.H. 2019, *MNRAS*, 488, 3024-3034.  
 Cabrera-Caño J., Alfaro E. J., 1990, *A&A*, 235, 94.  
 Clement C.M. et al., 2001, *AJ*, Vol. 122, 2587-2599.  
 Deras D. et al., 2019, *MNRAS*, 486, 2791.  
 Deras D. et al., 2020, *MNRAS*, 493, 1996.  
 Deras D. et al., 2022, *RMxAA*, 58, 121-132.  
 Gaia Collaboration et al. 2016, *A&A*, Vol. 595, pp. A1  
 Gaia Collaboration, Brown et al. 2018, *A&A*, Vol. 616, id. A1, 22pp.  
 Lee, Y.-W. 1990, *ApJ*, 363, 159.  
 Lee J.-W. & Carney B. 1999, *AJ*, Vol. 117, 2868-2881.  
 Pedregosa et al. 2011, *Journal of Machine Learning Research* 12, 2825-2830.  
 Sanders W. L. 1971, *A&A*, Vol. 14, 226.  
 Taylor, M. B. 2005, in *ASP Conf. Series*, Vol. 347, *Astronomical Data Analysis Software and Systems XIV*, ed. P. Shopbell, M. Britton, & R. Ebert, 29.  
 Vasilevskis S., Klemola A. and Preston G. 1958, *AJ*, Vol. 63, 387.  
 Wenger M. et al., 2000, *A&AS*, 143, 9.  
 Yepez M. A. et al., 511, 1285.  
 Zhang T., Ramakrishnan, R. and Livny, M. 1996, *BIRCH: An Efficient Data Clustering Method for Very Large Databases*. 1996 ACM SIGMOD Intl. Conf. on Management of Data, Canada, 4-6 June 1996, 103-114.



---

## **Contribuciones orales**

---



## Impacto de las nuevas tasas de emisión *Bremsstrahlung* de axiones sobre las cotas astrofísicas al axi3n

M.L. Alberino<sup>1</sup>, M.M. Miller Bertolami<sup>1,2</sup>

(1) Facultad de Ciencias Astron3micas y Geofísicas, UNLP, Avenida Centenario S/N, B1900FWA La Plata, Argentina.

(2) Instituto de Astrofísica de La Plata, CONICET-UNLP, CCT-La Plata, Avenida Centenario S/N, B1900FWA La Plata, Argentina.

**Resumen.** Presentamos un estudio preliminar del impacto de las tasas de emisión *Bremsstrahlung* de axiones, derivadas recientemente por Carena y Lucente (2021) para el régimen de degeneración parcial relativista del gas de electrones, sobre las cotas a la masa del axi3n derivadas mediante el uso de la cima de la rama de las gigantes. Encontramos que las cotas a la masa determinadas en trabajos anteriores se verán afectadas en menos de un 1 % por las nuevas determinaciones.

**Abstract.** We present a preliminary study of the impact of recent axion *Bremsstrahlung* emission rates presented by Carena and Lucente (2021), for the partial degenerate relativistic regime of the electron gas, on previous bounds to the axion mass derived by using the tip of the red giant branch. We find that previous constraints on the axion mass are affected by less than 1 % by the new determinations.

### 1. Introducción

Hoy en día el axi3n es uno de los principales candidatos a materia oscura. Propuesto a fines de la década de los 70 del siglo pasado, siempre fue uno de los candidatos a materia oscura mejor motivados teóricamente. Los otros candidatos a materia oscura fuertemente motivados por la teoría son las partículas masivas débilmente interactuantes (WIMP, de sus siglas en inglés). Durante más de tres décadas los WIMP dominaron la búsqueda de materia oscura, relegando a los axiones a un lugar secundario. Esta situación ha cambiado significativamente en la última década desde el relanzamiento del *Large Hadron Collider*. Por un lado, la detección del bos3n de Higgs es una demostración de la existencia de partículas fundamentales de espín 0 que sufren rupturas espontáneas de simetría, propiedades compartidas por el axi3n y, por otro lado, la no detección de otras partículas fundamentales cerca de la masa del bos3n de Higgs es un problema para los modelos estándar de WIMP. Por ambos motivos el interés en los axiones ha crecido significativamente en los últimos años (Chadha-Day et al. 2022).

La existencia de axiones tendría consecuencias observables para la estructura de las estrellas. En particular, la emisión de axiones en el núcleo de estrellas gigantes rojas contribuiría al proceso de enfriamiento, permitiéndole al núcleo de helio (He) crecer hasta una mayor masa (Raffelt 1990, Raffelt y Weiss 1995). Gracias a la relación entre la masa del núcleo y la luminosidad de la capa que quema hidrógeno (Miller Bertolami 2022) esto se traduce en un aumento en brillo

de la cima (*tip*) de la rama de las gigantes, el cual puede ser medido mediante observaciones de cúmulos globulares (Viaux et al. 2013a,b, Straniero et al. 2020). En el caso de las estrellas gigantes rojas, los modelos de axiones relevantes son los del tipo DFSZ (Zhitnitsky 1980, Dine et al. 1981). En los modelos DFSZ, el axión posee acoplamiento efectivo con los electrones del plasma estelar, lo que permite que los axiones sean producidos y emitidos durante los procesos de *Bremsstrahlung* (radiación de frenado).

Recientemente Carena y Lucente (2021), de ahora en más CL21, realizaron nuevas determinaciones para la emisión *Bremsstrahlung* de axiones en el régimen de degeneración parcial. El objetivo de este trabajo es implementar estas nuevas determinaciones y compararlas con aquellas utilizadas en estudios previos de la masa del axión mediante estrellas gigantes rojas (Viaux et al. 2013b, Straniero et al. 2020).

## 2. Viejas y nuevas tasas para la emisión *Bremsstrahlung* de axiones

En los estudios previos sobre el impacto de los axiones en gigantes rojas (e.g. Raffelt y Weiss 1995, Viaux et al. 2013b, Straniero et al. 2020) la emisividad de axiones ha sido calculada de acuerdo a la aproximación originalmente propuesta por Raffelt y Weiss (1995). Esta aproximación, apta para los casos de acoplamiento débil del plasma es:

$$\epsilon_{\text{BD}} = 10.85 \alpha_{26} T_8^4 \sum_j^{N_{\text{isot}}} \frac{X_j Z_j^2}{A_j} \times F \left[ \frac{\text{erg}}{\text{g s}} \right], \quad (1)$$

donde  $F$  está dada por

$$F \simeq \frac{2}{3} \ln \left( \frac{2 + \kappa^2}{\kappa^2} \right) + \left[ \frac{2 + 5\kappa^2}{15} \ln \left( \frac{2 + \kappa^2}{\kappa^2} \right) - \frac{2}{3} \right] \times \beta_F^2 \quad (2)$$

y con  $\beta_F$  y  $\kappa$  dadas por

$$\kappa^2 = \frac{2\pi\alpha\hbar^3 c \rho}{m_u k T} \sum_j \frac{X_j Z_j^2}{A_j} \frac{1}{p_F^2}, \quad \beta_F^2 = \frac{p_F^2}{m_e^2 c^2 + p_F^2}, \quad p_F = \hbar \left( \frac{3\pi^2 \rho}{\mu_e m_u} \right)^{1/3} \quad (3)$$

para el caso de electrones completamente degenerados. Para el caso no degenerado ( $\epsilon_{\text{BND}}$ ), la emisión por *Bremsstrahlung* se deriva de las expresiones presentadas por Raffelt (1996):

$$\epsilon_{\text{BND}} = 5.924 \times 10^{-4} \alpha_{26} \frac{T_8^{5/2} \rho}{\mu_e} \sum_{j=1}^{N_{\text{isot}}} \left( \frac{X_j}{A_j} \right) \times \left( Z_j^2 + \frac{Z_j}{\sqrt{2}} \right) \left[ \frac{\text{erg}}{\text{g s}} \right], \quad (4)$$

donde se ha despreciado el apantallamiento de los electrones y donde, además de la emisión por *Bremsstrahlung* electrón-núcleo (término cuadrático en  $Z_j$ ) se incluye la emisión por *Bremsstrahlung* electrón-electrón (el término lineal en  $Z_j$ ). En (1) y (4) la constante  $\alpha_{26}$  está relacionada con la constante de acoplamiento axión-electrón ( $g_{ae}$ ) y la masa del axión  $m_a$ , según

$$\alpha_{26} = 10^{26} \times g_{ae}^2 / 4\pi, \quad g_{ae} = 2.8 \times 10^{-14} m_{a[\text{meV}]} \times \cos^2 \beta. \quad (5)$$

A fin de computar una aproximación para la emisión de axiones por *Bremsstrahlung* a valores intermedios del parámetro de degeneración, trabajos previos (v.g. Raffelt y Weiss 1995, Viaux et al. 2013b, Straniero et al. 2020) utilizaron una interpolación armónica, donde la emisividad total ( $\epsilon_a^{\text{app1}}$ ) es

$$\epsilon_a^{\text{app1}} = \left( \frac{1}{\epsilon_{\text{BND}}} + \frac{1}{\epsilon_{\text{BD}}} \right)^{-1}. \quad (6)$$

Recientemente, CL21 han mejorado estas emisividades mediante el cálculo detallado de la emisión *Bremsstrahlung* nucleón-electrón para el caso de degeneración parcial (tanto relativista como no relativista) del gas de electrones. En este caso CL21 encuentran que la emisividad puede escribirse como

$$\epsilon_a^{\text{CL21}} = 4.73 \left( \frac{g_{ae}}{10^{-13}} \right)^2 \left( \frac{k_S}{\text{keV}} \right)^2 \left( \frac{T}{\text{keV}} \right)^3 \left( \frac{\rho}{\text{g cm}^{-3}} \right) \mathcal{I} \left( \eta, \frac{m_a}{T}, \frac{m_e}{T}, \frac{k_S}{T} \right) \left[ \frac{\text{erg}}{\text{g s}} \right] \quad (7)$$

donde  $\eta$  es el parámetro de degeneración,  $k_s$  la escala de apantallamiento de Debye y  $m_e$  la masa del electrón. En su trabajo CL21 proveen los valores de la función  $\mathcal{I}$  tabulada para distintos valores de los parámetros de entrada. Para el cálculo de  $\eta$  hemos utilizado las rutinas presentadas por Gong et al. (2001), las cuales permiten resolver el caso general de degeneración parcial en un gas de electrones relativista.

CL21 notaron (en su apéndice B) que la (2), utilizada en trabajos previos, no ofrece una buena aproximación para  $\beta > 0.6$ . En esos casos es necesario reemplazar el valor de  $F$  por el que surge de resolver de manera exacta la expresión

$$F = \frac{2\pi}{16\pi^2} \int_{-1}^1 dc_{if} \int_{-1}^1 dc_{ia} \int_0^{2\pi} d\delta \frac{(1-\beta^2)[2(1-c_{if}) - (c_{ia} - c_{fa})^2]}{(1-c_{ia}\beta)(1-c_{fa}\beta)(1-c_{if})(1-c_{if} + \kappa^2)}, \quad (8)$$

donde  $c_{if}$  es el coseno del ángulo entre los impulsos inicial y final del electrón  $\mathbf{p}_i$  y  $\mathbf{p}_f$ ,  $c_{ia}$  el coseno del ángulo entre  $\mathbf{p}_i$  y el impulso del axión resultante  $\mathbf{p}_a$ ,  $c_{fa} = c_{ia}c_{if} + \sqrt{1-c_{ia}^2}\sqrt{1-c_{if}^2}\cos\delta$ ,  $\beta$  es la velocidad del electrón y  $\kappa$  está dada por (3). Para el presente trabajo esta integral multidimensional fue resuelta mediante una integración Montecarlo.

### 3. Impacto de las revisiones de CL21 en las cotas previas a la masa del axión

En esta sección evaluamos el impacto de las revisiones de CL21 en las diferentes capas de modelos estelares de gigantes rojas, en contraste con las emisividades utilizadas en trabajos previos de la emisión de axiones en gigantes rojas. Como el grueso de la energía emitida en forma de axiones proviene del núcleo de las gigantes rojas, en las siguientes comparaciones consideraremos una composición química de He puro.

Para comparar el impacto de diferentes aproximaciones, compararemos 3 formas distintas de calcular la emisión por *Bremsstrahlung* nucleón-electrón: a) las emisividades ( $\epsilon_a^{\text{app1}}$ ) utilizadas en trabajos previos sobre el tema (eqs. (1) a (6)<sup>1</sup>);

<sup>1</sup>Sin el término lineal que corresponde a la emisión por *Bremsstrahlung* electrón-electrón.

b) emisividades aproximadas pero incorporando la corrección relativista en  $F$  ( $\epsilon_a^{\text{app}2}$ , ecs. (1), (3) a (6) y (8)); y c) la emisividad  $\epsilon_a^{\text{CL21}}$  determinada por CL21 (ec. (7)). Los tres primeros paneles de la Figura 1 muestran las diferencias relativas entre estos casos. Hemos añadido, además, cuatro modelos correspondientes a una gigante roja de  $1M_\odot$  en diferentes momentos de su evolución. De la inspección visual de la Figura 1 pueden ya obtenerse varias conclusiones. En primer lugar, las correcciones relativistas a  $F$  son relevantes para densidades más grandes que las que se dan en el núcleo de gigantes rojas. Por otro lado, el cálculo detallado de la emisividad en condiciones de degeneración parcial (CL21) resulta en una emisividad  $\epsilon_a^{\text{CL21}}$  un 10 % más alta que la de las fórmulas aproximadas. Finalmente, dado que la expresión  $\epsilon_a^{\text{app}1}$  utilizada normalmente no tiene en cuenta los efectos de apantallamiento por electrones, ésta resulta sobreestimada a bajas densidades. Dado que el grueso de la pérdida de energía por axiones en gigantes rojas ocurre en el núcleo, es de esperar que las nuevas emisividades ( $\epsilon_a^{\text{CL21}}$ ) resulten en una pérdida de energía algo mayor que la dada por las expresiones utilizadas hasta ahora ( $\epsilon_a^{\text{app}1}$ ). Esto se confirma al realizar una integración a lo largo de toda la estructura estelar de las diferencias entre ambas emisividades. La integración de las emisividades muestra una diferencia en la emisión total de axiones de entre 6.1 % y 6.7 % a favor de las nuevas emisividades para los modelos de la Figura 1. Dado que  $\epsilon_a \propto g_{ae}^2 \propto m_a^{-2}$ , las nuevas emisividades afectarán las cotas determinadas previamente reduciéndolas en un  $\sim 3\%$ . Sin embargo, dado que en los regímenes de degeneración leve la emisividad por *Bremsstrahlung* electrón-electrón es importante, la comparación entre las tasas de emisión de axiones debe hacerse considerando este efecto. Para poder hacer esta comparación es necesario incluir la emisión electrón-electrón junto a la emisividad de CL21. En el presente trabajo hemos incluido este proceso utilizando el segundo término de (3) pero incorporando los efectos de apantallamiento, a fin de asegurarnos que la misma no contribuya a altas densidades. Comparando ahora esta nueva emisividad ( $\epsilon_a^{\text{CL21+ee}}$ ) con la versión aproximada que surge de (6) ( $\epsilon_a^{\text{app}1}$ , ahora incluyendo el término lineal en  $Z_j$  en (3)), vemos que la diferencia es menor —ver panel inferior derecho de la Figura 1. En efecto, para los modelos estelares de la Figura 1 ahora la diferencia relativa entre las emisividades nuevas y viejas es de  $\sim 1.5\%$ , lo que, de acuerdo con  $\epsilon_a \propto m_a^{-2}$ , implica que las cotas previas a la masa del axión se verían afectadas en menos de un 1%. La diferencia del 1% en las cotas a la masa del axión derivada mediante las nuevas y viejas tasas es comparable a las incertezas de esas determinaciones (v.g. Viaux et al. 2013a), por lo que no es esperable un impacto en las mismas como consecuencia de las mejoras presentadas por CL21.

## Referencias

- Carenza P., Lucente G. 2021, Phys. Rev. D, 103, 12  
 Chadha-Day F., Ellis J., Marsh D. J. E. 2022, Science Advances, 8, 8  
 Dine M., Fischler W., Srednicki M. 1981, Physics Letters B, 104, 199  
 Gong Z., Zejda L., Däppen W., Aparicio J. M. 2001, Computer Physics Communications, 136, 294  
 Miller Bertolami M. M. 2022, ApJ, en prensa (arXiv:2210.07005)



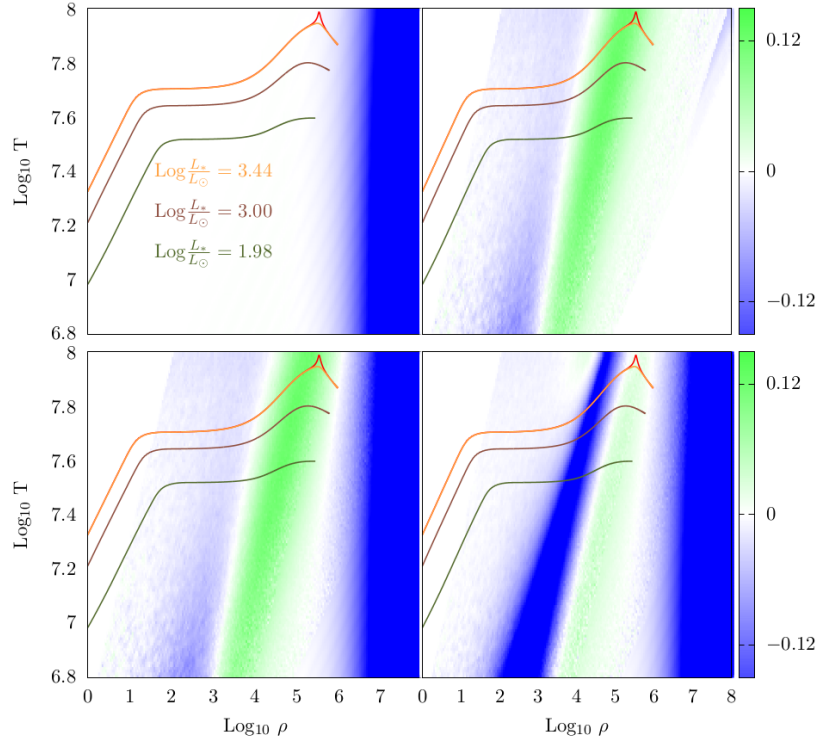


Figura 1: Diferencias relativas entre los distintos cálculos de la emisividad de axiones. Arriba a la izquierda, los colores indican diferencias relativas entre  $\epsilon_a^{app1}$  y  $\epsilon_a^{app2}$  para diferentes valores de  $T$  y  $\rho$ . Arriba a la derecha, lo mismo que antes pero para las diferencias relativas entre  $\epsilon_a^{app2}$  y  $\epsilon_a^{CL21}$ . Abajo a la izquierda, lo mismo para las diferencias relativas entre  $\epsilon_a^{app1}$  y  $\epsilon_a^{CL21}$ . Abajo a la derecha comparación de las emisividades  $\epsilon_a^{app1}$  y  $\epsilon_a^{CL21}$  pero incorporando la emisión *Bremsstrahlung* electrón-electrón. Las cuatro curvas corresponden a los valores de  $\rho$  y  $T$  en el interior de una estrella gigante roja de  $1M_{\odot}$  en diferentes momentos de su evolución ( $\log L_{\star}/L_{\odot} = 1.989, 3.002, 3.437, 3.441$ , de abajo hacia arriba). La curva roja corresponde a un modelo en el momento en que está comenzando el *flash* del He).

Raffelt G., Weiss A. 1995, Phys. Rev. D, 51, 1495

Raffelt G. G. 1990, Phys. Rev. D., 41, 1324

Raffelt G. G. 1996, Stars as laboratories for fundamental physics

Straniero O., Pallanca C., Dalessandro E., et al. 2020, A&A, 644, A166

Viaux N., Catelan M., Stetson P. B., et al. 2013a, Phys. Rev. Lett., 111, 23

Viaux N., Catelan M., Stetson P. B., et al. 2013b, A&A, 558, A12

Zhitnitsky A. R. Sov. J. 1980, Nucl. Phys., 31, 260

## **Espectroscopía IR y caracterización de las envolturas en estrellas Be**

Y.R. Cochetti<sup>1,2</sup>, M.L. Arias<sup>1,2</sup>, L.S. Cidale<sup>1,2</sup>, A. Granada<sup>3</sup>,  
A.F. Torres<sup>1,2</sup>

(1) *Instituto de Astrofísica de La Plata*

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

(3) *Centro Interdisciplinario de Telecomunicaciones, Electrónica, Computación y Ciencia Aplicada, Universidad Nacional de Río Negro*

**Resumen.** Debido a la presencia de una envoltura circunestelar compatible con un disco en rotación Kepleriana, la región espectral IR de las estrellas Be se caracteriza por presentar un exceso de flujo moderado y numerosas líneas de recombinación de hidrógeno. Estas líneas permiten obtener información de las condiciones físicas y dinámicas de las envolturas, lo cual contribuye a una mejor descripción del fenómeno Be. A lo largo de los últimos años, hemos obtenido espectros IR de una muestra de estrellas Be galácticas utilizando instrumentos de los Observatorios Gemini y Las Campanas. Presentamos aquí el análisis realizado a partir de diferentes parámetros medidos para las líneas de recombinación de las series de Paschen, Brackett, Pfund y Humphreys, y la caracterización de las envolturas de nuestra muestra de objetos.

**Abstract.** Due to the presence of a circumstellar envelope compatible with a disk in Keplerian rotation, the IR spectral region of the Be stars is characterised by the presence of a moderate flux excess and numerous hydrogen recombination lines. These lines allows us to obtain information about the physical and dynamical conditions in the envelope, which contributes to a better description of the Be phenomenon. Throughout the last years, we have obtained IR spectra of a sample of Galactic Be stars using instruments in Gemini and Las Campanas Observatories. We present here the analysis we performed from different measured parameters of the recombination lines from the Paschen, Brackett, Pfund and Humphreys series, and the characterisation of the envelopes of our star sample.

### **1. Introducción**

Las estrellas Be son objetos de tipo espectral temprano, no supergigantes, que presentan (o han presentado) líneas de hidrógeno (H) en emisión en su espectro (Jaschek et al. 1981). La formación de estas líneas es atribuida a la presencia de una envoltura circunestelar, la cual es compatible con un disco en rotación Kepleriana (Rivinius et al. 2013). En la región infrarroja (IR) del espectro muestran un moderado exceso de flujo y numerosas líneas de H de las series de Paschen, Brackett, Pfund y Humphreys. Estas líneas se forman en una región de la envol-

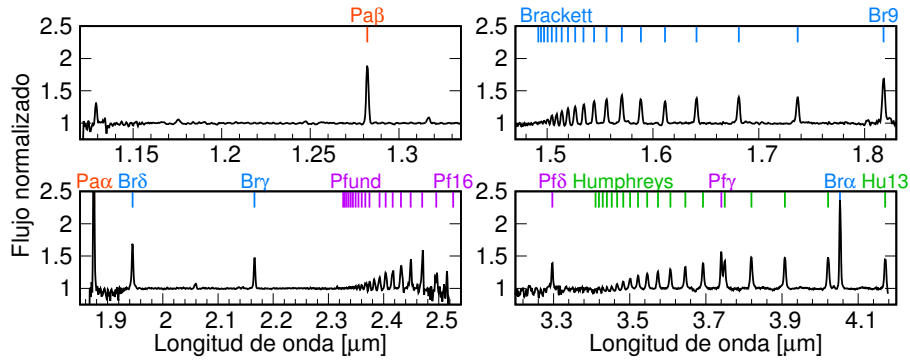


Figura 1: Espectro de 120 Tau en las bandas  $J$ ,  $H$ ,  $K$  y  $L$  del IR. Se indican en color las líneas del H de distintas series.

tura más interna que las del rango óptico y, en la mayoría de ellas, la contribución fotosférica es casi despreciable (Steele & Clark 2001). Esto convierte al análisis de espectros IR en una gran herramienta para obtener información de las propiedades físicas y dinámicas de esta región poco estudiada de las envolturas. Es por ello que en los últimos años hemos recolectado una muestra de espectros de estrellas Be en el IR cercano con un amplio rango espectral. La presente contribución es una continuación del atlas IR presentado en Cochetti et al. (2022).

## 2. Observaciones

Obtuvimos espectros en las bandas  $J$ ,  $H$ ,  $K$  y  $L$  del IR (0.8 a 4.2  $\mu\text{m}$ ) para una muestra de 22 estrellas Be galácticas con tipos espectrales en el rango O7.5–A0 y clases de luminosidad V–III, seleccionadas por su variabilidad o por haber sido estudiadas anteriormente con otras técnicas. Los espectros fueron obtenidos con el espectrógrafo GNIRS ubicado en Gemini Norte o con el espectrógrafo FIRE en Las Campanas. En la Figura 1 se muestra el espectro de 120 Tau. El resto de los espectros puede verse en Cochetti et al. (2022).

## 3. Resultados

En los espectros identificamos las siguientes líneas de recombinación del H:  $\text{Pa}\alpha$  y  $\text{Pa}\beta$ ;  $\text{Br}\alpha$  y  $\text{Br}\gamma$  hasta el final de la serie;  $\text{Pf}\gamma$ ,  $\text{Pf}\delta$ , y  $\text{Pf}16$  hasta el final de la serie; y  $\text{Hu}13$  hasta el final de la serie. Las mismas presentan diferentes tipos de perfiles: en emisión (con uno o dos picos) por sobre el nivel del continuo en la mayoría de los casos; emisión que no rellena completamente la absorción fotosférica en otros; y una minoría donde no se observan componentes en emisión. Haciendo ajustes Gaussianos a las componentes en emisión, obtuvimos mediciones del ancho equivalente (EW), flujo (F1) y ancho a mitad de altura (FWHM). Los valores de EW y F1s fueron corregidos por absorción fotosférica, restando los EW negativos obtenidos a partir de espectros sintéticos (Hubeny & Lanz, 2017) y modelos de atmósferas de Kurucz (1979).

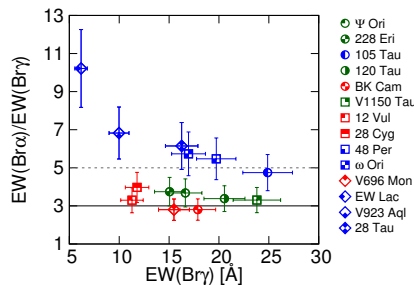


Figura 2: Diagrama  $EW(Br\gamma)$  vs.  $EW(Br\alpha)/EW(Br\gamma)$ . Los símbolos rojos, azules y verdes corresponden a estrellas del grupo I, II y I-II, respectivamente.

### 3.1. Clasificación en grupos y diagramas de cocientes de flujos

Realizamos la clasificación morfológica de los espectros según la intensidad de las líneas de H en la banda L (Mennickent et al., 2009). Si las líneas de la serie de Humphreys tienen intensidades similares a  $Br\alpha$  y  $Pf\gamma$ , la estrella pertenece al grupo I, mientras que si  $Br\alpha$  y  $Pf\gamma$  son más intensas que las líneas de la serie de Humphreys, la estrella pertenece al grupo II. En esta clasificación, el grupo III corresponde a las estrellas que no presentan líneas en emisión.

Por otro lado, según Granada et al. (2010), en las estrellas del grupo I,  $EW(Br\alpha)$  toma valores hasta  $EW(Br\alpha) \simeq 3 EW(Br\gamma)$ , mientras que en las estrellas del grupo II alcanza más de cinco veces el valor de  $EW(Br\gamma)$ . Sin embargo, hay estrellas de nuestra muestra que según el criterio de Mennickent pertenecen al grupo II, pero el cociente  $EW(Br\alpha)/EW(Br\gamma)$  tiene valores acordes al grupo I. Este grupo lo denominamos I-II. Las estrellas de cada grupo y los valores de  $EW(Br\gamma)$  y  $EW(Br\alpha)/EW(Br\gamma)$  pueden verse en la Figura 2.

Los flujos medidos se pueden representar en diferentes diagramas de cocientes de flujos que permiten obtener información acerca de la profundidad óptica de las envolturas de las estrellas Be, según que tan cerca o lejos se encuentre el objeto de las posiciones correspondientes a los casos ópticamente grueso y delgado. Por ejemplo, Lenorzer et al. (2002b) propone el diagrama  $Hu14/Br\alpha$  vs  $Hu14/Pf\gamma$ , mientras que Granada et al. (2010) utiliza las líneas  $Br\alpha - Pf\gamma - Br\gamma$  (Figuras 3a y b, respectivamente). Como ambos diagramas usan líneas de la banda L, que resulta ser la más difícil de obtener, buscamos nuevos diagramas que utilicen líneas presentes en las bandas J, H y K donde también se pueda separar a las estrellas según la profundidad óptica de sus envolturas. Los diagramas propuestos son los de las Figuras 3c y d, que utilizan las líneas  $Pf18 - Br\gamma - Pa\beta$  y  $Br12 - Pa\beta - Br\gamma$ , respectivamente. Estos diagramas nos permitieron clasificar objetos no observados en la banda L y definir nuevos criterios basados en valores de ciertos cocientes de flujos. Los valores límites para los cocientes de flujos se encuentran indicados en los gráficos con una línea punteada. Según estos nuevos límites propuestos empíricamente, las estrellas asignadas al grupo I-II en realidad serían miembros del grupo I.

Con la clasificación propuesta tenemos en nuestra muestra 9 estrellas en el grupo I, todas con  $T_{\text{eff}} \geq 18000$  K, mientras que 7 de las 10 estrellas del grupo II tienen  $T_{\text{eff}} \leq 18000$  K. Tenemos además dos estrellas en el grupo III (66 Oph y HD 171623) y una que permanece sin clasificar (V4024 Sgr).

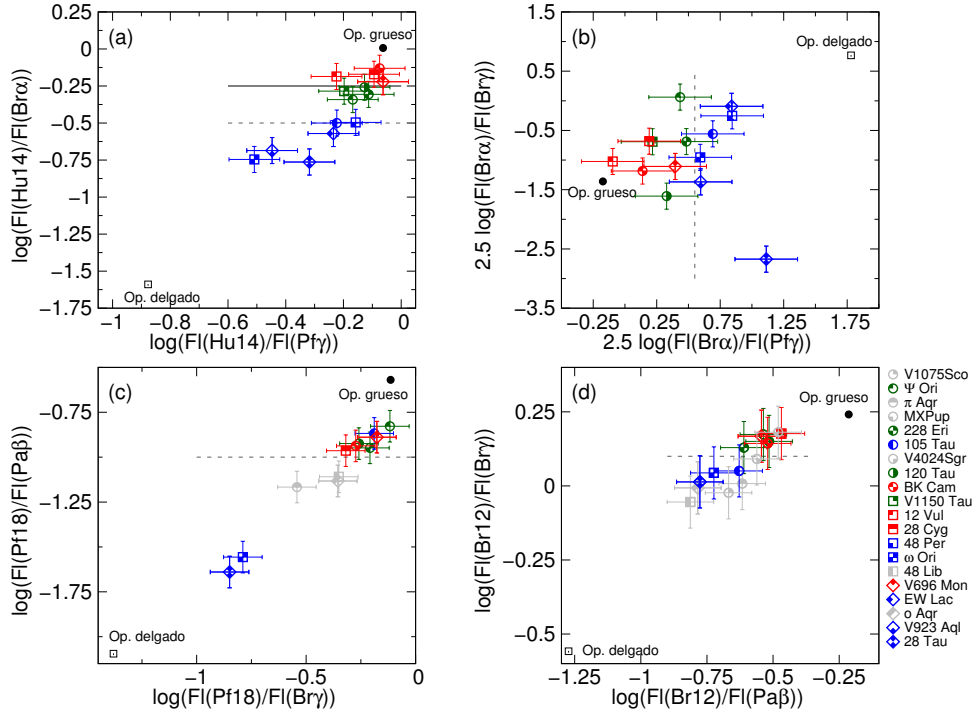


Figura 3: Distintos diagramas de cocientes de flujos que muestran las regiones ocupadas por las estrellas de distintos grupos. Los símbolos son los mismos que en la Figura 2. Las estrellas representadas con símbolos grises no fueron observadas en la banda  $L$  y, por lo tanto, no tienen clasificación según el criterio de Mennickent.

### 3.2. Propiedades de las envolturas

Al analizar los cocientes de flujos en líneas de la misma serie respecto a una línea ópticamente delgada de referencia, encontramos distintos tipos de comportamiento. En la Figura 4 vemos dos ejemplos para la serie de Pfund. En el panel izquierdo vemos una caída abrupta en el flujo para los primeros miembros de la serie, mientras que en el panel derecho el comportamiento hacia los miembros más bajos es siempre creciente. Creemos que este comportamiento podría reflejar una diferencia en la estructura de densidad a lo largo de la envoltura.

Por otro lado, para un disco en rotación Kepleriana es esperable que los valores de FWHM sean mayores a medida que observamos los miembros más altos de cada serie, formados en regiones más internas (Hony et al. 2000). Este comportamiento lo observamos en la Figura 5a. Sin embargo, en varias estrellas de nuestra muestra encontramos que luego de alcanzar valores de FWHM similares al doble de la velocidad de rotación proyectada  $2V \sin i$  hacia los miembros más altos, se produce una caída en los valores de FWHM (Figura 5b). Esto podría estar evidenciando la presencia de una región muy cercana a la fotosfera donde el material cae nuevamente hacia la estrella central. Estos resultados serán profundizados en un trabajo futuro (Cochetti et al., en preparación).

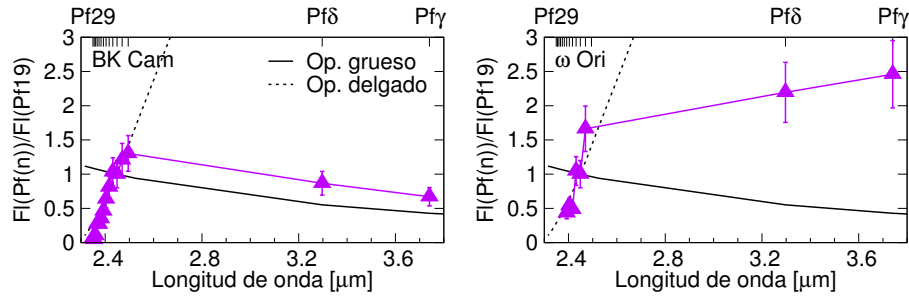


Figura 4: Diferentes comportamientos para los cocientes de flujos de las líneas de la serie de Pfund para BK Cam (izquierda) y  $\omega$  Ori (derecha).

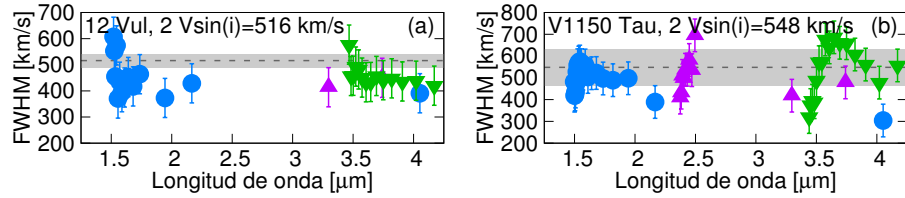


Figura 5: Valores de FWHM crecientes (panel a: 12 Vul) y decrecientes (panel b: V1150 Tau) hacia los miembros más altos de cada serie.

**Agradecimientos.** MLA y AFT agradecen el financiamiento otorgado por CONICET (PIP 1337) y la Universidad Nacional de La Plata (Programa de Incentivos 11/G160), Argentina. AG agradece el apoyo económico de ANPCyT - PICT2017-3790 y UNRN - PI2020-40-B-890.

## Referencias

- Cochetti, Y. R., Arias, M. L., Cidale, L. S., Granada, A., Torres, A. F. 2022, *A&A*, 665, A115
- Granada, A., Arias, M. L., & Cidale, L. S. 2010, *AJ*, 139, 1983
- Hony, S., Waters, L. B. F. M., Zaal, P. A., et al. 2000, *A&A*, 355, 187
- Hubeny, I. & Lanz, T. 2017, arXiv e-prints [arXiv:1706.01859]
- Jaschek, M., Slettebak, A., & Jaschek, C. 1981, *Be star terminology*, *be Star Newsletter*
- Kurucz, R. L. 1979, *ApJS*, 40, 1
- Lenorzer, A., de Koter, A., & Waters, L. B. F. M. 2002b, *A&A*, 386, L5
- Mennickent, R. E., Sabogal, B., Granada, A., & Cidale, L. 2009, *PASP*, 121, 125
- Rivinius, T., Carciofi, A. C., & Martayan, C. 2013, *A&A Rev.*, 21, 69
- Steele, I. A. & Clark, J. S. 2001, *A&A*, 371, 643

## Determinación de tasas de acreción en enanas blancas con discos de escombros

L. Saker<sup>1,2</sup>, F.C. Wachlin<sup>3</sup>, L.G. Althaus<sup>2,3</sup>

(1) Observatorio Astronómico de Córdoba, Universidad Nacional de Córdoba (OAC-UNC), Argentina

(2) Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas (CONICET), Argentina

(3) Instituto de Astrofísica de La Plata. Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas. Universidad Nacional de La Plata (UNLP), Argentina

**Resumen.** Aproximadamente, entre el 25–50% de las enanas blancas presentan elementos más pesados que el helio en sus atmósferas. De estas estrellas,  $\sim 30$  presentan excesos IR en sus distribuciones espectrales de energía. Estos indicios se atribuyen a la presencia de un disco de escombros (*debris disc*), el cual está siendo acretado por la enana blanca. Dicho disco se forma mediante la destrucción por efecto de marea de cuerpos rocosos menores que originalmente formaban un sistema planetario. Dado que la estimación de las tasas de acreción permite obtener información sobre el sistema planetario original, para esta contribución realizamos simulaciones numéricas utilizando el código de evolución estelar LPCODE, con el objetivo de determinar tasas de caída de material en enanas blancas.

**Abstract.** Approximately 25–50% of white dwarfs present elements heavier than helium in their atmospheres. Of these stars,  $\sim 30$  exhibit IR excesses in their spectral energy distributions. These observational evidences are consistent with the presence of a circumstellar debris disc, which is being accreted by the star. Such debris disc result of tidal disruption by rocky planetesimals that originally formed a planetary system. Since the estimation of the accretion rates allows to obtain information about the original planetary system, in this contribution we carry out numerical simulations using the LPCODE stellar evolution code, with the aim of determining accretion rates in white dwarfs.

### 1. Introducción

Se estima que el 97% de las estrellas terminarán su vida como enanas blancas (Iben *et al.* 1997). Estos objetos son, por lo tanto, los remanentes estelares más comunes en la Galaxia. Debido a su alta gravedad superficial ( $\log g \sim 8$ ) las atmósferas de estas estrellas están compuestas por H o He.

Distintos estudios establecieron que entre el 25–50% de las enanas blancas presentan elementos más pesados que He en sus atmósferas (Zuckerman *et al.* 2003, 2010; Koester *et al.* 2014). Dado que las escalas de tiempo de sedimentación

gravitatoria son mucho más cortas que el tiempo de enfriamiento evolutivo, los elementos pesados detectados no pueden ser primordiales (Paquette *et al.*, 1986). De estos objetos,  $\sim 30$  presentan excesos IR en sus distribuciones espectrales de energía (SED).

La detección de elementos pesados junto con los excesos IR en sus SED, se atribuyen a la presencia de un disco de polvo que esta siendo acretado por la estrella. Dicho disco se forma mediante la destrucción por efecto de marea de cuerpos rocosos menores que originalmente formaban un sistema planetario (Jura 2003; Manser *et al.* 2019; Vanderburg *et al.* 2015; Vanderbosch *et al.* 2020). El estudio de las enanas blancas contaminadas permite estudiar la composición química de los planetesimales que orbitan a la estrella y comprender mejor los diversos procesos físicos que intervienen en la evolución de los sistemas planetarios. Más aún, la determinación de las tasas de acreción nos provee información acerca del sistema planetario original.

Estimaciones previas de las tasas de acreción asumen que el material acretado es mezclado homogéneamente en la zona de convección superficial, y luego difundido hacia el interior estelar (Dupuis *et al.* 1992; Koester 2009, 2014; Farihi *et al.* 2012). Sin embargo, estas estimaciones no tienen en cuenta que el material acretado posee un peso molecular mayor al peso molecular de la atmósfera de la estrella. Este gradiente inverso en peso molecular produce turbulencias, las cuáles generan que el material acretado sea re-mezclado y diluído. Este proceso físico se conoce como *fingering convection* o convección termohalina, y tiene consecuencias importantes en el caso de acreción de enanas blancas con atmósferas de H, mientras que está ausente en estrellas con atmósferas de He (Wachlin *et al.* 2017; Bauer & Bildsten 2018, 2019).

En este trabajo, se realizaron simulaciones numéricas utilizando el código de evolución estelar LPCODE, con el objetivo de determinar tasas de caída de material en dos enanas blancas con discos de polvo, que tienen atmósferas de H y abundancias bien determinadas en la literatura.

## 2. Muestra analizada y LPCODE

Dado que enanas blancas con atmósferas de H desarrollan una envoltura convectiva a  $T_{\text{eff}} < 15\,000$  K, elegimos dos objetos con  $T_{\text{eff}} \sim 10\,000$  K, para asegurar la presencia de dicha envoltura. Ambas estrellas poseen un disco de polvo y abundancias bien determinadas en la literatura. Las características de las dos enanas blancas analizadas, se muestran en la Tabla 1.

Tabla 1: Características de los objetos analizados, obtenidas de la *Montreal White Dwarf Database*.

EB	T.E.	$M (M_{\odot})$	$\log g$	$T$ (K)
WD 0307+077	DAZ	0.59	7.99	10076
WD 2115–560	DA6	0.58	7.96	9736

Para determinar las tasas de acreción utilizamos el código de evolución estelar LPCODE (Althaus *et al.*, 2003, 2005, 2015; Miller Bertolami 2016, etc.), el cual



ha sido ampliamente utilizado en el estudio de la evolución de estrellas de baja masa. Este código fue adaptado por Wachlin *et al.* (2017) con el objetivo de estudiar los efectos de la caída de material de tipo planetario sobre enanas blancas, e incorporando la convección termohalina. Con esta modificación, el código ahora permite seguir la evolución de elementos químicos que no se encontraban presentes en la versión original: Mg, Si, Ca y Fe.

Para ambos objetos, arrancamos con un modelo inicial de una enana blanca de Renedo *et al.* (2010) con  $M = 0.580 M_{\odot}$ ,  $T_{\text{eff}} = 97\,200$  K y una envoltura de H estándar  $M_{\text{H}} \sim 10^{-4} M_{\odot}$ . Primero dejamos enfriar el modelo, mientras se difundían sus elementos; alrededor de  $T_{\text{eff}} = 50\,000$  K agregamos los nuevos elementos con abundancias iniciales en proporciones solares. Finalmente, cuando el modelo llegó a la  $T_{\text{eff}}$  de interés, detuvimos su enfriamiento y activamos la acreción. Dado que la mayoría de los estudios indican que la composición química del material acretado por enanas blancas tiende a ser similar a la abundancia de distintos cuerpos rocosos del sistema solar, establecimos una abundancia tipo *bulk earth* para el material acretado (Allègre *et al.* 2001), y tomamos valores para las tasas de acreción entre  $dM/dt = 10^{8.0}-10^{9.5} \text{ g s}^{-1}$  (ver Wachlin *et al.* 2021).

### 3. Resultados obtenidos

La mejor aproximación a las abundancias reportadas en la literatura para WD 0307+077 y WD 2115+560, la obtuvimos con una tasa de acreción  $dM/dt = 10^{8.2} \text{ g s}^{-1}$  y  $dM/dt = 10^9 \text{ g s}^{-1}$ , respectivamente. En la Tabla 2, presentamos las abundancias reportadas en la literatura, y las abundancias obtenidas con el código LPCODE, para las tasas de acreción mencionadas. En la Figura 1 se muestran los perfiles químicos internos para H, He, O, Mg, Si, Ca, y Fe, obtenidos para cada estrella. En color rojo vemos la zona convectiva (CZ) donde el material es mezclado homogéneamente y por debajo de esta región observamos (en color azul) la zona de la convección termohalina (TCZ). Allí podemos ver que la abundancia de cada elemento disminuye ligeramente, debido al mezclado extra de material. Este mezclado extra, implica que serían necesarias tasas de acreción mayores a las reportadas en la literatura, para explicar las abundancias que muestran las observaciones, y por lo tanto es un efecto físico importante al momento de determinar dichas tasas de acreción.

Tabla 2: Abundancias de la literatura y obtenidas en este trabajo para WD 0307+077 y WD 2115+560.

WD	log(Mg/H)	log(Si/H)	log(Ca/H)	log(Fe/H)	ref.
0307+077	-6.6	< -5.5	-7.1	< -6.3	1
	-6.6	-6.6	-7.8	-6.7	2
2115+560	-6.4	-6.2	-7.4	-6.4	3
	-6.1	-6.2	-7.4	-6.3	2

1) Xu *et al.* (2019), 2) Este trabajo, 3) Swan *et al.* (2019).

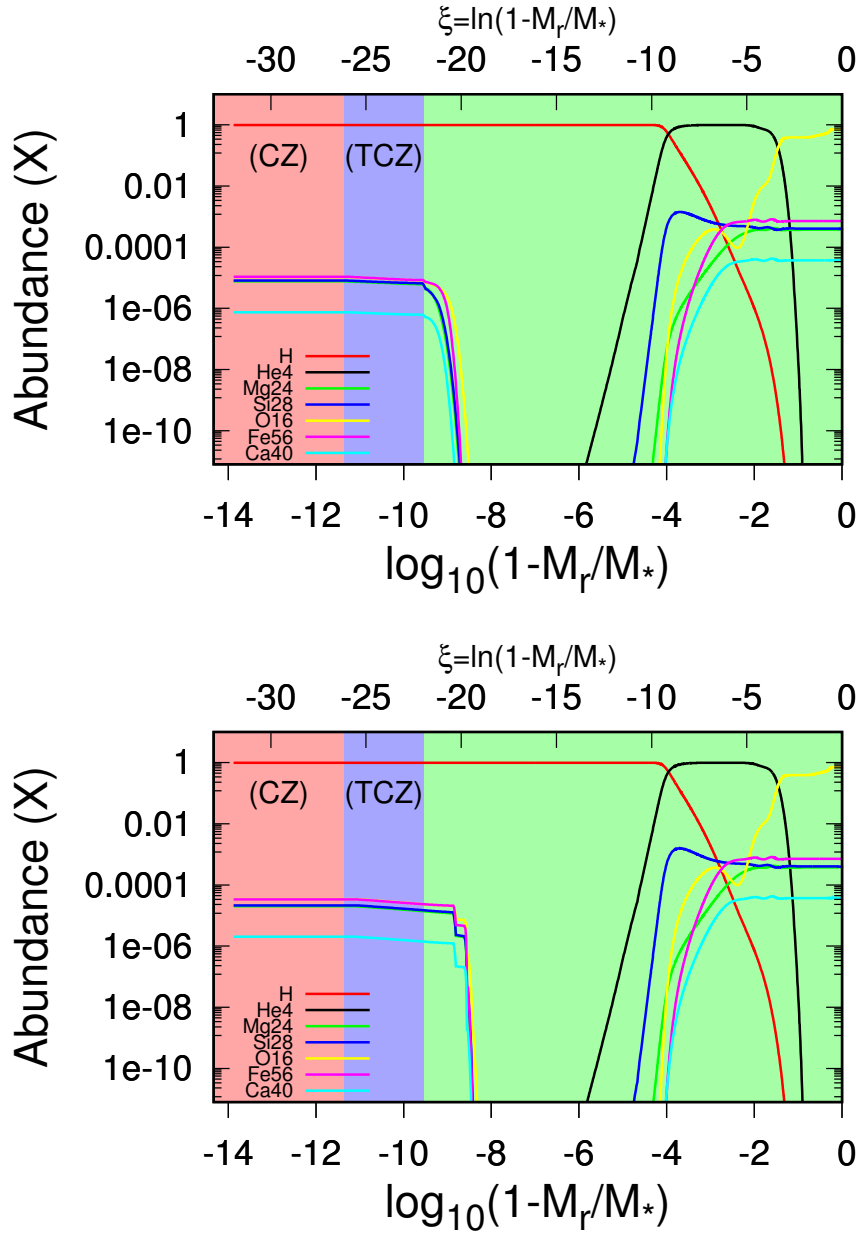


Figura 1: Perfiles de los distintos elementos químicos obtenidos con el código LPCODE, para WD 0307+077 (panel superior) y WD 2115+560 (panel inferior).

#### 4. Síntesis y perspectivas futuras

Para este trabajo determinamos las tasas de acreción en 2 enanas blancas que tienen un disco de polvo, utilizando el código de evolución estelar LPCODE. La determinación de este parámetro se hizo teniendo en cuenta la convección termo-

halina. La mejor aproximación a las abundancias reportadas en la literatura la obtuvimos con una tasa de acreción  $dM/dt = 10^{8.2} \text{ g s}^{-1}$  y  $dM/dt = 10^9 \text{ g s}^{-1}$ , para WD 0307+077 y WD 2115+560 respectivamente.

Dado que consideramos que la convección termohalina es un proceso físico que hay que tener en cuenta, nos proponemos aumentar la muestra de enanas blancas con disco y determinar las tasas de caída de material. Por otro lado, obtendremos observaciones espectroscópicas propias de estrellas que no tienen abundancias reportadas en la literatura, con el objetivo de determinar sus abundancias y proceder a calcular las tasas de acreción.

## Referencias

- Allègre, C., et al., 2001, *Earth Planet. Sci. Lett.*, 185, 49  
Althaus L. G., et al., 2003, *A&A*, 404, 593  
Althaus L. G., et al., 2005, *A&A*, 435, 631  
Althaus, L. G., et al., 2015, *A&A*, 576, A9  
Bauer, E. B. & Bildsten, L. 2018, *ApJ*, 859, L19  
Bauer, E. B. & Bildsten, L. 2019, *ApJ*, 872, 96  
Dupuis, J., et al., 1992, *ApJS*, 82, 505  
Farihi, J., et al., 2012, *MNRAS*, 424, 464  
Iben, I., et al., 1997, *ApJ*, 489, 772  
Jura, M. 2003, *ApJ*, 584, L91  
Koester, D. 2009, *A&A*, 498, 517  
Koester, D., et al., 2014, *A&A*, 566, A34  
Manser, C. J., et al., 2019, *Science*, 364, 66  
Miller Bertolami, M. M. 2016, *A&A*, 588, A25  
Paquette, C., et al., 1986, *ApJS*, 61, 177  
Renedo I., et al., 2010, *ApJ*, 717, 183  
Swan, A., et al., 2019, *MNRAS*, 490, 202  
Vanderbosch, Z., et al., 2020, *ApJ*, 897, 171  
Vanderburg, A., et al., 2015, *Nature*, 526, 546  
Wachlin, F. C., et al., 2017, *A&A*, 601, A13  
Wachlin, F. C., et al., 2021, arXiv:2109.11370  
Xu, S., et al. 2019, *AJ*, 158, 242  
Zuckerman, B., et al., 2003, *ApJ*, 596, 477  
Zuckerman, B., et al., 2010, *ApJ*, 722, 725

## Testing Spectral Models Limitations with Star Clusters

L. Vega-Neme<sup>1,2</sup>, A. Ahumada<sup>1</sup>

(1) *OAC - Observatorio Astronómico de Córdoba, UNC*

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

**Resumen.** Los cúmulos estelares (CE) son excelentes laboratorios para estudiar las poblaciones estelares, y para determinar sus propiedades principales como Edad ( $t$ ) y Metalicidad ( $Z$ ). Para CE distantes (extragalácticos) se dispone sólo de espectros integrados, y uno de los métodos más poderosos para estudiar estas propiedades es a través de la síntesis espectral. Aunque este método es de gran utilidad, existen varias limitaciones de los resultados basados en la síntesis. Aquí exploramos la influencia en la cobertura del rango espectral modelizado, que puede no contar con algunas características importantes de absorción sensibles a  $t$  y  $Z$ , lo que impide determinaciones precisas de estas propiedades. Probamos modelos espectrales para una muestra de CE y analizamos la determinación de  $t$  y  $Z$  según al rango espectral adoptado.

**Abstract.** Star clusters (SCs) are excellent laboratories to study the stellar populations, as well as to determine their key properties such as Age ( $t$ ) and Metallicity ( $Z$ ). For distant (extragalactic) SCs only integrated spectra are available, and one of the most powerful methods to study these properties is through synthesis modeling. Though very useful, there are several limitations of the results based on synthesis. Here we explore the influence on the spectral range coverage, which sometimes misses some important  $t$  and  $Z$  sensitive absorption features, thus preventing precise determinations on these properties. We test spectral models for a sample of SCs and analyze the determination of  $t$  and  $Z$  according to the spectral range adopted.

### 1. Background

Stellar clusters (SC) are among the best natural laboratories to study the evolution of stars and stellar populations. To infer their main properties such as Age and metallicity, color-magnitude diagrams are very useful when individual stars are identified. However, for distant SC only integrated light is available, so spectral indices and colors are usually measured to determine their properties.

The advent of evolutionary synthesis models allowed to fit the observed integrated spectra in all the spectral range available, thus differentiating from the methods which involved only certain wavelength or indices. This is a powerful technique since it is possible to infer the stellar populations involved as well as

their global properties, and was widely used in galaxies but little in SC spectra.

Although its availability to study stellar populations, the spectral synthesis has a not-so-obvious limitation, related to the spectral range used, which could give false determinations of Age ( $t$ ), Metallicity ( $Z$ ) and/or extinction ( $A_V$ ). The motivation for this behaviour is that, as was pointed out by Cid Fernandes & González-Delgado (2010), for limited wavelength coverage the models with different metallicity could provide statistically indistinguishable fits. This situation is particularly critical when using only the blue spectral range, and becoming more important for older stellar populations.

To tackle these issues, we applied spectral synthesis to a sample of SC spectra. We vary the spectral coverage in the fittings in order to explore the dependence of the stellar population parameters with the wavelength ranges used.

## 2. Spectral Synthesis

### 2.1. Sample

We took spectra from the WiFeS Atlas of Galactic Globular cluster Spectra (WAAGS; Usher et al, 2017), which contains spectra of 64 (Milky Way) and 3 (Fornax) globular clusters, plus 14 LMC and 5 SMC SC. WAGGS observations correspond to integrated spectra of the central ( $25 \times 38$  arcsec) clusters in 5 gratings at  $R = 6800$ . We gathered all the spectral information into one single spectrum per object, resulting in wavelength coverage of 3450–7450 Å.

### 2.2. Method

We use the spectral synthesis code **STARLIGHT** (Cid Fernandes et al, 2005) which combines theoretical Simple Stellar Populations (SSP) to model the observed spectra. This robust code was widely used for recovering the star formation history of galaxies, but only few times was applied to star clusters. The free parameters to fit are  $M_\lambda$ ,  $t$ ,  $A_V$ , and  $Z$ . The formal combination of SSPs is performed as

$$M_\lambda = M_{\lambda_0} \left[ \sum_{j=1}^{N_\star} x_j b_{j,\lambda} r_\lambda \right] \otimes G(v_\star, \sigma_\star), \quad (1)$$

where  $M_{\lambda_0}$  is the modeled flux at normalization wavelength  $\lambda_0$ ,  $N_\star$  is the number of components in the base of SSPs,  $x_j$  are the relative contributions of each SSP,  $b_{j,\lambda} \equiv L_j(\lambda)/L_j(\lambda_0)$  is the spectrum of the  $j^{\text{th}}$  SSP normalized at  $\lambda_0$ ,  $r_\lambda = 10^{-0.4(A_\lambda - A_{\lambda_0})}$  is the reddening term,  $A_\lambda$  is the extinction (following the law of Cardelli, Clayton & Mathis, 1989), and  $G(v_\star, \sigma_\star)$  is a gaussian centered in velocity  $v_\star$  with a velocity dispersion  $\sigma_\star$ ; this latter term is considered to account for possible broadening of the spectrum due to internal kinematics of the cluster, but is only important for the most massive systems.

The best model is found according to minimization:

$$\chi^2 \equiv \sum_{\lambda_i}^{\lambda_f} [O(\lambda) - M(\lambda)]^2 \omega(\lambda)^2, \quad (2)$$

where  $O(\lambda)$  is the observed spectrum,  $\omega(\lambda)$  is a weight term, and  $\lambda_i$  and  $\lambda_f$  are the initial and final wavelength to fit, respectively.

The most usual base of SSPs comprises 150 spectra corresponding to 25 Ages and 6 Metallicities (Base “BC03”; after Bruzual & Charlot, 2003), which was built to take into account all possible values of Age (from  $10^5$  to  $2 \times 10^{10}$  yr and Metallicity (from  $-2.5$  to  $0.4$ ). However, when dealing with SC, there is no need to include those SSP for which we know somehow they are not present. This is not an arbitrary decision: for instance, the inclusion of very young and/or metal-rich populations in globular clusters fittings would only oversample the SSPs and add erroneous estimates of the real properties of the object, besides being time-consuming runs. This sort of statistical noise could easily be avoided by using a sub-sample of BC03 base by choosing more “astrophysically important” SSPs, based on the previous estimates of the SC available in WAGGS sample (Usher et al, 2017). We thus made a customized base comprising  $t$  from  $10^6$  to  $10^9$  yr and  $Z$  with solar, LMC and SMC metallicities.

To explore the dependence of the stellar population parameters with wavelength, we fit the spectra in certain ranges, increasing the coverage at steps of  $100 \text{ \AA}$  from  $3700 \text{ \AA}$  to  $7000 \text{ \AA}$ , with a minimum initial range of  $500 \text{ \AA}$ , thus performing  $[29 \times (29 + 1)/2] = 435$  fits per cluster according to the following scheme:

3700-4200				
3700-4300	3800-4300			
3700-4400	3800-4400	.		
3700-4500	3800-4500	..		
....	...	...	6400-6900	
3700-7000	3800-7000	..	6400-7000	6500-7000
( 29 fits )	( 28 fits )	..	( 2 fits )	( 1 fit )

Finally, for each spectral range we obtain the mean values of  $t$  and  $Z$  by averaging over SSPs parameters involved in the fits, as  $\langle \log(t) \rangle \equiv \sum_{j=1}^N x_j \times \log(t_j)$  and  $\langle Z \rangle \equiv \sum_{j=1}^N x_j \times (z_j)$ , respectively.

### 3. Results

Since for each cluster there are 435 fits, we show here only some results of the fits as an example, this time corresponding to the globular cluster NGC 6316.

Figure 1 shows two spectral fits, performed over the blue (left) and the red (right) part of the spectrum. We used Equation 2 to mask some regions we do

not want to include by doing  $\omega(\lambda) = 0$ , thus simulating that we have observed only the non-masked spectral region, as explained in the scheme above.

We note that there are evident differences in the results, mainly due to the spectral lines and indices included in the spectral coverage. The extension of the fits outside the range (to both sides, but mainly to the red limit of the models) are shown to visualize the quality of the global fit, which in some cases are far from the observed spectrum, giving large global residues, despite the (local) good fit. In our example, fitting only a blue region would provide a good fit (green region in the Figure), but we see that this fit does not represent the whole spectrum.

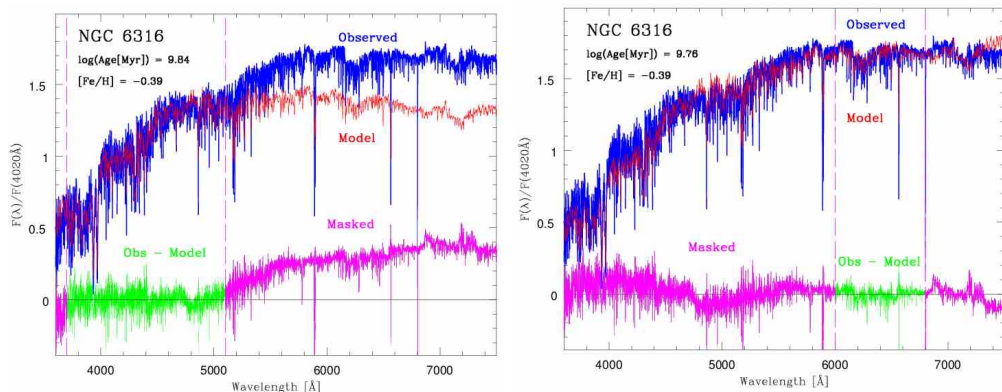


Figure 1: Spectral fits performed with STARLIGHT to the globular cluster NGC 6316. Colors denote the Observed (blue), Modeled (red) and Residual (green) spectra, while masked regions are colored with magenta. Some synthesis results are included in the figures. Both fittings are *locally* good, but do not represent the whole spectrum and conduct to unreliable results.

The derived parameters were found to be dependent on the starting and ending wavelength used in the fittings. Figure 2 shows the dependence of the Age and Metallicity determinations according to the spectral range used. In each panel the initial value is included and the final value is denoted in the  $x$ -axis.

Both Age and Metallicity change with the range considered, as is more evident around 6000 Å. The most important result is that  $t$  and  $Z$  could be underestimated when the blue range is not included. If only the red part is taken into account, some sensitive absorption features are not considered, such as  $H\beta$  or Mg I lines: in this case the fit does not represent the global behavior despite the technical fact that the local residue is small.

Finally, we could say that possible  $\alpha$ -elements enrichment is hinted in some residual spectra, as evidenced by the equivalent widths of CN, Mg and Na bands. This may be due to the lacking of  $\alpha$  elements in the spectra of the Base used, although this effect is only barely seen in the most massive clusters.

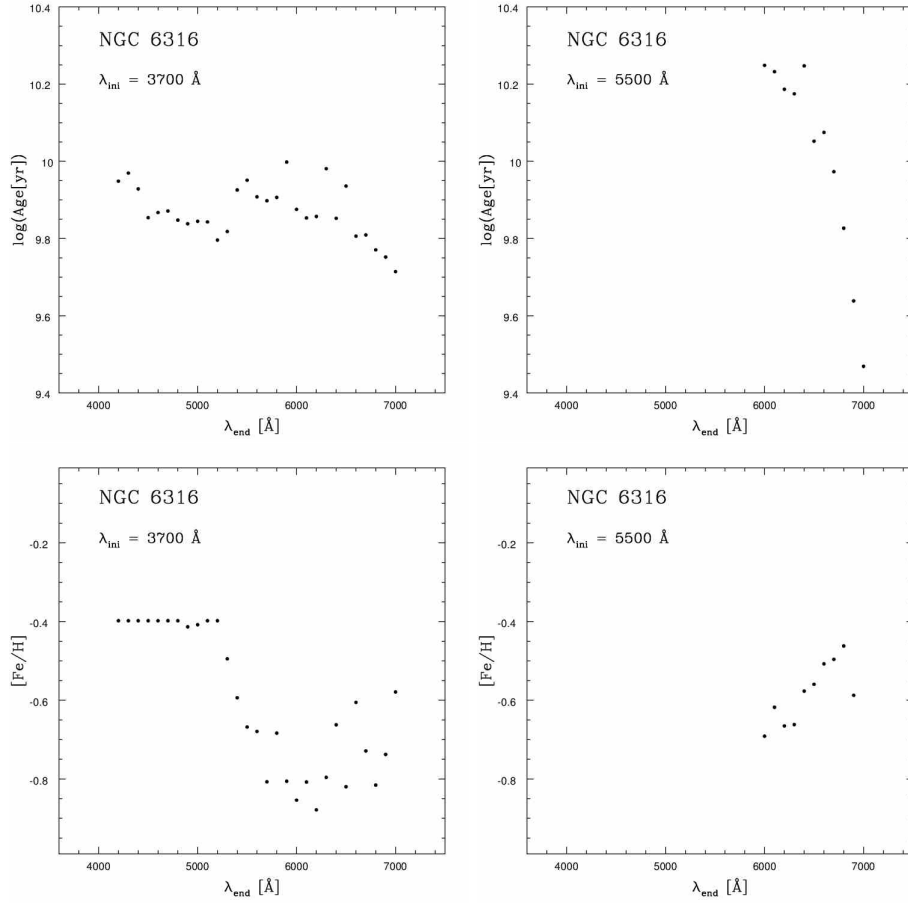


Figure 2: Examples of determination of Age (above) and Metallicity (below) for different spectral ranges for NGC 6316, as explained in the text. The beginning wavelengths are 3700 Å (left) and 6000 Å (right).

## Referencias

- Bruzual & Charlot, 2003 MNRAS 344 1000  
 Cardelli, Clayton & Mathis, 1989 ApJ 345 245  
 Cid Fernandes, R. & González-Delgado, R. 2010, MNRAS 403, 780  
 Cid Fernandes, R. et al. 2005, MNRAS 358, 363  
 Usher et al., 2017 MNRAS 468 3828



## **ISOSCELES: Grilla de modelos hidrodinámicos y de atmósferas estelares para estrellas masivas**

I.A. Araya<sup>1</sup>, M. Curé<sup>2</sup>, N. Machuca<sup>2</sup>, C. Arcos<sup>2</sup>

(1) *Vicerrectoría de Investigación, Universidad Mayor, Chile*  
(2) *Instituto de Física y Astronomía, Universidad de Valparaíso, Chile*

**Resumen.** En este trabajo buscamos derivar simultáneamente los parámetros estelares y del viento de estrellas masivas, principalmente estrellas supergigantes de tipo A y B. Las propiedades estelares abarcan la temperatura efectiva, la gravedad superficial, la velocidad de microturbulencia y la abundancia de silicio. Para las propiedades del viento, consideramos los parámetros de la fuerza de la línea ( $\alpha$ ,  $k$  y  $\delta$ ) obtenidos de la teoría estándar del viento impulsado por radiación. Para modelar los datos usamos el código de transporte radiativo FASTWIND considerando las soluciones hidrodinámicas derivadas con el código estacionario HYDWIND. Luego, se crea ISOSCELES, una grilla de modelos hidrodinámicos y de atmósferas estelares para estrellas masivas. Junto con los espectros observados y una herramienta semi-automática, las propiedades físicas de estas estrellas se determinan mediante ajustes de líneas espectrales. Este análisis espectroscópico cuantitativo proporciona una estimación de los parámetros de la fuerza de la línea. Además, confirmamos que las soluciones hidrodinámicas, llamadas  $\delta$ -slow, describen de forma bastante fiable los vientos de las estrellas supergigantes B impulsados por radiación.

**Abstract.** In this work we seek to derive simultaneously the stellar and wind parameters of massive stars, mainly A and B type supergiant stars. Our stellar properties encompass the effective temperature, the surface gravity, the micro-turbulence velocity and, silicon abundance. For wind properties we consider the line-force parameters ( $\alpha$ ,  $k$  and  $\delta$ ) obtained from the standard line-driven wind theory. To model the data we use the radiative transport code FASTWIND considering the hydrodynamic solutions derived with the stationary code HYDWIND. Then, ISOSCELES, a grid of stellar atmosphere and hydrodynamic models of massive stars is created. Together with the observed spectra and a semi-automatic tool the physical properties from these stars are determined through spectral line fittings. This quantitative spectroscopic analysis provide an estimation about the line-force parameters. In addition, we confirm that the hydrodynamic solutions, called  $\delta$ -slow solutions, describe quite reliable the radiation line-driven winds of B supergiant stars.

## 1. Introducción

ISOSCELES, *grId of Stellar atmOSphere and hydrodynamiC modELs for mas-sivE Stars*, es la primera grilla de modelos para estrellas masivas que involucra tanto la hidrodinámica CAK (en lugar de la ley  $\beta$  generalmente utilizada) como el transporte radiativo NLTE.

ISOSCELES cubre el espacio de parámetros completo de las estrellas de tipo espectral O, B y A. Para producir la grilla de perfiles de líneas sintéticas primero calculamos una malla de soluciones hidrodinámicas del viento con nuestro código estacionario HYDWIND (Curé 2004). Estas soluciones hidrodinámicas, basadas en la teoría CAK y sus mejoras (Castor 1975, Friend & Abbott 1986, Curé 2004, Curé et al. 2011) se utilizan como entrada en el código de transporte radiativo NLTE FASTWIND (Puls et al. 2005). Además, estos cálculos consideran la solución hidrodinámica  $\delta$ -slow. Este tipo de solución se obtiene cuando el valor del parámetro relacionado con la ionización  $\delta$  adquiere valores superiores ( $\delta \gtrsim 0.3$ ) a los proporcionados por la solución estándar m-CAK (Curé et al. 2011).

Cada modelo de HYDWIND se describe mediante seis parámetros:  $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$ ,  $R_*$ ,  $\alpha$ ,  $k$  y  $\delta$ . Todos estos modelos consideran, para la profundidad óptica, la condición de frontera  $\tau = 2/3$ , en la superficie estelar. La Figura 1 muestra la ubicación de los diferentes modelos en el plano  $T_{\text{eff}}-\log g$ . El rango de los valores considerados en las grillas de HYDWIND y FASTWIND se enumeran en la Tabla 1. Cabe señalar que no todas las combinaciones de estos parámetros convergen en una solución hidrodinámica física estacionaria. En el caso de la grilla FASTWIND, calculamos un total de 573 433 modelos. A partir de estos modelos, se calcularon los perfiles de línea de los elementos H, He y Si en el rango óptico e infrarrojo. Además, es importante notar que todos nuestros modelos se calculan sin rotación estelar.

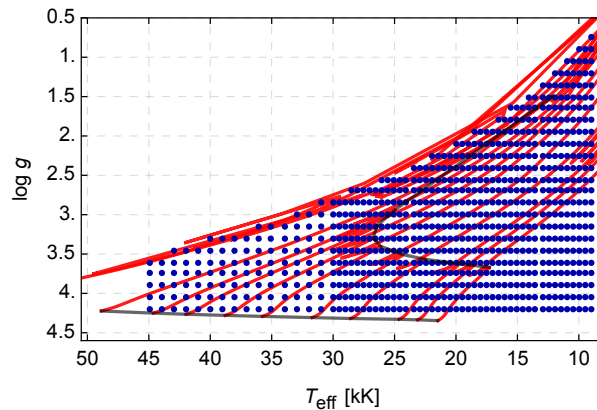


Figura 1: Ubicación de los pares ( $T_{\text{eff}}-\log g$ ) considerados en la grilla de modelos (puntos azules). Las líneas rojas representan las trayectorias evolutivas desde  $7 M_{\odot}$  hasta  $60 M_{\odot}$  sin rotación (Ekström et al. 2012), mientras que las líneas negras corresponden a la secuencia principal de edad cero (ZAMS) y la secuencia principal de edad terminal (TAMS).

Tabla 1: Rango de valores considerados en las grillas de HYDWIND y FASTWIND.

$T_{\text{eff}}$ :	9 000 a 45 000 [K]
$\log g$ :	0.6 a 4.5 [dex]
$\alpha$ :	0.45, 0.47, 0.51, 0.53, 0.55, 0.57, 0.61, 0.65
$k$ :	0.05 a 0.60 (pasos de 0.05)
$\delta$ :	0.00, 0.04, 0.10, 0.14, 0.2, 0.24, 0.3, 0.31, 0.32, 0.33, 0.34, 0.35
$\log \epsilon_{\text{Si}}$ :	7.21, 7.36, 7.51, 7.66, 7.81
$v_{\text{micro}}$ :	1.0, 5.0, 10.0, 15.0, 20.0, 25.0 [km s <sup>-1</sup> ]

## 2. Método

Desarrollamos una metodología (*script* en Python) para realizar un análisis semi-automático de un espectro observado. Los datos de observación se procesaron previamente con la herramienta *IACOB-broad* (Simón-Díaz & Herrero 2014) para derivar las velocidades macroturbulentas y de rotación proyectadas. Luego, estos valores fueron utilizados en nuestro código de búsqueda para realizar el ajuste espectral con el fin de obtener parámetros estelares y de viento. La Figura 2 muestra la estructura del método de búsqueda. Primero, el código lee un archivo de entrada que contiene la información de los datos observacionales, los parámetros de convolución y el tipo de solución que estamos buscando (opcional), rápida o  $\delta$ -lenta. En un segundo paso, utiliza herramientas de multiprocesamiento para buscar a través de la grilla. Los perfiles de línea se convolucionan rotacionalmente y se interpolan con la línea observada. Luego se realiza una prueba de  $\chi^2$ . Finalmente, el código recopila todos estos resultados y los ordena de menor a mayor valor de  $\chi^2$ , seleccionando y devolviendo el que más se asemeja a los datos observacionales.

## 3. Primeros Resultados

A modo de ejemplo, presentamos los resultados para la estrella HD 99953 considerando perfiles de seis líneas (ver Figura 3). Derivamos parámetros estelares similares a los obtenidos por Haucke et al. (2018). En cuanto a los parámetros del viento, ellos encontraron  $\dot{M} = 0.13 \times 10^{-6} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$  y  $v_{\infty} = 500 \text{ km s}^{-1}$ , con  $\beta = 2.0$ , para el perfil de velocidad. Nosotros obtuvimos una solución  $\delta$ -slow, con los siguientes parámetros del viento:  $\dot{M} = 0.24 \times 10^{-6} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$  y  $v_{\infty} = 254 \text{ km s}^{-1}$ . De la Figura 4, podemos observar la diferencia entre el perfil de velocidad (ley  $\beta$ ) usado por Haucke et al. (2018) y nuestro perfil hidrodinámico (solución  $\delta$ -slow).

## 4. Conclusiones

De acuerdo con nuestra experiencia en ajustes de líneas espectrales, predecimos que los modelos con valores de  $\beta \gtrsim 1.5$  pueden reproducirse adecuadamente con la solución hidrodinámica  $\delta$ -slow. Actualmente, en nuestra metodología, todas

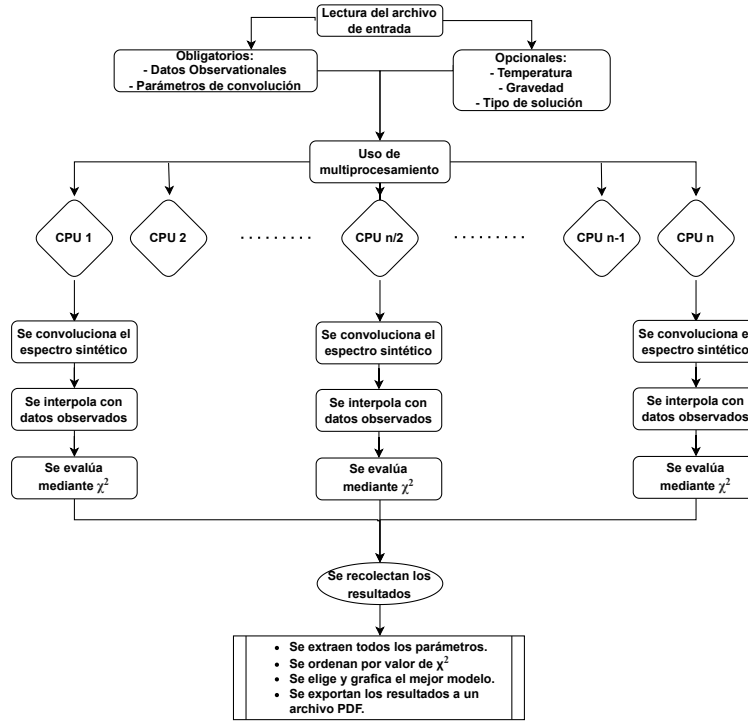


Figura 2: Diagrama con nuestra metodología para derivar los parámetros estelares y del viento a partir de las observaciones.

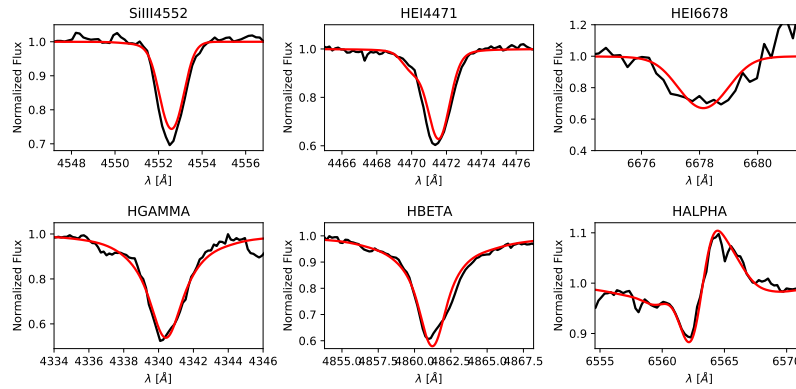


Figura 3: Ajuste de línea espectral para HD 99953. La línea continua azul muestra los espectros recuperados de Haucke et al. (2018). La línea continua naranja corresponde a un modelo con los siguientes parámetros:  $T_{\text{eff}} = 18\,500\text{ K}$ ,  $\log g = 2.4$ ,  $\alpha = 0.53$ ,  $k = 0.15$ ,  $\delta = 0.34$ ,  $v_{\text{micro}} = 15\text{ km s}^{-1}$  y  $\log \epsilon_{\text{Si}} = 7.81$ .

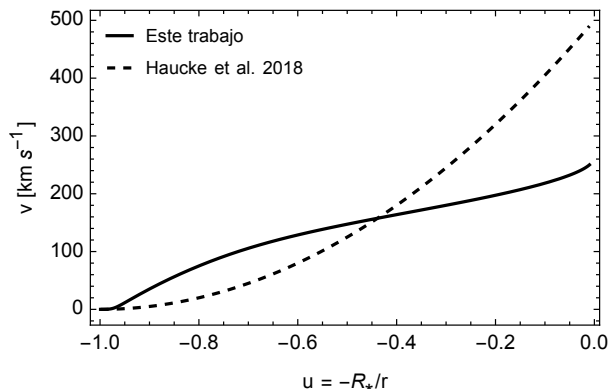


Figura 4: Comparación entre los perfiles de velocidades utilizados para ajustar las líneas espectrales.

las líneas tienen el mismo peso, pero estamos probando para asignar un peso diferente a aquellas líneas que podrían tener más impacto en los parámetros estelares. Más estudios, usando más estrellas y análisis de más líneas espectrales, nos darán estimaciones más precisas de los parámetros estelares y del viento.

Como trabajo futuro, esperamos analizar las distribuciones  $\chi^2$  y luego usarlas para calcular las incertidumbres para cada parámetro derivado. Actualmente, estamos trabajando en un estudio estadístico de la forma de los perfiles de línea teóricos en contraste con los observados. Además, estamos analizando los parámetros del viento en la grilla de ISOSCELES para estudiar la influencia en los perfiles de línea observados.

**Agradecimientos.** M.C., C.A., & I.A. agradecen el apoyo del proyecto FONDECYT 1190485. I.A. & C.A. también agradecen el apoyo de los proyectos FONDECYT 11190147 y 11190945, respectivamente. Los autores agradecen al fondo *European Union's Framework Programme for Research and Innovation Horizon 2020 (2014–2020)* bajo la subvención Marie Skłodowska-Curie No. 823734.

## Referencias

- Castor J.I., Abbott D.C., Klein R.I., 1975, *ApJ*, 195, 157  
 Curé M., 2004, *ApJ*, 614, 929  
 Curé M., Cidale L., Granada A., 2011, *ApJ*, 737, 18  
 Ekström S., et al., 2012, *A&A*, 537, A146  
 Friend D.B., Abbott D.C., 1986, *ApJ*, 311, 701  
 Haucke M., et al., 2018, *A&A*, 614, A91  
 Puls J., et al., 2005, *A&A*, 435, 669  
 Simón-Díaz S., Herrero A., 2014, *A&A*, 562, A135

## Viscous Radiation Driven Disks

A. Rodríguez-Jiménez<sup>1,2</sup>, I. Araya<sup>3</sup>, C. Arcos<sup>1</sup>, M. Curé<sup>1</sup>

(1) *Instituto de Física y Astronomía, Universidad de Valparaíso, Chile.*

(2) *Departamento de Astronomía, Universidad de Chile, Chile.*

(3) *Vicerrectoría de Investigación, Universidad Mayor, Chile.*

**Resumen.** Estudiamos las soluciones fast y  $\Omega$ -slow del modelo en 1D m-CAK de vientos de estrellas Be clásicas que rotan de forma quasi-Kepleriana sobre el plano ecuatorial. Obtuvimos perfiles de velocidad del viento que reproducen las bajas velocidades terminales estimadas previamente por otros autores. Adicionalmente, encontramos que el intervalo de valores de la tasa de rotación de la estrella en términos de su velocidad de rotación crítica ( $\Omega$ ), donde co-existen soluciones fast y  $\Omega$ -slow, se desplaza a valores más altos de  $\Omega$  conforme la rotación del viento se acerca a la rotación Kepleriana. Esto podría ayudar a comprender mejor la formación y/o disipación de los discos de decreción en estas estrellas.

**Abstract.** We studied the fast and  $\Omega$ -slow solutions of the 1D m-CAK model of winds rotating in a quasi-Keplerian way on the equatorial plane of classical Be stars. We obtained wind velocity profiles that reproduce the low terminal velocities previously estimated by other authors. Additionally, we find that the range of values of the star's rotational rate in terms of its critical rotation speed ( $\Omega$ ), where fast and  $\Omega$ -slow solutions co-exist, shifts to higher values of  $\Omega$  as the wind rotation approaches the Keplerian rotation. This could help to better understand the formation and/or dissipation of decretion disks of these stars.

## 1. Introduction

Classical Be stars are massive fast rotating non-supergiant stars that present or have presented in their spectra one or more Balmer lines in emission at some time (Rivinius et al. 2013). Their strong luminosities, and probably their fast rotations, could be the responsible of the presence of an outflowing gaseous disk in their equatorial planes, called decretion-disk. These characteristic disks are made of material ejected from the central star, and for this reason, we can model them as rotating radiation driven winds, based on the m-CAK theory (Castor et al. 1975, Friend & Abbott 1986, Pauldrach et al. 1986).

de Araujo (1995) added an empirical parameter, which mimic viscosity, to the rotational component of the 1D stationary radial equation of motion that describes the hydrodynamics of rotating radiation driven winds in the equatorial

plane of the central star to reproduce the lower terminal velocities from the observational results of Be stars (see, e.g., Poekert & Marlborough 1978; Stee et al. 1995; Chesneau et al. 2005). However, his results considered only the standard m-CAK solutions (hereafter fast solutions). Later, Curé (2004) discovered a new family of solutions to the equation of motion (hereafter EoM) with rotation velocities higher than  $\sim 75\%$  of the critical rotation speed, the so-called  $\Omega$ -slow solutions, characterized by winds with lower terminal velocities and higher densities than those possessed by fast solutions. From here the hydrodynamical code called HYDWIND was developed to solve the EoM. Afterward, Araya et al. (2018) studied a switching process of fast and  $\Omega$ -slow solutions, which is believed could trigger the formation and/or dissipation of outflowing equatorial disk in stars with sub-critical rotation, as many Be stars.

The general aim of this work is to obtain a wind velocity profile that adequately describes the winds of classical Be stars. In Section 2, based on the m-CAK theory and the previous works of de Araujo (1995) and Curé (2004), we derived the EoM. Section 3 focuses on the study of the solutions of the EoM (fast and  $\Omega$ -slow solutions), considering models with winds rotating in a quasi-Keplerian way. For purposes of our work, although currently are known three types of solutions for this EoM, we did not include the  $\delta$ -slow solutions. Additionally, this section analyzes the conditions in which fast and  $\Omega$ -slow solutions can co-exist. Section 4 presents our conclusions.

## 2. The hydrodynamic model

Our initial EoM is the following:

$$v \frac{dv}{dr} = -\frac{GM}{r^2} - \frac{1}{\rho} \frac{dP}{dr} + g_e + g_L + \frac{v_\phi^2}{r} \quad (1)$$

(see Curé 2004 and references therein for details). The term  $v_\phi^2(r)/r$  corresponds to the centrifugal acceleration, where

$$v_\phi = \Omega \sqrt{\frac{GM(1 - \Gamma_e)}{R}} \left(\frac{R}{r}\right)^{\gamma_{\text{vis}}}. \quad (2)$$

Here  $\Omega$  is the stellar rotation rate in terms of the star's critical rotation speed. Additionally, because  $\gamma_{\text{vis}}$  in Eq. (2) is a parameter that changes the specific angular momentum of the wind, such a torque provided by viscous shear,  $\gamma_{\text{vis}}$  is a parameter that mimick viscosity. Thus, the kinematics of the disk changes with  $\gamma_{\text{vis}}$ , such that the angular momentum is conserved when  $\gamma_{\text{vis}} = 1.0$  and a Keplerian rotation is described by  $\gamma_{\text{vis}} = 0.5$ . The parameter  $\gamma_{\text{vis}}$  had been previously introduced by de Araujo (1995, he used it as  $\delta$ ; see de Araujo et al. (1994) and Stee & de Araujo (1994) for details).

Based on the work of Curé (2004), our final EoM is given by:

$$\begin{aligned} F_A(u, w, w') &\equiv \left(1 - \frac{1}{w^2}\right) ww' + A + \frac{2}{u} - a_{\text{rot}}^2 (-u)^{2\gamma_{\text{vis}}-1} \\ &- C' CF g(u)(w)^{-\delta} (ww')^\alpha = 0. \end{aligned} \quad (3)$$

From this EoM, we implemented the singularity and regularity conditions in the HYDWIND code and obtain the corresponding numerical solutions of Eq. (3).

### 3. Results

#### 3.1. Searching low terminal velocities

Observational results show that the terminal velocities of the winds of Be stars are lower than the terminal velocities found theoretically. Thus our main goal was to find low terminal velocities, considering different values of  $\gamma_{vis}$ . We computed a B2V star model (see Table 1) and we obtained a terminal velocity  $v_\infty = 106.2 \text{ km s}^{-1}$  at  $100R_*$  and a mass loss rate  $\dot{M} = 1.422 \times 10^{-8} M_\odot \text{ yr}^{-1}$ , using  $\Omega = 0.99$  and  $\gamma_{vis} = 0.52$ . Figure 1 shows the velocity profile of this model, which corresponds to an  $\Omega$ -slow solution. From here is evident that we can obtain low terminal velocities when we study the quasi-Keplerian regime.

Table 1: Stellar and line-force parameters of a B2V type star.

$T_{\text{eff}}$ [K]	$R_*$ [ $R_\odot$ ]	$\log g$	$k$	$\alpha$	$\delta$	$\rho_0$ [ $\text{g cm}^{-3}$ ]	$\gamma_{\text{vis}}$
21 000	4.00	4.50	0.32	0.50	0.00	$5.0 \times 10^{-10}$	0.52

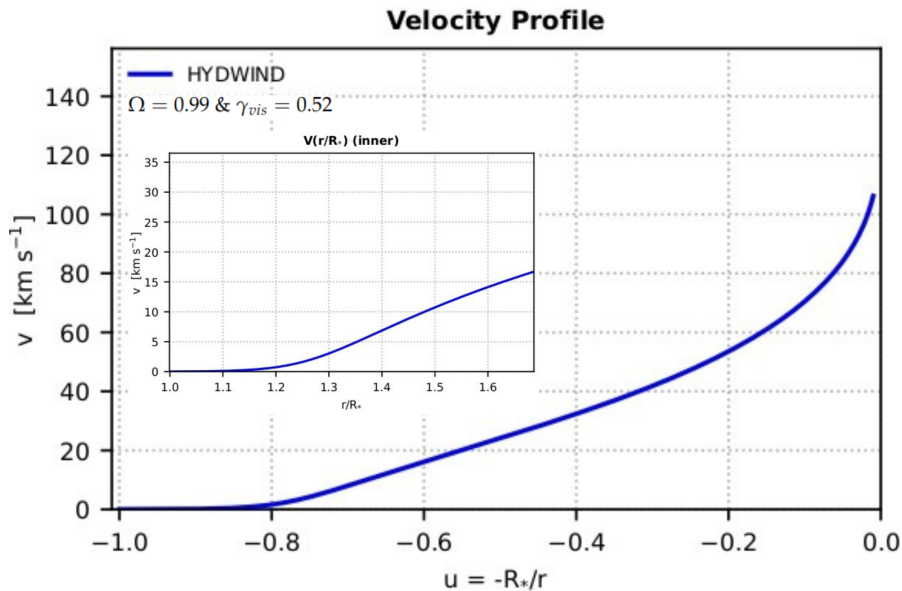


Figure 1: Velocity profile of a B2V star model as function of  $u = -R_*/r$ . The inset is a zoom just above the surface (Figure from Rodríguez-Jiménez 2022).



### 3.2. Co-existence region between solutions

For a group of eighth different B-type stars, with effective temperatures in the range  $15\,000\text{ K} \leq T_{\text{eff}} \leq 30\,000\text{ K}$ , we studied the region where fast and  $\Omega$ -slow solutions can co-exist (the co-existence region). For this analysis we only search solutions to models with  $0.5 \leq \Omega \leq 0.99$ , taking into account the fact that fast solutions ceases to exist when stars have high rotational rates ( $\Omega$  higher than  $\sim 0.75$ , Curé 2004).

The stellar parameters of these eight different B-type stars were taken from Arcos et al. (2017) and the line-force parameters were taken from Abbott (1982). Starting with  $\gamma_{\text{vis}} = 1.0$ , we calculated the solutions with HYDWIND to their respective models with different values of  $\Omega$ . In this first stage, we used freeze ionization ( $\delta = 0$ ). Additionally, we used as boundary condition at the stellar surface,  $\rho_0 = 8.71 \times 10^{-11}\text{ g cm}^{-3}$ . Then, for each star, we plotted all the terminal velocities ( $v_\infty$ ) and all the mass loss rates ( $\dot{M}$ ) obtained versus the corresponding value of  $\Omega$ . Subsequently, we plotted the value of  $\Omega$  from the last fast solution found and the value of  $\Omega$  from the first  $\Omega$ -slow solution found in the previous step versus  $T_{\text{eff}}$ . We followed the same process for  $\gamma_{\text{vis}} = 0.95$  and  $\gamma_{\text{vis}} = 0.90$ . The results are shown in Figure 2.

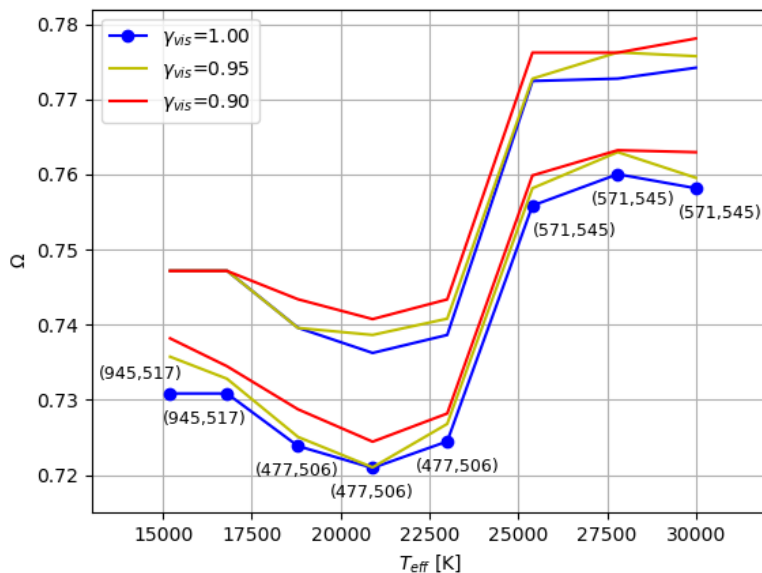


Figure 2: Co-existence regions for each Be star model. The blue points represent the values used for  $(k, \alpha)$ ,  $\times 10^3$  (Figure from Rodríguez-Jiménez 2022).

## 4. Conclusions

We have found the lowest terminal velocities for  $\Omega$ -slow solutions when the star rotates close to its critical velocity, and when its wind rotates in a quasi-Keplerian way,  $\gamma_{\text{vis}} = 0.52$ , very close to the Keplerian rotation. Therefore, we conclude that  $\gamma_{\text{vis}}$  slows down the terminal velocity of the winds of classical Be stars, such that these velocities have a good agreement with the observed terminal velocities of Be stars previously obtained by other authors (Poeckert &

Marlborough 1978, Stee et al. 1995, Chesneau et al. 2005). On the other hand, considering that there is no change in ionization along the wind ( $\delta = 0$ ), all the stars in our sample of eight different main sequence B-type stars presented what we call a co-existence region ( $\Delta\Omega$ ), which is possibly related to the mechanism that forms and/or dissipates the decretion-disk that characterizes Be stars (Araya et al. 2018). In turn, for all the eight stars, the interval of values of  $\Omega$  corresponding to the co-existence region shifts towards higher values of  $\Omega$  when  $\gamma_{\text{vis}}$  decreases (i.e., when the wind rotates in a quasi-Keplerian way) and when  $\alpha$  increases (i.e., when the wind is driven by more optically thick lines than optically thin lines).

In conclusion: (1) co-existence region exists for the entire range of effective temperatures ( $15\,000\text{ K} \leq T_{\text{eff}} \leq 30\,000\text{ K}$ ) and (2) the lower is  $\gamma_{\text{vis}}$  the higher is the shift of  $\Delta\Omega$ . Finally, we confirm that  $\Omega$ -slow solutions reproduce the observational results when the wind rotates in a quasi-Keplerian way. Currently, we are working on implementing this solution as input in radiative transfer codes (e.g., HDUST; Carciofi & Bjorkman 2006) that reproduce theoretical emission lines of hot massive stars with circumstellar gas disks (Arcos et al., IAUGA2022/IAUS370 proceeding of contributed talk in prep.). In future works we will reproduce these results now considering the oblateness and Gravity Darkening effects and line-force parameters calculated in a self-consistent way.

**Acknowledgements.** MC, CA & IA are grateful to projects FONDECYT 1190485. Authors thank project ANID-FAPESP N°133541. CA and IA thanks FONDECYT 11190945 and 11190147, respectively. This project has also received funding from the European Union’s Framework Programme for Research and Innovation Horizon 2020 (2014–2020) under the Marie Skłodowska-Curie grant Agreement No 823734.

## Referencias

- Abbott, D. C. 1982, ApJ, 259, 282  
 Araya, I., Curé, M., ud-Doula, A., et al., 2018, MNRAS, 477, 755  
 Arcos C., Jones C.E., Sigut T. A. A., et al., 2017, ApJ, 842, 48  
 Carciofi, A. C., Bjorkman, J. E. 2006, ApJ, 639, 1081  
 Castor, J. I., Abbott, D. C., & Klein, R. I. 1975, ApJ, 195, 157  
 Chesneau O., Meilland A., Rivinius T., et al., 2005, A&A, 435, 275  
 Curé M., 2004, ApJ, 614, 929  
 de Araujo, F. X. 1995, A&A, 298, 179  
 de Araujo, et al., 1994, MNRAS, 267, 501  
 Friend, D., & Abbott, D. C. 1986, ApJ, 311, 701  
 Pauldrach, A., Puls, J., & Kudritzki, R. P. 1986, A&A, 164, 86  
 Poeckert, R., & Marlborough, J.M. 1978. ApJ, 220, 940  
 Rivinius, T., Carciofi, A. C., & Martayan, C. 2013, 21, 69  
 Rodríguez-J, A. 2022, Master thesis, Universidad de Valparaíso  
 Stee, P., & de Araujo, F. X. 1994, A&A, 292, 221  
 Stee P., de Araujo F. X., et al., 1995, A&A, 300, 219

## **Estudio de cúmulos estelares en la región interna de la Nube Menor de Magallanes**

B.J. De Bortoli<sup>1,2</sup>, M.C. Parisi<sup>3,4</sup>, L.P. Bassino<sup>1,2</sup>, B. Días<sup>5</sup>,  
G. Gimeno<sup>6</sup>, M.S. Angelo<sup>7</sup>, D. Geisler<sup>8,9,10</sup>, F. Mauro<sup>11</sup>

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

(2) *Instituto de Astrofísica de La Plata, CONICET–UNLP, Argentina*

(3) *Observatorio Astronómico de Córdoba, UNC, Argentina*

(4) *Instituto de Astronomía Teórica y Experimental, CONICET–UNC, Argentina*

(5) *Instituto de Alta Investigación, Universidad de Tarapacá, Chile*

(6) *Gemini Observatory, EE.UU.*

(7) *Centro Federal de Educação Tecnológica de Minas Gerais, Brasil*

(8) *Departamento de Astronomía, Universidad de Concepcion, Chile*

(9) *Instituto de Investigación Multidisciplinario en Ciencia y Tecnología, Universidad de La Serena, Chile*

(10) *Departamento de Astronomía, Universidad de La Serena, Chile*

(11) *Instituto de Astronomía, Universidad Católica del Norte, Chile*

**Resumen.** Presentamos resultados preliminares del análisis químico de 6 cúmulos estelares ubicados en la región interna de la Nube Menor de Magallanes. Utilizamos espectros en el infrarrojo cercano obtenidos con el instrumento GMOS de GEMINI-Sur, en la región de las líneas del Triplete del CaII, de estrellas gigantes rojas pertenecientes a dichos cúmulos. Medimos velocidades radiales y anchos equivalentes de las líneas del triplete del CaII, y a partir de éstos determinamos la velocidad radial y la metalicidad medias de cada cúmulo. Sumando esta información a la disponible en la literatura para otros cúmulos con metalicidades del Triplete del CaII, encontramos que la distribución de metalicidades podría ser bimodal en la región interna de la galaxia.

**Abstract.** We present preliminary results of the chemical analysis of 6 star clusters in the inner region of the Small Magellanic Cloud. We used near infrared spectra in the Calcium Triplet region of red giants in the clusters obtained with the instrument GMOS of GEMINI-South. We measured the radial velocity and the equivalent widths of the three lines from which we determined the clusters mean radial velocity and metallicity. Adding these results to the information available in the literature for star clusters studied with the same technique, we found that the metallicity distribution could be bimodal in the inner region of the galaxy.

## 1. Introducción

Los gradientes (GM) y distribuciones de metalicidad (DM) de los cúmulos estelares (CE) de una galaxia son herramientas valiosas para analizar su formación y evolución. Para el caso particular de la Nube Menor de Magallanes (NmM), nuestros trabajos previos (Parisi *et al.* 2015, 2016, en adelante P15 y P16, respectivamente) sugieren que los cúmulos en la región interna de la NmM pueden dividirse en dos grupos con metalicidades mayores y menores que la metalicidad media del campo ( $[\text{Fe}/\text{H}]$  entre  $\approx -1$  y  $\approx -0.94$  dex, e.g. Carrera *et al.* (2008), Dobbie *et al.* (2014) y P16. Por otra parte P16 sugieren que la DM de los cúmulos podría ser bimodal. En este trabajo analizamos, con un número mayor de cúmulos, el GM y la DM en la región interna de la NmM, la cual definimos como la región comprendida dentro de la elipse proyectada (Piatti *et al.* 2005) de  $3.4^\circ$ . La elección de tal distancia, como límite para definir la región interna, se basa en el punto de corte en el perfil de densidad radial de los cúmulos de la NmM encontrado por Dias *et al.* (2021).

## 2. Observaciones y reducción

Se obtuvieron espectros, en la región del triplete del calcio ionizado (CaT), de 155 estrellas gigantes rojas pertenecientes a 6 cúmulos de la NmM, utilizando el instrumento GMOS (GEMINI-S) en modo espectroscopía multi-objeto. La resolución de dichos espectros resultó de  $0.075 \text{ nm/pixel}$ . La reducción y normalización al continuo de los espectros se realizó utilizando tareas de IRAF, en particular aquellas dentro del paquete GMOS.

## 3. Determinación de metalicidades

Los anchos equivalentes (AE) de las tres líneas del CaT y las velocidades radiales (VR) de las estrellas observadas, se midieron en los espectros normalizados al continuo (ver P15 para mayor detalle). Usando estos parámetros y aplicando la técnica del CaT de acuerdo a las prescripciones de Dias & Parisi (2020), calculamos la metalicidad individual de cada estrella. Se seleccionaron como estrellas pertenecientes a los cúmulos, aquellas con distancias al centro del cúmulo menores al radio del mismo y localizadas dentro de los cortes adoptados de metalicidad y VR (ver Figura 1). Dichos cortes fueron tomados de nuestros trabajos previos (e.g. P15, Dias *et al.* 2021). Por último se verificó a partir de movimientos propios obtenidos de *Gaia* (Gaia collaboration 2018), que las estrellas consideradas miembro no se apartaban en sus los valores de movimientos propios del valor promedio del cúmulo. Utilizando las estrellas que resultaron ser miembros de los cúmulos, se calcularon sus VR y metalicidades medias (Tabla 1). La cantidad de estrellas ( $n$ ) utilizada para calcular el promedio y la distancia proyectada de cada cúmulo al centro de la galaxia ( $a$ ) se muestran en la segunda y quinta columna de dicha tabla, respectivamente.

## 4. Análisis

Con el objetivo de analizar las propiedades globales de la NmM con una muestra estadísticamente más significativa, sumamos a nuestros cúmulos los CE estudia-

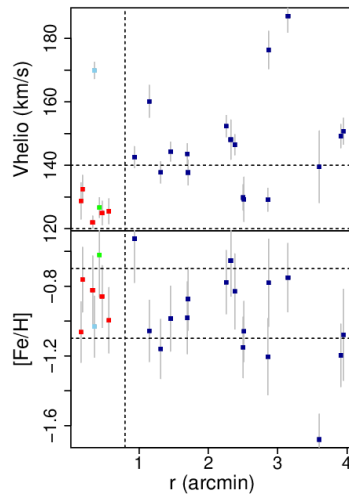


Figura 1: Velocidad radial heliocéntrica y metalicidad en función de la distancia al centro del cúmulo L91. Las líneas horizontales muestran los cortes adoptados en VR y metalicidad mientras que la línea punteada vertical muestra el radio del cúmulo considerado. Los cuadrados azules, celestes y verdes representan aquellas estrellas descartadas como miembros de los cúmulos por estar fuera del radio y de los cortes en VR y en metalicidad, respectivamente. Los cuadrados rojos son las estrellas consideradas miembros de los cúmulos.

Tabla 1: Valores medios determinados para los cúmulos de la muestra.

Cúmulo	$n$	VR ( $\text{km s}^{-1}$ )	[Fe/H] (dex)	$a$ °
K 38	13	$84.0 \pm 0.9$	$-0.90 \pm 0.02$	1.4
HW 31	6	$125.5 \pm 3.4$	$-0.89 \pm 0.04$	2.1
HW 41	7	$143.6 \pm 1.6$	$-0.67 \pm 0.05$	1.8
HW 42	5	$144.3 \pm 2.0$	$-0.58 \pm 0.03$	2.6
L 3	7	$140.1 \pm 3.4$	$-0.90 \pm 0.05$	2.9
L 91	5	$126.7 \pm 1.8$	$-0.90 \pm 0.06$	2.6

dos por Da Costa & Hatzidimitriou (1998), Parisi *et al.* (2009), P15, Dias *et al.* (2021), Parisi *et al.* (2022) y Dias *et al.* (2022). Los cúmulos allí estudiados fueron analizados con la misma técnica y mismos procedimientos que en el presente estudio, por lo que disponemos de una muestra de 57 cúmulos con metalicidades homogéneas y comparables entre sí, de los cuales 37 corresponden a la región interna analizada en este trabajo. Las edades de todos los cúmulos de la muestra fueron tomadas de la literatura entonces no son homogéneas.

#### 4.1. Gradiente de metalicidad

Utilizando la muestra extendida de cúmulos de la NmM, analizamos (ver Figura 2) el comportamiento de la metalicidad con la distancia proyectada “ $a$ ” al centro de la galaxia. En este gráfico se observan, de manera más marcada,

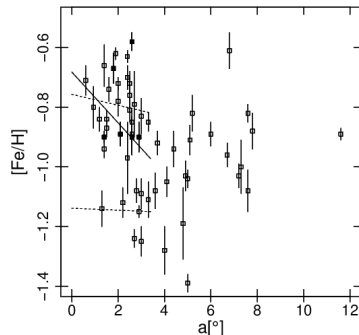


Figura 2:  $[\text{Fe}/\text{H}]$  en función de la distancia proyectada al centro de la NmM. Los cuadrados vacíos y llenos corresponden a aquellos obtenidos de la literatura y a los estudiados en este trabajo, respectivamente. Las líneas sólida y de trazos representan los ajustes lineales en la región interna, y para los grupos pobre y rico en metales, respectivamente.

los dos potenciales grupos de cúmulos internos identificados por P16. Definimos como grupos más pobres en metales (GPM) y más ricos en metales (GRM) a los grupos de cúmulos con metalicidades menores y mayores de  $\approx -1$ , respectivamente. Nuestros ajustes lineales a tales grupos (líneas de trazos en la Figura 2) dan como resultado pendientes de  $(-0.003 \pm 0.042) \text{ dex}/^\circ$  y  $(-0.02 \pm 0.03) \text{ dex}/^\circ$ , para el GPM y GRM. Para el caso de la muestra interna completa obtenemos un valor de la pendiente de  $-0.09 \pm 0.04 \text{ dex}/^\circ$  (líneas sólida en la Figura 2).

#### 4.2. Distribución de metalicidades

En la Figura 3 se observa la DM de los cúmulos internos de la NmM. En esa distribución se corrió el código *Gaussian Mixture Modeling* (GMM, Muratov & Gnedin 2010). El ajuste unimodal de los datos da un valor medio de  $\mu = -0.87$  y una dispersión de  $\sigma = 0.173$ , mientras que el ajuste de dos gaussianas arroja valores  $\mu_1 = -0.80$ ,  $\mu_2 = -1.15$ ,  $\sigma_1 = 0.105$ ,  $\sigma_2 = 0.061$  y  $p = 0.05$ . Esto implica que la probabilidad de descartar la hipótesis nula (unimodalidad) equivocadamente es del 5%, en acuerdo con la probabilidad del 95% dada por el parametric bootstrap de que la distribución sea bimodal. El algoritmo GMM además calcula la separación entre los picos encontrando, en este caso,  $D = 4.17 \pm 0.40$  y un valor de kurtosis de  $-0.6$ . Para aceptar que una distribución sea bimodal se requiere  $D > 2$  y kurtosis  $< 0$ , por lo tanto los valores obtenidos refuerzan la posibilidad de que la DM interna de la NmM sea efectivamente bimodal. El mismo análisis para la muestra completa de cúmulos arroja una probabilidad de que la muestra sea bimodal del 39%. Las edades medias de los grupos pobres en metales y ricos en metales son  $(4.2 \pm 1.1) \times 10^9$  años y  $(3.1 \pm 0.6) \times 10^9$  años, respectivamente.

#### 5. Conclusiones

Ninguno de los CE analizados en este trabajo cae en el *gap* en metalicidad, alrededor de la metalicidad media del campo ( $\approx -1$ ) sugerido por P16 en la

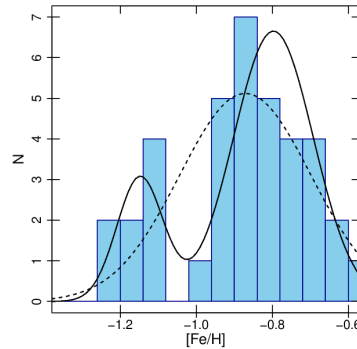


Figura 3: Distribución de metalicidad de los CE de la región interna de la NmM. Las líneas sólida y de trazos representan el ajuste bimodal y unimodal, respectivamente.

región interna de la NmM. El análisis de la DM de una muestra de 57 CE con metalicidades precisas y homogéneas, sugiere una alta probabilidad de que la misma sea bimodal en la región interna de la galaxia. Nuestros resultados parecerían apoyar la idea de la existencia de dos grupos de CE, coexistiendo en la región interna de la galaxia, con metalidades medias de  $-0.80$  y  $-1.15$ , sin una diferencia significativa en la edad media de ambos grupos. Sin embargo, es necesario el estudio de un mayor número de CE para analizar la DM con una muestra estadísticamente más significativa. Por otro lado, disponer de distancias a los cúmulos permitiría evaluar posibles efectos de proyección. Los dos posibles grupos no presentan un GM. La muestra total de CE en la región interna presenta GM, pero con un error del 50 %, debido a la enorme dispersión de metalicidades en esa región.

**Agradecimientos.** Este trabajo fue financiado por CONICET, la Agencia Nacional de Promoción Científica y Tecnológica, la UNLP y la SeCyT de la UNC.

## Referencias

- Carrera R., et al., 2008, *AJ*136, 1039  
 Da Costa G.S., Hatzidimitriou D., 1998, *AJ*, 115, 1934  
 Dias B., Parisi M.C., 2020, *A&A*, 642, A197  
 Dias B., et al., 2021, *A&A*, 647, L9  
 Dias B., et al., 2022, *MNRAS*, 512, 4334  
 Dobbie P.D., et al., 2014, *MNRAS*, 442, 1663  
 Gaia Collaboration, et al., 2018, *A&A*, 616, A1  
 Muratov A.L., Gnedin O.Y., 2010, *ApJ*, 718, 1266  
 Parisi M.C., et al., 2009, *AJ*, 138, 517  
 Parisi M.C., et al., 2015, *AJ*, 149, 154  
 Parisi M.C., et al., 2016, *AJ*, 152, 58  
 Parisi M.C., et al., 2022, *A&A*  
 Piatti A.E., et al., 2005, *A&A*, 440, 111

## Sobre la caracterización de cúmulos estelares de las Nubes de Magallanes a partir de sus espectros integrados

F.O. Simondi-Romero<sup>1</sup>, A.V. Ahumada<sup>1,2</sup>, L.R. Vega-Neme<sup>1,3</sup>

(1) UNC, Observatorio Astronómico, Córdoba, Argentina

(2) CONICET, Argentina

(3) IATE, CONICET-UNC, Argentina

**Resumen.** A partir de espectros integrados en la región del óptico de tres cúmulos estelares pertenecientes a las Nubes de Magallanes (NM), se derivaron sus edades, enrojecimientos y metalicidades. La determinación de parámetros astrofísicos se realizó a partir del ajuste de espectros patrones de características bien conocidas (*templates*) y del ajuste de espectros que representan poblaciones estelares simples. Además, fue posible determinar si los cúmulos estelares estudiados presentan (o no) poblaciones estelares múltiples. Parte de la muestra corresponde a cúmulos estelares muy bien estudiados, por lo que servirán para crear nuevos *templates* correspondientes a poblaciones estelares de bajas metalicidades, típicas de las NM.

**Abstract.** By means of integrated spectra in the optical region of three stellar clusters belonging to the Magellanic Clouds (MC), their ages, reddenings and metallicities were derived. The determination of astrophysical parameters was carried out from the adjustment of standard spectra of known characteristics (*templates*) and the adjustment of spectra that represent simple stellar populations. In addition, it was possible to determine if the stellar clusters studied present (or not) multiple stellar populations. Part of the sample corresponds to very well studied stellar clusters, so they will serve to create new templates corresponding to stellar populations with low metallicities, typical of MC.

### 1. Introducción

Los cúmulos estelares (CE) son conocidos desde la antigüedad, siendo M45 mencionado en la *Ilíada* (s. VIII a.C.) de Homero. Sin embargo, a principios del s. XX se confeccionó el primer catálogo de éstos (Bailey 1908), en el cual Andrómeda es nombrada como *La Gran Nebulosa de Andrómeda*. En todo ese tiempo se pensaba que los miembros de CE tendrían la misma edad y composición química, sin embargo hoy sabemos de CE con poblaciones múltiples (Milone *et al.* 2016). Podríamos decir entonces que aquello que damos por sabido limita nuestra mejor comprensión de la realidad. En esta comunicación determinamos parámetros astrofísicos de CE de las NM a partir de la espectroscopía integrada, la cual fuera presentada por Bica & Alloin (1986a, BA86a), utilizando distintos métodos para determinar edad y metalicidad. En la Sección 2 presentamos las observaciones; en la Sección 3 estimamos la edad y metalicidad de CE a partir



de los anchos equivalentes (AE) y de comparar los espectros integrados (EI) con *templates* y con espectros sintéticos. Por último, en la Sección 4 se presentan las conclusiones.

## 2. Observaciones

Los datos utilizados en esta comunicación son parte de un relevamiento espectroscópico sistemático de CE de las NM que se lleva a cabo en CASLEO, San Juan. Las observaciones (Tabla 1) fueron realizadas haciendo uso del telescopio reflector Ritchey-Chrétien “*Jorge Sahade*” del mencionado observatorio utilizando una cámara CCD con un chip Tektronik de  $1024 \times 1024$  pixels acoplada al espectrógrafo REOSC en modo dispersión simple. La ranura del espectrógrafo de  $2.25' \times 5''$  orientada en ascensión recta, se desplazó en declinación lo que permitió registrar tanto el CE como cielo que se utilizó en la reducción de datos. La red utilizada de 300 líneas/mm con ángulo de red  $4^\circ 20'$  significó un rango espectral útil entre 3800 y 6800 Å, con una dispersión de 140 Å/mm (3.46 Å/pix). Debido a los diámetros angulares de los CE observados todos fueron sectorizados, y se realizaron dos exposiciones de cada sector para luego corregir por rayos cósmicos. La reducción de datos se llevó a cabo con IRAF<sup>1</sup> siguiendo el procedimiento estándar (Ahumada et al. 2016).

Tabla 1: Cúmulos observados.

CE	$\alpha_{(2000.0)}$ hh mm ss	$\delta_{(2000.0)}$ ° ' "	Diám. Ang " × "	Obs.	Exp. seg.	S/N ~ 5400 Å
Bruck 50	00 49 02.5	-73 21 57	$0.6 \times 0.6$	31/10/2019	6000	30
SL 598	05 35 50.0	-69 36 14	$1.1 \times 1.1$	31/10/2019	4800	23
SL 820	06 02 17.0	-64 19 46	$1.7 \times 1.5$	01/11/2019	3600	15

## 3. Determinación de parámetros astrofísicos

En esta sección presentamos la edad de cada CE determinada según los AE, método que fuera presentado por Bica & Alloin (1986b, BA86b). Luego, a través de FISA (Benitez-Llambay *et al.* 2012), comparamos el EI con *templates* de Piatti *et al.* (2002) para determinar exceso de color  $E(B-V)$  y edad, y finalmente utilizamos el código *Starlight* (Cid-Fernandes *et al.* 2005) para determinar edad, metalicidad y extinción  $A_V$  a partir de un espectro sintético obtenido de la combinación de espectros de poblaciones estelares simples (PES), y para cada CE sus parámetros de literatura. Para más detalle de cada método el lector se puede remitir a Simondi-Romero *et al.* 2022.

<sup>1</sup>*Software* confeccionado y actualizado continuamente por el grupo de programación IRAF del National Optical Astronomy Observatories (NOAO), Tucson (Arizona, EE.UU.).

### 3.1. Bruck 50

Bruck 50 (Brück 1975) pertenece a la Nube Menor de Magallanes y presenta un EI (Figura 1) con gran aporte en el azul, así como una incipiente emisión en  $H\alpha$ . Dubois, Jaschek & Jaschek (1977) detectan una supergigante azul B5Ia que podría ser la causante de la emisión en  $H\alpha$  y un primer indicio de una edad muy joven del CE. Del estudio de los AE a partir de BA86b se obtiene una edad menor a  $10 \times 10^7$  años. En la Figura 1a se presenta la comparación entre su EI y la combinación de un 60% de un *template* Yb1 que corresponde a una edad de  $(5-10) \times 10^6$  años, y un 40% de una estrella B35I tomada de Silva & Cornell (1992), obteniendo un  $E(B-V) = 0.15$  con FISA, y en la Figura 1b se presenta la comparación entre el espectro sintético creado por *Starlight* y el EI del CE, donde se observa un flujo residual alto en la región del azul, producto quizás de la falta de un espectro en la base utilizada que pueda asemejarse a la B5Ia. Sin embargo el flujo residual es prácticamente cero en todo el espectro a partir de  $H\beta$ . Para construir este espectro sintético se usaron PES con edades menores a  $30 \times 10^6$  años y metalicidades  $Z = 0.004, 0.008$  y  $0.02$ , con aporte mayor al 4% de sólo 3 de ellas (Figura 2a). El mayor aporte proviene de una PES de  $1 \times 10^6$  años y una  $Z = 0.004$ , y le siguen una PES de  $3 \times 10^6$  años y otra de  $5 \times 10^6$  años con  $Z = 0.02$  en ambos casos, lo que arroja  $\langle [Fe/H] \rangle = -0.48$ . Finalmente, la extinción provista por *Starlight* es  $A_V = 0.43$  que se condice con  $E(B-V) = 0.14$ , valor semejante al encontrado con FISA.

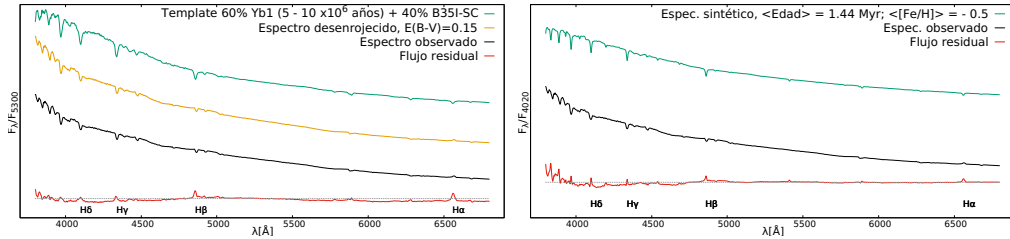


Figura 1: Ajuste de Bruck 50. *Izquierda*: Yb1 + B35I obtenido con FISA; *Derecha*: Espectro sintético de *Starlight*.

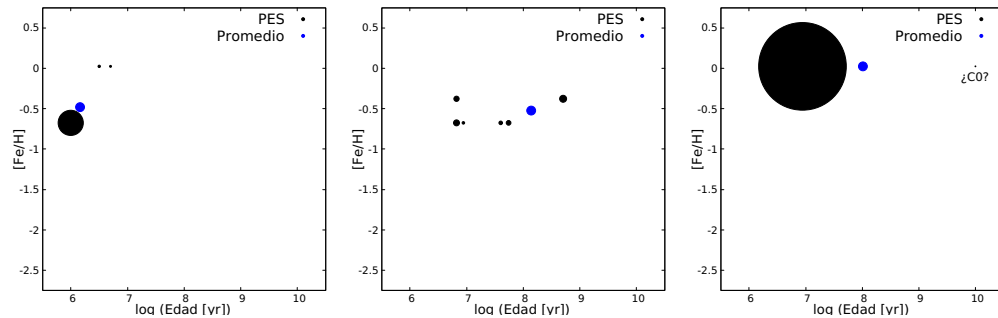


Figura 2: PES contribuyentes al espectro sintético de cada CE. En azul el promedio de edad y metalicidad. *Izq*: Bruck 50; *Centro*: SL 598; *Der*: SL 820.

De Oliveira *et al.* (2000) con DCM a partir de fotometría *VI* de *OGLE II* (Udalski *et al.* 1998) e isócronas de Padova (Bertelli *et al.* 1994), determinan una edad máxima de  $30 \times 10^6$  años, mientras que Chiosi *et al.* (2006) con la misma técnica determinan una edad de  $10 \times 10^6$  años y  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$ , valores similares a los obtenidos por Glatt *et al.* (2010) con fotometría *UBVI*. En el trabajo más reciente, Talavera *et al.* (2010) utilizando EI adoptan una edad de  $5 \times 10^6$  años. Seleccionamos este CE como cúmulo de control, ya que está observado por diversas técnicas, obteniendo un consenso en la edad y metalicidad, similares a los obtenidos en esta contribución.

### 3.2. SL 598

Este CE (Shapley & Lindsay 1963) pertenece a la Nube Mayor de Magallanes (NMM). A partir del EI y los AE medidos para este CE se estima una edad de entre 1 y  $5 \times 10^9$  años. El EI se compara con un *template* Yh, que representa una edad de  $0.5 \times 10^9$  años y  $E(B - V) = 0.12$ , edad refrendada por *Starlight*. A partir de una base compuesta por PES con edades menores a  $0.5 \times 10^9$  años y  $Z = 0.004, 0.008$  y  $0.02$ , se obtienen 3 grupos de PES con aportes mayores al 4% (Figura 2b), donde se observa más del 45% para edades cercanas a  $10 \times 10^6$  años, un 30% con edades del orden de  $50 \times 10^6$  años, y un 25% con edad de  $0.5 \times 10^9$  años, con metalicidades de  $Z = 0.004$  y  $0.008$ , lo cual arroja una  $\langle [\text{Fe}/\text{H}] \rangle = -0.55$ .

De la literatura se obtiene una edad entre 0.4 y  $0.8 \times 10^9$  años de Bica *et al.* (1996) con fotometría integrada, y  $0.6 \times 10^9$  años de Bonatto & Bica (2010).

### 3.3. SL 820

Este CE pobremente estudiado pertenece a la NMM, y presenta una estrella de carbono (C0) embebida, siendo su designación [KDM2001]7034. De los AE medidos se obtiene una primera estima de edad de  $0.5 \times 10^9$  años. El EI se compara con un 40% de un *template* Yb1 que corresponde a una edad de  $(5-10) \times 10^6$  años, un 20% de un *template* Yh que corresponde a una edad de  $0.5 \times 10^9$  años y un 40% restante de una estrella C0 obtenida de Silva & Cornell (1992), con  $E(B - V) = 0.30$  para todo el *template*, valor en sintonía con el debido a la presencia de la C0. Finalmente, se realizó el ajuste con *Starlight* utilizando una base de PES con edades menores a  $10 \times 10^9$  años y  $Z$  entre 0.0004 y 0.02, a partir de la cual se construyó un espectro sintético con el aporte de sólo dos poblaciones (Figura 2c), una de  $8 \times 10^6$  años y  $Z = 0.02$  que se asemeja al *template* Yb1 (Figura 3a), y la segunda de  $10 \times 10^9$  años y  $Z = 0.02$  que se asemeja al espectro de la C0 (Figura 3b).

Bica *et al.* (1996) estiman una edad de  $0.5 \times 10^9$  años para SL 820, mientras que Bonatto & Bica (2010) obtienen una edad mayor a  $0.6 \times 10^9$  años.

## 4. Conclusiones

Determinamos edad, metalicidad y  $E(B - V)$  de 3 CE, tomando uno de estos objetos como cúmulo de control, y realizando las primeras estimaciones de parámetros astrofísicos para los dos restantes. Bruck 50 es un CE muy joven, con una edad no mayor a  $5 \times 10^6$  años,  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$  y  $E(B - V) = 0.15$ , mientras

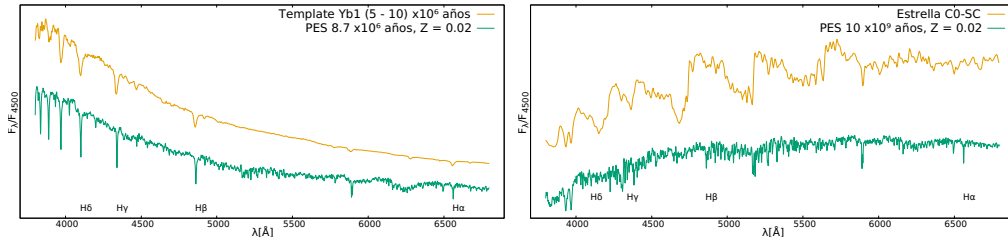


Figura 3: Comparación entre *templates* y espectros de PES usados en SL 820. *Izq*: *Template* Yb1 y población joven. *Der*: Estrella C0 y población vieja.

que SL 598 tiene un buen acuerdo de edad en  $0.5 \times 10^9$  años con  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$  y  $E(B - V) = 0.12$ . Por último, la edad de SL 820 sería menor a  $0.5 \times 10^9$  años y podría presentar una metalicidad cercana a cero, con un  $E(B - V) = 0.30$ .

**Agradecimientos.** Este trabajo está basado en datos obtenidos en el Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO), operado bajo convenio entre el Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas de la República Argentina y las Univesidades de la Plata, Córdoba y San Juan.

## Referencias

- Ahumada, A. V. et al. 2016, PASP, 128, 094101  
 Bailey, S. I. 1908, Annals of the Harvard Astronomical Observatory, 60, 199  
 Benítez-Llambay, A., Clariá, J. J., et al. 2012, PASP, 124, 173  
 Bertelli, G. et al. 1994, A&AS, 106, 275  
 Bica, E. & Alloin, D. 1986, A&A, 162, 21 (BA86a)  
 Bica, E. & Alloin, D. 1986, A&AS, 66, 171 (BA86b)  
 Bica, E. et al. 1996, ApJS, 102, 57  
 Bonatto, C. & Bica, E. 2010, MNRAS, 403, 996  
 Brück, M. T. 1975, MNRAS, 173, 327  
 Chiosi, E. et al. 2006, A&A, 452, 179  
 Cid Fernandes, R. et al. 2005, MNRAS, 358, 363  
 de Oliveira, M. R. et al. 2000, A&AS, 146, 57  
 Dubois, P., Jaschek, M., & Jaschek, C. 1977, A&A, 60, 205  
 Glatt, K., Grebel, E. K. & Koch A. 2010, A&A, 517, A50  
 Milone, A. et al. 2016, MNRAS, 458, 4368  
 Piatti, A.E. et al. 2002, MNRAS, 335, 233  
 Shapley, H. & Lindsay, E. M. 1963, IrAJ, 6, 74  
 Silva, D. R. & Cornell, M. E. 1992, ApJS, 81, 865  
 Simondi-Romero, F. et al. 2022, BAAA, Córdoba, Argentina, 63, 115  
 Talavera, M. L. et al. 2010, AN, 331, 323  
 Udalski, A. et al. 1998, Acta Astronómica, 48, 147

## **Determinación de edades de 6 cúmulos estelares pertenecientes a las Nubes de Magallanes**

M.I. Tapia-Reina<sup>1,2</sup>, F.O. Simondi-Romero<sup>1,2</sup>, A.V. Ahumada<sup>2,3</sup>

(1) *Facultad de Matemática, Astronomía, Física y Computación, UNC, Argentina*

(2) *Observatorio Astronómico de Córdoba, UNC, Argentina*

(3) *CONICET, Argentina*

**Resumen.** Se presentan las edades de 6 cúmulos estelares (CE) de las Nubes de Magallanes cuyos espectros integrados fueron obtenidos en el Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO). Las edades fueron derivadas utilizando tanto tabulaciones como diagramas de diagnóstico que relacionan los anchos equivalentes con la edad. Se discute también sobre las edades acá presentadas y las existentes en la literatura para cada CE.

**Abstract.** The ages of 6 star clusters (SC) of Magellanic Clouds whose integrated spectra were obtained in the Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO) are presented. The ages were derived using the correlations between the equivalent widths of specific spectral windows and the age of the SC. Ages here presented and those found by other authors are also discussed for each SC.

### **1. Introducción**

Los cúmulos estelares (CE) pueden considerarse como bloques fundamentales de las galaxias en que se encuentran. Las estrellas que los conforman son coetáneas y comparten la misma composición química inicial, por lo que se los considera como verdaderas unidades de población estelar (Cantat-Gaudin 2022). Por este motivo, conocer las propiedades astrofísicas de un sistema de CE resulta fundamental para entender los procesos de formación y evolución de las galaxias que los albergan (Greggio & Renzini 2011; Usher et al. 2017). Los CE de las Nubes de Magallanes (NM) juegan un rol destacado en la interpretación de poblaciones estelares. Comparadas con la Galaxia, las NM son más ricas en gases y más pobres en metales, proveyendo diferentes entornos para la formación y evolución de los CE (e.g., D’Onghia & Fox 2016). Actualmente, menos del 40% de los CE de la Nube Mayor de Magallanes (NMM) tienen sus edades determinadas, mientras que de la Nube Menor de Magallanes (NmM) no alcanza al 20%. Si bien varios trabajos han contribuido a mejorar el conocimiento sobre los CE de ambas galaxias, existe aún hoy, una marcada discrepancia entre los datos publicados para un mismo CE, por lo que resulta fundamental, poder determinar los parámetros de forma confiable (e.g., Glatt et al. 2010). La espectroscopía integrada ha demostrado ser una poderosa herramienta para estudiar CE y determinar sus parámetros con mayor precisión (Asa’d et al. 2013). Bica & Alloin (1986a, BA86a) a partir de parámetros astrofísicos conocidos de CE y espectros

integrados (EI) de éstos, obtuvieron relaciones entre la edad y la metalicidad del cúmulo con los anchos equivalentes (AE) de diferentes ventanas espectrales (Bica & Alloin 1986b, BA86b). Santos & Piatti (2004, SP04) continuaron con este trabajo a través de la creación de diagramas de diagnóstico (DD) en los que a partir de las sumas de los AE de determinadas ventanas espectrales definen zonas correspondientes a diferentes edades. Esto permite determinar la época en que se formaron CE de los que solamente se conoce su posición (e.g., Tapia-Reina et al. 2022).

En este trabajo se determinaron las edades de 5 CE pertenecientes a la NMM y 1 CE de la NmM. En la Sección 2 se presentan los detalles correspondientes a las observaciones y se introduce el método empleado para realizar la determinación de edades. Finalmente, los resultados, como así también la comparación con datos de literatura, se encuentran en la Sección 3



Figura 1: Imágenes ( $\approx 3' \times 3'$ ) del DSS de los CE estudiados. *Panel superior*: L 41, NGC 1826 y NGC 1946. *Panel inferior*: SL 573, NGC 2100, NGC 2145. Norte hacia arriba, Este hacia la izquierda.

## 2. Observaciones y determinación de edades

Los objetos estudiados son; NGC 1826, NGC 1946, SL 573, NGC 2100 y NGC 2145 pertenecientes a la NMM y L 41 de la NmM (Figura 1). Las denominaciones principales, coordenadas ecuatoriales y fechas de observación se presentan en la Tabla 1 para cada CE, como así también los tiempos de observación y la relación señal a ruido (SNR) final. Las observaciones fueron realizadas con el telescopio “Jorge Sahade” del CASLEO (San Juan, Argentina) utilizando el espectrógrafo REOSC en modo dispersión simple. La ranura del espectrógrafo, con una apertura de  $5''$  y una longitud de  $2.25'$ , fue orientada en dirección Este-Oeste. Las exposiciones fueron realizadas desplazando continuamente el telescopio en declinación a fin de escanear la totalidad de las estrellas que forman cada CE y el

cielo que los circunda. La red utilizada de 300 l/mm permitió obtener espectros con una dispersión de  $3.4 \text{ \AA}/pix$ , y un rango espectral útil de 3800–7250  $\text{\AA}$ .

Tabla 1: Muestra de CE observados.

Denominaciones principales	$\alpha_{2000}$ (h m s)	$\delta_{2000}$ ( $^{\circ}$ ' ")	Fecha de observación	Exposición total (min)	S/N
L 41	00 50 55	−72 43 38	25/10/2019	120	20
NGC 1826	05 05 34	−66 13 45	25/10/2019	110	46
NGC 1946	05 25 15	−66 23 39	02/03/2020	40	40
SL 573	05 33 44	−64 56 06	25/10/2019	50	29
NGC 2100	05 42 07	−69 12 27	02/03/2020	55	42
NGC 2145	05 54 23	−70 54 08	29/02/2020	70	35

La reducción de los datos obtenidos se llevo a cabo con IRAF<sup>1</sup> siguiendo el procedimiento estándar (Ahumada et al. 2016). Para cada CE se realizaron diferentes observaciones junto con los correspondientes calibradores, lo que permitió, además de mejorar la SNR del espectro final, realizar la corrección por rayos cósmicos. Los espectros finales se presentan en la Figura 2.

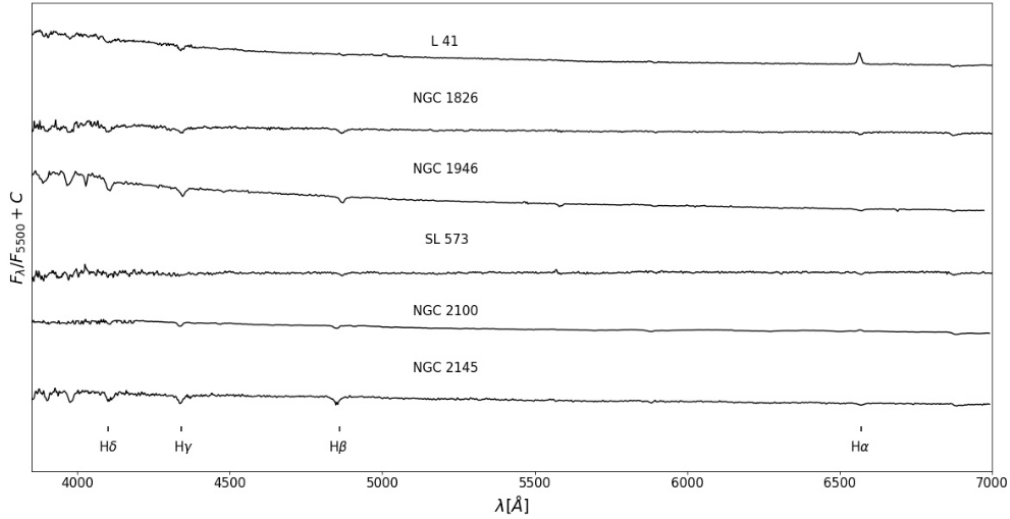


Figura 2: Espectros finales de los CE en unidad de flujo normalizado en  $\lambda \sim 5600 \text{ \AA}$ .

La determinación de parámetros astrofísicos a partir de EI, puede realizarse a través de varios métodos; ajuste por *templates* (e.g. Ahumada et al. 2019), síntesis espectral (e.g. Simondi-Romero 2021), DD (e.g. SP04) y relaciones entre AE y edad (BA86a,b). En particular, en este trabajo se utilizaron los últimos dos. A partir de los EI (Figura 2), se midieron los AE de diferentes líneas y perfiles espectrales sobre ventanas definidas en BA86a. En la Tabla 2 se muestran los

<sup>1</sup>Software confeccionado y continuamente actualizado por el grupo de programación IRAF del National Optical Astronomy Observatories, Tucson (Arizona, EE.UU.)



Tabla 2: AE medidos en Å.

Cúmulo	CaII K <sup>1</sup>	H $\delta$ <sup>2</sup>	Banda G <sup>3</sup>	H $\gamma$ <sup>4</sup>	H $\beta$ <sup>5</sup>	Mg I <sup>6</sup>	H $\alpha$ <sup>7</sup>	$S_H$ <sup>8</sup>	$S_M$ <sup>9</sup>
L 41	1.5	4.0	0.5	3.8	1.0	0.6	-16.0	8.8	2.6
NGC 1826	7.4	9.7	4.8	9.7	6.1	1.5	2.9	25.5	13.6
NGC 1946	2.2	4.4	1.2	6.8	6.3	1.0	6.0	17.5	4.4
SL 573	8.7	7.3	4.8	7.0	3.5	2.2	2.6	17.7	15.7
NGC 2100	1.9	2.5	2.6	3.6	2.7	0.7	-1.2	8.8	5.2
NGC 2145	1.7	9.5	2.6	10.8	8.1	0.9	4.3	28.4	5.2

Ventanas definidas: <sup>1</sup>(3908–3952) Å, <sup>2</sup>(4082–4134) Å, <sup>3</sup>(4284–4318) Å, <sup>4</sup>(4318–4364) Å, <sup>5</sup>(4846–4884) Å, <sup>6</sup>(5156–5196) Å, <sup>7</sup>(6540–6586) Å, <sup>8</sup> $S_M = Ca II K + Banda G + Mg I$ , <sup>9</sup> $S_H = H\delta + H\gamma + H\beta$ .

resultados los cuales presentan una incerteza máxima de 1 Å. Luego, haciendo uso de las relaciones preestablecidas por BA86b entre AE y edad, junto con el DD de SP04 ( $S_M$  vs.  $S_H$ ) se obtuvieron las edades de los CE.

### 3. Resultados y conclusiones

En la Tabla 3 se presentan las edades determinadas a partir de los métodos utilizados y las reportadas en literatura, donde se puede observar un muy buen acuerdo entre ellas, a excepción de L 41. Este CE, presenta edades de previas de  $100 \times 10^6$  años.

Tabla 3: Edades de los CE en estudio, expresadas en  $10^6$  años.

Cúmulo	Edad Balmer	Edad DD	Edad	Ref.
L 41	< 10	< 40	$20 \pm 20$ 158	(a) (b)
NGC 1826	1000 – 5000	400 – 1500	$1000 \pm 500$ 400 – 800	(a) (c)
NGC 1946	10 – 50	< 40	$30 \pm 20$ 63 $10 \pm 30$	(a) (b) (c)
SL 573	> 1000	> 2500	$3000 \pm 1000$ 2000 – 5000	(a) (c)
NGC 2100	< 10	< 40	$20 \pm 10$ 6 20	(a) (b) (d)
NGC 2145	50 – 100	40 – 350	$100 \pm 50$ 107	(a) (e)

Ref: (a) Edad adoptada, (b) Glatt et al. (2010), (c) Bica et al. (1996), (d) Usher et al. (2017), (e) Nayak et al. (2016).

Sin embargo, en su EI (Figura 2), se observa un gran aporte en la región azul del mismo además de una notable emisión en H $\alpha$ , lo que se corresponde con un



objeto de edad temprana. Martayan et al. (2010) realizaron un relevamiento de objetos con líneas  $H\alpha$  en emisión en CE de la NmM y detectaron la presencia de una estrella de tipo Be en L 41. Estas estrellas son de tipo espectral B con alta rotación que presentan o han presentado alguna vez las líneas de hidrógeno en emisión, principalmente  $H\alpha$  (Aidelman 2016). La presencia de este objeto en el CE podría explicar la discrepancia entre las edades determinadas. Considerando que los resultados aquí presentados son consistentes con lo realizado por otros autores, se continuará estudiando estos y otros CE con otros métodos. Además, para el caso de L 41 se buscará dilucidar si la presencia de la estrella Be es la causante de la emisión en  $H\alpha$ . Como así también, se estudiará si la presencia de estos objetos es realmente significativa en la determinación de la edad de los CE.

**Agradecimientos.** Este trabajo está basado en datos obtenidos en el Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO), operado bajo convenio entre el Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas de la República Argentina y las Univesidades de la Plata, Córdoba y San Juan.

## Referencias

- Ahumada, A.V., et al., 2016, PASP 128, 094101  
Ahumada, A.V., et al., 2019, PASP 131, 024101  
Aidelman, Y.J., 2016, Tesis doctoral, Universidad Nacional de La Plata (UNLP)  
Asa'd, R., Hanson, M., Ahumada, A.V., 2013, PASP 125, 1304  
Bica, E., Alloin, D., 1986a, A&A 162, 21 (BA86a)  
Bica, E., Alloin, D., 1986b, A&AS 66, 171 (BA86b)  
Bica E. et al. 1996, ApJS, 102, 57  
Cantat-Gaudin, T., 2022, Universe 8, 111  
D'Onghia, E., Fox, A., 2016, ARA&A 54, 363  
Glatt, E., Grebel, E., Koch, A., 2010, A&A 157, A50  
Greggio, L., Renzini, E., 2011, "Stellar Populations", Wiley-VCH-Verlag.  
Martayan C. et al., 2010, The Messenger, 139, 29  
Nayak, P.K. et al. 2016, MNRAS, 463, 1466  
Santos Jr., J., Piatti, A., 2004, A&A 428, 79  
Simondi-Romero, F., 2021, Trabajo Especial, FaMAF, UNC  
Tapia-Reina, M.I., et al., 2022, BAAA 63, 127  
Usher, C., et al., 2017, MNRAS 468, 3828



---

## **Contribuciones murales**

---



## Espectros y variabilidad temporal de estrellas T-Tauri con estallidos

L.H. García<sup>1</sup>, M.N. Gómez<sup>1,2</sup>

(1) Universidad Nacional de Córdoba, Observatorio Astronómico de Córdoba, Laprida 854, X5000BGR Córdoba, Argentina

(2) Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas (CONICET), Godoy Cruz 2290, CABA, CPC 1425FQB, Argentina

**Resumen.** Presentamos los resultados iniciales de un análisis preliminar de espectros en el óptico de 4 estrellas T-Tauri (EPIC 204830786, 204187469, 204342099 y 205249328) obtenidos con el espectrógrafo GMOS de Gemini Sur. Sus características indican que son estrellas jóvenes en formación que están acretando material del disco circunestelar. En al menos uno de los sistemas se identificaron variaciones temporales en las líneas de HeI y NaII que estarían asociados a cambios en las tasas de acreción. Dos de las estrellas observadas muestran además líneas de transiciones prohibidas de [OI] y [SII] que podrían indicar la presencia de vientos y/o *jets* estelares.

**Abstract.** We present initial results of a preliminary analysis of the optical spectra of four T-Tauri stars (EPIC 204830786, 204187469, 204342099, and 205249328) obtained with the Gemini South GMOS instrument. The spectral features indicate that they are young stars accreting material from the circumstellar disk. In at least one of the systems, temporal variations in the lines of HeI and NaI were identified that could be associated with changes in accretion rates. Two stars also show lines of forbidden transitions of [OI] and [SII] that could indicate the presence of winds and/or stellar jets.

### 1. Introducción

La misión K2 ha permitido obtener y clasificar cientos de Curvas de Luz (CL) de estrellas jóvenes con alta precisión y cadencia temporal (Cody & Hillenbrand 2018). Entre éstas, se encuentran las denominadas CL de tipo *burstlers* que se caracterizan por aumentos repentinos en el flujo de unas pocas décimas de magnitud, en escalas de tiempo de 0.1 a 1 días. Si bien se han propuesto distintos mecanismos para explicar las variaciones en las CL (acreción variable a la estrella central, Stauffer et al. 2014; rotación de manchas fotosféricas, Rebull et al. 2018; asimetrías en la densidad o la geometría del material del disco circunestelar, Bouvier et al. 1999; etc.) sus características dificultan la identificación clara de los procesos que podrían estar ocurriendo.

Con el objetivo de entender el origen de las variaciones observadas en las CL, iniciamos un proyecto observacional para obtener espectros en el rango óptico de estrellas de tipo T-Tauri cuyas CL han sido estudiadas y clasificadas por Cody

& Hillenbrand (2018). En este trabajo presentamos una análisis inicial de los espectros de las primeras 4 estrellas observadas con CL de tipo *burster*: EPIC 204830786, EPIC 204187469, EPIC 204342099 y EPIC 205249328.

## 2. Descripción de la muestra, observaciones y procesamiento de los datos

En la Tabla 1 se listan las estrellas observadas. Todas pertenecen a la región de formación estelar de *Upper Scorpius* ( $d \sim 138$  pc., edad:  $\sim 5 - 10 \times 10^6$  años). La columna (3) de la Tabla 1 indica la escala de tiempo hallada por Cody & Hillenbrand (2018) para las variaciones fotométricas. Los espectros se obtuvieron con el instrumento GMOS-S de Gemini Sur (programa GS-2021A-Q-400, PI: L. H. García). Para la configuración instrumental se seleccionó la ranura de  $1''$  de ancho, la red B600 ( $R \sim 1400$ ) centrada en  $\lambda = 600$  nm (con un *dithering*  $\pm 5$  nm) lo que permitió cubrir un rango  $\Delta\lambda \sim 450\text{--}750\text{nm}$ . Las observaciones fueron ejecutadas en la modalidad *Poor Weather*. Con excepción de EPIC 204342099, se obtuvieron espectros en al menos 2 fechas distintas como se lista en la Tabla 1. Para la reducción de los datos se utilizaron las tareas del paquete Gemini/IRAF (V1.15). En la Figura 1 se presentan los espectros obtenidos correspondientes a la Época 1 de la Tabla 1.

Tabla 1: Estrellas observadas y fechas de observación (formato dd/mm/aa).  $\Delta t$  indica la escala de tiempo de las variaciones fotométricas.

Objeto (1)	$V$ (2)	$\Delta t$ (días) (3)	Época 1 (4)	Época 2 (5)	Época 3 (6)	Época 4 (7)
EPIC 204830786	14.0	34.6	17/06/21	04/07/21	...	...
EPIC 204187469	13.4	5.9	21/06/21	04/07/21	13/07/21	18/07/21
EPIC 204342099	12.7	11.2	21/06/21	...	...	...
EPIC 205249328	12.6	51.8	25/06/21	11/07/21	...	...

## 3. Características de los espectros

Los espectros en la Figura 1 permiten identificar las características más sobresalientes de los espectros resultantes. Las líneas más intensas corresponden a  $H\alpha$  y  $H\beta$  en emisión. Debido a los anchos que presentan ( $\sim 100$  km/s), estas se originarían en el material canalizado —en las columnas de acreción— por el campo magnético de la estrella central desde el disco circunestelar hacia latitudes altas de la misma. En todos los casos también se detectó emisión de HeI en  $\lambda = 587.6$  nm. El panel izquierdo de la Figura 2 muestra una ampliación de esta región. La emisión en este caso es típicamente más angosta ( $\sim 10$  km/s), y podría surgir en el gas pos-choque con la superficie estelar (Kurosawa et al. 2011). No se identifican en general líneas intensas en absorción. Esta característica es usual en estrellas en formación que tienen sus líneas veladas por la emisión de

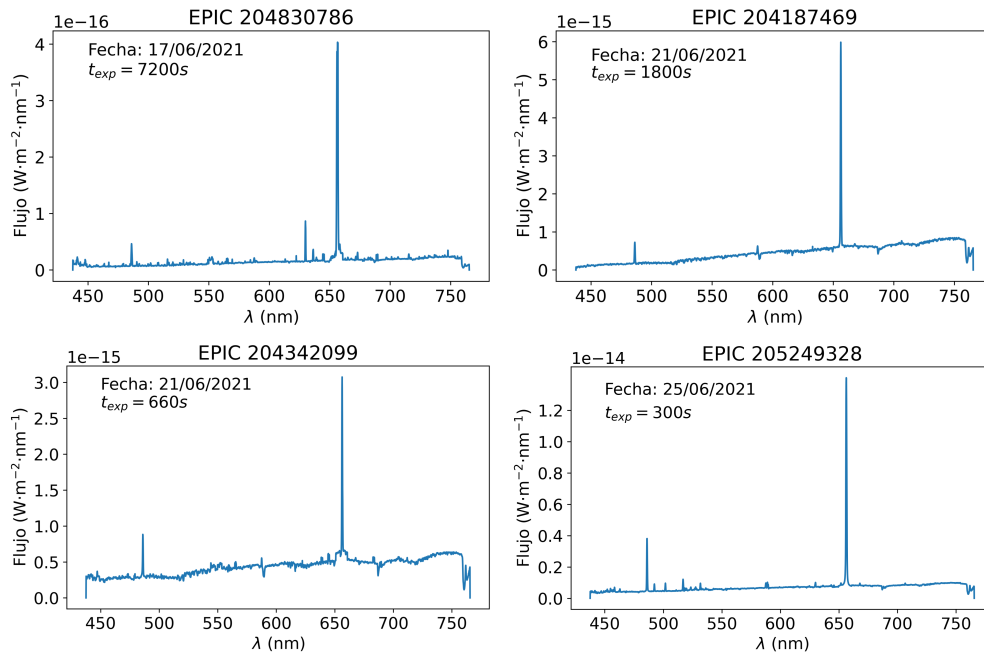


Figura 1: Espectros obtenidos correspondiente a la Época 1. Se destaca la presencia de emisión de  $H\alpha$ ,  $H\beta$ , HeI ( $\lambda = 587.6$  nm) y NaI en absorción en  $\lambda = 589.0$  y  $589.6$  nm. Para EPIC 204830786 también es posible distinguir líneas prohibidas en emisión de [OI] en  $\lambda = 630.0$  nm y [SII] en  $\lambda = 673.1$  nm.

un continuo originado en las regiones de choque del material acretado sobre la estrella central. No obstante, se destaca la línea de absorción de Li en  $\lambda = 670.7$  nm (panel derecho de la Figura 2) que evidencia que se trata de objetos jóvenes. También se detectan líneas de NaI en  $\lambda = 589.0$  y  $589.6$  nm. En particular, las líneas de emisión del NaI podrían originarse en la parte externa de las columnas de acreción, cerca del disco circunestelar, donde las temperaturas son adecuadas para tener una densidad alta de este elemento (Muzerolle et al. 2001).

Para EPIC 204830786 y EPIC 205249328 se identificaron además líneas de [OI] en  $\lambda = 630.0$  nm y  $636.4$  nm. El panel izquierdo de la Figura 3 muestra los espectros de ambas estrellas alrededor de esta región. EPIC 204830786 también mostró líneas de emisión de [SII] en  $\lambda = 671.7$  y  $673.1$  nm (panel derecho, de la Figura 3). Estas líneas prohibidas se asocian con la presencia de vientos o *jets* estelares (Bally J., 2016). Para EPIC 204830786 se encontraron posibles variaciones temporales en las características de los espectros, en particular en líneas de HeI y de NaI en  $\lambda = 589.0$  y  $589.6$  nm. El panel derecho de la Figura 3 ilustra el caso de la línea de HeI en  $\lambda = 667.8$  nm. En la Figura 4 se muestran los espectros para ambas épocas alrededor de las líneas de NaI y de HeI en  $\lambda = 587.5$  nm.

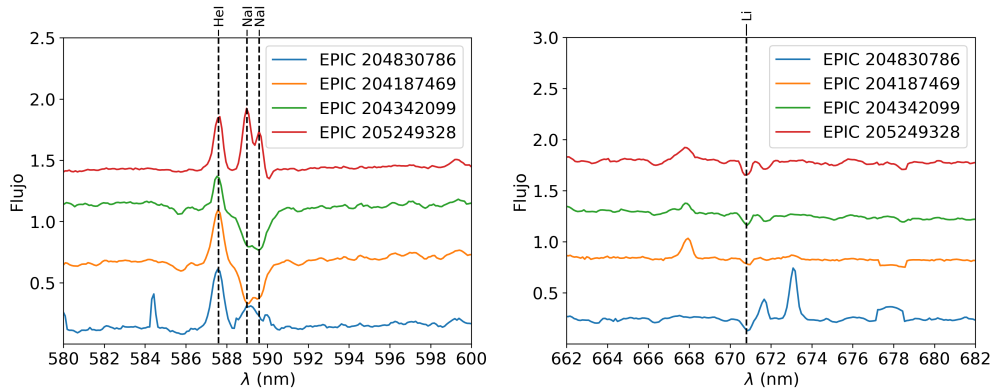


Figura 2: *Izquierda:* Emisión de HeI en  $\lambda = 587.6$  nm y líneas en absorción/emisión de NaI en  $\lambda = 589.0$  y  $589.6$  nm. *Derecha:* Ampliación alrededor de la línea de Li en  $\lambda = 607.7$  nm. Los espectros han sido normalizados y desplazados en el eje de las ordenadas para una mejor visualización.

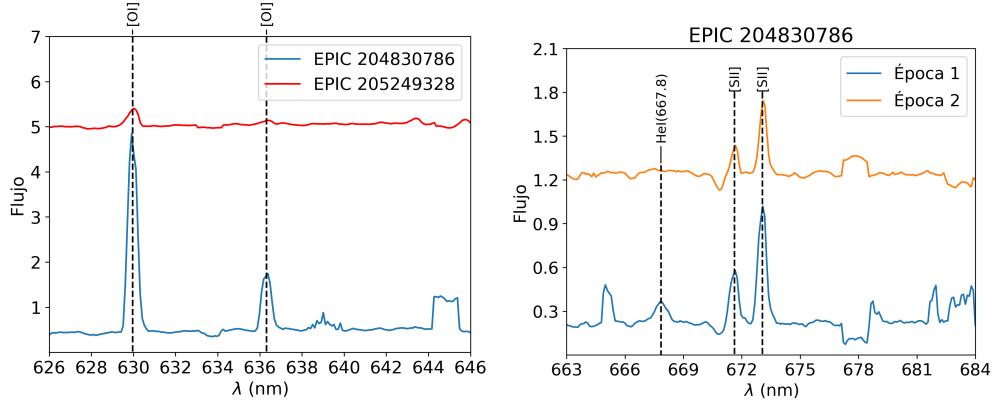


Figura 3: *Izquierda:* Región alrededor de las líneas [OI] en  $\lambda = 630.0$  nm y  $636.4$  nm para las estrellas EPIC 204830786 y EPIC 205249328 correspondiente a sus espectros de Época 1. *Derecha:* Líneas en emisión de [SII] en  $\lambda = 671.7$  y  $673.1$  nm en los espectros observados en ambas épocas para EPIC 204830786. Los espectros han sido normalizados y desplazados en el eje de las ordenadas para una mejor visualización.

#### 4. Resumen y conclusiones

Los espectros obtenidos para las 4 estrellas T-Tauri con CLs de tipo *bursters* indican que, efectivamente, se trata de estrellas jóvenes. Las intensas líneas de emisión de  $H\alpha$  y  $H\beta$ , sumadas a otras líneas presentes en los espectros como la emisión de HeI en  $\lambda = 587.5$  nm indican, además, que estas estrellas estarían en proceso de formación y acretando material desde el disco circunestelar. Para EPIC 204830786 se identificaron evidencias de variaciones en las líneas de NaI y HeI. Si bien estas líneas se originarían en regiones diferentes, ambas serían



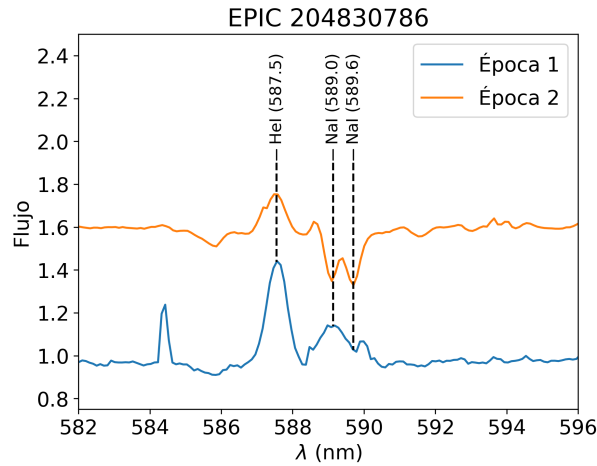


Figura 4: Variación temporal en las líneas del NaI en  $\lambda = 589.0$  y  $589.6$  nm para EPIC 204830786. Los espectros han sido normalizados y desplazados en el eje de las ordenadas para una mejor visualización.

el resultado del proceso de acreción. Las variaciones detectadas podrían reflejar variaciones temporales en dicho el proceso. Aunque las variaciones halladas por Cody & Hillenbrand (2018) en la CL de este objeto no serían estrictamente periódicas, vale la pena mencionar que el intervalo de tiempo transcurrido entre los espectros de 1ra y de 2da época de esta estrella (17 días) corresponde aproximadamente a la mitad de la escala de tiempo estimada por estos autores para las variaciones fotométricas. Tanto en el caso de EPIC 204830786 como en el de EPIC 205249328 se detectaron además líneas de emisión de transiciones prohibidas de [OI] y [SII]. Estas líneas podrían explicarse por la presencia de vientos ya sean tipo *jets* o cercanos a la estrella central.

## Referencias

- Bally, J. 2016, *ARA&A*, 54, 491  
 Bouvier, J., Chelli, A., Allain, S. et al. 1999, *A&A*, 349, 619  
 Cody, A. M. & Hillenbrand, L. A. 2018, *AJ*, 156, 71  
 Hartmann, L., Herczeg, G., & Calvet, N. 2016, *ARA&A*, 54, 135  
 Kurosawa, R., Romanova, M. M., Harries, T. J. 2011, *MNRAS*, 416, 2623  
 Muzerolle, J., Calvet, N., Hartmann, L. 2001, *ApJ*, 550, 944  
 Rebull, L. M., Stauffer, J. R., Cody, A. M., et al. 2018, *AJ*, 155, 196  
 Stauffer, J., Cody, A. M., Baglin, A., et al. 2014, *AJ*, 147, 83

## Un modelo evolutivo para V404 Cyg

L. Bartolomeo Koninckx, M.A. De Vito, O.G. Benvenuto

*Instituto de Astrofísica de La Plata, IALP, CCT-CONICET-UNLP,*  
*Argentina*

*Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, Paseo del Bosque*  
*S/N, (1900) La Plata, Argentina*

**Resumen.** V404 Cyg es un sistema binario de baja masa con emisión en rayos X (LMXB) en el cual se han dado varios eventos explosivos (1938, 1989 y 2015). Actualmente se conoce un numeroso conjunto de parámetros para este sistema, incluyendo la masa del objeto compacto y de la estrella donante, el período orbital del sistema, el tipo espectral y la clase de luminosidad de la compañera del agujero negro, entre otros. Esto nos da la posibilidad de calcular, a través de modelos teóricos, un sistema progenitor que evolucione hasta describir las características principales observadas para este objeto y que, a su vez, nos permita hacer predicciones acerca del estado evolutivo posterior del sistema binario y sus componentes. En este trabajo hemos usado nuestro código de evolución binaria para obtener los parámetros iniciales (masas iniciales de las componentes, período orbital inicial del sistema y la cantidad de materia acreta) que mejor recreen las características actuales para V404 Cyg, inferidas de las observaciones. Por otra parte, hemos incluido en este trabajo un cálculo de la evolución del parámetro de *spin* del agujero negro, asumiendo que inicialmente no está rotando. En este caso, nuestros resultados no nos llevan a un buen acuerdo con las estimaciones obtenidas a partir de las observaciones. Sin embargo, comentaremos una posibilidad que nos lleve a resolver esta dificultad en un trabajo posterior.

**Abstract.** V404 Cyg is a Low-Mass X-Ray Binary (LMXB) system known to have undergone outbursts in 1938, 1989, and 2015. During these events it has been possible to obtain a set of reliable measurements of relevant quantities, such as the masses of the compact object (a black hole) and its companion, the orbital period, and the companion's spectral type and luminosity class, among others. This gives us the possibility of constructing theoretical models to account for these observational estimations, which can be used not only to look for the initial characteristics of the system, but also to predict its final fate. In this work, we used our own binary evolution code for computing these models and see which characteristics best fit for representing V404 Cyg's actual state. We also considered the evolution of the black hole spin parameter assuming that the object is initially not rotating. Remarkably, our models could not reach the existing estimation for this quantity. However, we give a possible explanation that may lead to resolve this difficulty in the future.

## 1. Introducción

El sistema V404 Cyg (GS 2023+338) es un sistema de baja masa con emisión en rayos X (LMXB) formado por una estrella de tipo espectral K3III y un agujero negro (BH) (Casares & Charles 1994), para el cual se han podido medir una serie de parámetros característicos. Los valores de referencia que hemos utilizado en este trabajo se muestran en la Tabla 1.

Por otra parte, este sistema se encuentra bajo un evento de transferencia de masa, donde se estima que la estrella donante tiene una tasa promedio de pérdida de masa de  $\langle \dot{M}_d \rangle = 1.1 \times 10^{-9} M_\odot/\text{yr}$ . Este valor resulta de utilizar la ecuación 25(a) de Webbink *et al.* (1983) con los parámetros actuales de V404 Cyg. En cuanto a la acreción en el objeto compacto, se cree que se encuentra acotada por una tasa promedio  $\langle \dot{M}_{\text{BH}} \rangle = 4.0 \times 10^{-10} M_\odot/\text{yr}$  (Ziółkowski & Zdziarski 2018, de ahora en más ZZ18).

En este trabajo nos propusimos modelar teóricamente las características evolutivas del sistema V404 Cyg para hallar un sistema progenitor del mismo. Para ello utilizamos nuestro código de evolución binaria (Benvenuto & De Vito 2003; De Vito & Benvenuto 2012; Benvenuto *et al.* 2012) con el que exploramos el espacio de parámetros iniciales, tales como las masas de las componentes del sistema, el período orbital y la fracción de masa perdida por la estrella donante que es acretada por el BH. Al mismo tiempo, exploramos numéricamente la evolución temporal de las tasas de pérdida y acreción de masa, razón de cambio del período orbital en el tiempo y parámetro de *spin* del agujero negro de los modelos propuestos para nuestro objeto de estudio, y analizamos posibles comportamientos del sistema, incluyendo su fase evolutiva final.

Tabla 1: Parámetros medidos observacionalmente de V404 Cyg.

Parámetro	Valor	Error	Referencia
$M_{\text{BH}}$	$9 M_\odot$	$^{+0.2}_{-0.6}$	Casares & Charles (1994); Khargharia <i>et al.</i> (2010)
$M_d$	$0.54 M_\odot$	$\pm 0.05$	Casares & Charles (1994); Khargharia <i>et al.</i> (2010)
$P_{\text{orb}}$	6.47 d	$\pm 0.001$	Charles <i>et al.</i> (1989)
$T_{\text{eff}}$	4247 K	$^{+116}_{-113}$	Cox <i>et al.</i> (2000); Khargharia <i>et al.</i> (2010)
$L_d$	$8.7 L_\odot$	$^{+1.7}_{-1.4}$	Khargharia <i>et al.</i> (2010); Ziółkowski & Zdziarski (2018)
$R_d$	$5.5 R_\odot$	$^{+0.17}_{-0.18}$	Khargharia <i>et al.</i> (2010); Ziółkowski & Zdziarski (2018)

## 2. Resultados y discusiones

### 2.1. Modelos

Los modelos fueron calculados asumiendo abundancias solares ( $X = 0.676$ ,  $Y = 0.31$  y  $Z = 0.014$ ) con un parámetro de longitud de mezcla  $\alpha_{\text{MLT}} = 1.55$ . Debido a las evidencias observacionales sobre la tasa de pérdida de masa de la estrella donante y la tasa de acreción en el BH, hemos realizado los modelos asumiendo una transferencia de masa no conservativa. Este evento está caracterizado con dos parámetros libres: la fracción  $\beta$  de masa perdida por la estrella donante que es acretada por el BH, y el momento angular específico de la materia que se pierde

del sistema en unidades del momento angular específico del BH,  $\alpha$  (Rappaport *et al.* 1982, 1983). En este trabajo, mantuvimos fijo el valor de  $\alpha = 1$ . Para cuantificar la proximidad entre las cantidades modeladas y estimadas para el sistema V404 Cyg, definimos la siguiente función:

$$\epsilon^2 = \sum_i \epsilon_i^2, \quad \epsilon_i = \frac{E_i - E_i^{\text{obs}}}{E_i^{\text{obs}}} \quad (1)$$

siendo  $E_i$  el valor de la cantidad  $i$  modelada y  $E_i^{\text{obs}}$  la estimada;  $i = 1, \dots, 6$  representan, respectivamente, la masa del BH ( $M_{\text{BH}}$ ), la masa de la estrella donante ( $M_{\text{d}}$ ), el período orbital ( $P_{\text{orb}}$ ), la temperatura efectiva ( $T_{\text{eff}}$ ), la luminosidad ( $L_{\text{d}}$ ), y el radio ( $R_{\text{d}}$ ) de la estrella donante.

Los modelos realizados fueron divididos en 3 generaciones. En la primera, se exploraron las masas iniciales de las componentes ( $M_{\text{d}}^0 = 1.5, 2.0 M_{\odot}$  para la estrella donante y  $M_{\text{BH}}^0 = 8, 9, 10, 11 M_{\odot}$  para el BH) fijando el periodo orbital inicial  $P_{\text{orb}}^0 = 1$  d y el parámetro  $\beta = 0.9$ . El mejor modelo fue aquel calculado con  $M_{\text{d}}^0 = 1.5 M_{\odot}$  y  $M_{\text{BH}}^0 = 8 M_{\odot}$ . Utilizando estas masas, se exploró el período orbital inicial para los valores  $P_{\text{orb}}^0 = 0.75, 0.80, 0.90, 1.00$  d, obteniendo el mejor modelo para  $P_{\text{orb}}^0 = 0.90$  para la segunda generación. Por último, para la tercera generación, exploramos los valores del parámetro  $\beta$  con 0.9, 0.5, 0.3 y 0.1. Los resultados de estos modelos se encuentran caracterizados en la Figura 1. Obtuvimos valores de  $\epsilon^2$  entre 0.007 y 0.025, siendo la mayor cercanía a las estimaciones para el modelo con  $\beta = 0.9$ .

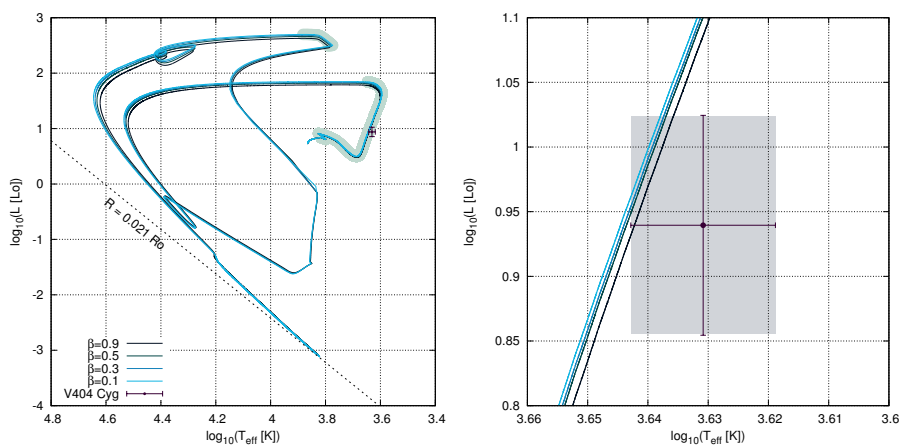


Figura 1: Recorridos evolutivos para la estrella donante de los modelos obtenidos en la tercera generación en un diagrama de Hertzsprung-Russell. En él, hemos sombreado las zonas donde se producen los eventos de transferencia de masa y hemos incluido la posición estimada del sistema V404 Cyg. Se han calculado los recorridos evolutivos desde que la estrella se posiciona en la ZAMS hasta que alcanza una edad de 14 Gyr.

## 2.2. Transferencia de masa

Los eventos de transferencia de masa de V404 Cyg han sido ampliamente estudiados. Entre ellos, ZZ18 estimaron la tasa de pérdida para el momento actual del sistema en  $1.1 \times 10^{-9} M_{\odot}/\text{yr}$ , valor en el cual nuestros modelos están en gran acuerdo (Figura 2: izquierda). Además, en ZZ18 se discute una posible cota superior de  $4.0 \times 10^{-10} M_{\odot}/\text{yr}$  para la tasa de acreción sobre el BH de V404 Cyg. En sus modelos teóricos obtienen que para que esto suceda, la fracción de masa perdida por la estrella donante que es acretaada por el BH debe ser  $\beta < 0.33$ . En los resultados de las tasas de acreción obtenidas en nuestros modelos, se puede observar que solo los modelos con  $\beta < 0.3$  son los que quedan por debajo del límite superior estimado (Figura 2: derecha).

Si bien el mejor ajuste de los parámetros estimados observacionalmente se obtiene con un valor de  $\beta = 0.9$ , al estudiar la transferencia de masa vemos que se describe mejor el comportamiento estimado en la literatura con un valor de  $\beta < 0.3$ . Para estos modelos, la cercanía del sistema modelado al observado sigue dentro de los errores observacionales, por lo que los consideramos como los mejores candidatos entre nuestros modelos para describir un sistema progenitor de V404 Cyg.

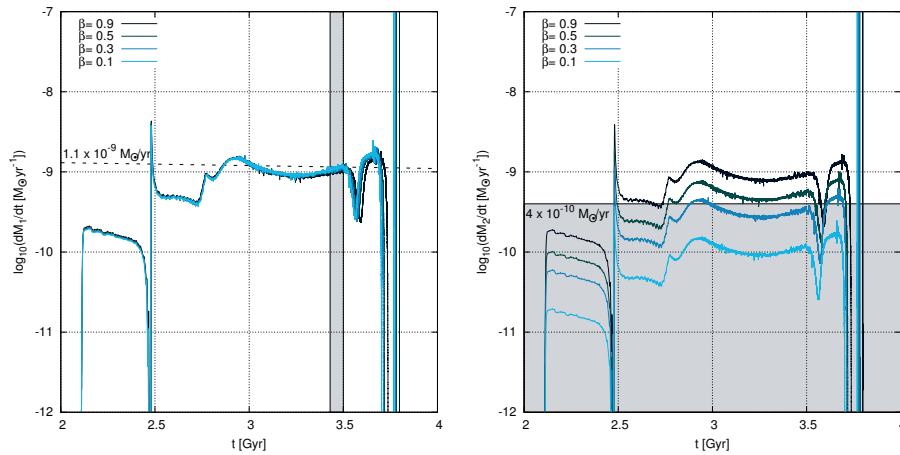


Figura 2: Transferencia de masa para los modelos de la tercera generación. *Izquierda:* Tasa de pérdida de masa de la estrella donante. En línea punteada se encuentra su estimación teórica de  $1.1 \times 10^{-9} M_{\odot}/\text{yr}$  para el momento actual, y en sombreado las posibles edades actuales que predicen nuestros modelos. *Derecha:* Tasa de acreción sobre el BH. Sombreada se encuentra la zona por debajo del límite superior de  $4.0 \times 10^{-10} M_{\odot}/\text{yr}$ . Estimaciones obtenidas de Ziłkowsi & Zdziarski (2018).

## 2.3. Derivada temporal del período orbital y parámetro de *spin* del BH

En los eventos de transferencia de masa no conservativos el período orbital cambia con el tiempo. Nuestros modelos predicen un incremento de esta cantidad  $P_{\text{orb}}/\dot{P}_{\text{orb}} = 1.8 \times 10^8 \text{ yr}$ , en acuerdo con ZZ18.

Al caer material en el BH, este gana momento angular aumentando su velocidad

de rotación. Calculamos la evolución de su parámetro de *spin* utilizando la ecuación (10) de Podsiadlowski *et. al.* (2003) en la cual se asume que no está rotando inicialmente. Para todos los casos, el valor de este parámetro es  $a < 0.35$ , por lo que no se alcanza el único valor observacionalmente estimado de  $a \sim 0.92$ , encontrado por Walton *et. al.* (2017). Este desacuerdo puede estar causado por la suposición de que el BH no está inicialmente rotando, por lo que se explorarán alternativas en un trabajo futuro.

#### 2.4. Predicciones para V404 Cyg

Los modelos obtenidos nos permiten analizar no sólo un sistema progenitor para V404 Cyg, sino que también sus características a lo largo de toda su evolución. Para la estrella donante, podemos analizar su camino evolutivo en la Figura 1. Es destacable que el evento de transferencia de masa comienza cuando la estrella aún se encuentra en la secuencia principal, y se extiende hasta que el objeto abandona la rama de las gigantes ( $\sim 1.6$  Gyr). El núcleo no alcanza una temperatura suficiente para que suceda la reacción  $3\alpha$ , por lo que no hay quema del Helio. Luego, cuando la luminosidad de la estrella se encuentra decayendo, experimenta un *flash* termonuclear de hidrógeno en una cáscara. Este evento causa que la estrella vuelva a expandirse, y que pierda masa nuevamente durante un intervalo muy corto de tiempo. Luego de este evento, la estrella ha perdido una gran cantidad de su hidrógeno superficial ( $\sim 20\%$  respecto del inicial). Se predice que su etapa final de evolución será como una enana blanca de muy baja masa compuesta mayormente por helio, con algo de hidrógeno en su superficie. La masa de este remanente se estima en  $\sim 0.28M_{\odot}$  y un radio de  $\sim 0.021R_{\odot}$ .

**Agradecimientos.** Los autores agradecen al comité organizador de las *IV Jornadas de Astrofísica Estelar* por ofrecernos el espacio para publicar nuestro trabajo.

#### Referencias

- Benvenuto O. G., De Vito M. A., 2003, MNRAS, 342, 50  
 Benvenuto O. G., De Vito M. A., Horvath J. E., 2012, ApJ, 753, L33  
 Casares J., Charles P. A., 1994, MNRAS, 271, L5  
 Charles P., et al., 1989  
 Cox A. N., 2000, Allen's astrophysical quantities  
 De Vito M. A., Benvenuto O. G., 2012, MNRAS, 421, 2206  
 Khargharia J., Froning C. S., Robinson E. L., 2010, ApJ, 716, 1105  
 Makino F., 1989, IAU Circ., 4782, 1  
 Podsiadlowski P., Rappaport S., Han Z., 2003, MNRAS, 341, 385  
 Rappaport S., Joss P. C., Webbink R. F., 1982, ApJ, 254, 616  
 Rappaport S., Verbunt F., Joss P. C., 1983, ApJ, 275, 713  
 Walton D. J., et al., 2017, ApJ, 839, 110  
 Ziółkowski J., Zdziarski A. A., 2018, MNRAS, 480, 1580

## **Ampliación del estudio multifrecuencia en los complejos RCW 97 y RCW 95**

M.A. Corti<sup>1,2</sup>, L.A. Suad<sup>3</sup>, A.V. Corvera<sup>1</sup>

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

(2) *Instituto Argentino de Radioastronomía - CONICET-CICPBA-UNLP*

(3) *Instituto de Astronomía y Física del Espacio - UBA-CONICET*

**Resumen.** El plano galáctico es rico en formación estelar. En su cuarto cuadrante hemos investigado las fuentes IRAS 15492–5426, 15408–5356, 15411–5352 y 15412–5359 ubicadas en los complejos G327.2–0.6 (RCW 97) y G326.7+0.6 (RCW 95). Ambos consisten en nubes moleculares con regiones de hidrógeno ionizado (RH II) generadas por los fotones ionizantes Lyman, emitidos por las estrellas tempranas formadas en el lugar. Para el estudio de los complejos se emplearon imágenes en 21 cm de la emisión del hidrógeno neutro (HI) (SGPS), continuo de radio en 843 MHz de la emisión del H II (SUMSS) e imágenes de los relevamientos WISE y Herschel (IR cercano y mediano). Los primeros estudios que efectuamos nos permitieron conocer la densidad de flujo, radio de Strömgren, masa de H II, densidad electrónica y velocidad radial de ambos complejos. En este trabajo retomamos el análisis de RCW 97 y RCW 95, para investigar la posible presencia de una región de fotodisociación (PDR) y conocer la temperatura del continuo, profundidad óptica y densidad del HI, entre otros parámetros. Así se ampliará el conocimiento estelar y del medio interestelar propios del brazo galáctico Sagittarius-Carina donde se ubican ambos complejos.

**Abstract.** The galactic plane is a zone rich in stellar formation. We have investigated in the fourth quadrant the IRAS sources IRAS 15492–5426, 15408–5356, 15411–5352, and 15412–5359, all of them located in the G327.2–0.6 (RCW 97) and G326.7+0.6 (RCW 95) complexes. Both consist of molecular clouds with ionized hydrogen (H II R) generated by ionizing Lyman photons emitted by early stars that are being formed in the place. Images in 21 cm corresponding to the emission of neutral hydrogen (HI) (SGPS), in radio continuum in 843 MHz corresponding to the emission of H II (SUMSS), and from Wise and Herschel surveys (NIR and MIR) were used. The first studies we conducted allowed us to know parameters such as flux density, Strömgren radii, the mass of ionized hydrogen (H II mass), electronic density, and radial velocity for both complexes. In this work we returned to the analysis of RCW 97 and RCW 95 to investigate the possible presence of a photodissociating region (PDR) and to obtain the continuum temperature, optical depth, and HI density, among other data. This

will broaden the knowledge of stars and the interstellar medium of the Sagittarius-Carina Galactic arm, where both complexes are located.

## 1. Introducción

En este trabajo se presenta la investigación realizada en las regiones de formación estelar constituidas por nubes moleculares oscuras, las regiones de hidrógeno ionizado (RHII) galácticas RCW 97,  $(l, b) = (327.3^\circ, -0.5^\circ)$  y RCW 95,  $(l, b) = (326.7^\circ, +0.6^\circ)$  y las fuentes IRAS 15492–5426, en la primera, e IRAS 15408–5356, 15411–5352 y 15412–5359, en la segunda.

Estudios realizados previamente en estas RHII utilizando técnicas infrarrojas (Bik et al. 2006, Corti et al. 2018), ondas centimétricas (Caswell & Haynes 1987, Corti et al. 2018, Corvera & Corti 2021) y submilimétricas (Bronfman et al. 1996, Wyrowski et al. 2006, Corvera & Corti 2021), vinculan parámetros de la nube molecular y las poblaciones estelares, tales como la distancia a la que se encuentran ambas componentes ( $D$ ), sus parámetros de ionización ( $U$ ) y excitación ( $\mu$ ), radio de Strömgren ( $R_s$ ) y masa de hidrógeno ionizado ( $M_{\text{HII}}$ ). El aporte efectuado con esta investigación consiste en el estudio de la región de fotodisociación (**PDR** por su sigla en inglés), los rangos de frecuencia para los cuales ambas regiones resultan ópticamente delgadas ( $\tau < 1$ ) y ópticamente gruesas ( $\tau > 1$ ), a la vez que pudo conocerse la **frecuencia de turnover** ( $\tau = 1$ ) estimando para ello los valores de **profundidad óptica** ( $\tau$ ) propia de cada RHII. También han sido calculados parámetros como el **índice espectral** ( $\alpha$ ), la **temperatura de continuo** ( $T_c$ ) y la **densidad columnar de HI** ( $N_{\text{HI}}$ ) en la visual hacia cada RHII (ver Tabla 1). Con letra negrita indicamos los parámetros obtenidos con esta investigación.

## 2. Datos

### 2.1. Datos en Infrarrojo

Para analizar las regiones RCW 97 y RCW 95 se utilizaron datos del IR medio (MIR por su sigla en inglés) obtenidas del *Spitzer Infrared Array Camera* (IRAC) a 5.8 y 8  $\mu\text{m}$ , así como del *Multiband Imaging Photometer for Spitzer* (MIPS) a 24  $\mu\text{m}$ , que fueron tomadas de los relevamientos *Galactic Legacy Infrared Midplane Survey Extraordinaire* (GLIMPSE; Benjamin et al. 2003) y *MIPS Galactic Plane Survey* (MIPSGAL; Carey et al. 2005), respectivamente. La resolución de las bandas IRAC es  $\leq 2''$  y la resolución del MIPS es  $\sim 6''$ .

### 2.2. Datos en Radio

Los datos investigados del *Southern Galactic Plane Survey* (SGPSI; McClure-Griffiths et al. 2005) en la línea en 21 cm de la Galaxia para  $253^\circ \leq l \leq 358^\circ$  y  $-1.5^\circ \leq b \leq 1.5^\circ$  tienen una resolución en velocidad de  $\Delta V = 0.82 \text{ km s}^{-1}$ , un ruido (rms) de  $\sim 1 \text{ K}$  en la temperatura de brillo ( $T_b$ ) y una resolución (FWHM) de  $\sim 2'$ . Se trabajó con los mapas de HI con  $\Delta l = 4^\circ$  y  $\Delta b = 2^\circ$  centrados en las coordenadas  $(l, b) = (326^\circ, 0^\circ)$  y  $(l, b) = (327^\circ, 0^\circ)$ , próximos a las regiones HII RCW 95 y RCW 97, respectivamente. Fueron seleccionados 70 mapas de velocidad radial ( $V_r$ ) relativa al Sistema Local de Referencia (LSR)



comprendidos en el rango  $-55 \text{ km s}^{-1} \leq V_r \leq 0 \text{ km s}^{-1}$ , ya que se conocía que la RH II RCW 97 tiene una  $V_r \text{ (LSR)} = -50 \text{ km s}^{-1}$  (Corvera & Corti, 2021) y la RH II RCW 95 tiene una  $V_r \text{ (LSR)} = -41 \text{ km s}^{-1}$  (Corti et al. 2018).

El continuo de radio se investigó en 843 MHz obteniendo las imágenes de ambos complejos del *Sydney University Molonglo Sky Survey* (SUMSS; Sadler & Hunstead, 2001). El mismo es el resultado de la observación efectuada en el cielo sur a  $\delta = -30^\circ$  y  $-10^\circ \leq b \leq 10^\circ$ , con una resolución (FWHM) de  $45'' \times 45'' \text{ cosec } |\delta|$  y un límite en el máximo de brillo de  $6 \text{ mJy beam}^{-1}$ .

### 3. Análisis y resultados

Conociendo el flujo de emisión ( $S_\nu$ ) de ambas regiones obtenido con diferentes frecuencias, se estudió la relación  $S_\nu \sim \nu^\alpha$  ( $\alpha$ : índice espectral) con el objetivo de confirmar la emisión térmica de las mismas. De ese modo, pudo conocerse el valor del índice  $\alpha$  vinculado a las distintas condiciones de profundidad óptica de cada región. Empleando la ecuación del trabajo de Mezger & Henderson (1967) se identificó la frecuencia para la cual en cada una de ellas se cumple  $\tau = 1$ :

$$\tau = 0.08235 \times (T_e[\text{K}])^{-1.35} \times (\nu[\text{GHz}])^{-2} \times \text{ME}[\text{pc cm}^{-6}] = 1, \quad (1)$$

en la que  $T_e$  es la temperatura electrónica y ME es la medida de emisión. El valor de  $N_{\text{HI}}$  en la visual a cada RH II pudo conocerse empleando la ecuación:

$$N_{\text{HI}}[\text{cm}^{-2}] = 1.823 \times 10^{18} \times T_b[\text{K}] \times V[\text{km s}^{-1}]. \quad (2)$$

La temperatura de brillo del continuo en las RH II pudo conocerse empleando la siguiente ecuación a una frecuencia,  $\nu = 843 \text{ MHz}$ :

$$T_c[\text{K}] = S \times 10^{-23}[\text{erg cm}^{-2}] \times (3 \times 10^{10}[\text{cm s}^{-1}] \times \nu^{-1}[\text{Hz}])^2 \times (2 \times K[\text{erg K}^{-1}] \times 1.133 \times (\theta[\text{rad}])^2)^{-1} \quad (3)$$

#### 3.1. RCW 97

El cálculo de índice espectral se realizó con  $S = 11 \text{ Jy}$  a  $\nu = 408 \text{ MHz}$  (Shaver & Goss, 1970),  $S = 16 \text{ Jy}$  a  $\nu = 843 \text{ MHz}$  (Corvera & Corti, 2021) y  $S = 32 \text{ Jy}$  a  $\nu = 5000 \text{ MHz}$  (Caswell & Haynes, 1987), resultando en  $\alpha = 1.9$  (región ópticamente gruesa) y  $\alpha = 0.4$  (región ópticamente delgada). Empleando la ecuación (1),  $\text{ME} = 6.5 \times 10^6 [\text{pc cm}^{-6}]$  obtenida a  $\nu = 5000 \text{ MHz}$  y  $T_e = 6048 \text{ K}$  (Shaver & Goss, 1970) o  $4700 \text{ K}$  (Caswell & Haynes, 1987) se obtuvo que el valor  $\tau = 1$  se corresponde a un rango de frecuencias  $2000 \leq \nu \leq 2300 \text{ MHz}$ . Estos valores coinciden con la transición entre las regiones ópticamente gruesa y delgada. Con respecto al valor de  $N_{\text{HI}}$ , la misma no pudo calcularse empleando la ecuación (2) debido a que en la visual predomina la absorción de HI, y el valor de  $T_b$  promedio hallado resultó ser negativo. Gibb et al. (2000) obtienen un  $N_{\text{HI}} \text{ molecular+atómica} = 7 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$  como valor mínimo.

En la Figura 1(B) la emisión a  $8 \mu\text{m}$  indicada en color verde se observa con gran detalle. La misma proviene principalmente de los hidrocarburos aromáticos policíclicos (PAH por su sigla en inglés) presentes en las zonas de PDR, y resulta una clara evidencia de que un campo energético de radiación estelar está perturbando al gas neutro circundante. Por otro lado, la emisión a  $5.8 \mu\text{m}$  (azul), también delinea la zona de la PDR. Con esa emisión IR, la región RCW 97 parecería tener una morfología compatible con una RH II bipolar.

### 3.2. RCW 95

En esta RHII el cálculo del índice espectral se realizó con  $S = 34.8$  Jy a  $\nu = 408$  MHz (Shaver & Goss, 1970),  $S = 38$  Jy a  $\nu = 843$  MHz (Corti et al., 2018) y  $S = 35.7$  Jy a  $\nu = 5000$  MHz (Shaver & Goss, 1970), resultando en  $\alpha = 0.12$  (región ópticamente gruesa) y  $\alpha = -0.05$  (región ópticamente delgada). Empleando la ecuación (1), con  $ME = 7.3 \times 10^5$  pc cm<sup>-6</sup> obtenida a  $\nu = 5000$  MHz y  $T_e = 6048$  K (Shaver & Goss, 1970) o 4700 K (Caswell & Haynes, 1987) se obtuvo que el valor  $\tau = 1$  se corresponde a un rango de frecuencias  $650 \leq \nu \leq 820$  MHz. Estos valores coinciden con la transición entre las regiones ópticamente gruesa y delgada. Para conocer la  $N_{\text{HI}}$  en la visual hacia esta RHII, se pudo trabajar con la ecuación (2), con un valor medio  $T_b = 41$  K y una velocidad radial (LSR)  $V = 60$  km s<sup>-1</sup> ( $70 \times 0.82$  km s<sup>-1</sup>), obteniendo  $N_{\text{HI}} = 3.5 \times 10^{21}$  cm<sup>-2</sup>.

En la Figura 1(A) es claramente visible que la emisión en  $24 \mu\text{m}$  (color rojo) se distribuye en gran parte del sector interno de la RHII. Esto está de acuerdo con el hecho de que esta emisión surge principalmente del polvo tibio que puede alcanzar temperaturas bastante altas, luego de absorber fotones de alta energía. Por otro lado, también se aprecia la presencia de una PDR (color azul y verde).

Tabla 1: Resultados: parámetros de las RHII RCW 97 y RCW 95.

ID	$S_\nu$ [Jy]	$\theta$ [']	$M_{\text{HII}}$ [ $M_\odot$ ]	$N_e$ [cm <sup>-3</sup> ]	$V_{\text{LSR}}$ [km s <sup>-1</sup> ]	$D$ [kpc]	$\mu$ [pc cm <sup>-2</sup> ]	$U$ [pc cm <sup>-2</sup> ]	$T_c$ [K]
RCW 97 <sup>1</sup>	16	1.7	45	792	-50	3.3	70	73	2551
RCW 95 <sup>2</sup>	38	2.7	120	643	-41	3.1	91	401	2549

Notas: (1) Parámetros publicados en Corvera & Corti (2021); (2) Parámetros publicados en Corti et al. (2018).

### 3.3. Conclusiones

Comparando los valores del parámetro de excitación ( $\mu$ ) de cada RHII con el parámetro de ionización ( $U$ ) según estudios estelares previos (referencias en Tabla 1), puede concluirse que efectivamente las estrellas que están formándose en los complejos RCW 97 y RCW 95 son las generadoras de las RHII presentes en ellos. Refuerza esto la evidencia de un campo energético de radiación estelar fotodisociando al gas neutro circundante (PDR). Con los resultados obtenidos en este trabajo sumados a resultados generados en trabajos propios anteriores, se sigue enriqueciendo el conocimiento sobre la composición estelar y del medio interestelar presentes en el brazo Sagittarius-Carina.

**Agradecimientos.** Agradecemos al COL de las IV JAE por la ayuda económica brindada para asistir a la Reunión.

### Referencias

- Benjamin et al. 2003, PASP, 115, 953  
 Bik, A., Kaper, L. & Water, L. 2006, A&A, 455, 561

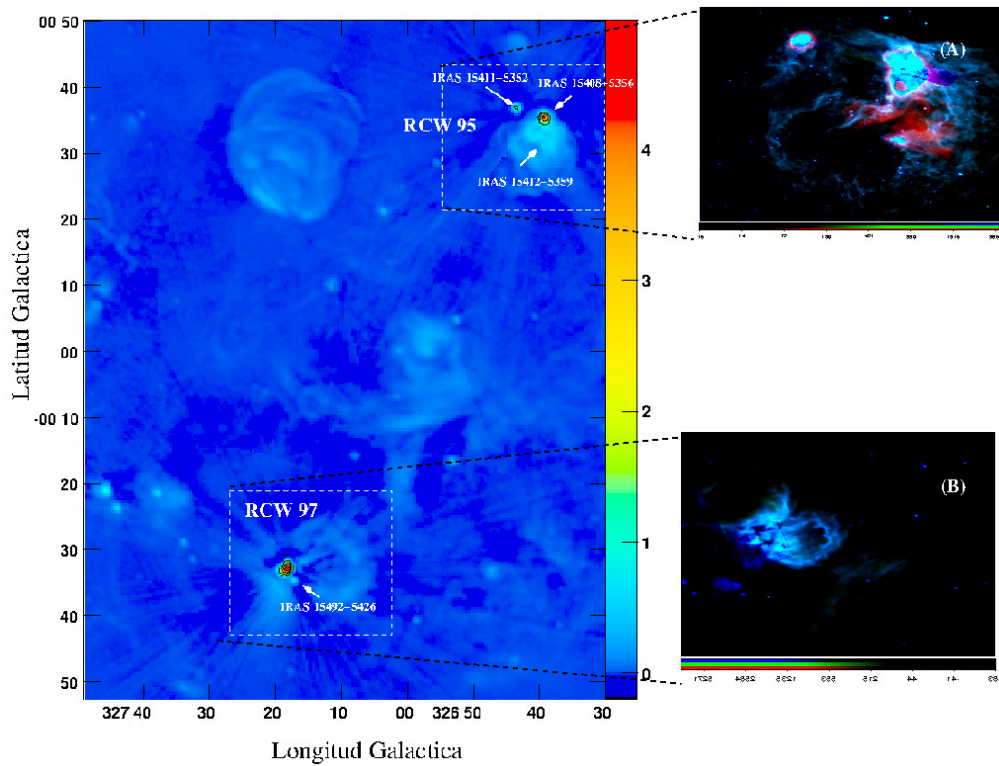


Figura 1: Mapa en 843 MHz mostrando los registros de flujo de ambas RH II y las fuentes IRAS asociadas. La barra de colores es la intensidad del flujo creciendo de 0 a  $4 \text{ Jy beam}^{-1}$ . **(A)** Imagen de  $0.4^\circ \times 0.2^\circ$  de RCW 95 compuesta por la emisión a tres bandas de Spitzer: GLIMPSE  $5.8 \mu\text{m}$  (azul) y  $8 \mu\text{m}$  (verde) y MIPS GAL  $24 \mu\text{m}$  (rojo). **(B)** Imagen de  $0.1^\circ \times 0.08^\circ$  de RCW 97 compuesta por la emisión a dos bandas de Spitzer: GLIMPSE  $5.8 \mu\text{m}$  (azul) y  $8 \mu\text{m}$  (verde). En el eje  $x$  de las Figuras (A) y (B) se indican los valores del flujo en  $\text{MJy str}^{-1}$ .

- Bronfman, L., Nyman, L. & May, J. 1996, *A&AS*, 115, 81  
 Carey et al. 2005, *BAAS*, 37, 1252  
 Caswell, J. & Haynes, R. 1987, *A&A*, 171, 261  
 Corti, M., Baume, G., Suad, L. & Borissova, J. 2018, *BAAA*, 60, 234  
 Corvera, A. & Corti, M. 2021, *BAAA*, 62, 125  
 Gibb E. et al. 2000, *ApJ*, 545, 309  
 McClure-Griffiths et al. 2005, *ApJS*, 158, 178  
 Mezger, P. & Henderson, A. 1967, *ApJ*, 147, 471  
 Sadler, E. & Hunstead, R. 2001, *ASPC*, 232, 53  
 Shaver, P. & Goss, W. 1970, *AuJPA*, 17, 133  
 Wyrowski et al. 2006, *A&A*, 454, L91

## **Supernovas con líneas anchas y su conexión con Estallidos de Radiación Gamma**

L.M. Román Aguilar<sup>1,2</sup>, M.C. Bersten<sup>1,2</sup>

(1) *Instituto de Astrofísica de La Plata - CONICET*

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

**Resumen.** En este trabajo, se plantea analizar la posible asociación entre supernovas de tipo Ic con líneas anchas y los estallidos de radiación gamma de larga duración. Para ello, derivamos propiedades físicas como masas y energías de una pequeña muestra de supernovas que presentan líneas anchas existentes en la literatura, por medio del modelado hidrodinámico de curvas de luz y velocidades de expansión en simultáneo. Luego, comparamos nuestros resultados con los obtenidos para dos grupos distintos: por un lado con una muestra de supernovas Ic asociadas a estallidos de radiación gamma y con supernovas de colapso gravitatorio normales deficientes en hidrógeno, con el objetivo de identificar posibles diferencias sistemáticas entre grupos.

**Abstract.** In this work, we analyze the possible association between broad-line supernovae and long gamma-ray bursts. To do so, we derive physical properties such as masses and energies of a small sample of broad-line supernovae, through the hydrodynamic modeling of their light curves and expansion velocities simultaneously. Then we compared our results with those obtained for two different groups: a sample of long gamma-ray bursts supernovae and a set of normal hydrogen-deficient core-collapse supernovae obtained from the literature. Our final goal is to identify possible systematic differences between these groups.

### **1. Introducción**

Sólo un pequeño grupo de supernovas (SN) de colapso gravitatorio ha sido asociado a estallidos de radiación gamma de larga duración (LGRB). En todos los casos, las SN fueron clasificadas como de tipo Ic, que resultan ser objetos deficientes de hidrógeno y helio. Por otro lado, existe un conjunto de SN Ic que muestran líneas anchas en sus espectros (SN Ic-BL), indicativo de altas velocidades, y por lo tanto de energías cinéticas mayores a las usualmente medidas para objetos normales (Modjaz et al., 2016). Ha sido sugerido que ambos grupos de SN puedan estar asociadas, y que la no detección del LGRB del segundo grupo sea debido a una desalineación del *jet* con la línea de la visual. Este trabajo pretende estudiar esta posible asociación a partir de la comparación de parámetros físicos entre los distintos grupos de SN antes mencionados.

## 2. Modelado Hidrodinámico

Para la derivación de parámetros físicos, se utilizó el modelado hidrodinámico de las curvas de luz (CL) y velocidades fotosféricas. Las CL de las SN son muy sensibles a las propiedades físicas de sus progenitores y de la explosión en sí misma, siendo posible determinar los parámetros físicos mediante la comparación entre modelos y observaciones. En este trabajo, utilizamos el código hidrodinámico unidimensional desarrollado por la Dra. Bersten en su tesis doctoral (Bersten, 2010). El código simula la explosión estelar mediante la inyección de energía cerca del progenitor en un período muy corto de tiempo; reproduce CL bolométricas y velocidades fotosféricas, asumiendo la posición de la fotosfera en la capa donde la profundidad óptica del continuo es  $\tau = 2/3$ . Para el respectivo modelado hidrodinámico, es necesario contar con modelos pre-SN en equilibrio hidrostático. Estos son provistos usualmente por códigos de evolución estelar que simulan las condiciones de la estrella antes de explotar. Previo a la derivación de parámetros, realizamos un estudio del efecto de la variación de los mismos en CL y velocidades (ver Sección 2.1), que nos guiarán para encontrar el modelo más adecuado.

### 2.1. Variación de Parámetros

En la Figura 1 se presenta el efecto al variar los parámetros libres del código. Estos parámetros son: la masa pre-SN ( $M_{\text{preSN}}$ ), la energía de explosión ( $E$ ) y la cantidad de níquel generada durante la nucleosíntesis explosiva ( $M_{\text{Ni}}$ ). Se estudiaron 4 modelos iniciales: He4, He5, He6 y He8; a los que nos referiremos como estándar. Son modelos pre-SN de estrellas ricas en helio, calculados por Nomoto & Hashimoto (1988) siguiendo la evolución estelar completa hasta su fase pre-SN. Las  $E$  se variaron entre 1, 2 y 4 foe, donde 1 foe =  $10^{51}$  erg. Los diferentes valores de  $M_{\text{Ni}}$  fueron 0.05, 0.1 y  $0.2 M_{\odot}$ .

De dichas variaciones pudimos concluir que:

- Cuando aumenta la  $M_{\text{preSN}}$ , la CL es más ancha, su máximo ( $L_{\text{max}}$ ) se alcanza más tarde y su luminosidad es menor. A su vez, un aumento en la  $M_{\text{preSN}}$  genera que las velocidades de expansión sean menores.
- Mientras mayor sea la  $E$ , la CL se vuelve más fina, los valores de luminosidad aumentan alrededor de  $L_{\text{max}}$  mientras que disminuyen levemente en la cola radiactiva. Además, el instante al cual se alcanza  $L_{\text{max}}$  ocurre a tiempos menores. Las velocidades aumentan mientras mayor sea la  $E$ , durante toda la evolución.
- A mayor  $M_{\text{Ni}}$ , las CL son más brillantes y levemente más anchas. Las velocidades de expansión, en cambio, no se ven afectadas por la variación de este parámetro.

## 3. Muestra de Supernovas

Seleccionamos un grupo de SN Ic-BL de la literatura, particularmente aquellas que no tenían un LGRB detectado. En este primer trabajo, nos centramos en objetos publicados por Taddia et al., (2019) y elegimos aquellos que tienen buenas coberturas fotométrica y espectroscópica, necesarias para realizar el modelado hidrodinámico. Sólo tres objetos de esta muestra cumplían dichas condiciones a saber, SN 2010qts, 2014dby y 2015dqq. Adicionalmente incluimos a la SN

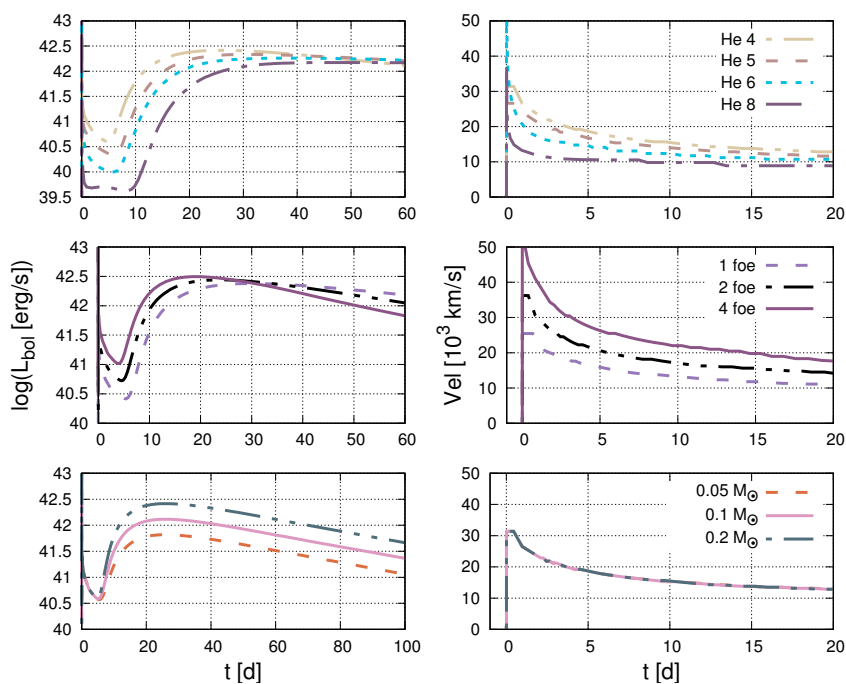


Figura 1: Variaciones de Parámetros. CL bolométricas (izquierda) y velocidades de expansión (derecha). Arriba: Variación de  $M_{\text{preSN}}$ . Centro: Variación de  $E$ . Abajo: Variación de  $M_{\text{Ni}}$ .

2020bvc de Ho et al., (2020). Las CL de estos objetos se muestran en la Figura 2.

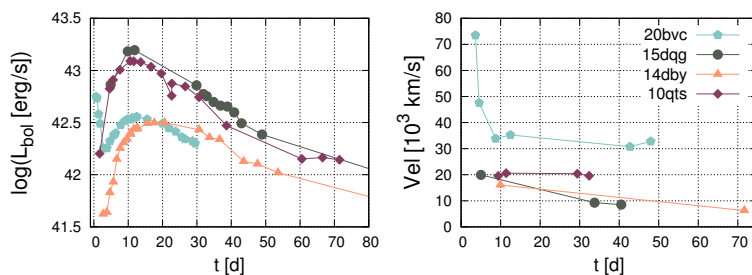


Figura 2: Muestra de SN. CL bolométricas (izquierda) y velocidades de expansión (derecha). Las velocidades fueron medidas a partir de la línea de Fe II  $\lambda 5169$  Å.

#### 4. Resultados

Para la determinación de las propiedades físicas, realizamos una exploración de distintas combinaciones de parámetros libres (detalles en la Sección 2.1), hasta lograr la combinación que mejor represente las observaciones. Al derivar parámetros como masas y energías de una SN, es suficiente con modelar su CL junto con las velocidades en épocas dominadas por el material radiactivo. A épocas

tempranas ( $t \leq 5$  días), la emisión de la SN está dominada por la estructura de las capas más externas de su progenitor. El modelado de esta etapa nos permitiría determinar propiedades del material circunestelar, en caso de existir (ver detalles en Bersten et al. (2012)). Luego, es esperable notar diferencias a estas épocas, puesto que no era el enfoque de este trabajo. A continuación presentamos los parámetros obtenidos del modelado hidrodinámico de 3 de los objetos de la muestra: SN 2020bvc, SN 2014dby y SN 2010qts. Para la SN 2015dqg no se encontró un modelo que logre reproducir aceptablemente las observaciones de la CL y las velocidades a la vez, por lo que se excluyó del posterior análisis.

Las comparaciones con los modelos obtenidos se muestran en la Figura 3, y los parámetros derivados para cada SN están en la Tabla 1, donde  $M_{ej} = M_{preSN} - M_{cut}$  es la masa eyectada y  $M_{cut}$  es la masa del remanente compacto. Podemos notar que para las SN 2014dby y 2010qts se definieron los valores de los parámetros como promedios entre los dos modelos presentados en las figuras, correspondientes a los modelos iniciales He4 y He5.

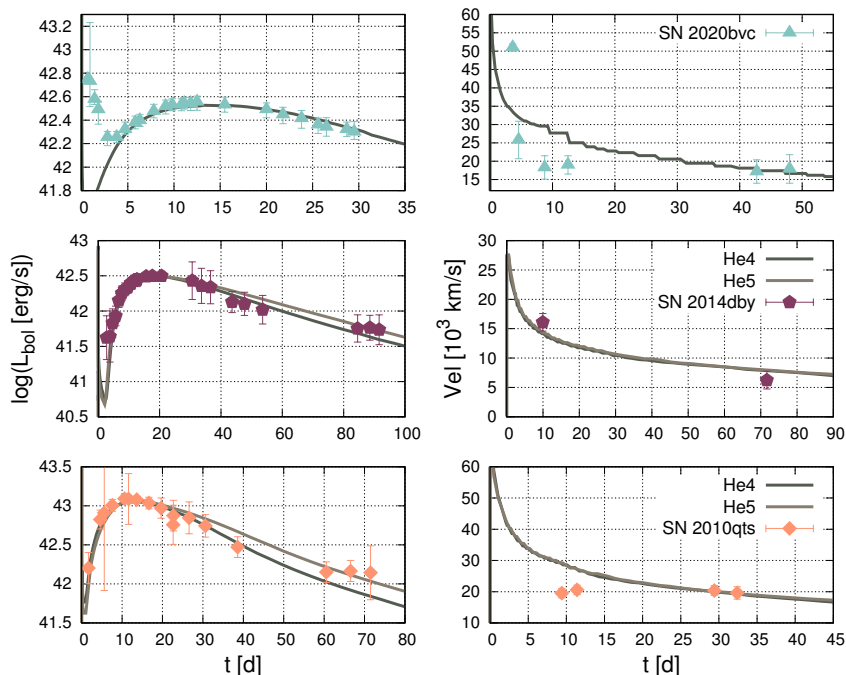


Figura 3: Modelado de nuestra muestra. CL bolométricas (izquierda) y velocidades de expansión (derecha).

## 5. Discusión y conclusiones

En la Figura 4 mostramos las comparaciones entre estos parámetros con distintos grupos de SN. En color rosa tenemos un grupo de SE (*stripped-envelope*) SN obtenidas de Taddia et al. (2018), en color azul un grupo de LGRB SN modeladas por Favaro & Bersten (2020), y en color rojo nuestra muestra de SN. De este análisis vemos que la **SN 2014dby** tiene parámetros consistentes con los de SE SN, y debido a la baja  $E$  que presenta, pensamos que quizás estuvo mal cla-



Tabla 1: Parámetros físicos obtenidos para nuestra muestra de SN.

Supernova	$E$ [foe]	$M_{\text{Ni}}$ [ $M_{\odot}$ ]	$M_{\text{cut}}$ [ $M_{\odot}$ ]	$M_{\text{ej}}$ [ $M_{\odot}$ ]
SN 2020bvc	7.5	0.23	1.4	2.6
SN 2014dby	1.1	0.22	2.4	2.1
SN 2010qts	9.3	0.74	1.45	3.05

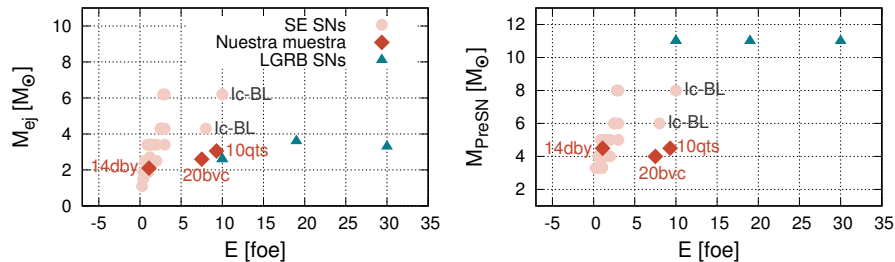


Figura 4: Comparaciones entre parámetros de nuestra muestra, con LGRB SN y SE SN. De la muestra de SE SNe se remarcan dos clasificadas como Ic-BL para una mejor comparación con nuestros objetos.

sificada como SN Ic-BL. En un futuro pretendemos analizar sus espectros. Los **SN 2010qts** y **SN 2020bvc** tienen parámetros consistentes con otras SN Ic-BL (como las remarcadas en la Figura 4), son más energéticas que el promedio de SE SN, pero son menos extremas que las LGRB SN. En todos los casos analizados, las  $M_{\text{preSN}}$  toman valores inferiores a  $8M_{\odot}$ , consistentes con valores típicos de SE SN, y menores que las estimadas para LGRB SN. Los valores de las masas derivadas podrían indicar un origen binario de sus progenitores (Taddia et al. 2018). Hemos logrado reproducir las observaciones utilizando modelos estelares estándar y asumiendo la posible formación de estrellas de neutrones como remanentes de la explosión. De los resultados encontrados, podemos decir que las SN Ic-BL muestran diferencias en los valores de las masas y energías de aquellas asociadas a LGRB. Sin embargo, como la muestra es pequeña, no podemos llegar a conclusiones definitivas. Planeamos extender la muestra en un trabajo a futuro.

## Referencias

- Bersten M. C., 2010, PhD thesis, Universidad de Chile  
 Bersten M. C., et al., 2012, ApJ, 757, 31  
 Favaro M. E., 2020, Undergraduate thesis. Universidad Nacional de Córdoba  
 Ho A. Y. Q., et al., 2020, The Astrophysical Journal, 902, 22  
 Modjaz M., et al., 2016, The Astrophysical Journal, 832, 108  
 Nomoto K., Hashimoto M., 1988, Physics Reports, 163, 13  
 Taddia F., et al., 2018, Astronomy & Astrophysics, 609, 46  
 Taddia F., et al., 2019, Astronomy & Astrophysics, 621, 36



## **Análisis espectrofotométrico de binarias eclipsantes tempranas**

R.M. Villar Bravo<sup>1</sup>, J.F. González<sup>1,2</sup>, M.E. Veramendi<sup>2</sup>, R. Barbá<sup>3</sup>,  
M. Jaque Arancibia<sup>4</sup>, A.D. Alejo<sup>1,2</sup>

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

(2) *Instituto de Ciencias Astronómicas, de la Tierra y del Espacio,  
CONICET–UNSJ, Argentina*

(3) *In memoriam (1962–2021)*

(4) *Departamento de Física y Astronomía, Universidad de La  
Serena, Av. Cisternas 1200 N, La Serena, Chile*

**Resumen.** El conocimiento de las propiedades de las estrellas masivas es crucial en astrofísica por el gran impacto que éstas ejercen sobre su entorno. Sin embargo, la escasez de estos objetos hace que se disponga de muestras observacionales mucho más pobres que en otros tipos de objetos estelares. Con el objetivo de incrementar el número de estrellas masivas con parámetros fiables, se está realizando, mediante una colaboración entre investigadores del ICATE y la Universidad de La Serena, un seguimiento espectroscópico de binarias eclipsantes de tipo espectral OB para la determinación de masas y radios. En este trabajo presentamos el análisis de tres sistemas binarios, utilizando nuestras propias observaciones espectroscópicas y los datos fotométricos disponibles públicamente. Los tres sistemas estudiados tienen una componente primaria masiva ( $> 8 M_{\odot}$ ), y una secundaria de masa intermedia ( $2.5M_{\odot} < M < 8M_{\odot}$ ).

**Abstract.** Knowledge of the properties of massive stars is crucial in astrophysics because of the large impact they have on their environment. However, the scarcity of these objects makes observational samples much poorer than for other types of stellar objects. To increase the number of massive stars with reliable parameters, a spectroscopic follow-up of OB-type eclipsing binaries for the determination of masses and radii is being carried out through a collaboration between researchers from ICATE and the University of La Serena. In this paper we present the analysis of three binary systems, using our own spectroscopic observations and publically available photometric data. All three systems studied were found to have a massive primary star ( $> 8M_{\odot}$ ) and an intermediate-mass secondary star ( $2.5M_{\odot} < M < 8M_{\odot}$ ).

## **1. Introducción**

La importancia de estudiar las estrellas binarias radica en la posibilidad de obtener parámetros físicos fundamentales, como masas y radios de manera directa. El número de sistemas binarios eclipsantes con componentes primarias de tipo espectral OB de secuencia principal que cuentan con estudios detallados es todavía escaso (Rodríguez & Ferrero 2022). Particularmente, existirían en nuestra

galaxia sólo 32 binarias eclipsantes masivas ( $M_1 > 8M_\odot$ ) para las que se han determinado masas y radios a partir de curvas de luz y velocidad radial bien muestreadas (Rodríguez & Ferrero, comunicación privada).

Con el objetivo de incrementar significativamente el número de binarias eclipsantes masivas con parámetros físicos determinados con precisión, estamos llevando a cabo un monitoreo de unas 45 binarias tempranas. La muestra se compone de binarias eclipsantes sin estudios previos, más brillantes que  $V = 10.5$ , y curvas de luz disponibles en los distintos relevamientos fotométricos existentes.

Para los sistemas que se presentan en este trabajo, los datos fotométricos se obtuvieron de los catálogos *All Sky Automated Survey* (ASAS-3, Pojmanski & Maciejewski, 2004) y *Kamogata/Kiso/Kyoto Wide-field Survey* (KWS) (Maehara, 2014).

## 2. Observaciones

Las observaciones espectroscópicas de los sistemas V1203 Cen, V1216 Sco y V2348 Sgr se realizaron en el Complejo Astronómico el Leoncito (CASLEO) durante 14 noches entre los años 2016 y 2022, usando el espectrógrafo Echelle REOSC montado en el foco Cassegrain del telescopio Jorge Sahade de 2.15 m. Durante la campaña de observación se obtuvieron 24 espectros que fueron reducidos con el *software* IRAF.

## 3. Análisis

Las velocidades radiales de cada componente se obtuvieron con el método de González & Levato (2006) implementado en *scripts* de IRAF. La obtención de los parámetros orbitales y físicos estelares fueron derivados al modelar simultáneamente las curvas de velocidad radial y de luz usando el programa de Wilson & Devinney (1971); Wilson & Van Hamme (2014).

Para agilizar el ajuste de curvas escribimos un programa en Python que permite iterar automáticamente el programa original FORTRAN de Wilson & Devinney. Nuestro programa además incluye el cálculo de incertezas mediante una estrategia de tipo *bootstrap*, haciendo 100 ajustes con datos remuestreados. Los parámetros que se ajustaron fueron: periodo orbital ( $P$ ), tiempo del eclipse primario ( $T_0$ ), semieje mayor ( $a$ ), velocidad del baricentro ( $v_\gamma$ ), inclinación ( $i$ ), temperatura efectiva de la componente secundaria ( $T_{\text{eff},2}$ ), potenciales gravitatorios ( $\Omega_1, \Omega_2$ ) y razón de masa ( $q$ ). Los parámetros fijados fueron la excentricidad (se asumió  $e = 0$ ) y la temperatura efectiva de la componente primaria ( $T_{\text{eff},1}$ ), que fue estimada a partir del tipo espectral (Pecaut & Mamajek, 2013).

## 4. Resultados

Como se mencionó anteriormente, se analizaron 24 espectros propios obtenidos en CASLEO a lo largo de 6 años, los cuales se usaron para determinar los parámetros absolutos de los sistemas binarios eclipsantes V1203 Cen, V1216 Sco y V2349 Sgr. De este análisis se estableció que todas las componentes primarias

tienen masas lo suficientemente grandes como para terminar su vida en explosiones de supernova. Sin embargo, hay que señalar que su futura evolución va a estar determinada por procesos de transferencia de masa, dada la cercanía entre las componentes.

Las Figuras 1, 2 y 3 muestran las curvas de luz y de velocidad radial de los sistemas bajo estudio. Las fuentes de los datos fotométricos se encuentran en cada panel. Los parámetros orbitales y físicos obtenidos mediante los ajustes de estas curvas se encuentran en las Tablas 1 y 2.

1. **V1203 Cen:** Para este sistema se analizaron 9 espectros. A partir de los espectros de las componentes separados por el método de González & Levato (2006), se determinó que el tipo espectral de la componente primaria es B3-4 III y la de su compañera A3-5 III. Las clases de luminosidad fueron inferidas de los radios determinados. Con los radios y masas calculados, notamos que la secundaria se encuentra llenando su lóbulo de Roche. Por lo tanto asumimos que este sistema es de semicontacto (*semidetached*).
2. **V1216 Sco:** En esta estrella se trabajó con 8 espectros. Con la separación espectral realizada se determinó que los tipos espectrales son B0 V para la primaria y B1 III para la secundaria. La secundaria se encontraría llenando su lóbulo de Roche (sistema semicontacto), por lo que es de esperar que la actual secundaria haya sido originalmente la primaria.
3. **V2349 Sgr:** En este sistema se trabajó con 7 espectros obtenidos en CASLEO y 2 descargados del archivo público del Observatorio Europeo Austral (ESO), obtenidos en La Silla con el instrumento FEROS. Se determinó que la primaria y la secundaria tienen tipos espectrales O9.7 V y B3-4 V, respectivamente.

Tabla 1: Parámetros orbitales de los sistemas eclipsantes.

Nombre	$P$ (días)	$T_0$ (HJD-2.400.000)	$i$ (°)	$a$ ( $R_\odot$ )	$V_\gamma$ (km s $^{-1}$ )	$q$
V1203 Cen	2.670975 $\pm 0.000007$	52069.1348 $\pm 0.0067$	51.99 $\pm 0.70$	18.99 $\pm 0.35$	-10.8 $\pm 1.5$	0.33 $\pm 0.01$
V1216 Sco	3.920598 $\pm 0.000020$	53849.8044 $\pm 0.0078$	73.99 $\pm 0.56$	28.76 $\pm 1.17$	-67.7 $\pm 5.9$	0.40 $\pm 0.04$
V2349 Sgr	3.408537 $\pm 0.000001$	52105.6373 $\pm 0.0017$	82.18 $\pm 0.45$	25.49 $\pm 0.29$	14.5 $\pm 2.1$	0.25 $\pm 0.02$

## 5. Trabajo a futuro

Con la intención de dilucidar los casos pocos claros, en un futuro próximo se incorporarán espectros obtenidos en nuestra última campaña de observación del periodo 10–13 de junio de 2022, y se realizará una búsqueda de datos fotométricos adicionales.

Tabla 2: Parámetros físicos de las componentes de los sistemas eclipsantes.

Nombre	$T_{\text{eff},1}$ (K)	$T_{\text{eff},2}$ (K)	$M_1$ ( $M_{\odot}$ )	$M_2$ ( $M_{\odot}$ )	$R_1$ ( $R_{\odot}$ )	$R_2$ ( $R_{\odot}$ )	$\log g_1$	$\log g_2$
V1203 Cen	17000 (Adop.)	8600 $\pm 140$	9.69 $\pm 0.53$	3.25 $\pm 0.53$	7.69 $\pm 0.19$	5.49 $\pm 0.23$	3.65 $\pm 0.01$	3.47 $\pm 0.02$
V1216 Sco	31400 (Adop.)	24090 $\pm 830$	14.84 $\pm 1.64$	6.00 $\pm 1.07$	8.73 $\pm 0.94$	8.73 $\pm 0.54$	3.73 $\pm 0.08$	3.33 $\pm 0.04$
V2349 Sgr	31700 (Adop.)	15821 $\pm 270$	15.38 $\pm 0.52$	3.83 $\pm 0.26$	6.60 $\pm 0.13$	4.31 $\pm 0.12$	3.98 $\pm 0.01$	3.75 $\pm 0.03$

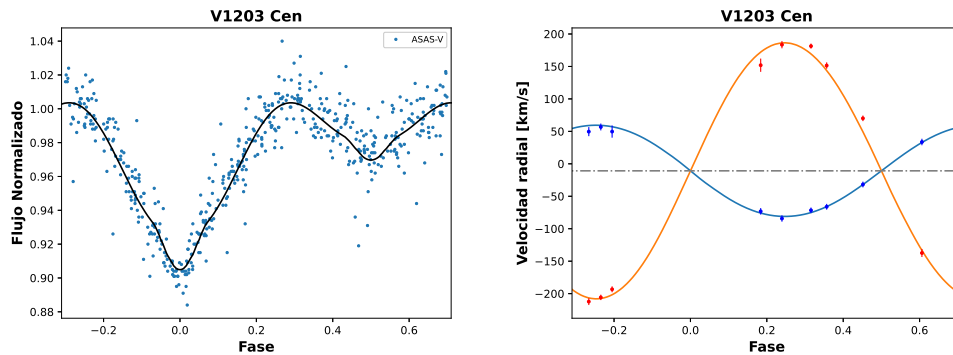


Figura 1: *Izquierda:* Curva de luz del sistema V1203 Cen, ajustada por el método de W&D (en negro). Los círculos azules corresponden a observaciones fotométricas de ASAS-3 en filtro  $V$  (530 datos). *Derecha:* Curvas de velocidad radial. Las líneas y círculos azules y rojos corresponden a las componente primaria y secundaria, respectivamente.

**Agradecimientos.** This paper is based on data obtained at Complejo Astronómico El Leoncito, operated under agreement between the Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas de la República Argentina and the National Universities of La Plata, Córdoba, and San Juan. Los autores agradecen el apoyo de CONICET a través del subsidio PIP 11220170100331. Based on observations collected at the European Organisation for Astronomical Research in the Southern Hemisphere under ESO programmes 089.D-0975(A) and 0102.A-9010(A). MJA thanks the financial support of DIDULS/ULS through the PAAI2021 project.

## Referencias

- González, J. F., & Levato, H. 2006, *A&A*, 448, 283  
 Maehara, H. 2014, *Journal of Space Science Informatics Japan*, 3, 119  
 Pecaut, M.J., & Mamajek, E. E., 2013, *ApJS*, 208, 9

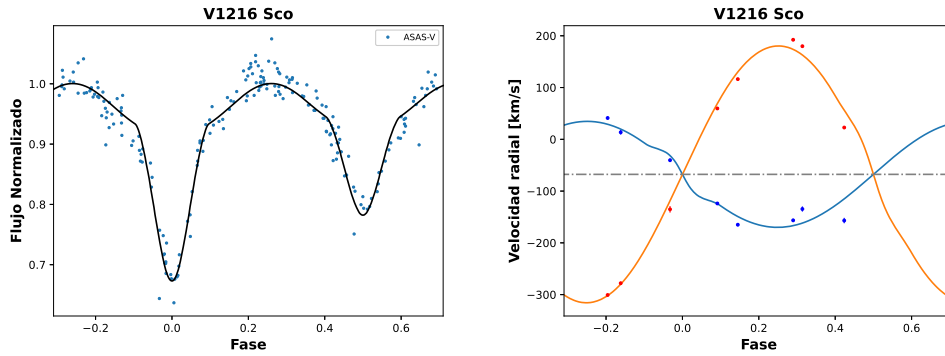


Figura 2: *Izquierda:* Curva de luz del sistema V1216 Sco, ajustada por el método de W&D (en negro). Los círculos azules corresponden a observaciones fotométricas de ASAS-3 en filtro  $V$  (215 datos). *Derecha:* Curvas de velocidad radial. Las líneas y círculos azules y rojos corresponden a las componentes primaria y secundaria, respectivamente.

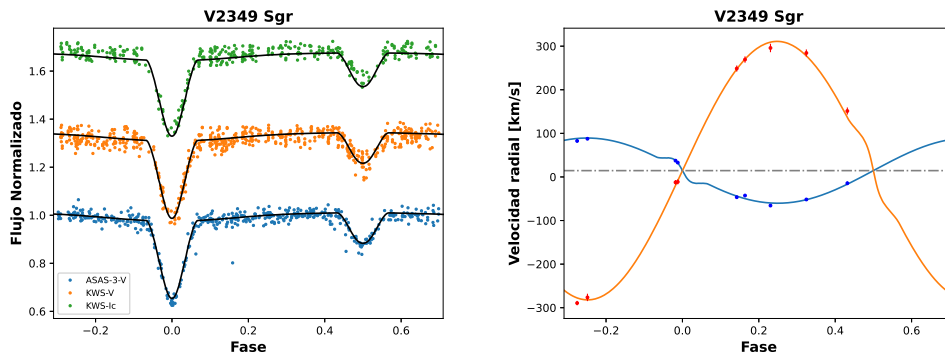


Figura 3: *Izquierda:* Curvas de luz del sistema V2349 Sgr, ajustada por el método de W&D (en negro). Los círculos azules corresponden a observaciones fotométricas de ASAS-3 en filtro  $V$  (469 datos), en naranja corresponde a la banda  $V$  (604 datos) de KWS, y en verde datos de KWS en banda  $I_c$  (353 datos). *Derecha:* Curvas de velocidad radial. Las líneas y círculos azules y rojos corresponden a las componente primaria y secundaria, respectivamente.

- Pojmanski, G., & Maciejewski, G. 2004, *AcA*, 54, 153  
 Rodríguez, C.N., & Ferrero, G. A. 2022, *BAAA*, 63, 83  
 Wilson, R. E., & Devinney, E. J. 1971, *ApJ*, 166, 605  
 Wilson, R. E., & Van Hamme, W. 2014, *ApJ*, 780, 151

## Estudio de curvas de luz sintéticas multiperiódicas aplicando análisis *wavelet*

A. Alberici Adam<sup>1</sup>, G.F. Avila Marín<sup>2</sup>, A. Christen<sup>2</sup>, L. Cidale<sup>1,3</sup>

(1) Instituto de Astrofísica de La Plata, Argentina

(2) Universidad de Valparaíso, Chile

(3) Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas - UNLP

**Resumen.** Las características de las funciones *wavelet* las hacen adecuadas para analizar datos que presentan variaciones o discontinuidades abruptas; por esta razón son particularmente útiles para estudiar curvas de luz de estrellas supergigantes y binarias. Sin embargo, al analizar una señal pueden surgir efectos no deseados tales como la detección de períodos espurios y períodos alias que resultan del nivel de ruido de la señal o como resultado de un muestreo no-equidistante. Para estudiar cómo estos efectos interfieren en la detección de períodos, se ha generado un diseño de simulación de curvas de luz de estrellas binarias eclipsantes que presentan fenómenos de pulsación. Se utilizaron funciones sinusoidales para emular pulsaciones radiales y no radiales. Las curvas resultantes se analizaron con la transformada de Fourier y con la función *wavelet* de Morlet, usando el programa *Period04* y el paquete *WaveletComp* de R, respectivamente.

**Abstract.** The characteristics of wavelet functions make them suitable for analyzing data that present abrupt variations or discontinuities, which is why they are particularly useful for studying light curves of supergiant and binary stars. However, when analyzing a signal, undesired effects can arise such as the detection of spurious periods resulting from the noise level of the signal or as a result of non-equidistant sampling. To study how these effects interfere with period detection we generated a simulation design of light curves of eclipsing binary stars exhibiting pulsation phenomena. Sinusoidal functions were used to emulate radial and non-radial pulsations. The resulting curves were analyzed with the Fourier transform and with the Morlet wavelet function, using the *Period04* software and the *WaveletComp* R-package, respectively.

### 1. Introducción

La detección y el estudio de estrellas pulsantes en sistemas binarios es fundamental para explorar la estructura interna de las estrellas y verificar los modelos de evolución estelar (Murphy, 2018), dado que permiten medir las masas de cada componente con precisión. Relevamientos observacionales de estrellas enanas masivas de tipo espectral O muestran que la mayoría se encuentra formando sistemas binarios (Sana *et al.*, 2012). Sin embargo, para las estrellas B evolucionadas los sistemas binarios detectados son muy pocos en relación a lo esperado, probablemente debido a la dificultad para reconocerlos, si la componente pri-

maria del sistema es una estrella pulsante. En la fotometría estas pulsaciones se ponen de manifiesto con variaciones que pueden ser identificadas con métodos astrosismológicos (Aerts *et al.*, 2009).

Para la búsqueda de periodicidades usualmente se utilizan diversos tipos de periodogramas. Por ejemplo, el periodograma de Lomb-Scargle (Lomb, 1976; Scargle, 1982) basado en la transformada de Fourier, permite la descomposición de la serie de tiempo en infinitos términos sinusoidales, transformando la señal desde la base del tiempo a la base de frecuencia y viceversa. Sin embargo, si la señal es no estacionaria, al pasar del dominio de la frecuencia al dominio del tiempo resulta complejo determinar en qué instante de tiempo se presenta un cambio en la frecuencia. Debido a esto, hace unos años ha comenzado a tomar fuerza el análisis de datos utilizando el análisis *wavelet* como una herramienta que permite obtener una descomposición y reconstrucción detallada, para señales que presentan cambios abruptos, a través de un análisis de multirresolución con ventanas de longitud variable, adaptadas al cambio de frecuencia de la señal. De esta forma resulta ser una herramienta adecuada para el análisis de fenómenos transitorios, no estacionarios, variables en el tiempo y que presenten discontinuidades (como curvas de luz de estrellas supergigantes y binarias).

Un problema que aparece al analizar datos observacionales es el nivel de ruido de la señal, por lo que ciertos máximos en un periodograma pueden ser espurios y no deberse a ningún fenómeno real. También surgen inconvenientes cuando los datos de la muestra no están equiespaciados en el tiempo, situación muy frecuente en el caso de las observaciones astronómicas. Esto produce los llamados *alias*, es decir, falsos períodos.

Debido a esto, en este trabajo se expone el diseño y los resultados obtenidos del análisis de curvas de luz sintéticas que simulan estrellas binarias con una compañera pulsante, empleando las técnicas del análisis *wavelet* y de Fourier.

## 2. Metodología

Para realizar las simulaciones partimos de una curva de luz sintética de una estrella binaria eclipsante (Alberici Adam, 2022), con un período orbital de 2.87 días, generada utilizando el programa PHOEBE (*Physics Of Eclipsing BinariEs*, Prša *et al.*, 2016), a partir de los datos fotométricos de HD 19356 obtenidos por la misión TESS (Ricker *et al.*, 2014). Dicha curva fue afectada implementando en R funciones sinusoidales que emulan modos de pulsación no radiales, y una función analítica que simula el comportamiento de una pulsación radial. En todos los casos se aplicó un ruido ARMA(1,1) (Whittle, 1951). Se obtuvieron 9 modelos<sup>1</sup> cuyas características se detallan en la Tabla 1; las respectivas curvas sintéticas se muestran en la Figura 1.

El análisis de cada modelo se realizó utilizando el paquete WaveletComp<sup>2</sup> (Roesch & Schmidbauer, 2018). Para esto cada curva fue separada en dos partes, debido a que presentan un salto de aproximadamente cuatro días que el programa no

---

<sup>1</sup>Las curvas sintéticas generadas en este trabajo se asemejan a curvas de luz observadas en estrellas binarias eclipsantes estudiadas por Shi *et al.* (2022).

<sup>2</sup>WaveletComp es un paquete de R (<https://www.r-project.org/>) para el análisis continuo de series de tiempo basado en la *wavelet* de Morlet.

Tabla 1: Características de las pulsaciones del diseño de simulación.

Modelo	Tipo	Número	Valor [días]	Amplitud <sup>1</sup>
Modelo N°1	No radial	1	0.7	40
Modelo N°2	No radial	1	1.9	60
Modelo N°3	No radial	2	0.7, 1.9	40, 60
Modelo N°4	No radial	1	5	100
Modelo N°5	No radial	2	0.7, 5	40, 100
Modelo N°6	No radial	3	0.7, 5, 20	40, 100, 100
Modelo N°7	No radial	2	3, 2.9	100, 100
Modelo N°8	Radial	1	0.9	30
Modelo N°9	Radial	1	0.9	100

Nota: (1) Respecto del eclipse primario.

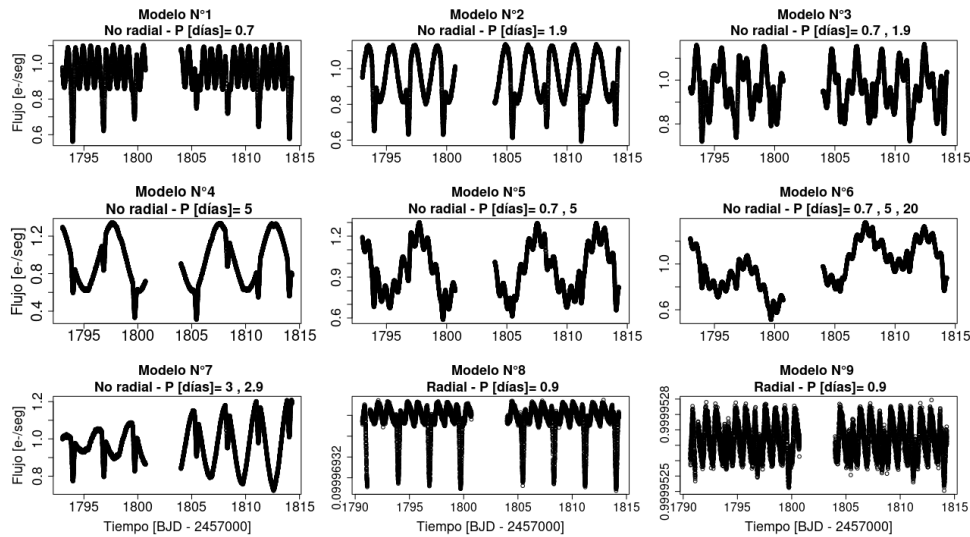


Figura 1: Curvas sintéticas obtenidas a partir del diseño de simulación.

interpreta correctamente. También se utilizó el programa *Period04* (Lenz & Breger, 2005) basado en la transformada de Fourier.

### 3. Resultados

En la Figura 2 se muestran los escalogramas, la potencia media y la reconstrucción, para la curva Modelo N°3. En los escalogramas, los valores más altos y bajos de potencia *wavelet* se representan con una escala de color que va desde el rojo al azul respectivamente. Las líneas negras identifican los períodos con una confianza mayor o igual a 0.95, que junto con los indicados en el gráfico de potencia media se han considerado como períodos significativos. Dado que el análisis *wavelet* es local en el tiempo, produce una gran cantidad de períodos y, por lo tanto, se ha tomado como referencia el valor medio de cada uno. Para el análisis de Fourier se seleccionaron aquellos períodos con una potencia de  $4\sigma$  por



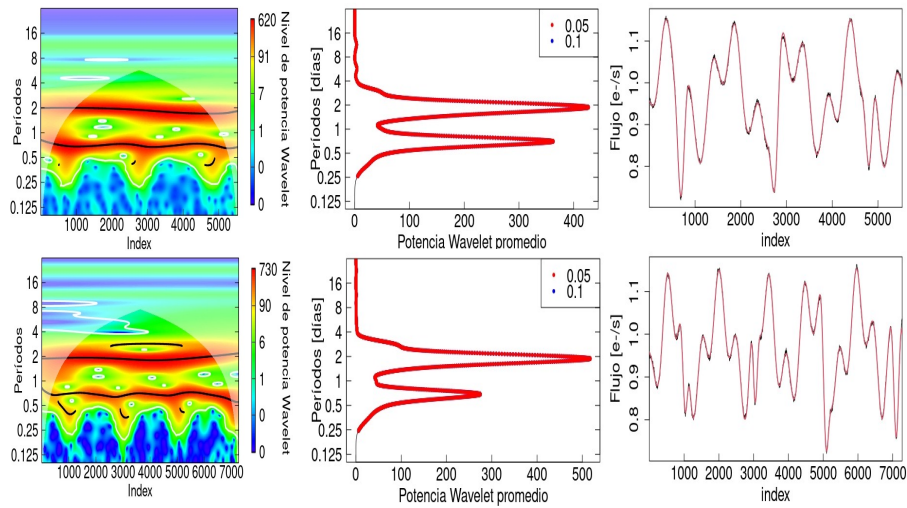


Figura 2: Resultados del análisis *wavelet* para el modelo N°3. De izquierda a derecha los escalogramas, la potencia media a través del tiempo y la reconstrucción, para la primera y segunda parte de la curva, respectivamente.

encima del nivel de ruido. Los períodos obtenidos para cada curva se enumeran en la Tabla 2.

#### 4. Conclusiones

A partir de los resultados que se muestran en la Tabla 2 vemos que en todos los casos fue posible detectar el período orbital. Para los modelos N°2, 3, 4, 5 y 9 este período se encontró, con el análisis *wavelet*, más alejado del valor original con una variación entre  $0.02 \leq \sigma \leq 0.09$ , en comparación con el análisis de Fourier. Dichos modelos coinciden con una amplitud<sup>3</sup> de pulsación entre 60 % y 100 %. En el Modelo N°8, la amplitud<sup>3</sup> fue del 30 % y no pudo ser detectada con ninguna de las dos herramientas. En el caso donde las pulsaciones tenían períodos similares al período orbital de la binaria (Modelo N°7), no fue posible con ningún método discernir entre ellos. Ambas técnicas fallaron en detectar de manera exacta el período de 20 días (Modelo N°6).

En general no fue posible recuperar todos los períodos. Aunque se obtuvieron resultados más exactos con el análisis de Fourier, las reconstrucciones obtenidas con *wavelet* resultaron muy satisfactorias. Por otra parte, las diferencias entre los valores encontrados por ambas técnicas posiblemente se deban al hecho de que los modelos fueron generados con funciones sinusoidales, y a la existencia de una brecha que requirió analizar los datos en dos tramos.

<sup>3</sup>Respecto del eclipse primario.

Tabla 2: Períodos obtenidos (en días) para las curvas simuladas. En rojo: Período orbital del sistema binario. En azul: Período de la pulsación.

Simulación	Período modelado	Período ( <i>wavelets</i> )		Período (Fourier)
		Primera Parte	Segunda Parte	
Modelo N°1	2.87, 0.70	2.87, 1.44, 0.70	2.88, 1.44, 0.70	2.87, 1.43, 0.95, 0.70, 0.57, 0.47
Modelo N°2	2.87, 1.90	11.66, 5.72, 2.90, 1.89, 0.97, 0.72, 0.51	2.88, 1.90, 0.98, 0.71, 0.54	2.86, 1.91, 1.43, 0.95, 0.71, 0.57, 0.47
Modelo N°3	2.87, 1.90, 0.70	12.06, 6.10, 2.89, 1.88, 0.70	2.81, 1.91, 0.70	2.86, 1.43, 1.91, 0.95, 0.69, 0.57, 0.47
Modelo N°4	5, 2.87	11.35, 5.70, 3.93, 1.40	23, 11.50, 4.77, 2.78, 1.39, 0.95, 0.71	5, 2.87, 1.43, 0.95, 0.71, 0.57, 0.47
Modelo N°5	5, 2.87, 0.70	11.46, 5.72, 3.93, 2.78, 1.33, 0.70	22.91, 11.45, 4.80, 1.44, 0.70	5, 2.87, 1.43, 0.95, 0.69, 0.57, 0.47
Modelo N°6	20, 5, 2.87, 0.70	11.42, 5.67, 3.87, 2.86, 1.35, 0.70	22.84, 11.42, 4.68, 2.86, 1.43, 0.68	25, 12.91, 4.89, 2.86, 1.43, 0.95, 0.69, 0.57, 0.47
Modelo N°7	3, 2.90, 2.87	10.92, 5.63, 2.89, 1.44, 0.92, 0.72, 0.49	10.88, 5.43, 2.87, 1.43, 0.95, 0.72, 0.50	3, 2.83, 1.43, 0.95, 0.71, 0.57, 0.47
Modelo N°8	2.87, 0.9	2.86, 1.42, 0.68	2.89, 1.44, 0.67	2.86, 1.43, 0.95, 0.71, 0.57, 0.47
Modelo N°9	2.87, 0.9	2.82, 1.48, 0.93, 0.45	2.81, 1.44, 0.91, 0.48	2.85, 1.42, 0.95, 0.90, 0.71, 0.57, 0.46

Estos resultados<sup>4</sup> permitirán interpretar períodos detectados en estrellas binarias y supergigantes. Queda pendiente para trabajos futuros la realización de más modelos de pulsación y la utilización de otros paquetes que permitan analizar *wavelets* en curvas con datos faltantes. Además se buscará estimar los errores en los períodos calculados utilizando simulaciones Monte Carlo u otras.

## Referencias

- Aerts C., Puls J., Godart M., Dupret M. A., 2009, A&A, 508, 409  
 Alberici Adam A., 2022, <http://sedici.unlp.edu.ar/handle/10915/137365>  
 Lenz P., Breger M., 2005, Comm. in Asteroseismology, 146, 53  
 Lomb N. R., 1976, Ap&SS, 39, 447  
 Murphy S., 2018, doi:10.5281/zenodo.1739520  
 Prša A., et al., 2016, ApJS 227, 29  
 Ricker G. R., et al., 2014, doi:10.1117/12.2063489  
 Roesch A., Schmidbauer H., 2018, <https://CRAN.R-project.org/package=WaveletComp>  
 Sana H., et al., 2012, Science, 337, 444  
 Scargle J. D., 1982, ApJ, 263, 835  
 Shi X., Qian S., Li L., 2022, doi:10.3847/1538-4365/ac59b9  
 Whittle P., 1951, <https://books.google.com.ar/books?id=k-KCNAACAAJ>

<sup>4</sup>Este proyecto ha recibido financiación del Programa Marco de Investigación e Innovación de la Unión Europea, Horizonte 2020 (2014–2020), bajo el acuerdo de subvención Marie Skłodowska-Curie N° 823734.

## Caracterización dinámica del ambiente de formación de cúmulos abiertos jóvenes ricos en estrellas Be

A. Granada<sup>1,2</sup>, N.P. Maffione<sup>1,2</sup>, M. Orellana<sup>1,2</sup>, F.A. Gómez<sup>3,4</sup>

(1) *Universidad Nacional de Río Negro, Sede Andina, CITECCA. Bariloche, Río Negro, Argentina.*

(2) *Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas (CONICET), Argentina.*

(3) *Instituto de Investigación Multidisciplinar en Ciencia y Tecnología, Universidad de la Serena, Raúl Bitrán 1305, La Serena, Chile.*

(4) *Departamento de Astronomía, Universidad de la Serena, La Serena, Chile.*

**Resumen.** En algunos cúmulos abiertos de entre unos 15 y 40 Myr la fracción de estrellas Be puede representar el 50% de las estrellas B tempranas, mientras que en otros de edades similares, no abunda este tipo de objeto. Con esta incógnita en mente, nos propusimos investigar si las regiones de formación de los cúmulos jóvenes con o sin Be pueden tener alguna característica dinámica que sugiera una relación entre caoticidad/regularidad de su órbita en la Galaxia y la presencia de estrellas Be. Sin embargo, con la muestra relativamente acotada que se ha estudiado, no se encuentran factores de incidencia dinámicos que resulten relevantes para cúmulos que albergan estrellas Be, los que en general tienen órbitas regulares.

**Abstract.** In some open clusters between 15 and 40 Myr the fraction of Be stars may represent 50% of the early B stars, while in others of similar age, this type of object is not abundant. With this idea in mind, we investigate whether the formation regions of young clusters with/without Be stars may have some dynamical characteristics that suggest a relationship between the chaotic or regular character of their orbits in the galaxy and the presence of Be stars. With the relatively small sample that has been studied, we have not found yet any conclusive evidence for such relationship between formation sites and clusters with Be stars, which in general have regular orbits.

### 1. Motivación

La rotación influye fuertemente en la formación, estructura y evolución de las estrellas, en particular para aquellas que rotan rápidamente, como es el caso de las estrellas Be. Se trata del grupo de estrellas de secuencia principal que rotan más cerca de su velocidad crítica, y el origen de tal rotación es aún materia de acalorados debates. En algunos cúmulos abiertos en el rango de edad de 15 a 40 Myr, la fracción de estrellas Be puede representar el 50% de las estrellas B tempranas, mientras que en otros de edades similares, no abundan las estrellas Be

(e.g. Mathew et al. 2008). Nos preguntamos entonces si las regiones de formación de los cúmulos jóvenes con/sin Be, pueden tener alguna característica dinámica que sugiera una relación entre caoticidad/regularidad de su órbita en la Galaxia y la presencia de estrellas Be.

## 2. Objetivo del trabajo

Tarricq et al. (2021), estudiaron el comportamiento cinemático de una población de cúmulos abiertos. En particular, definieron una muestra de cúmulos con posiciones y velocidades medidas con mucha precisión (*High Quality Sample* o HQS), que cuenta con 418 cúmulos.

Para cada cúmulo abierto galáctico de la HQS buscamos caracterizar dinámicamente la región donde se encuentra. Realizamos esta caracterización, calculando dos indicadores de caos, FLI (*Fast Lyapunov Indicator*, Froeschlé et al. 1997) y MEGNO (*Mean Exponential Growth factor of Nearby Orbits*, Cincotta et al. 2003), ya que son indicadores que han mostrado ser más ventajosos que otros de la literatura (Maffione et al. 2011).

En particular nos focalizamos en un subgrupo de 174 cúmulos abiertos con edades inferiores a los 300 millones de años. Dada su relativa juventud, proponemos la caracterización que brindan los indicadores de caos es representativa también de sus regiones de formación. Dentro de este conjunto, exploramos en detalle las regiones de formación de los cúmulos de la muestra con estrellas que tienen estrellas Be conocidas entre sus miembros.

## 3. Experimentos numéricos

Para cada elemento de la HQS, construimos una muestra de puntos (entre 10 y 10000) en el espacio de fases, considerando una distribución Gaussiana centrada en los datos observacionales brindados por *Gaia* DR2 (Gaia Collaboration, 2018) para cada cúmulo y con una dispersión asociada a la desviación estándar estimada para cada uno de ellos. De esa forma, asociamos a cada cúmulo con un conjunto de partículas de prueba contenida en un elipsoide 6D centrado en el dato observacional del cúmulo (posiciones y velocidades) y con una extensión dada por la estimación de los errores en dichas mediciones. Esto nos permite mapear toda la región donde probablemente se encuentre el cúmulo en cuestión, considerando un número de partículas en cada cúmulo que supone una densidad estelar similar a las cercanías del sol ( $0.14 M_{\odot} \text{ pc}^{-3}$ ).

Luego, integramos cada uno de los conjuntos de partículas de prueba, representativos de cada cúmulo, con un potencial analítico de 7 componentes de la Vía Láctea, Hydra (Carpintero et al. 2022). Entre las componentes de este modelo independientes del tiempo están el núcleo, el bulbo, disco exponencial fino y grueso, y un halo de materia oscura triaxial. Como componentes dependientes del tiempo están la barra y los brazos espirales.

Previo a realizar la integración temporal, debimos configurar el modelo de Vía Láctea para que represente lo mejor posible la región de estudio en términos de la curva de rotación en la vecindad solar, y también de las posiciones relativas de los brazos espirales y barra (de acuerdo a Tarricq et al. 2021, Figura 10), dado que son agentes dinámicos que pueden alterar sensiblemente los resultados

del estudio. Actualmente estamos investigando el efecto en la dinámica de los cúmulos al modificar cada una de estas componentes.

Una vez configurado el modelo de Vía Láctea, integramos las trayectorias de todas las partículas de prueba junto a los indicadores de caos FLI y MEGNO para tres diferentes tiempos de integración: el correspondiente a un período completo de los brazos espirales, que resulta un tiempo dinámico relevante, 0.34 Gyr, diez y cien veces este valor (3.4 y 34 Gyr). Este último valor de extensión exagerada nos sirve para evaluar si a 0.34 o 3.4 Gyr se ha logrado la convergencia o si se está en un transitorio.

Realizamos estas integraciones para los siguientes grupos : la HQS (418 cúmulos), cúmulos con edades menores a 300 Myr (174 cúmulos), otros con edades mayores a 1 Gyr (84 cúmulos), cúmulos jóvenes que albergan Be (23), cúmulos que tienen asimetrías 2D en el halo de los cúmulos o *colas* (45), Tarricq et al. (2022), y una muestra de cúmulos jóvenes con Be confirmadas y cola (3). Todos los cálculos se hicieron con LP-VIcode (Carpintero et al. 2014).

#### 4. Resultados para la muestra completa

En cuanto a la compatibilidad de los indicadores, ambos muestran resultados coincidentes para cada uno de los tres tiempos de integración, brindando una caracterización consistente. Por otro lado, a 0.34 Gyr ambos indicadores rápidos se encuentran en un transitorio, mostrando diferencias evidentes en la comparativa con 34 Gyr, donde la convergencia está asegurada. Ya a 3.4 Gyr, podemos considerar que la convergencia es total, dado que los patrones observados son los mismos que a 34 Gyr.

En la Figura 1 (panel de la izquierda) se muestran los valores del MEGNO en el plano  $XY$  de la Galaxia para los 174 conjuntos de partículas de prueba representativos de la región donde se encuentran los cúmulos jóvenes de la HQS, y para el tiempo de integración de 34 Gyr. Consideramos que el sol está ubicado en las coordenadas (8.34, 0.0) kpc. En el panel de la derecha se aprecia el valor del indicador versus la coordenada  $X$  para la misma muestra.

Es evidente el impacto de alguna componente galáctica en una banda interna al círculo solar, entre los 6.5 y 8 kpc. En dicha región se observa, en particular en el panel derecho de la Figura 1, cómo el MEGNO alcanza valores sustancialmente mayores que para el resto de la muestra, en total coincidencia con el indicador FLI que no incluimos en los gráficos por simplicidad. Esto posiblemente se deba a una interacción de resonancias, lo cual necesita ser confirmado. Nos encontramos investigando este punto, lo cual será reportado en otro trabajo (Maffione et al. en preparación).

#### 5. Resultados preliminares para cúmulos jóvenes con Be

No se observan patrones distintivos entre los cúmulos jóvenes con Be confirmadas y los demás de la muestra completa. Llama la atención que no hay cúmulos con estrellas Be estudiadas con coordenada  $Y < -1$ , como puede apreciarse en la Figura 2 (izquierda). Tal como vemos en la Figura 2 (derecha), para esta muestra se tienen algunos cúmulos con valores de MEGNO grandes dentro de la misma región interna al radio solar que se observó para la HQS. Es de destacar

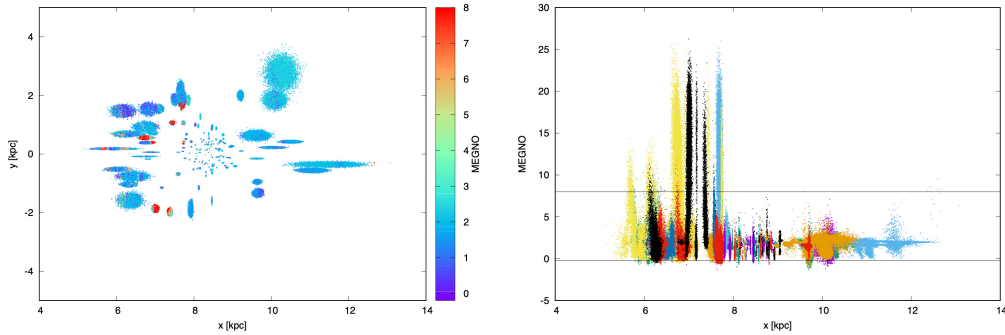


Figura 1: *Izquierda:* Valores del indicador MEGNO en el plano  $XY$  de la Galaxia para los 174 conjuntos de partículas representativos de las regiones donde se encuentran los cúmulos jóvenes de la HQS, para el tiempo de integración de 34 Gyr, considerando brazos espirales fuertes. *Derecha:* Valores del indicador MEGNO versus la coordenada  $X$  para la misma muestra.

que los únicos cúmulos jóvenes con órbitas caóticas, son aquellos que además presentan colas. Estos cúmulos jóvenes con Be confirmadas y colas, que son además caóticos, son únicamente 3, y representa el 1.7% de la muestra de cúmulos jóvenes.

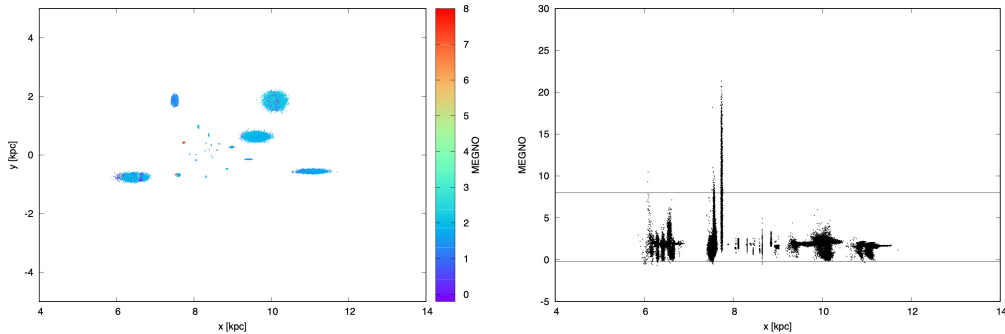


Figura 2: Ídem Figura 1, pero para los 23 cúmulos jóvenes de la HQS que tienen estrellas Be conocidas.

A futuro, estudiaremos una muestra más amplia de cúmulos con estrellas Be para poder ampliar la estadística y repetir el análisis realizado para la HQS. No obstante, este trabajo abre varias líneas de investigación, dado que también podemos abordar el estudio de diferentes tipos de poblaciones estelares investigando sus características dinámicas.

**Agradecimientos.** El presente trabajo ha sido realizado y presentado gracias al financiamiento del proyecto UNRN 2020 40-B-890.

**Referencias**

- Carpintero, D. D. ; Maffione, N.P. ; Darriba, L. 2014, *Astronomy & Computing*, Vol. 5, p. 19-27.
- Carpintero, D. D. ; Maffione, N P. ; Gómez, F. A. 2022, *Astronomy & Computing*, Vol. 40, id 100592.
- Cincotta, P. M.; Giordano, C. M.; Simó, C., 2003, *Physica D: Nonlinear Phenomena*, Vol. 182, Issue 3-4, p. 151-178.
- Froeschlé, C. ; Gonczi, R. ; Lega, E. 1997, *Planetary and Space Science*, Vol. 45, Issue 7, Pages 881-886
- Gaia Collaboration, 2018, *Astronomy & Astrophysics*, Vol 616, id.A1, 22p
- Maffione, N.P. ; Darriba, L. A.; Cincotta, P. M.; Giordano, C. M. 2011, *Celestial Mechanics & Dynamical Astronomy*, Vol. 111, p. 285-313.
- Mathew, B., Subramaniam, A., Bhatt, B. Ch. 2008, *MNRAS*, Vol. 388, Issue 4, pp. 1879-1888.
- Tarricq, Y.; Soubiran, C.; Casamiquela, L.et al. 2021, *A&A*, Vol. 647, id.A19, 15 pp.
- Tarricq, Y.; Soubiran, C.; Casamiquela, L.et al. 2022, *A&A*, Vol. 659, id.A59, 13 pp.

## Estudio de los parámetros característicos de variables cataclísmicas mediante modelos de evolución binaria

C. Rodríguez<sup>1</sup>, M.A. De Vito<sup>1,2</sup>, O.G. Benvenuto<sup>1,3</sup>

(1) Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, Universidad Nacional de La Plata

(2) Instituto de Astrofísica de La Plata, CONICET, Argentina

(3) Comisión de Investigaciones Científicas de la Provincia de Buenos Aires, Argentina

**Resumen.** Las variables cataclísmicas constituyen una familia de binarias en las que una estrella normal de baja masa le transfiere material a su compañera, una enana blanca. Estos eventos de transferencia de masa ocurren debido al desborde del lóbulo de Roche de la estrella normal, y el material fluye a través del punto  $L_1$  de Lagrange. Una de las características principales de este grupo es el salto (*gap*) que presentan en la distribución de períodos orbitales. En este trabajo nos proponemos modelar un grupo de sistemas binarios con transferencia de masa que puedan reproducir algunas de las características principales de esta familia. Compararemos nuestros resultados con objetos en los que las masas de las componentes y el período orbital se encuentren disponibles desde las observaciones.

**Abstract.** Cataclysmic variables constitute a family of binary stars in which a normal, low mass star transfers material to its companion, a white dwarf. These events of mass transfer occur due to Roche lobe overflow, from the normal star through  $L_1$  Lagrangian point. One of the main characteristics of this group is the presence of a period gap that they show on their orbital period distribution. The aim of this work is to model a group of binary systems with mass transfer that can reproduce some of the main characteristics of this family. We will compare our results with objects in which current masses of the components and orbital period are available from observations.

### 1. Introducción

Las variables cataclísmicas (VC) suelen tener períodos orbitales ( $P_{\text{orb}}$ ) entre 80 minutos y 8 horas, aunque con una marcada escasez de sistemas con períodos entre 2 y 3 horas; a esto se lo conoce como *gap* de períodos orbitales (Howell *et al.* 2001). El llamado modelo estándar de evolución de variables cataclísmicas conduce a la explicación de este comportamiento. Según Knigge *et al.* (2011), en este modelo se asume que el mecanismo dominante de pérdida de momento angular en sistemas de largo período (mayor a 3 h) es el frenado magnético (*magnetic braking*). Por otro lado, en sistemas de corto período (menor a 2 h), el mecanismo dominante de pérdida de momento angular está asociado a emisión de radiación gravitatoria (Gänsicke *et al.* 2009). Además asume que, cuando la



estrella donante es completamente convectiva (lo cual ocurre para  $P_{\text{orb}} \approx 3$  h), el frenado magnético termina abruptamente. En este punto, la estrella donante está ligeramente fuera del equilibrio termodinámico. Cuando esto ocurre, se reduce la tasa de pérdida de masa y pierde contacto con su lóbulo de Roche. El sistema evoluciona, entonces, hacia períodos más cortos (domina la radiación gravitatoria). Eventualmente, la estrella donante se encuentra nuevamente con su lóbulo de Roche cuando  $P_{\text{orb}} \approx 2$  hs. Así, la transferencia de masa se reinicia nuevamente y el sistema emerge como una VC activa en la parte más baja del salto del período (Knigge *et al.* 2011).

## 2. Descripción del Trabajo/Proyecto/Metodología

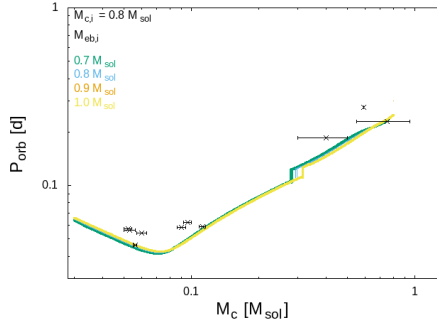
En el marco de la evolución de sistemas binarios en los que ocurre transferencia de masa, buscamos posibles progenitores para variables cataclísmicas en las que las masas de las componentes y el período orbital están determinados (ver Tabla 1).

Tabla 1: Datos obtenidos de la literatura para los sistemas binarios seleccionados. En la primera columna se encuentra el nombre del objeto y la referencia a la que se acudió. Luego, se listan el período orbital ( $P_{\text{orb}}$ ), la masa de la enana blanca ( $M_{\text{eb}}$ ) y la masa de su compañera ( $M_c$ ). Finalmente, los posibles progenitores encontrados (ver el texto principal para más detalles).

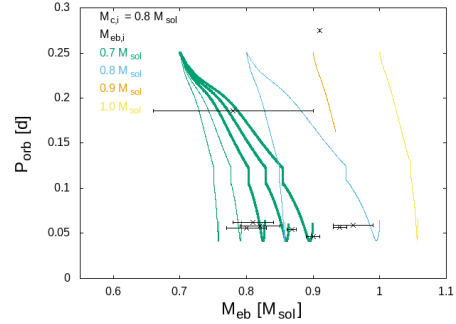
Objeto y referencia	$P_{\text{orb}}[d]$	$M_{\text{eb}}[M_{\odot}]$	$M_c[M_{\odot}]$	Progenitores
$J100658.40 + 233724.4$ [4], [5]	0, 1859	$0,78 \pm 0,12$	$0,4 \pm 0,10$	100070340_015
$J150722.30 + 523039.8$ [6]	0, 0463	$0,9 \pm 0,01$	$0,056 \pm 0,001$	100070300_023
$J090350.73 + 330036.1$ [7]	0, 059	$0,96 \pm 0,03$	$0,112 \pm 0,004$	100070300_030 125070400_025
$J103533.03 + 055158.4$ [7]	0, 057	$0,94 \pm 0,01$	$0,052 \pm 0,002$	—
$J122740.83 + 513925.0$ [7]	0, 062	$0,81 \pm 0,03$	$0,096 \pm 0,004$	—
$J143317.78 + 101123.3$ [7]	0, 054	$0,868 \pm 0,007$	$0,06 \pm 0,003$	—
$J150137.22 + 550123.3$ [7]	0, 056	$0,8 \pm 0,03$	$0,053 \pm 0,003$	080070250_020
$J150240.98 + 333423.9$ [7]	0, 058	$0,82 \pm 0,03$	$0,09 \pm 0,004$	100060350_025 125060400_020
$J08055 + 0720$ [8], [9]	0, 2287	—	$0,75 \pm 0,2$	080070250_020 100070300_020 125070400_020
SSCyg [10]	0, 2751	0, 91	0, 59	100080375_025

Para ello, diagramamos una serie de cálculos evolutivos utilizando nuestro código de evolución binaria (Benvenuto & De Vito 2003).

Consideramos enanas blancas acretoras con masas iniciales ( $M_{\text{eb},i}$ ) de 0.6, 0.7, 0.8, 0.9  $M_{\odot}$ , acompañadas por estrellas normales, donantes de material, con masas iniciales ( $M_{c,i}$ ) de 0.60, 0.70, 0.80, 1.00, 1.25, 1.50 y 1.75  $M_{\odot}$ . Los períodos orbitales iniciales ( $P_{\text{orb},i}$ ) fueron seleccionados entre 0.15 y 1.00 d, ya que buscamos sistemas binarios que evolucionen a configuraciones convergentes. Además, estudiamos el caso de evolución orbital *no conservativa*, esto es, no toda la masa que pierde la estrella donante cae sobre la acretoras o queda en el sistema. Esto se modela a través de un parámetro ( $\beta$ ).

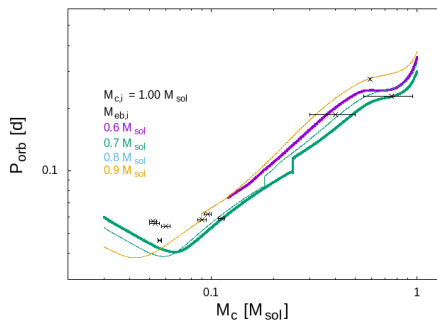


(a) Período orbital en función de la masa de la estrella donante, para un valor inicial de la masa de la estrella donante de  $0.8 M_{\odot}$  y diferentes valores de la masa inicial de la enana blanca ( $0.7, 0.8, 0.9$  y  $1.0 M_{\odot}$ ), y diferentes valores del período orbital inicial.

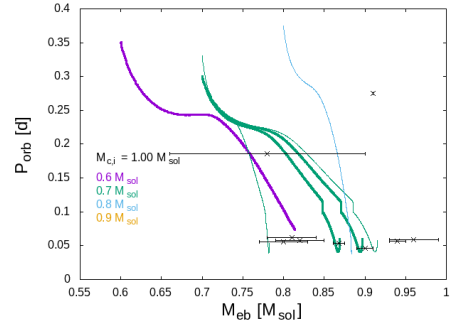


(b) Período orbital en función de la masa de la enana blanca, para un valor inicial de la masa de la estrella donante de  $0.8 M_{\odot}$  y diferentes valores de la masa inicial de la enana blanca ( $0.7, 0.8, 0.9$  y  $1.0 M_{\odot}$ ) y diferentes valores del período orbital inicial.

Figura 1: Evolución del período orbital del sistema en función de las masas de las componentes para un valor inicial de la masa de la estrella donante de  $0.8 M_{\odot}$ .

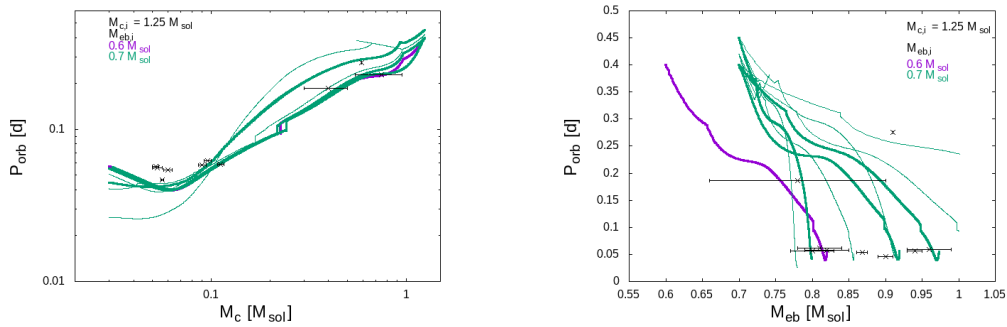


(a) Similar a la Figura 1, pero para un valor inicial de la masa de la estrella donante de  $1.0 M_{\odot}$ .



(b) Similar a la Figura 2, pero para un valor inicial de la masa de la estrella donante de  $1.0 M_{\odot}$ .

Figura 2: Similar a la Figura 1, con masas iniciales de las enanas blancas de  $0.6, 0.7, 0.8$  y  $0.9 M_{\odot}$ .



(a) Similar a la Figura 1, pero para un para valor inicial de la masa de la estrella donante de  $1.25 M_{\odot}$ .

(b) Similar a la Figura 2, pero para un para valor inicial de la masa de la estrella donante de  $1.25 M_{\odot}$ .

Figura 3: Similar a la Figura 1, con masas iniciales de las enanas blancas de  $0.6$  y  $0.7 M_{\odot}$ .

### 3. Resultados

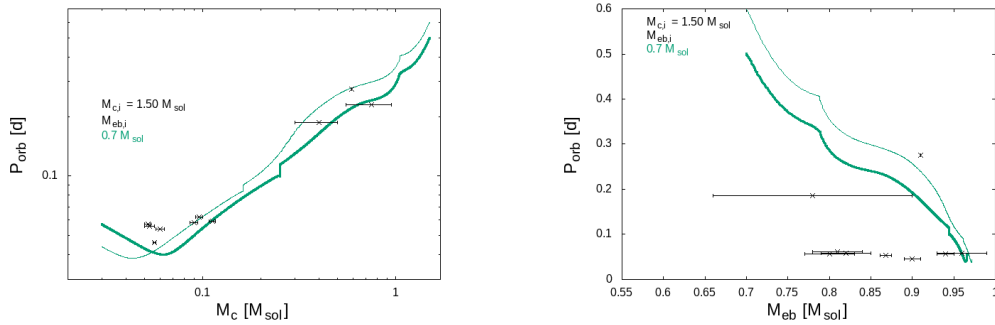
Para los sistemas presentados en la Tabla 1, buscamos posibles sistemas binarios progenitores. Para ello, estimamos valores iniciales de las masas individuales, el período orbital, y un valor adecuado de  $\beta$ , tal que reproduzcan los valores observados en la actualidad para dichos sistemas.

En la quinta columna de la Tabla 1 presentamos los progenitores que mejor ajustan a cada sistema (en los casos en que hemos tenido éxito en la búsqueda). Los nombres de cada progenitor siguen el siguiente patrón  $M_{c,i}, M_{eb,i}, P_{orb,i-\beta}$ . Por ejemplo, el modelo 100070300\_030 corresponde a  $M_{c,i} = 1.00 M_{\odot}$ ,  $M_{eb,i} = 0.7 M_{\odot}$ ,  $P_{orb,i} = 0.300$  d y  $\beta = 0.30$ .

En las Figuras 1 a 4 presentamos la evolución del período orbital en función de la masa de la estrella donante (izquierda), y de masa de la enana blanca (derecha). Se indican en diferentes colores los valores iniciales de las masas de las enanas blancas consideradas en cada caso. Se han explorado diferentes valores de períodos orbitales iniciales. Con línea gruesa se destacan los candidatos a progenitores que se encuentran en la Tabla 1. Podemos observar que algunos objetos presentan más de un posible progenitor. Esto se debe a que contamos con una amplia variedad de valores iniciales para la masa de la enana blanca que pueden ser combinados con distintos valores de  $\beta$ .

### 4. Conclusiones y Trabajo a Futuro

En este trabajo, hemos hallado posibles progenitores para siete de los diez sistemas pertenecientes a la familia de las variables cataclísmicas cuyas masas y períodos orbitales son conocidos (excepto en un objeto que no tiene aún estimaciones para la masa de la enana blanca).



(a) Similar a la Figura 1, pero para un para valor inicial de la masa de la estrella donante de  $1.50 M_{\odot}$ .

(b) Similar a la Figura 2, pero para un para valor inicial de la masa de la estrella donante de  $1.50 M_{\odot}$ .

Figura 4: Similar a la Figura 1, con masas iniciales de las enanas blancas de  $0.7 M_{\odot}$ .

En algunos casos, la variedad de masas iniciales que pueden considerarse para las enanas blancas, combinadas con diferentes valores de  $\beta$ , hace que para un mismo sistema podamos presentar diferentes progenitores.

Esperamos, como continuación de este trabajo, realizar una grilla más detallada que nos permita hallar progenitores para todos los sistemas.

## Referencias

- Baraffe I., Kolb U., 2000, MNRAS, 318, 354  
 Benvenuto O.G., De Vito M.A., 2003, MNRAS, 342, 50  
 Gänsicke, B. T., Dillon, M., Southworth, J., et al. 2009, MNRAS, 397, 2170  
 Hill C. A., Smith R. C., Hebb L., Szkody P., 2017, MNRAS, 472, 2937  
 Howell S.B., Nelson L.A., Rappaport S., 2001, ApJ, 550  
 Knigge C., Baraffe I., Patterson J., 2011, ApJS, 194, 28  
 Littlefair S. P., Dhillon V. S., Marsh T. R., Gänsicke B. T., Baraffe I., Watson C. A., 2007, MNRAS, 381, 827  
 Littlefair S. P., Dhillon V. S., Marsh T. R., Gänsicke B. T., Southworth J., Baraffe I., Watson C. A., et al., 2008, MNRAS, 388, 1582  
 Southworth J., Tappert C., Gänsicke B. T., Copperwheat C. M., 2015, A &A, 573, A61  
 Southworth J., Hickman R. D. G., Marsh T. R., Rebassa-Mansergas A., Gänsicke B. T., Copperwheat C. M., Rodríguez-Gil P., 2009, A&A, 507, 929  
 Thorstensen J. R., Taylor C. J., Peters C. S., Skinner J. N., Southworth J., Gänsicke B. T., 2015, AJ, 149, 128

## Comparing self-consistent solutions for electron temperature and gas distributions in Be disks

D. Concha<sup>1</sup>, C. Arcos<sup>1</sup>, I. Araya<sup>2</sup>, M. Curé<sup>1</sup>

(1) *Instituto de Física y Astronomía, Universidad de Valparaíso*

(2) *Vicerrectoría de Investigación, Universidad Mayor, Chile*

**Resumen.** Las estrellas clásicas de tipo Be son estrellas masivas, rotadoras rápidas que expelen material desde su fotosfera bajo un proceso físico el cual no es aún bien comprendido. El material es dispuesto en un disco delgado en rotación cuasi-Kepleriana, mientras que el crecimiento del disco es dictado por viscosidad. En este trabajo, comparamos los resultados de dos códigos auto-consistentes que calculan la transferencia radiativa considerando Non-LTE, HDUST y BEDISK & BERAY, los cuales obtienen la temperatura de electrones y densidad del gas en el disco, asumiendo distribuciones similares pero con diferentes procesos físicos.

**Abstract.** Classical Be stars are very rapidly rotating massive B-type stars expelling material from their photosphere under a process that is still not fully understood. The material is placed in a thin equatorial disk in quasi-Keplerian rotation and the disk growing is governed by viscosity. In this work, we compare the results from two self-consistent Non-LTE radiative transfer codes, HDUST and BEDISK & BERAY, that calculate the electron temperature and gas density in the disk, assuming similar distributions but with different physical processes.

### 1. Introduction

Classical Be stars (CBes) are very rapidly rotating, non supergiant and mostly non radially pulsating B-type stars, ejecting material from their photosphere and forming a quasi-Keplerian rotating circumstellar disk (Rivinius et al. 2013). The mechanism to form and dissipate the disk is still unclear. The growing of the disk is well explained by the viscous decretion disk model (hereafter VDD, Lee et al. 1991) which explains the IR excess, emission line in the spectrum and linear polarization observed in Be stars.

In order to study the disk of CBes, radiative transfer codes had been developed in the past years. The aim of this work is to compare the results from two self-consistent Non-LTE radiative transfer codes, HDUST and BEDISK & BERAY, that calculate the electron temperature and gas density in the disk, assuming similar distributions but with different physical processes.

## 2. The codes

HDUST (Carciofi & Bjorkman 2006, 2008) is a code written in FORTRAN able to solve the radiative transfer equations in any 3D geometry using a Monte Carlo technique. Several photons packets are emitted by the star or the envelope propagating through an interaction medium, wherein they can be scattered, absorbed and re-emitted until they finally depart the interaction region. HDUST implements gravity darkening and rotational effects in their calculations since CBe stars rotate very fast. The code's output consists of spectral energy distribution, hydrogen spectral lines, images and polarization for any desired spectral interval.

BEDISK & BERAY (Sigut & Jones 2007, Sigut 2011) uses solar composition (H, He, CNO, Mg, Si, Ca) to compute the models taking into account cooling processes in the disk. BERAY takes the density and temperature distribution computed by BEDISK and solves the radiative transfer equation along rays emitted from each part of the star to build the final outputs as the interferometric visibilities, spectral energy distributions and the emission line profiles.

The main differences between HDUST and BEDISK & BERAY are how they treat the radiative transfer problem. HDUST uses a Monte Carlo transition probability, this means that multiple random photons packets escapes at all angles, while BEDISK & BERAY uses a escape probability approximation and photons escapes perpendicular to the disk. The disk chemical composition is different between both codes, HDUST uses hydrogen composition, while BEDISK & BERAY employs solar composition making a model scenario more realistic.

## 3. The VDD model

A good approximation of the VDD model that is in agreement with the observations is that the density distribution falls-off as a power law radially ( $r$ ) and a Gaussian distribution in hydrostatic equilibrium axisymmetric respect to the mid-plane of the disk in the vertical direction ( $z$ ). Then, the volumetric density distribution can be written as:

$$\rho(r, z) = \rho_0 \left( \frac{r}{R_\star} \right)^{-m} \exp \left( -\frac{z^2}{2H^2} \right), \quad (1)$$

where  $\rho_0$  is the disk base density,  $R_\star$  is the stellar radius and  $H$  is the height scale that set the flaring of Be stars and is given by

$$H = H_0 \left( \frac{r}{R_\star} \right)^\beta. \quad (2)$$

For isothermal disks  $\beta=3/2$  and the constant  $H_0$  is defined by

$$H_0 = \left( \frac{2 R_\star^3 k T_0}{G M_\star \mu_0 m_H} \right)^{1/2}, \quad (3)$$

where  $M_\star$  is the stellar mass,  $G$  is the gravitational constant,  $m_H$  is the mass of a hydrogen atom,  $k$  is the Boltzmann constant,  $\mu_0$  is the mean molecular weight of the gas and  $T_0$  is an isothermal temperature used only to fix the vertical structure of the disk initially.

The behavior of the density distribution is closely dependent on the parameter  $m$  as we can notice in Figure 1, where for larger values of  $m$  the density decays steeper. For the purpose of this work, we set  $\mu_0 = 0.6$  and  $T_0 = 0.6 T_{\text{eff}}$ .

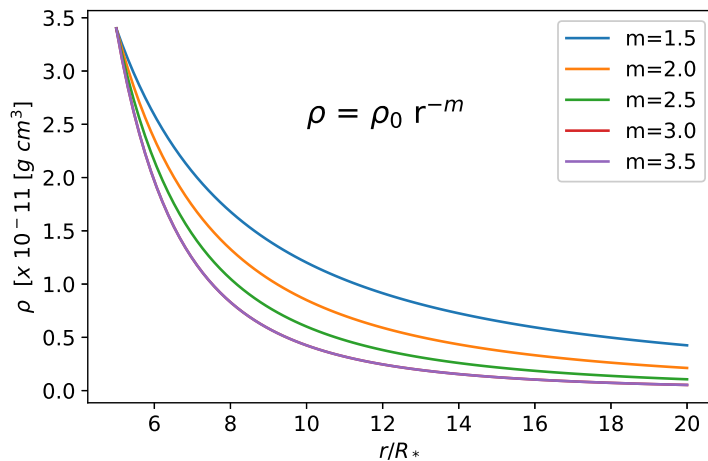


Figure 1: The gas density distribution in the disk considered in both codes. The volumetric density falls-off radially as a power law with an exponent  $m$ .

#### 4. Results

The parametric model from Eq. 1 is used as an input in both codes to calculate the gas disk structure. We took from Arcos et al. (2017) the result obtained using **BEDISK** & **BERAY** for  $\pi$  Aqr, a classical rapidly rotating Be star (Zharikov et al. 2013). In Figure 2 we can observe the  $H\alpha$  emission line (solid black line) of  $\pi$  Aqr and the best **BEDISK** & **BERAY** model computed with  $m = 4.0$  and  $\rho_0 = 1.0 \times 10^{-11}$  g/cm<sup>3</sup> represented by a solid red line (see Arcos et al. 2017 for the modeling details). Using the same stellar and disk parameters, we computed an **HDUST** model, over-plotted in the figure as a solid purple line. The flux difference between both line profiles is approximately in the order of  $\sim 40\%$ . Then, we look for the best model to fit the observed line with **HDUST** by varying the  $m$  and  $\rho_0$  parameters (see Table 1). This model is represented by the solid blue line in Figure 2 with a smaller value of  $m = 3.3$  but same  $\rho_0$  (see Table 2). We notice that the different treatment of the radiative transfer in both codes, and the difference level populations, together with that **HDUST** uses only hydrogen, are the main factor determining the shape of the synthetic line profiles. Moreover, the lack of electrons from metals in the gas disk affects the cooling processes, overestimating the disk flux. We also remark that neither of both codes reproduces the electron scattering in the disk, characteristic that is ob-

Table 1: Grid of disk parameters used in HDUST.

$R_{\text{env}} [R_{\odot}]$	$m$	$\log \rho_0$	$M [M_{\odot}]$
12.5 - 20 - 35	3 - 3.3 - 3.5 - 4.5	-11.12, -11, -10.3, -10.15	13.21

Table 2: Disk parameters representing the best fit in each code.

HDUST			BEDISK & BERAY		
$R_{\text{env}} [R_{\odot}]$	$m$	$\log \rho_0$	$R_{\text{env}} [R_{\odot}]$	$m$	$\log \rho_0$
12.5	3.3	-11	12.5	4	-11

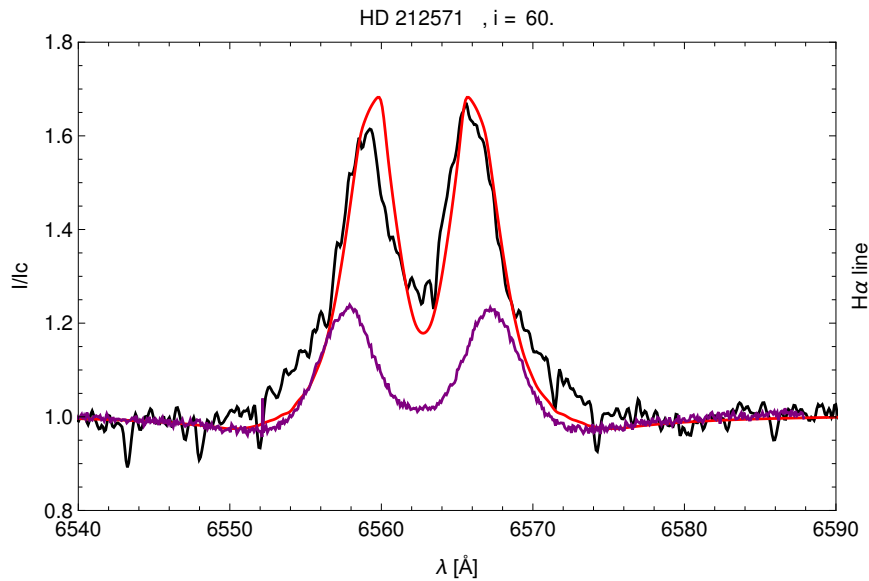


Figure 2: Comparison of the H $\alpha$  theoretical line profile obtained from both codes. In black the observed spectrum. The red line represents the best BEDISK & BERAY, while the blue line is the best HDUST model found. The purple line is the HDUST model with the same input parameters used in BEDISK & BERAY.

served in the widening of the wings.

## 5. Future Work

More comparisons between results obtained from both codes have to be done in order to quantify the advantages between the computational techniques, also the physical processes that are used to solve the transfer radiative equations to create the theoretical models must be studied in details.



**Acknowledgements.** DC & CA thanks the financial support from FONDECYT 11190945. CA, MC & IA thanks to project FAPESP N<sup>o</sup>133541. This work has been possible thanks to the use of AWS-U.Chile-NLHPC credits. Powered@NLHPC: This research was partially supported by the supercomputing infrastructure of the NLHPC (ECM-02).

## **Referencias**

- Arcos C., Jones C. E., Sigut T. A. A., Kanaan S., Curé M., 2017, *ApJ*, 842, 48
- Carciofi A. C., Bjorkman J. E., Non-LTE Monte Carlo Radiative Transfer. I. The Thermal Properties of Keplerian Disks around Classical Be Stars, *ApJ*, 2006, vol. 639, p. 1081
- Lee, U., Osaki, Y., & Saio, H. 1991, *MNRAS*, 250, 432
- Rivinius, T., Carciofi, A. C., & Martayan, C. 2013, *A&A Rev.*, 21, 69
- Carciofi A. C., Bjorkman J. E., Non-LTE Monte Carlo Radiative Transfer. II. Nonisothermal Solutions for Viscous Keplerian Disks, *ApJ*, 2008, vol. 684, p. 1374
- Sigut, T. A. A. 2011, *ASP Conf. Ser.*, 272, 426
- Sigut, T. A. A., & Jones, C. E. 2007, *ApJ*, 668, 481
- Zharikov, S. V., Miroshnichenko, A. S., Pollmann, E., et al. 2013, *A&A*

## Be o no Be. Esa es la cuestión

Y.J. Aidelman<sup>1,2</sup>, F. Ronchetti<sup>3,4</sup>, F. Quiroga<sup>3</sup>, A. Granada<sup>5,6</sup>,  
C. Escudero<sup>2</sup>, L. Lanzarini<sup>3</sup>

(1) Facultad de Ciencias Astronómicas Y Geofísicas - UNLP

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

(3) Instituto de Investigación en Informática LIDI, Facultad de Informática - UNLP

(4) Comisión de Investigaciones Científicas de la Pcia. De Bs. As. - CIC-PBA

(5) Universidad Nacional de Rio Negro, Sede Andina - CITECCA

(6) Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas, Argentina

**Resumen.** Ante la gran cantidad de datos astronómicos disponibles, resulta necesario implementar nuevas estrategias para su análisis. Por ello, las técnicas de aprendizaje automático, en particular las que consisten en aprendizaje supervisado, resultan una herramienta muy útil para tal fin. Para la implementación de estas estrategias es fundamental contar con un conjunto de datos (*data set*) etiquetado de manera confiable con el cual entrenar y evaluar el modelo. En este trabajo presentamos un nuevo *data set* compuesto por las magnitudes  $u$ ,  $g$ ,  $r$ ,  $H\alpha$ ,  $i$ ,  $J$ ,  $H$ ,  $K$ ,  $W1$  y  $W2$  para 3 365 790 estrellas de las cuales 3 374 fueron clasificadas en la literatura como Be, 13 214 clasificadas como de tipo espectral B y 2 948 600 con la presencia de emisión en  $H\alpha$ . De estas últimas, solamente 2 758 estrellas fueron reportadas como Be.

**Abstract.** Given the large amount of astronomical data available, it is necessary to implement new strategies for its analysis. For this reason, machine learning techniques, particularly those that consist of supervised learning, are a fundamental tool for this purpose. For the implementation of these strategies it is essential to have a reliably labeled data set with which to train and evaluate the model. In this work we present a new data set composed of the magnitudes  $u$ ,  $g$ ,  $r$ ,  $H\alpha$ ,  $i$ ,  $J$ ,  $H$ ,  $K$ ,  $W1$  and  $W2$  for 3 365 790 stars, of which 3 374 were classified in the literature as Be, 13 214 classified as spectral type B and 2 948 600 with the presence of emission in  $H\alpha$ . Of the latter, only 2 758 stars were reported as Be.

## 1. Introducción

En el último tiempo, se han incrementado notablemente las bases de datos y los relevamientos del cielo. Es por ello que, ante la gran cantidad de datos disponibles, resulta necesario implementar nuevas estrategias para poder manejarlos y analizarlos. En este contexto, las técnicas de Aprendizaje Automático, como son las Redes Neuronales, permiten operar un volumen significativo de información,

resultando ser una herramienta fundamental para el análisis y procesamiento de los mismos. En particular, las técnicas de aprendizaje automático supervisado consisten en deducir una función (modelo) a partir de un conjunto de datos “etiquetados”, para luego poder utilizarlo sobre otro conjunto de datos sin etiquetar. Es por ello que, para garantizar que el modelo “sea bueno” es necesario contar con un conjunto de datos adecuadamente etiquetado.

En este trabajo presentamos una nueva base de datos construida a partir de la información obtenida de relevamientos fotométricos y espectroscópicos, de diversos catálogos de estrellas Be, y demás datos disponibles en la literatura. La concatenación de toda esta información resultó en un *data set* compuesto de 3 365 790 estrellas de tipos espectrales OBA y estrellas con H $\alpha$  en emisión como ser Be, B[e] y Herbig AeBe (HAeBe). Este conjunto de datos está siendo utilizado para entrenar y mejorar una red neuronal que hemos confeccionado con el fin de generar una herramienta que permita, a través de datos fotométricos, identificar de forma rápida y fácil estrellas que presenten el fenómeno Be (ver Aidelman et al., 2020, 2021). Caracterizar mejor la población de estrellas Be en distintos ambientes, es indispensable para comprender los procesos involucrados en la formación de estos objetos en rotación rápida.

## 2. Metodología

Para construir este *data set* se buscó en la literatura, y en diversas bases de datos, estrellas que hayan sido confirmadas como Be. Es decir, clasificadas como estrellas de tipo espectral B no supergigantes, y se haya registrado alguna vez la línea H $\alpha$  en emisión (Jaschek et al., 1981; Collins 1987). Además, el *data set* se completó con otro tipo de objetos, como estrellas de tipos espectrales O, B y A y demás objetos que también emiten en H $\alpha$ <sup>1</sup> (p. ej. B[e] y HAeBe).

Las magnitudes aparentes de los objetos se obtuvieron de los relevamientos: VPHAS (en el hemisferio sur), IGAPS (en el hemisferio norte), 2MASS y AllWISE. De este modo, contamos con magnitudes aparentes en los filtros *u*, *g*, *r*, H $\alpha$ , *i*, *J*, *H*, *K*, *W1* y *W2*, lo que permite cubrir el rango del espectro electromagnético entre el óptico y el infrarrojo cercano. La elección de estos filtros se basa en las características que presentan las estrellas Be (ver Rivinius et al., 2013; Rímulo et al., 2018; McSwain & Gies, 2005a; Mohr-Smith et al., 2015; Raddi et al., 2015; Granada et al., 2018; Aidelman et al., 2021).

---

<sup>1</sup>FratTA et al. (2021); Zari et al. (2021); Cochetti et al. (2020); Vioque et al. (2020); Chen et al. (2019); Liu et al. (2019); Aidelman et al. (2018, 2015, 2012); Mohr-Smith et al. (2017, 2015); Hou et al. (2016); Raddi et al. (2015); Huang et al. (2010); McSwain et al. (2009); Mathew et al. (2008); Witham et al. (2008); McSwain & Gies (2005b); Jaschek & Egret (1982); Zorec et al. (2005, 2009), *Be Star Observation Survey* (BeSOS, <http://besos.ifa.uv.cl/#/>), *Be Star Spectra* (BeSS, <http://basebe.obspm.fr/basebe/>), *COonvection ROtation et Transits planétaires* (CoRoT, <http://www.astrosurf.com/buil/us/becat.htm>) y *Large Sky Area Multi-Object Fibre Spectroscopic Telescope* (LAMOST, <http://dr6.lamost.org/>), v6 y SIMBAD.

### 3. Dataset

Toda la información antes mencionada, se organizó en una tabla que contiene la siguiente información: identificación (col. 1: ID), coordenadas (cols. 2 y 3: RA y DEC J2000.0), tipo espectral publicado (col. 4: SpT), tipo de objeto (col. 5: type: Be, B[e], BSG, etc), emisión en  $H\alpha$  reportada (col. 6: EM), si fue reportada como Be (col. 7: Be), referencias (col. 8: Ref), magnitudes (cols. 9–18:  $u$ ,  $g$ ,  $r$ ,  $H\alpha$ ,  $i$ ,  $J$ ,  $H$ ,  $K$ ,  $W1$  y  $W2$ ), probabilidad de ser objeto puntual según VPHAS o IGAPS (col. 19: PStar). Luego, agregamos información de LAMOST DR6 V2 General Catalog: identificación (col. 20: obsid), tipo de objeto (col. 21: OBJType), Tipo de espectro (galaxia o estrella, col 22: Class) y clasificación espectral (col. 23: Subclass).

La correspondencia cruzada de los objetos con los distintos relevamientos se realizó con el programa TOPCAT<sup>2</sup>. Con el objetivo de evitar resultados duplicados se utilizó un radio de búsqueda de 0.2 arcsec. Se eliminaron las estrellas que no tenían la información completa en las magnitudes. De este modo conseguimos una tabla con un total de 3 365 790 objetos puntuales de los cuales 3374 (0.1 %) son estrellas Be confirmadas en la literatura (col. Be = 1).

### 4. Análisis preliminar

A partir de todos los datos colectados realizamos un análisis preliminar con el objetivo de etiquetar estrellas candidatas a Be. A continuación se describen los criterios utilizados para hallarlas.

**1) Estrellas B:** se etiquetaron como estrellas de tipo espectral B (col.26: B-TS = 1) a aquellas que fueron clasificadas en la literatura (col. 24: B-TS1) o por LAMOST (col. 25: B-TS2) con este tipo espectral. De este modo, contamos un total de 13 214 (0.4 %) estrellas clasificadas, al menos una vez, como de tipo espectral B, un total de 522 189 (15.5 %) estrellas clasificadas con tipo espectral diferente al B. El resto no tiene clasificación espectral (84 %).

**2) Estrellas con emisión en  $H\alpha$ :** se etiquetaron como estrellas con la línea  $H\alpha$  en emisión (col. 28: EMobj = 1) a aquellas estrellas que fueron reportadas como EM en la literatura o por LAMOST (col. 27: EM1). De esta forma, contamos un total de 2 948 600 (87.6 %) objetos con emisión en  $H\alpha$ , de los cuales sólo 2758 (0.09 %) fueron reportados como Be (col. Be = 1). De modo que contamos con un total de 2 945 842 estrellas EM que no fueron reportadas como Be.

**3) Primera selección de candidatas a Be:** se seleccionaron aquellas estrellas etiquetadas como de tipo espectral B (col. B-TS = 1) que no sean supergigantes, que no presenten fenómeno Be (col. Be  $\neq$  1) pero que tengan emisión en  $H\alpha$  (col. EMobj = 1). En total encontramos 1991 candidatas a Be (col. 29: BeC1 = 1).

**4) Estrellas con exceso de color ( $r - H\alpha$ ):** se etiquetaron aquellas estrellas que tienen exceso en  $H\alpha$  (col. 30: EM2) de acuerdo al diagrama  $Q_{ugrH\alpha}$  vs.  $Q_{ugri}$  (DQQ, Figura 1). De este modo, encontramos 1239 estrellas reportadas como Be que tienen exceso en  $H\alpha$  (col. 31: Be\_EM). Cabe mencionar, que en el DQQ se

<sup>2</sup><http://www.star.bris.ac.uk/~mbt/topcat/>

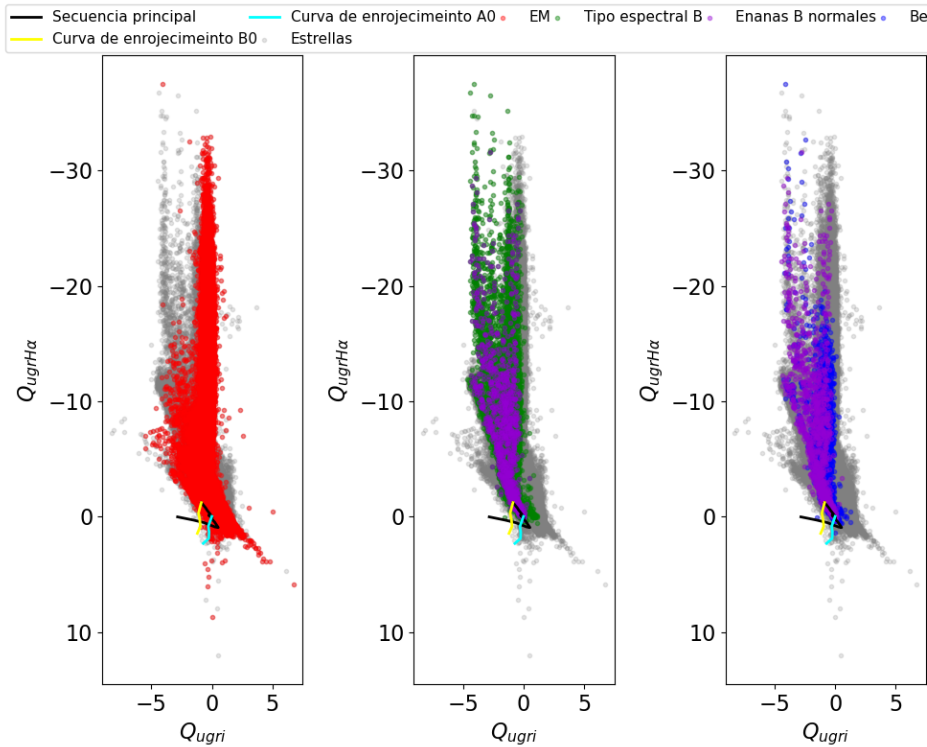


Figura 1: Diagramas QQ: A modo de ejemplo se grafican algunos diagramas QQ. El subíndice de cada eje indica las magnitudes que se utilizaron para calcular el índice  $Q = (m_1 - m_2) - (r_1 - r_2)(m_3 - m_4)/(r_3 - r_4)$ . Los valores de los coeficientes  $r_i$  son los calculados por Yuan et al. (2013).

observa cómo las estrellas con emisión en  $H\alpha$  se desparraman en sentido opuesto al enrojecimiento debido al medio interestelar.

**5) Segunda selección de candidatas a Be:** se seleccionaron estrellas de tipo espectral B (col. B-TS = 1) no Be (col. Be  $\neq$  1) y que tengan exceso de color en  $H\alpha$  (de acuerdo al punto 4). Nuevamente se eliminaron aquellas estrellas clasificadas como supergigantes. En total contamos 5954 estrellas que cumplen estas condiciones (col. 32: BeC2).

**6) Candidatas a Be:** Sumando las candidatas del punto 3 y las del punto 5 contamos un total de 7204 (0.2%) estrellas candidatas a Be (col. 33: BeC = 1).

**Agradecimientos.** Este proyecto ha recibido financiación dentro del marco del Programa de Investigación e Innovación Horizonte 2020 (2014-2020) de la Unión Europea en virtud del Acuerdo de subvención Marie Skłodowska-Curie No. 823734 y de CONICET (PIP 1337). A.G. agradece el apoyo financiero de ANPCyT - PICT 2017-3790 y UNRN - PI2020-40-B-890.

## Referencias

Aidelman Y., et al., 2012, A&A, 544, A64

- Aidelman Y., et al., 2015, *A&A*, 577, A45  
Aidelman Y., et al., 2018, *A&A*, 610, A30  
Aidelman Y., et al., 2020, *Communications in Computer and Information Science* book series, 1291, 111  
Aidelman Y., et al., 2021, *BAAA*, Argentina, 62, 62  
Chen B.Q., et al., 2019, *MNRAS*, 487, 1400  
Cochetti Y.R., et al., 2020, *A&A*, 634, A18  
Collins George W. I., 1987, A. Slettebak, T.P. Snow (Eds.), *IAU Colloq. 92: Physics of Be Stars*, 3  
Fratta M., et al., 2021, *MNRAS*, 505, 1135  
Granada A., et al., 2018, *AJ*, 155, 50  
Hou W., et al., 2016, *Research in Astronomy and Astrophysics*, 16, 138  
Huang W., Gies D.R., McSwain M.V., 2010, *ApJ*, 722, 605  
Jaschek M., Egret D., 1982, M. Jaschek, H.G. Groth (Eds.), *Be Stars*, vol. 98, 261  
Jaschek M., Slettebak A., Jaschek C., 1981, *Be Star Newsletter*, 4, 9  
Liu Z., et al., 2019, *ApJS*, 241, 32  
Mathew B., Subramaniam A., Bhatt B.C., 2008, *MNRAS*, 388, 1879  
McSwain M.V., Gies D.R., 2005a, *ApJ*, 622, 1052  
McSwain M.V., Gies D.R., 2005b, *ApJS*, 161, 118  
McSwain M.V., Huang W., Gies D.R., 2009, *ApJ*, 700, 1216  
Mohr-Smith M., et al., 2015, *MNRAS*, 450, 3855  
Mohr-Smith M., et al., 2017, *MNRAS*, 465, 1807  
Raddi R., et al., 2015, *MNRAS*, 446, 274  
Rímulo L.R., et al., 2018, *MNRAS*, 476, 3555  
Rivinius T., Carciofi A.C., Martayan C., 2013, *A&ARev.*, 21, 69  
Vioque M., et al., 2020, *A&A*, 638, A21  
Witham A.R., et al., 2008, *MNRAS*, 384, 1277  
Zari E., et al., 2021, *A&A*, 650, A112  
Zorec J., Frémat Y., Cidale L., 2005, *A&A*, 441, 235  
Zorec J., et al., 2009, *A&A*, 501, 297

## Disk Time Evolution of the Be star HD 45725

F. Figueroa-Tapia<sup>1</sup>, C. Arcos<sup>1</sup>, M. Curé<sup>1</sup>, I. Araya<sup>2</sup>

(1) *Instituto de Física y Astronomía, Facultad de Ciencias,  
Universidad de Valparaíso, Av. Gran Bretaña 1111, Valparaíso, Chile*  
(2) *Vicerrectoría de Investigación, Universidad Mayor, Chile*

**Resumen.** Las estrellas Be clásicas son estrellas tipo-B de la secuencia principal que poseen (o han poseído) un disco ecuatorial delgado que rota en forma quasi-Kepleriana. Las líneas de emisión observadas y el exceso en IR en el SED son debidos al disco circumestelar. Las propiedades del disco, como por ejemplo, estructura de la densidad, tamaño e inclinación, pueden ser estudiadas modelando la línea de emisión  $H\alpha$ . En el presente trabajo, estudiamos el disco de la estrella Be HD 45725 ( $\beta$  Mon A) usando HDUST. Éste es un código Monte Carlo en 3D que calcula la transferencia radiativa considerando NLTE. Con el fin de obtener los parámetros del disco, determinamos el mejor ajuste mediante la comparación de la línea teórica  $H\alpha$  con la observada. El modelo se obtuvo fijando los parámetros estelares en  $T_{\text{pole}} = 20\,880$  K,  $R_{\text{pole}} = 4.32 R_{\odot}$ , y  $M_{\star} = 6.62 M_{\odot}$ . Usando un modelo paramétrico ad-hoc para el perfil de densidad del disco, encontramos el tamaño del disco  $R_{\text{env}}$  y su inclinación  $i$ , la densidad volumétrica  $\rho$  y el exponente de la ley de potencias  $m$  para diferentes épocas de observación, permitiéndonos cuantificar la variación temporal de las propiedades del disco.

**Abstract.** Classical Be stars are B-type main sequence stars that have (or had) a geometrically thin equatorial disk rotating in a quasi-Keplerian way. The observed emission lines and IR-excess in the SED are due to the circumstellar disk. The properties of the disk, e.g., density structure, size and inclination, can be studied by modeling the  $H\alpha$  line-emission. In this work, we studied the disk of the Be star HD 45725 ( $\beta$  Mon A) using the 3D Monte Carlo NLTE radiative transfer code HDUST. To obtain the disk parameters, we determine the best-fitting model through the comparison between the theoretical  $H\alpha$  line and the observed one. We fixed the stellar parameters for  $T_{\text{pole}} = 20880$  K,  $R_{\text{pole}} = 4.32 R_{\odot}$ , and  $M_{\star} = 6.62 M_{\odot}$ . Using a parametric ad-hoc model for the disk density profile, we found the disk size  $R_{\text{env}}$  and its inclination  $i$ , the volumetric density  $\rho$  and the power-law exponent  $m$  for different observation epochs, allowing us to quantify the change of the disk properties over time.

## 1. Introducción

Una de las grandes interrogantes con respecto a las estrellas Be es la naturaleza del proceso de formación del disco, así también como la transferencia de momentum angular y masa hacia el disco (Rivinius et al. 2013). Debido a que estas estrellas rotan bastante rápido, se piensa que la rotación estelar, en compañía de mecanismos adicionales tales como pulsaciones estelares, debieran cumplir un rol importante en el proceso de formación (Baade et al. 2016). Independientemente de los mecanismos propuestos, se ha llegado a un consenso de que la viscosidad es la que gobierna en la órbita circunestelar (Lee et al. 1991, Okazaki & Negueruela 2001, Curé et al. 2022).

## 2. Código HDUST

El código HDUST (Carciofi & Bjorkman 2006) fue creado especialmente para estudiar discos de gas (y polvo) alrededor de estrellas calientes. El código entrega como salida la distribución espectral de energía, líneas de hidrógeno y polarización. En este trabajo utilizamos una distribución de densidad volumétrica que se comporta como una ley de potencia en la dirección radial,  $r$ , y como una distribución Gaussiana en la dirección vertical,  $z$ , la cual tiene la siguiente forma:

$$\rho(r, z) = \rho_0 \left( \frac{R_\star}{r} \right)^m \exp \left( - \frac{z^2}{2H^2} \right), \quad (1)$$

donde  $H(r)$  es la escala de altura y se define como:

$$H(r) = H_0 \left( \frac{r}{R_\star} \right)^\beta \quad (2)$$

donde  $H_0 = a R_\star / v_{\text{crit}}$ ,  $R_\star$  es el radio de la estrella en el ecuador,  $\rho_0$  es la densidad base,  $m$  es el exponente de decaimiento de la densidad en la dirección radial,  $a$  es la velocidad del sonido en el disco (el cual es determinado por el mismo código a partir del perfil de temperatura) y  $v_{\text{crit}}$  es la velocidad crítica de rotación de la estrella. Para discos isotermales,  $\beta = 3/2$ .

## 3. Método usado para los modelos

Los parámetros estelares se dejaron fijos y fueron tomados de la literatura (Chauville et al. 2001, Arcos et al. 2018). Luego, se calculó una pequeña grilla de modelos variando cuatro parámetros del disco:  $\rho_0$ ,  $R_{\text{env}}$ ,  $i$  y  $m$ . Los modelos obtenidos fueron comparados con las observaciones en la línea de  $\text{H}\alpha$ . Debido a la cantidad de espectros disponibles y al tipo de modelo que estamos utilizando, seleccionamos las fechas más representativas y las líneas que mostraran simetría. Las observaciones seleccionadas se resumen en la Tabla 2.

Los modelos de HDUST no consideran el ensanchamiento de línea debido a la dispersión de electrones que ocurre en el disco. Por lo tanto, hemos implementado el mismo procedimiento utilizado en el trabajo de Marr et al. (2021), en donde se asume que una fracción  $f$  del flujo de  $\text{H}\alpha$  es afectado por la dispersión de



electrones con velocidades en el rango entre  $\nu_e \sim 300$  y  $800 \text{ km s}^{-1}$  siguiendo una distribución Gaussiana. Finalmente, el nuevo perfil de la línea  $F_{\text{new}}$  viene dado por:

$$F_{\text{new}}(\lambda) = (1 - f) \times F_{nc} \times \lambda + f \times F_c(\lambda), \quad (3)$$

donde  $F_{nc}$  es el perfil no convolucionado de la línea que es modelado por HDUST y  $F_c$  es la convolución de  $F_{nc}$  con el perfil Gaussiano con un valor de FWHM igual a  $\nu_e$ .

Tabla 1: Parámetros estelares utilizados para la estrella HD 45725.

Parámetro	Valor
$T_{\text{pole}}$ [kK]	20.9
$R_{\text{pole}}$ [ $R_{\odot}$ ]	4.32
$M_{\star}$ [ $M_{\odot}$ ]	6.62

Tabla 2: Mejor modelo para cada fecha de observación. Los perfiles de línea pueden ser observados en la Figura 1.

Fecha	$m$	$\rho$ [ $\text{g cm}^{-3}$ ]	$R_{\text{env}}$ [ $R_{\star}$ ]	$i$ [deg]	$f$	$\nu_e$
2008-01-08	3.9	$1.38 \times 10^{-11}$	80	69.5	0.6	450
2008-02-02	3.0	$1.55 \times 10^{-11}$	80	69.5	0.6	450
2009-12-12	3.0	$1.38 \times 10^{-11}$	80	69.5	0.6	450
2011-01-15	3.0	$1.00 \times 10^{-11}$	120	75.5	0.6	380
2011-12-27	3.0	$1.25 \times 10^{-11}$	80	75.5	0.6	400

### 3.1. Resultados

En la Figura 1 se pueden ver los mejores modelos obtenidos con HDUST (en color azul) en comparación con cuatro observaciones de la estrella Be HD 45725 (en color rojo). Los parámetros del disco se muestran en la Tabla 2 junto a los parámetros de convolución. Como se puede ver, existen fechas que comparten parámetros en común, lo cual es posible debido al comportamiento de cada uno de los cuatro parámetros del disco, permitiendo más de una solución para cada fecha de observación. Sabiendo lo anterior, de la totalidad de la grilla sólo lograron converger aquellos modelos cuya combinación de parámetros fue la más realista para la obtención de un espectro sintético. Comparando con trabajos anteriores, los parámetros obtenidos del disco son concordantes y con un ajuste bastante cercano a las fechas seleccionadas (Figura 1).

La línea de  $\text{H}\alpha$  presenta un perfil de doble línea, lo cual indica que estamos viendo la rotación del disco, es decir, la inclinación del sistema con respecto a la línea de visión está entre el polo y el ecuador. Además, se observa que la intensidad va disminuyendo paulatinamente desde el año 2008 al 2011. Notamos que en el ala derecha de la línea se ve un exceso en el flujo, sobre todo en la época del 08-01-2008. También, en la época del 12-12-2009 se observa un cambio

en la razón de intensidades del pico Violeta hacia el Rojo (V/R), lo cual se explica teóricamente por una sobredensidad en una parte del disco (en este caso en el lado que se acerca al observador). Finalmente, para la época 27-12-2011 comparada a la época anterior, aumenta la densidad del disco y mantiene su inclinación con respecto al observador, resultando en una baja en la intensidad de la línea.

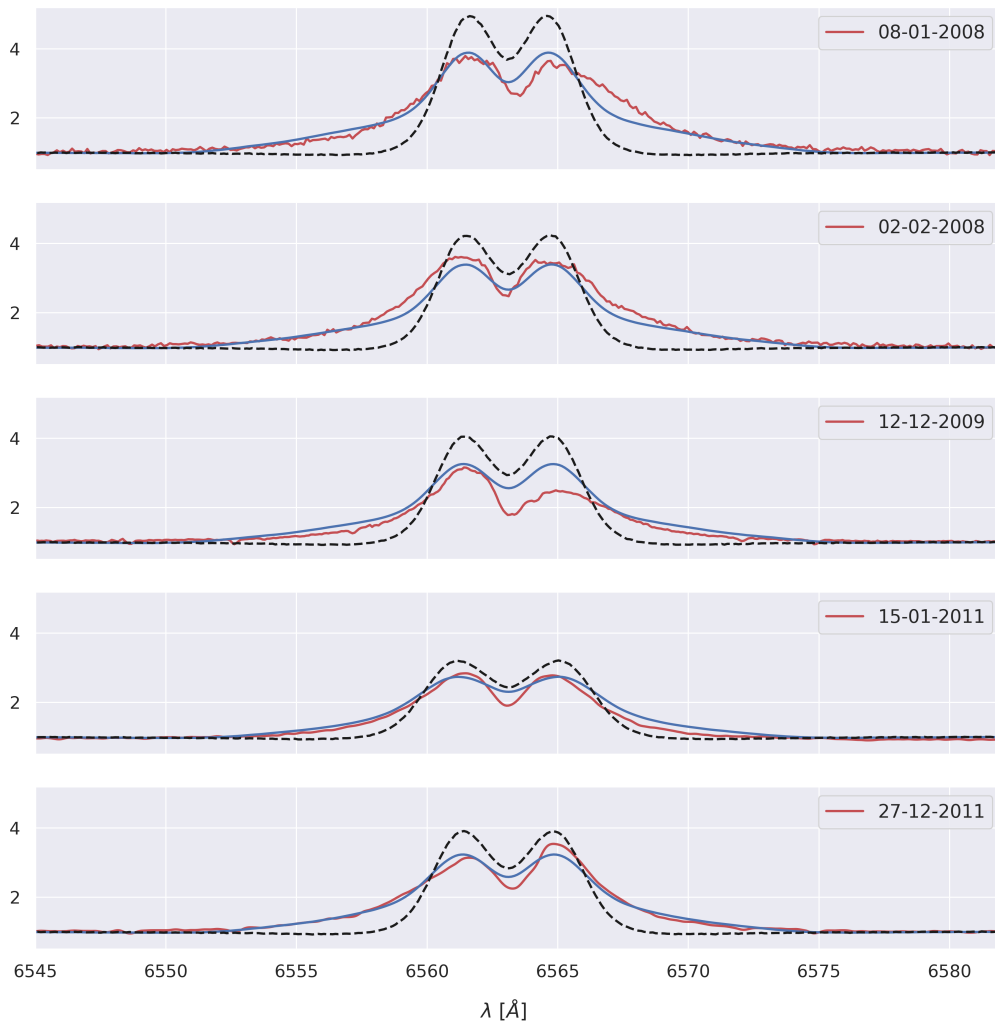


Figura 1: Línea de emisión  $H\alpha$  de distintas épocas (línea roja). En la imagen se puede ver el mejor modelo de HDUST en líneas punteadas de color negro, y el modelo convolucionado por la dispersión de electrones representando por la línea sólida de color azul.

#### 4. Trabajo a futuro

La estrella Be HD 45725 cuenta con más épocas de observación, las cuales estamos modelando usando la misma distribución de densidad mostrada en este trabajo y con mayor detalle en los pasos de las respectivas grillas, con el propósito de obtener una estadística y poder calcular los errores de los valores calculados. Además, los resultados obtenidos para estas cuatro observaciones reproducen considerablemente la línea observada, aunque aún debemos comparar el resto de líneas de hidrógeno en el rango óptico.

Por otro lado, actualmente estamos trabajando en la implementación de soluciones hidrodinámicas que describen la contribución de densidad para estrellas de alta rotación con discos de decreción en el código de HDUST.

**Agradecimientos.** Este trabajo es parte del proyecto ANID-FAPESP 133541. F.F. y C.A. agradecen a FONDECYT 11190945 por su apoyo financiero. C.A., I.A. y M.C agradecen a FONDECYT 1190485. I.A. agradece a FONDECYT 11190147. C.A., M.C. y I.A agradecen al proyecto MSCA-RISE N823734. This work has been possible thanks to the use of AWS-UChile-NLHPC credits. Powered@NLHPC: This research was partially supported by the super-computing infrastructure of the NLHPC (ECM-02).

#### Referencias

- Arcos, C., Kanaan, S., Chávez, J., Vanzi, L., Araya, I. & Curé, M., 2018, MNRAS, 474, 5287
- Baade D., et al., 2016, A&A, 588, A56
- Carciofi, A. C. & Bjorkman, J. E., 2006, ApJ, 639, 1081
- Chauville, J., Zorec, J., Ballereau, D., Morrell, N., Cidale, L. & Garcia, A., 2001, A&A, 378, 861
- Curé, M., Meneses, R., Araya, I., Arcos, C., Peña, G., Machuca, N. & Rodriguez, A., 2022, A&A, 664, A185
- Lee, U., Saio, H., Osaki, Y., 1991, MNRAS, 250, 432
- Marr K. C. et al., 2021, ApJ, 912, 76
- Okazaki, A. T. & Negueruela, I., 2001, A&A, 377, 161
- Rivinius T., Carciofi A. C., Martayan C., 2013, A&ARv, 21,69

## Espectroscopía Gemini-GRACES de estrellas evolucionadas con enanas marrones

C. Zuloaga<sup>1,2</sup>, E. Jofré<sup>2,3</sup>, R. Petrucci<sup>2,3</sup>, E. Martioli<sup>4</sup>

(1) Facultad de Matemática, Astronomía, Física y Computación (FAMAF) - UNC, Córdoba, Argentina

(2) Observatorio Astronómico, Universidad Nacional de Córdoba (OAC-UNC), Argentina

(3) Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas (CONICET), Argentina

(4) Laboratorio Nacional de Astrofísica (LNA), Brasil

**Resumen.** A partir de espectros Gemini-GRACES de alta resolución y relación señal-ruido, presentamos parámetros fundamentales refinados de dos gigantes rojas que albergan enanas marrones, HD 54719 y HD 180314. El análisis de las metalicidades de estos objetos muestra, como tendencia inicial, que las gigantes rojas con enanas marrones no son ricas en metales. Estos resultados, similares a los que se observan en estrellas de secuencia principal, indicarían que la formación de enanas marrones no requiere un ambiente de alta metalicidad, lo cual es compatible con el escenario de inestabilidad gravitacional.

**Abstract.** From high quality Gemini-GRACES spectra, we present refined fundamental parameters of two red giants with brown dwarf companions, HD 54719 and HD 180314. The metallicities of these objects suggest, as initial trend, that red giants with brown dwarfs are not metal-rich. These results, similar to those found in main sequence stars, would indicate that the formation of brown dwarfs do not require a high metallicity environment, which is compatible with the gravitational instability scenario.

### 1. Introducción

En la actualidad está ampliamente aceptado que las estrellas de secuencia principal (SP) que albergan planetas gigantes de corto periodo son, en promedio, más ricas en metales que aquellas sin planetas detectados (ej. Fischer & Valenti 2005; Ghezzi *et al.* 2010). Este resultado se conoce como correlación planeta-metalicidad (CPM). Recientemente, analizando una muestra de  $\sim 50$  estrellas que albergan enanas marrones (SWBD) en comparación con una de control sin planetas gigantes detectados (SWOP), Maldonado *et al.* (2017; MA17 de aquí en adelante) sugirieron que las SWBD no siguen la CPM encontrada para estrellas con planetas gigantes. Es decir que, de acuerdo a MA17, las SWBD no son, en promedio, más ricas en metales que las SWOP, lo cual podría indicar que las enanas marrones se forman por procesos que no dependen fuertemente de la metalicidad, tal como el mecanismo de inestabilidad gravitacional (ej., Boss 2002, 2006; Rice *et al.* 2003).

No obstante, hasta la fecha, ninguna investigación de la que tengamos conocimiento, se ha enfocado especialmente en la distribución de metalicidad de estrellas evolucionadas con enanas marrones. Por lo tanto, se desconoce el rol de la metalicidad en la formación de enanas marrones alrededor de estrellas más masivas que las del tipo solar, tal como usualmente son las progenitoras de las gigantes rojas que se incluyen en los relevamientos de búsqueda de compañeras subestelares por velocidad radial. Más aún, si bien la muestra de SWBD analizada por MA17 está constituida principalmente por estrellas de SP, el análisis incluye también algunas estrellas evolucionadas (subgigantes y gigantes). Esto último podría haber producido un sesgo en los resultados, especialmente por la inclusión de las gigantes rojas, ya que estos objetos son, en promedio, de baja metalicidad (ver por ej. Maldonado *et al.* 2013; Jofré *et al.* 2015). En este contexto, a partir de espectros de alta calidad, presentamos un análisis espectroscópico de dos gigantes rojas, de tipo espectral K, HD 54719 y HD 180314, que albergan enanas marrones.

## 2. Observaciones

Las observaciones de las estrellas analizadas en este trabajo (HD 54719 y HD 180314) se obtuvieron utilizando el instrumento GRACES (Gemini Remote Access to CFHT ESPaDOnS Spectrograph; Chene *et al.* 2014) en el telescopio Gemini Norte de 8.1 m. Las mismas se llevaron a cabo el 12-09-2016 y 31-03-2017 (programas GN-2016A-Q-20 y 2016B-Q-11, IP: E. Jofré) en el modo de una fibra (“*object only*”), que alcanza una resolución  $R \sim 67\,500$  entre 400 y 1050 nm. Para reducir los espectros se utilizó el código OPERA (Martioli *et al.* 2012), mientras que la combinación de los espectros individuales de cada estrella se realizó con la tarea *scombine* del paquete de programas IRAF<sup>1</sup>. Los espectros finales alcanzan una relación señal-ruido  $S/N \approx 110$  y  $S/N \approx 130$ , para HD 54719 y HD 180314, respectivamente.

Tabla 1: Parámetros estelares derivados.

Parámetro	HD 54719	HD 180314
$T_{\text{eff}}$ (K)	$4385 \pm 74$	$4966 \pm 79$
$\log g$ ( $\text{cm s}^{-1}$ )	$1.99 \pm 0.33$	$3.09 \pm 0.17$
[Fe/H]	$-0.20 \pm 0.11$	$0.01 \pm 0.05$
$v_t$ ( $\text{km s}^{-1}$ )	$1.99 \pm 0.12$	$1.55 \pm 0.10$
$M_\star$ ( $M_\odot$ )	$2.16 \pm 0.37$	$1.94 \pm 0.04$
$R_\star$ ( $R_\odot$ )	$31.72 \pm 2.04$	$8.10 \pm 0.19$
$\tau_\star$ (Gyr)	$0.98 \pm 0.45$	$1.38 \pm 0.09$

<sup>1</sup>IRAF 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

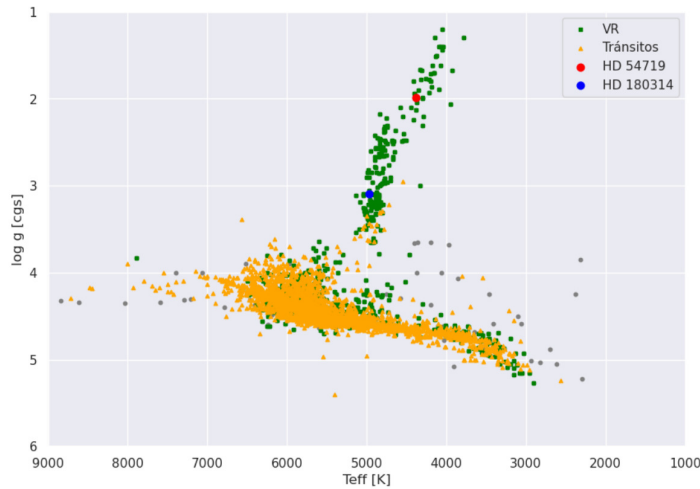


Figura 1: Ubicación de HD 54719 y HD 180314 en el plano  $T_{\text{eff}}-\log g$ , a partir de los valores espectroscópicos obtenidos en este trabajo, en comparación con otras estrellas con planetas confirmados (tomado del *NASA Exoplanet Archive* el 10 de Mayo de 2022; Akeson *et al.* 2013).

### 3. Cálculo de parámetros estelares

Los parámetros atmosféricos fundamentales, temperatura efectiva ( $T_{\text{eff}}$ ), gravedad superficial ( $\log g$ ), metalicidad ( $[\text{Fe}/\text{H}]$ ) y microturbulencia ( $v_t$ ), de ambas estrellas fueron derivados a partir de los anchos equivalentes (AEs) de líneas de hierro imponiendo condiciones de equilibrio espectroscópico tal como se describe en Jofré *et al.* (2020). En resumen, la  $T_{\text{eff}}$  y  $v_t$  se modifican iterativamente hasta que la correlación de la abundancia de hierro (líneas de FeI solamente) y el potencial de excitación y ancho equivalente reducido, respectivamente, se minimizan. Simultáneamente, el  $\log g$  es modificado hasta que la abundancia obtenida de las líneas de FeI se aproxima a aquella obtenida de las líneas de FeII. Para llevar a cabo este proceso utilizamos el paquete de *Python q2* (Ramírez *et al.* 2014), que usa el código MOOG (Snedden 1973) y modelos de atmósferas plano-paralelos en equilibrio termodinámico local (LTE) ODFNEW (Castelli & Kurucz 2003).

La lista de líneas utilizada, que incluye 72 de FeI y 12 de FeII, fue obtenida de da Silva *et al.* (2011) y los AEs fueron medidos automáticamente utilizando el código ARES (Sousa *et al.* 2015). Los parámetros finales se encuentran listados en la Tabla 1, mientras que en la Figura 1 se muestra la ubicación de ambas estrellas en el diagrama de Kiel a partir de los valores de  $\log g$  y  $T_{\text{eff}}$  derivados en este trabajo. Aquí, se puede ver que HD 180314 está comenzando su ascenso a la rama de las gigantes rojas (RGB), mientras que HD 54719, en una fase más evolucionada, se encuentra localizada en una zona cercana al extremo superior de la RGB.

Para analizar la consistencia de los parámetros derivados, éstos se compararon con aquéllos publicados por otros autores. En particular, se realizó la comparación con los resultados obtenidos por Luck & Heiter (2007) y Maldonado *et al.*

(2017) para HD 54719 y HD 180314, respectivamente. Los valores de  $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$  y  $v_t$  derivados en este trabajo están en buen acuerdo (dentro de  $1\sigma$ ) con los resultados previos. Sin embargo, en el caso de las metalicidades, los resultados acuerdan sólo dentro de  $\sim 2\sigma$ . Las causas de estas discrepancias, probablemente, están relacionadas con las diferencias en la calidad de los espectros utilizados, técnicas de análisis (ej. síntesis espectral vs. anchos equivalentes) y diferentes listas de líneas de hierro. Esto último ha mostrado ser un factor particularmente importante en el caso de las estrellas gigantes (ver por ej., Santos *et al.* 2009) y podría explicar las diferencias (del orden de 0.25 dex) observadas entre las metalicidades derivadas en este trabajo y aquéllas obtenidas por Luck & Heiter (2007) y Maldonado *et al.* (2017).

Finalmente, obtuvimos la masa ( $M_\star$ ), radio ( $R_\star$ ) y edad ( $\tau_\star$ ) de HD 54719 y HD 180314 a través de la versión 1.3 de la interfaz PARAM (da Silva *et al.* 2006) utilizando isócronas PARSEC (Bressan *et al.* 2012). Para esto, utilizamos como parámetros de entrada los valores de  $T_{\text{eff}}$  y  $[\text{Fe}/\text{H}]$  calculados anteriormente, las paralajes de *Gaia* EDR3 (Gaia Collaboration, 2020) y las magnitudes  $V$  reportadas en el *NASA Exoplanet Archive*. Los resultados para estos parámetros también se encuentran incluidos en la Tabla 1.

#### 4. Metalicidad de las estrellas gigantes con enanas marrones

Analizamos la metalicidad de HD 54719 ( $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.2$  dex) y aquélla de HD 180314 ( $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.01$  dex) en comparación con la metalicidad promedio de las muestras de estrellas gigantes con planetas (GWP;  $N = 56$ ;  $\langle[\text{Fe}/\text{H}]\rangle = -0.08$  dex) y sin planetas (GWOP;  $N = 101$ ;  $\langle[\text{Fe}/\text{H}]\rangle = -0.10$  dex) de Jofré *et al.* (2015). Teniendo en cuenta estos números, la tendencia inicial sugeriría que, al igual que en el caso de las GWP, las estrellas gigantes con enanas marrones (GWBD) tampoco serían preferencialmente ricas en metales. Es claro que el número de objetos estudiado en este trabajo no es estadísticamente significativo como para realizar un análisis robusto. Sin embargo, dado que actualmente el número de GWBD es menor a  $N \sim 10$ , es posible, a partir de los resultados de este trabajo, obtener una tendencia inicial tal como se realizó en las primeras investigaciones sobre la CPM (ej. González 1997, Pasquini *et al.* 2007). Más aún, el promedio de las metalicidades espectroscópicas de las 7 GWBD reportadas por MA17 es de  $\langle[\text{Fe}/\text{H}]\rangle = -0.20$  dex, lo cual apoyaría fuertemente la tendencia inicial encontrada a partir de los resultados obtenidos en este trabajo. A su vez, estos resultados implicarían que, el proceso de formación de enanas marrones alrededor de estrellas más masivas que las de SP con planetas no depende fuertemente de la metalicidad estelar. Es decir, se daría un escenario similar al obtenido para las GWP.

#### 5. Conclusiones

En este trabajo, refinamos los parámetros estelares ( $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$ ,  $v_t$ ,  $M_\star$ ,  $R_\star$  y  $\tau_\star$ ) de las estrellas gigantes que albergan enanas marrones HD 54719 y HD 180314, utilizando espectros de alta calidad obtenidos con Gemini-GRACES. A partir de las metalicidades obtenidas para HD 54719 ( $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.2$  dex) y HD 180314 ( $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.01$  dex), se analizó, por primera vez, el comportamiento de la corre-

lación planeta-metalicidad en GWBD: la tendencia inicial sugeriría que, al igual que para las gigantes con planetas, las GWBD tampoco serían preferencialmente ricas en metales. Además, computamos el promedio de las metalicidades de las 7 GWBD reportadas por MA17 y obtuvimos un valor subsolar ( $\langle [\text{Fe}/\text{H}] \rangle = -0.20$  dex), lo cual brinda apoyo a lo obtenido en nuestro análisis inicial. Estos resultados implicarían que las enanas marrones que orbitan alrededor de estrellas de tipo solar y de aquéllas más masivas que éstas, como lo son generalmente las progenitoras de las estrellas evolucionadas incluidas en los relevamientos de VR, se formarían por mecanismos que no dependen fuertemente de la metalicidad estelar, tal como el proceso de inestabilidad gravitacional (Boss 2003, 2006). Próximamente esperamos poder extender el estudio realizado para HD 54719 y HD 180314 a una muestra más extensa de GWBD lo cual nos permitirá confirmar o descartar la tendencia emergente reportada en este trabajo.

**Agradecimientos.** C.Z. agradece a la Asociación Argentina de Astronomía por la beca de Estímulo a la Investigación Científica desarrollada durante febrero-marzo del 2022.

## Referencias

- Akeson, R. L., Chen, X., Ciardi, M., et al. 2013, *PASP*, 125, 989  
Boss, A. P. 2002, *ApJ*, 567, L149  
Boss, A. P. 2006, *ApJ*, 637, L137  
Bressan, A., Marigo, P., Girardi, L. et al. 2012, *MNRAS*, 427, 2012  
Castelli, F. & Kurucz, R. L. 2003, in *IAU Symposium*, Vol. 210, A20  
Chene, A.-N., Padzer, J., Barrick, G., et al. 2014, *Proc. SPIE*, 9151, 47  
da Silva, L., Girardi, L., Pasquini, L. et al. 2006, *A&A*, 458, 609  
da Silva, R., Milone, A. C. & Reddy B. E., 2011, *A&A*, 526, A71  
Fischer, D. A., & Valenti, J. 2005, *ApJ*, 622, 1102  
Gaia Collaboration, 2020, *A&A*, 650, C3  
Ghezzi, L., Cunha, K., Smith, V. V., et al. 2010, *ApJ*, 720, 1290  
González, G. 1997, *MNRAS*, 285, 403  
Jofré, E.; Petrucci, R.; Saffe, C.; et al. 2015, *A&A* 574, 50  
Jofré, E., Almenara, J. M., Petrucci, R., et al. 2020, *A&A*, 634, A29  
Luck, R. E. & Heiter, U., 2007, *AJ*, 133, 2464  
Maldonado, J., Villaver, E. & Eiroa, C., 2013, *A&A*, 554, A84  
Maldonado & Villaver, 2017, *A&A* 602, A38  
Martioli, E., Teeple, D., Manset, N., et al. 2012, *Proc. SPIE*, 8451, 2  
Pasquini, L., Döllinger, M. P., Weiss, A. et al. 2007, *A&A*, 473, 979  
Ramírez, I., Meléndez, J., Bean, J., et al. 2014, *A&A*, 572, A48  
Rice, W. K. M., Armitage, P. J., Bate, M. R., et al. 2003, *MNRAS*, 339, 1025  
Santos, D. C., Lovis, C., Pace, G. et al. 2009, *A&A*, 493, 209  
Snedden, C. A. 1973, PhD thesis, The University of Texas at Austin  
Sousa, S. G., Santos, N. C., Adibekyan, V., et al. 2015, *A&A*, 77, A67



## Searching for the HH 31 counter-jet in the protostar IRAS 04248+2612

L.V. Ferrero<sup>1,2</sup>, M. Gómez<sup>1,2</sup>

(1) Observatorio Astronómico de Córdoba - UNC

(2) Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas  
(CONICET), CABA, Buenos Aires, Argentina

**Resumen.** Este trabajo presenta resultados preliminares del estudio del *jet* sinusoidal HH 31 y su fuente generadora, la protoestrella de Clase I de baja masa denominada IRAS 04248+2612, localizada en la región de formación estelar Taurus-Auriga. En particular, se reporta el progreso en el análisis de las imágenes de alta resolución obtenidas con el instrumento NIRI/Gemini en la línea de H<sub>2</sub> en  $\lambda = 2.12 \mu\text{m}$  (conocido trazador de regiones excitadas por choque), con el objetivo de detectar el contra-*jet* en infrarrojo cercano de HH 31, el cual podría estar embebido u oculto ópticamente por la extinción de la nube molecular.

**Abstract.** This work shows preliminary results on the study of the sinusoidal HH 31 jet and its driving source, the low-mass Class I protostar IRAS 04248+2612, located in the Taurus-Auriga star-forming region. In particular, we report progress on the analysis of high-angular resolution Gemini/NIRI 2.12  $\mu\text{m}$  H<sub>2</sub> line (a well-known tracer of shock-excited regions) images with the aim of detecting the near-infrared (NIR) counter-jet of HH 31 which could be embedded or optical hidden by the cloud extinction.

### 1. Introduction

During the initial stages of the stellar collapse (the class 0 and I phases with ages of  $\sim 10^4$ – $10^5$  yr), the incipient star begins to eject winds along the rotation axis. These winds alleviate the angular momentum accumulation, help to stop the collapse and give rise to the jets and/or Herbig-Haro (HH) objects detected in the optical (Bally 2016; Hartmann *et al.* 2016). Although most jets are straight or collimated, a small fraction have curved shapes. Different mechanisms can produce the non-straight jets, the binarity or multiplicity of the driving source being one of them (Fendt & Zinnecker 1998; Lii *et al.* 2014; Dyda *et al.* 2015; Fendt & Sheikhnezami 2013).

In this work, we study the sinusoidal HH 31 jet and its driving source, the low-mass Class I protostar IRAS 04248+2612 (hereafter IRAS 04248). This jet is located in the Taurus-Auriga star-forming region, in the dark nebula B217, at a distance of 140 pc (Kenyon *et al.* 1994). Only the jet have been detected, while the counter-jet could be embedded or optical hidden by the cloud extinction in the optical (see Figure 1, central panel).

Padgett *et al.* (1999) detected the binarity of the central source, where the separation between the components is of  $0.16''$  ( $\sim 24$  AU), and identified a dark lane perpendicular to the jet, which could be related to an edge-on disc. Other authors have suggested this source could be a triple system, where the third component is between 15 and 25 times farther away than the nearest (binary) component (Duchêne *et al.* 2004; Kenyon *et al.* 2008), but no further analysis has been done.

The aim of this contribution is to report progress on the analysis with high-angular resolution Gemini NIRI  $2.12 \mu\text{m}$   $\text{H}_2$  line images, a well-known tracer of shock-excited regions, to detect the near-infrared (NIR) counter-jet of HH 31.

## 2. Observations

We used the NIRI instrument mounted at the 8.1 m Gemini North Telescope (Hodapp *et al.* 2003) in the imaging mode with the f/6 camera. This configuration provides images in the  $1\text{--}5.5 \mu\text{m}$  wavelength range over a  $119.9'' \times 119.9''$  field of view, with a resulting plate scale of  $0.1171''/\text{pixel}$ . The NIRI detector is composed of a  $1024 \times 1024$  pixel Aladdin InSb (Hughes SBRC) array.

The images of HH 31 and its exciting protostar, obtained using the  $\text{H}_2$  (1-0 S(1),  $\lambda_c = 2.124 \mu\text{m}$ ,  $\Delta\lambda = 0.026 \mu\text{m}$ ) filter, were taken between October 9 and 25, 2015 (Program ID: GS-2015B-Q-45). We used a  $3 \times 140$  sec dither pattern with steps of  $12''$ . To remove vertical striping patterns, offset in the overall sensitivity quadrants, and many other artefacts, the CLEANIR python routine was applied to each (science, sky, flats on/off and dark) image. To correct for non-linearity of the NIRI detector, process the data, and combine them to obtain the final mosaic, we used the DRAGONS platform, the official data reduction software supported by Gemini.

## 3. Analysis

Figure 1, central panel, shows the optical emission of the HH 31 jet in [S II] (in red) obtained by Gómez *et al.* (1997) where the sinusoidal chain of knots of  $0.2$  pc in length can be seen. The dashed green squares indicate the location of three fields observed with NIRI in  $\text{H}_2$ , a well-known tracer of shock-excited regions.

Panel *a*) of Figure 1 reveals the infrared counterpart of the terminal knots HH 31-AB, and C detected by Gómez *et al.* (1997). Previously, Ferrero & Gómez (2013) studied this jet and reported the detection of EGOs (Extended Green Objects, Cyganowski *et al.* 2008) coinciding with the optical knots. The  $\text{H}_2$  emissions detected with NIRI not only coincide with those EGOs, but also shows the internal structure and morphology of the knots with the highest angular resolution employed so far. In addition, a new  $\text{H}_2$  emission, located to the west of knot HH 31-C-2, is found.

Panel *b*) of Figure 1 displays the reflection nebula where the exciting source IRAS 04248+2612 is placed. Many authors suggested that its morphology, with a tail extending to the NW, could be related with the presences of a counter-jet, embedded or optically hidden by the cloud extinction (e.g., Gómez *et al.* 1997, Gramajo *et al.* 2010, Ferrero & Gómez 2013). The image in  $\text{H}_2$  exhibits

an obscure area around the central nebula indicating a high extinction in the near infrared. This is probably related to the cloud core of IRAS 04248 which is very dense and opaque. The cloud position coincides with an emission peak between 70 and 850  $\mu\text{m}$ . In addition, it has been detected in high density gas tracers, such as CS,  $\text{NH}_3$  (e.g. Moriarty-Schieven *et al.* 1995, Butner *et al.* 1995) and at 1.3 mm continuum emission (Tokuda *et al.* 2020). We detect two new  $\text{H}_2$  emissions, one of them located in the bottom left of the field, at  $\sim 60''$  ( $\sim 8400$  AU) of the central source, while the other lies at  $\sim 5''$  ( $\sim 756$  AU) of the IRAS source.

Finally, panel *c*) of Figure 1 shows one of the fields observed to look for the counter-jet of HH 31 where we did not detect any  $\text{H}_2$ -emission. The rest of the target fields taken NW of the exciting source show similar characteristics, with no  $\text{H}_2$ -emission detected.

#### 4. Conclusions and future work

High-angular resolution  $\text{H}_2$  images, taken with the NIRI instrument at the 8.1 m Gemini North Telescope, show the near infrared counterparts of the HH 31 knots previously detected in optical wavelengths, as well as the NW nebular structure where IRAS 04248+2614 is placed. No  $\text{H}_2$  shock emission related to the counter-jet of HH 31 has been detected in any of the target fields taken to the NE of the IRAS source. According to the standard model of star formation, the no existence of the counter-jet it is hard to explain.

At large scale, in the submillimeter region, several authors have detected only the redshifted lobe of a molecular outflow, associated with HH 31 (Narayanan *et al.* 2012, Tafalla & Hacar 2015, Li *et al.* 2015). The outflow observed in  $^{12}\text{CO}(3-2)$  by Mottram *et al.* (2017) seems to have two blue lobes and one red lobe. In addition, the red is projected onto one of the blue lobes. Due to the angular resolution, the association of this/these outflow/s with the optical and  $\text{H}_2$  knots is not clear. Thus, the detection of the HH 31 counter-jet remains as an open issue.

Then, HH 31 has been well observed and studied in the optical and infrared wavelengths at large scale but remains poorly analysed at small scales (such as the inner envelope and/or disc or the outflow launching region). For future work, we plan to observe this object with interferometry. The filtering out effect due to the interferometric observation will clean the extended emission from the surrounding medium and that one generated by the reflection nebula, allowing the detection of the smallest structures in both the outflow and its cavity. This fine analysis may provide some clue for the no detection of the HH 31 counter-jet.

#### Referencias

- Bally, J. 2016, ARA&A, 54, 491.  
 Butner, H. M. et al. 1995, ApJ, 448, 207.  
 Cyganowski, C. J. 2008, AJ, 136, 2391.  
 Duchêne, G. et al. 2004, A&A, 427, 651–665.  
 Dyda, S. et al. 2015, MNRAS, 450, 481.

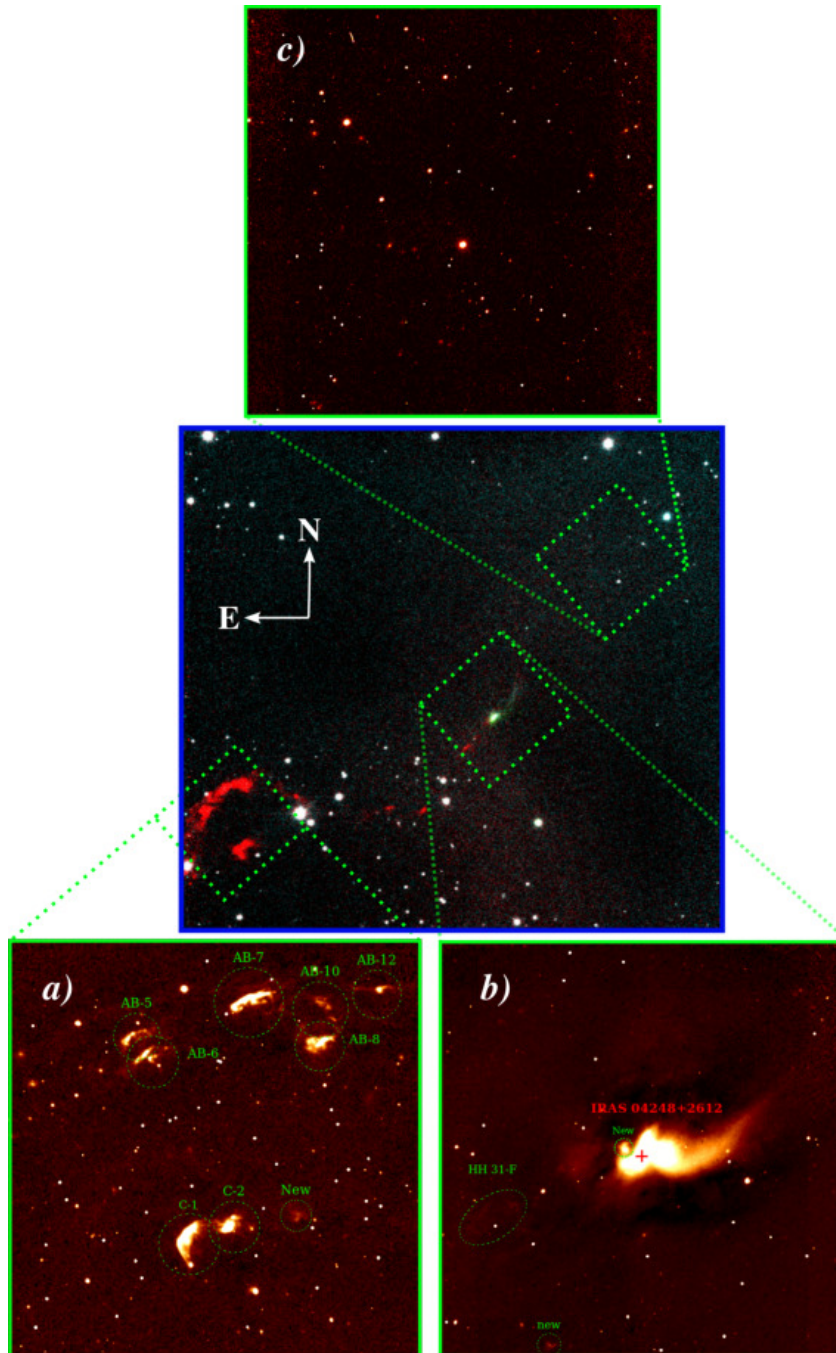


Figure 1: *Central panel*: Image in [S II] (in red) taken from Gómez *et al.* (1997, © AAS. Reproduced with permission). *Panel a), b) and c)*: Images taken in H<sub>2</sub> with NIRI that show the terminal knots of HH 31, the exciting source region and a target field to the NW of the IRAS source, respectively.

- Fendt, C. & Sheikhnezami, S. 2013, *ApJ*, 774, 12.
- Fendt, C. & Zinnecker, H., 1998, *A&A*, 334, 750–755.
- Ferrero, L. V. & Gómez, M. 2013, *BAAA*, 56, 199.
- Gómez, M. et al. 1997, *AJ*, 114, 1138. DOI: [10.1086/118545](https://doi.org/10.1086/118545)
- Gramajo, L. V. et al. 2010, *ApJ*, 139, 2504.
- Hartmann, L., Herczeg, G. & Calvet, N. 2016, *ARA&A*, 54, 135.
- Hodapp, K. W. et al. 2003, *PASP*, 115, 1388.
- Kenyon, S.J. et al. 1994, *AJ*, 108, 1872.
- Kenyon, S.J. et al. 2008, *Handbook of Star Forming Regions, Volume I*, 4, 405.
- Li, L. H. et al. 2015, *ApJS*, 219, 20.
- Lii, P. S. et al. 2014, *MNRAS*, 441, 86.
- Mottram, J. C. et al. 2017, *A&A*, 600, 99.
- Moriarty-Schieven, G. H. et al. 1995, *ApJ*, 455, 190.
- Narayanan, G. et al. 2012, *MNRAS*, 425, 2641.
- Padgett, D. et al. 1999, *AJ*, 117, 1490.
- Tafalla, M. & Hacar, A. 2015, *A&A*, 574, 104.
- Tokuda, K. et al. 2020, *ApJ*, 899, 10.

## Planetas en cúmulos abiertos

N. Canaparo<sup>1</sup>, M. Gómez<sup>2</sup>

(1) *Facultad de Matemática, Astronomía, Física y Computación*  
(FAMAF - UNC)

(2) *Observatorio Astronómico de Córdoba - UNC*

**Resumen.** En los últimos años, en forma paulatina pero sostenida, se ha incrementado el número de detecciones de planetas en cúmulos, en particular en cúmulos abiertos. En esta contribución se presentan resultados iniciales de la comparación de las propiedades de planetas en cúmulos abiertos y en estrellas de campo, para lo cual se confeccionaron histogramas de las distribuciones de parámetros planetarios, estelares y de los cúmulos. Además, se confrontaron pares de parámetros, tales como: radio planetario vs. radio estelar, excentricidad vs. semieje mayor, etc. Las distribuciones de radios planetarios y periodos de planetas en estrellas de cúmulos y aquellos de estrellas de campo son similares. El rango de masas estelares y planetarias, tanto en estrellas de campo como aisladas, son comparables. Los radios de los planetas en estrellas de cúmulos decrecen con la edad de la estrella, lo cual indicaría que los planetas se contraen conforme la estrella evoluciona. Para poner estos resultados sobre bases sólidas es necesario incrementar el número de planetas en cúmulos.

**Abstract.** In recent years, gradually but steadily, the number of detections of planets in clusters has increased, particularly in open clusters. In this contribution, we present initial results of the comparison of the properties of planets in open clusters and in field stars. With this aim we construct histograms of the distributions of planetary, stellar and cluster parameters. In addition, we compare pairs of parameters, such as: planetary radius vs. stellar radius, eccentricity vs. semimajor axis, etc. The distributions of planetary radii and periods of planets in cluster stars and those of field stars are similar. The range of stellar and planetary masses, both in field stars and isolated stars, are comparable. The radii of planets in star clusters decrease with the age of the stars, which would indicate that the planets contract as the star evolves. To put these results on solid grounds, it is necessary to increase the number of planets in clusters.

## 1. Introducción

La mayoría de los exoplanetas detectados se encuentran en órbitas alrededor de estrellas de campo como el Sol. Por otro lado, se sabe que las estrellas en cúmulos representan una fracción significativa de la población estelar de la Galaxia, por lo tanto, los cúmulos estelares podrían albergar un número también

relevante de planetas. Sin embargo, los cúmulos estelares también podrían ser un ambiente poco propicio para la existencia de planetas. Dada la escasa distancia entre las estrellas, las interacciones gravitacionales mutuas podrían inhibir o bien condicionar la existencia y propiedades de planetas en cúmulos. En esta contribución se presenta una comparación de las propiedades de los planetas en estrellas de campo y de cúmulos como un primer intento de caracterizar ambas poblaciones planetarias y determinar posibles similitudes y diferencias.

## 2. Análisis

Se recopiló la mayor cantidad posible de exoplanetas en cúmulos abiertos (ver Quinn *et al.* 2014, Obermeier *et al.* 2016, Ciardi *et al.* 2018, Thao *et al.* 2020). En total obtuvimos una muestra de  $N = 58$  planetas en cúmulos y de  $N = 4692$  en estrellas de campo, detectados empleando diversas técnicas y listados en la *Enciclopedia de los Planetas Extrasolares*<sup>1</sup>, hasta el 15 de mayo de 2022. Se confeccionaron histogramas de las distribuciones de parámetros planetarios, estelares y de los cúmulos. Además, se confrontaron pares de parámetros, tales como: radio planetario vs. radio estelar, excentricidad vs. semieje mayor, etc. Las Figuras 1 y 2 muestran dos de los histogramas y Figuras 3 y 4 dos de los gráficos que comparan dos parámetros. En la Tabla 1 se representan las medianas indicadas en las Figuras 1 y 2 y sus correspondientes valores del parámetro  $p$  del test KS. Finalmente, en la Figura 5 se muestra el histograma de periodo de planetas en cúmulos abiertos y candidatos a planetas en cúmulos ( $N = 87$ ).

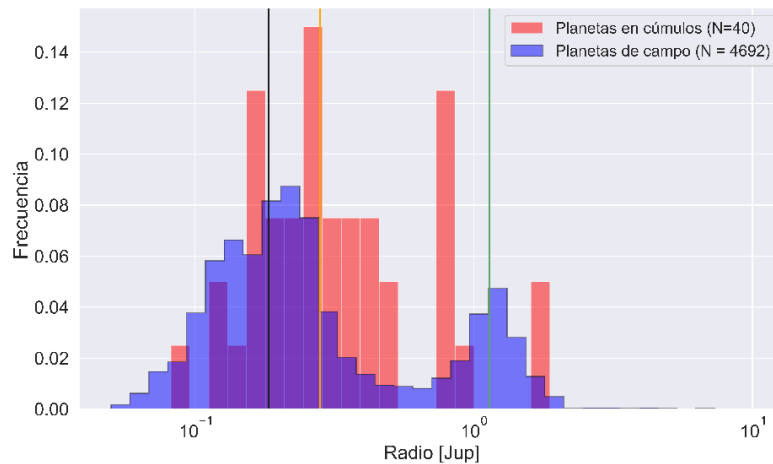


Figura 1: Histograma de radios de planetas en cúmulos y de campo. En color naranja se indica la mediana de los planetas en cúmulos; en negro y verde las medianas de las dos componentes de la distribución bimodal de planetas de campo.

<sup>1</sup><http://exoplanet.eu/>

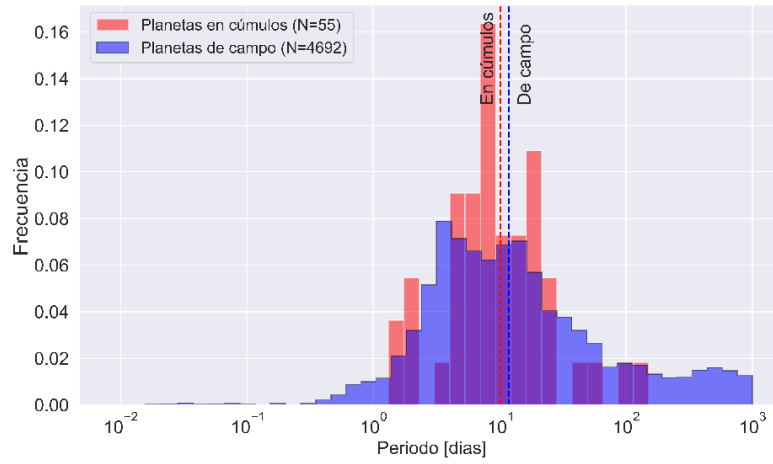


Figura 2: Histograma de los períodos de planetas en cúmulos y de campo. Se indican las medianas.

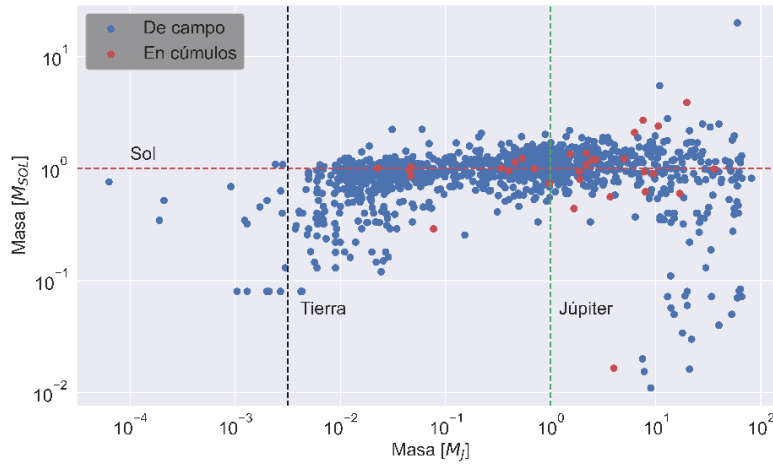


Figura 3: Masas planetarias vs. masa de estrellas en cúmulos y de campo.

Tabla 1: Medianas y valores del parámetro  $p$ .

Parámetro	En cúmulos: Mediana	De campo: Mediana	Parámetro $p$	Figura No.
Radio ( $R_J$ )	0.28	0.18 ( $R < 0.5 R_J$ ) 1.14 ( $R > 0.5 R_J$ )	0.0004	1
Período (días)	10.13	11.89	0.3974	2



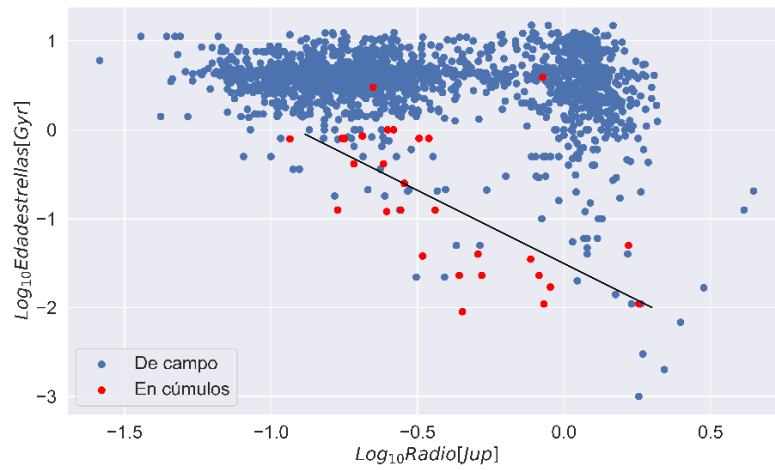


Figura 4: Log Radio vs. log Edad de las estrellas. Ajuste lineal para los planetas en estrellas de cúmulos.

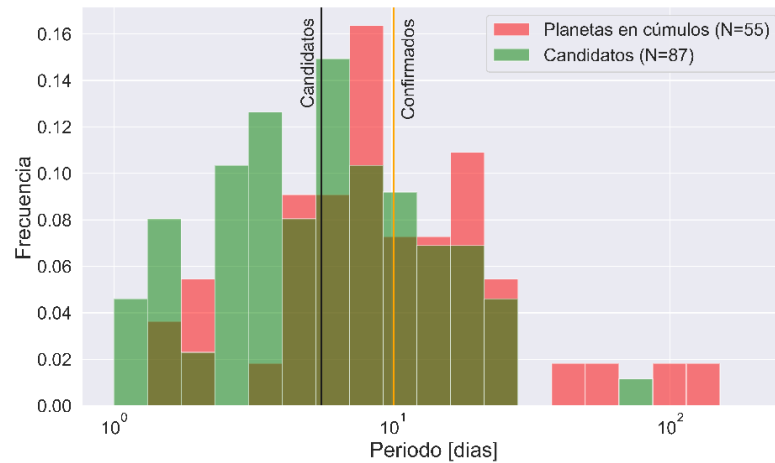


Figura 5: Histograma de los períodos de planetas confirmados y candidatos en cúmulos. Se indican las medianas.

### 3. Resultados

- ★ En la Figura 1 se puede ver que la distribución de los radios de planetas de campo es bimodal. Se estableció arbitrariamente una separación en 0.5 radios de Júpiter y se determinaron las medianas de cada mitad de la distribución que se listan en la Tabla 1. La distribución de los radios de los planetas en cúmulos también parecería ser bimodal. Sin embargo, es necesario incrementar el número de objetos en esta última muestra antes de obtener un resultado más sólido.
- ★ De la Figura 2 y de la Tabla 1 se observa que los histogramas de los períodos de planetas de campo y de cúmulo son similares.

- ★ En la Figura 3 (masa planetaria vs masa estelar), parecería indicar rangos de valores similares para los planetas en estrellas de campo como aquellos en estrellas de cúmulos. Sin embargo, nuevamente, el número relativamente pequeño de planetas en cúmulos impide realizar una aseveración más concluyente.
- ★ La Figura 4 (radio planetario en función de la edad estelar) muestra que los radios de planetas en cúmulos disminuyen conforme la edad estelar se incrementa. La regresión lineal en la mencionada figura estaría sugiriendo que a medida que el sistema estrella+planeta evoluciona, este último se contrae (Nardiello *et al.* 2020).

En la Figura 5 se muestra el histograma de los periodos de los planetas confirmados en cúmulos y aquellos candidatos ( $N = 87$ ) recientemente detectados por la misión TESS (Ricker 2015). Los valores de las medianas son: 10.1 días para confirmados y 5.6 días para candidatos. Si bien el test KS arroja un valor para el parámetro  $p$  de 0.0003 y, por lo tanto, las distribuciones son estadísticamente diferentes, los histogramas se superponen en un rango amplio, sugiriendo que al menos una fracción significativa de estos candidatos serían planetas reales. La confirmación de estos candidatos permitiría incrementar el número de objetos de las muestras analizadas en las Figuras 1 a 4 y obtener conclusiones estadísticamente más significativas.

#### 4. Conclusión

Los exoplanetas en cúmulos parecen reproducir la distribución bimodal en radios de los planetas en estrellas de campo. Las distribuciones de periodos son similares en ambos casos. El rango de las masas de las estrellas con planetas de cúmulos y de las propias masas planetarias coinciden. Los radios de los planetas en estrellas de cúmulo disminuyen conforme aumenta la edad estelar. Estos resultados iniciales podrán ser confirmados en la medida que se incremente el número de planetas en cúmulos. Si bien la distribución de los periodos de los planetas candidatos determinados por TESS es estadísticamente diferente de aquella de los planetas confirmados en cúmulos, ambas distribuciones se superpone en un amplio rango, lo cual sugiere que una fracción significativa de candidatos podrá ser efectivamente validada permitiendo mejorar el análisis aquí presentado en un futuro próximo.

#### Referencias

- Ciardi D. R., Crossfield I. J. M., Feinstein A. D. et al. 2018, AJ 155:10  
 Nardiello D., Deleuil M., Mantovan G. et al. 2020, MNRAS 505:3767  
 Obermeier C., Henning T., Schlieder J. E. et al. 2016, AJ 152:223  
 Quinn S. N., White R. J., Latham D. W. et al. 2014, AJ 787:27  
 Ricker G. R. et al., 2015, J. Astron. Telesc. Instrum. Syst., 1, 014003  
 Thao, P. C., Mann, A. W., Johnson, M. C. et al. 2020, AJ 159:32

## **Poblaciones estelares y agrupaciones jóvenes en galaxias cercanas**

G. Baume<sup>1,2</sup>, M.J. Rodríguez<sup>2</sup>, C. Feinstein<sup>1,2</sup>

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

(2) *Instituto de Astrofísica de La Plata, CONICET-UNLP*

**Resumen.** Se ha realizado un estudio de las poblaciones estelares en galaxias cercanas. En el análisis se han utilizado datos fotométricos multi-banda con alta resolución espacial y se han aplicado diferentes técnicas de aprendizaje automático. Estas técnicas fueron mejoradas respecto a una versión anterior. Ellas permitieron reconocer distintas poblaciones estelares e identificar los grupos de estrellas en la población más azul y brillante de cada una de las galaxias estudiadas. En cada caso se ha evaluado la eficiencia de los algoritmos usados. Los resultados obtenidos se emplearon para caracterizar la distribución espacial de las poblaciones estelares. Estas distribuciones se compararon con estructuras fractales. Se confirmó entonces que las poblaciones más jóvenes se caracterizan por una estructura jerárquica, mientras que las poblaciones más evolucionadas lo hacen con distribuciones homogéneas.

**Abstract.** A study of stellar populations in nearby galaxies has been carried out. In the analysis, multi-band photometric data with high spatial resolution have been used and different machine learning techniques have been applied. These techniques were improved compared to a previous version. They made it possible to recognize different stellar populations and to identify the groups of stars in the bluest and brightest population of each of the studied galaxies. In each case, the efficiency of the used algorithms has been evaluated. The results obtained were used to characterize the spatial distribution of the stellar populations. These distributions were compared to fractal structures. It was then confirmed that the youngest populations are characterized by a hierarchical structure, while the most evolved ones do so with homogeneous distributions.

### **1. Introducción**

Las galaxias se encuentran formadas por diversas poblaciones estelares. Estas poblaciones permiten conocer la historia de la formación estelar (SFH) en las galaxias correspondientes. Por otro lado, las múltiples observaciones del Telescopio Espacial Hubble (HST) han generado una importante base de datos que incluye fotometría multi-banda (Dalcanton et al. 2009; Lee et al. 2014). La alta resolución espacial del HST permite detectar las componentes estelares en galaxias cercanas. De esta forma, los diagramas fotométricos son una herramienta relevante para identificar diferentes poblaciones estelares. Pero la separación de dichas poblaciones es una tarea compleja que requiere metodologías especiales.

Actualmente, se encuentran accesibles diversos métodos de aprendizaje automático no supervisado que permiten agrupar datos en función de sus características comunes (*clustering*). El presente trabajo es una evolución del presentado por Baume (2021), habiendo realizado en esta oportunidad una mejora en la aplicación de dichos métodos de *clustering* (ver detalles en Battinelli 2000, Pedregosa 2011 y McInnes 2017). La nueva metodología se ha aplicado en las galaxias cercanas NGC 1313 y NGC 7793 cuyas características principales se presentan en la Tabla 1.

Tabla 1: Características de los datos y de las galaxias estudiadas.

	NGC 1313	NGC 7793	Referencias
Bandas fotométricas	F275W F336W F435W F555W F814W	F275W F336W F438W F555W F814W	
Morfología	SB(s)d	SA(s)d	NED
Distancia	4.2 Mpc	3.4 Mpc	NED
$A_V$	0.29	0.05	NED
Tamaño angular	$9.1' \times 7.1'$	$6' \times 5'$	NED
Ángulo de posición	$23.4^\circ$	$94.5^\circ$	LEDA
Inclinación	$34.8^\circ$	$63.5^\circ$	LEDA

## 2. Metodología

Para el análisis de los datos, primero se realizó la separación de las diferentes poblaciones estelares, luego se efectuaron los respectivos estudios fractales y finalmente se identificaron las agrupaciones estelares de la población más azul y brillante. A continuación se detallan estas etapas.

### 2.1. Separación de poblaciones estelares

En primer lugar, se obtuvieron los diagramas color-magnitud (CMD) y diagramas color-color (TCD) de las galaxias NGC 1313 y NGC 7793 a partir de observaciones multi-banda del HST (ver Tabla 1). Posteriormente, para cada galaxia se seleccionaron los objetos más brillantes ( $F555W < 25$ ) y con información en todas las otras bandas. Luego, ellos se dividieron de acuerdo con sus brillos, realizando un agrupamiento (*binning*) en la banda F555W con intervalos de 0.25 mag. A continuación se identificaron diferentes componentes estelares en cada intervalo (*bin*) usando el *Gaussian mixture method* (GMM) sobre los TCD correspondientes (ver Figura 1). Se agruparon entonces las diferentes componentes gaussianas que surgen de GMM. En este procedimiento se aplicó el método *Agglomerative clustering* (AgC) sobre los correspondientes centros gaussianos en el espacio de características (magnitudes F555W y colores fotométricos). Cada grupo obtenido se vinculó con una población estelar diferente. A continuación, la clasificación obtenida anteriormente (para datos con información en todas las bandas) se extendió a todos los datos utilizando una *Artificial Neural Network* (ANN) donde los datos ya clasificados fueron empleados para su entrenamiento.

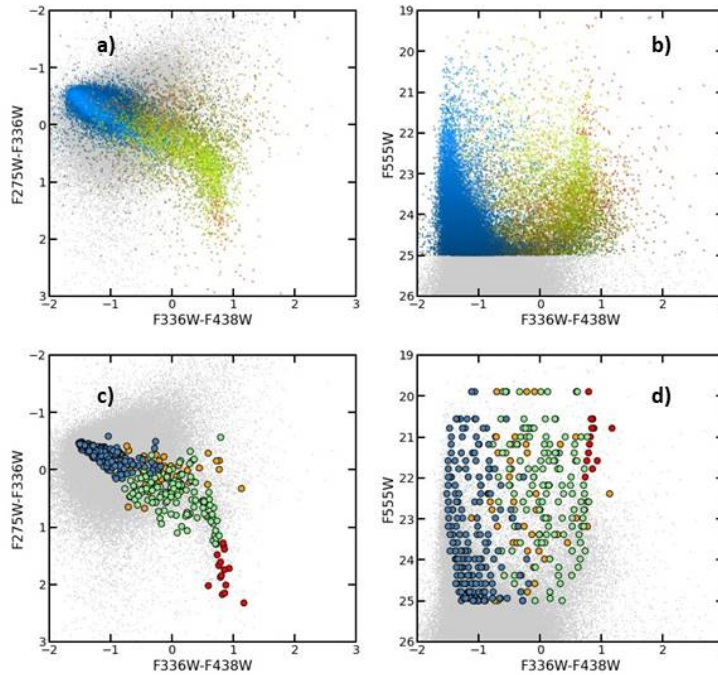


Figura 1: Diagramas fotométricos de la población estelar en NGC 1793. Los paneles a) y b) presentan los diagramas obtenidos de las observaciones, mientras que los paneles c) y d) son una simplificación de ellos en base al uso de GMM, donde los símbolos indican los centros de las diferentes componentes gaussianas. Los colores en todos los diagramas indican las diferentes poblaciones identificadas con el método AgC. En particular, los símbolos azules se adoptan como representantes de la población joven.

## 2.2. Análisis fractal

En esta etapa se construyó el mapa de densidad estelar de cada población de cada galaxia utilizando el método *Kernel density estimation* (KDE) utilizando un *kernel* gaussiano (ver Figura 2a). De esta forma, se identificaron diferentes estructuras anidadas utilizando dendrogramas (ver Figura 2b).

Luego se estimó la dimensión fractal ( $D_P$ ) de la población joven aplicando el método *Perímetro-Área* (ver Figura 2c, Mandelbrot 1982, Rodríguez 2019) sobre cada uno de los mapas de densidad estelar de cada población estelar y de cada galaxia. Para ambas galaxias se obtuvieron valores de dimensiones fractales compatibles con una estructura fractal para la población más joven (símbolos azules en las Figuras 1 y 3). Sin embargo, no fue posible obtener valores confiables para las poblaciones más evolucionadas (símbolos naranjas y rojos en la Figura 1).

## 2.3. Identificación de agrupaciones estelares jóvenes

Se aplicaron los métodos de agrupamiento *Hierarchical Density based spatial clustering of applications with noise* (HDBSCAN) y *Path linkage criterion* (PLC) sobre la distribución espacial de las poblaciones más jóvenes de las galaxias estu-

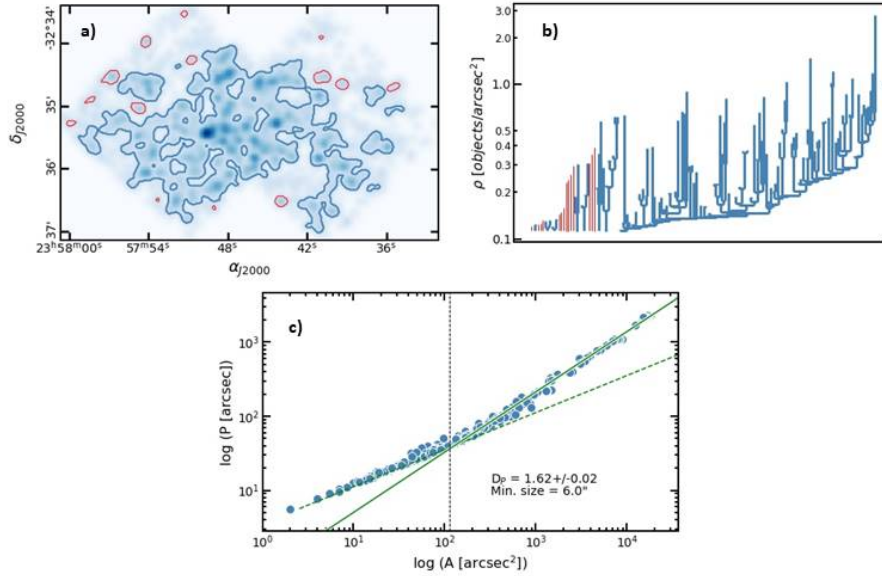


Figura 2: Población joven de NGC 7793. a) Mapa de densidad estelar. b) Dendrograma de las diferentes estructuras. c) Método perímetro-área para estimar la dimensión fractal ( $D_P$ ). Los colores azul y rojo en los paneles a) y b) identifican, respectivamente, las estructuras jerárquicas y las que no lo son.

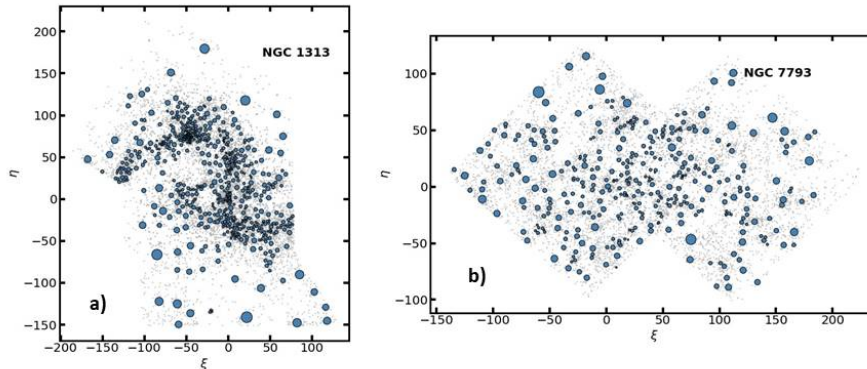


Figura 3: Identificación espacial de agrupaciones estelares jóvenes (YSG, círculos azules) en las galaxias NGC 1313 (panel a) y NGC 7793 (panel b) utilizando en ambos casos el método HDBSCAN. El tamaño de los símbolos es proporcional al de las agrupaciones.

diadas (ver Figura 3). Los parámetros más relevantes de las agrupaciones jóvenes se presentan en la Tabla 2. En general, se encontró que ambos métodos de agrupamiento identificaron agrupaciones estelares vinculadas con sobre-densidades estelares. En particular, el método HDBSCAN proporcionó grupos estelares con una gama más amplia de tamaños y densidades estelares que el método PLC. Por otro lado, ambos métodos de agrupamiento revelaron índices Silhouette (Rousseeuw 1987) con valores aceptables (mayores que cero; ver Tabla 2).

### 3. Conclusiones preliminares

Se aplicó una metodología mejorada de distintos algoritmos de aprendizaje automático no supervisado sobre un conjunto de datos fotométricos con alta resolución espacial. De esta forma, se pudieron discriminar las diferentes poblaciones estelares de un par de galaxias cercanas. Adicionalmente, mediante los métodos de agrupamiento HDBSCAN y PLC se identificaron y se encontraron los principales parámetros de los grupos estelares asociados a las poblaciones más jóvenes de cada galaxia.

La evaluación de las correspondientes estructuras de las distintas poblaciones estelares indica que aquellas más jóvenes tienen estructuras compatibles con un comportamiento fractal, mientras que las poblaciones rojas son homogéneas excepto por fluctuaciones a gran escala.

Tabla 2: Parámetros obtenidos con los diferentes métodos de agrupamiento aplicados sobre la distribución espacial de la población joven de las dos galaxias estudiadas.

Parámetro	NGC 1313 ( $D_P = 1.38 \pm 0.02$ )		NGC 7793 ( $D_P = 1.62 \pm 0.02$ )	
	PLC	HDBSCAN	PLC	HDBSCAN
$N_{\text{CL}}$	865	727	1125	379
$\langle R \rangle$	0.6''	1.2''	2.0''	2.3''
$\sigma_R$	0.4''	1.0''	0.9''	1.6''
Silhouette	0.45	0.55	0.47	0.57

Nota:  $N_{\text{CL}}$  es la cantidad de cúmulos identificados;  $\langle R \rangle$  y  $\sigma_R$  son, respectivamente el valor medio y la dispersión de los radios angulares de los cúmulos.

**Agradecimientos.** Trabajo parcialmente financiado por los PIPs 112-201701-00015, 112-201701-00055 de CONICET, y los Programas de Incentivos 11/G158, 11/G168 de la UNLP. El estudio se ha basado en observaciones obtenidas del *Hubble Legacy Archive* (HLA), que es una colaboración entre el STScI (NASA), la ST-ECF (ESA) y el CADC (NRC - CSA).

### Referencias

- Battinelli P., et al., 2000, *A&A*, 357, 437  
 Baume G., et al., 2021, *BAAA*, 62, 116  
 Dalcanton J. J., et al., 2009, *ApJS*, 183, 67  
 Lee J. C., et al., 2014, *AAS Meeting Abstracts*, 223, 217.01  
 Mandelbrot B. B., 1982, *The fractal geometry of nature*, WH freeman New York  
 McInnes L., Healy J., Astels S., 2017, *Journal of Open Source Software*, 2, 11  
 Pedregosa F., et al., 2011, *Journal of Machine Learning Research*, 12, 2825  
 Rodríguez M. J., Baume G., Feinstein C., 2019, *A&A*, 626, A35  
 Rousseeuw P., 1987, *Journal of Computational and Applied Mathematics*, 1, 53

## Estudiando la cinemática y las poblaciones estelares de la galaxia enana CGCG014-074

N. Guevara<sup>1</sup>, C.G. Escudero<sup>1,2</sup>, F.R. Faifer<sup>1,2</sup>

(1) Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas - UNLP

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

**Resumen.** Presentamos un estudio fotométrico y espectroscópico de la galaxia enana de tipo temprano CGCG014-074 ubicada en un entorno de baja densidad. El análisis fotométrico muestra variaciones significativas en sus parámetros isofotales. Por su parte, el análisis espectroscópico revela la presencia de, al menos, dos poblaciones estelares diferentes en edad y metalicidad. Estas características sugerirían una posible interacción con su galaxia compañera NGC 4546 en el pasado reciente.

**Abstract.** We present a photometric and spectroscopic study of the early-type dwarf galaxy CGCG014-074 located in a low-density environment. The photometric analysis shows significant variations in its isophotal parameters. For its part, the spectroscopic analysis reveals the presence of at least two stellar populations different in age and metallicity. These features would suggest a possible interaction with its companion galaxy NGC 4546 in the recent past.

### 1. Introducción

Las galaxias enanas de tipo temprano (dE, dS0) son el tipo de objetos más común en los cúmulos y grupos de galaxias cercanos. De acuerdo con la teoría jerárquica de formación y evolución de las estructuras a gran escala del Universo, las mismas serían además los bloques básicos a partir de los cuales se ensamblaron las galaxias brillantes que observamos hoy. En particular, los escenarios de formación para dE y dS0 se enfocan principalmente en la transformación de galaxias de tipo tardío en objetos de tipo temprano a través de diferentes procesos (p. ej., interacciones, fusiones), incluidos los efectos ambientales en entornos de alta densidad (*ram-pressure stripping*, *harassment*, etc). Sin embargo, aún no está claro si estos mecanismos serían relevantes en entornos de baja densidad, como son los grupos pobres y el campo. En este sentido, analizar tanto la cinemática interna como las poblaciones estelares de las galaxias nos puede brindar pistas tanto de los fenómenos violentos que pudieron haber sufrido como así también acerca de su historia de formación estelar. En este trabajo, presentamos un estudio fotométrico y espectroscópico de la galaxia dS0 CGCG014-074 la cual forma un pequeño grupo con NGC 4546, una galaxia lenticular (S0) ubicada en un entorno de baja densidad. El análisis preliminar que aquí se presenta, forma parte de un estudio más amplio realizado por el grupo de investigación SEECC<sup>1</sup>.

---

<sup>1</sup><http://seecc.fcaglp.unlp.edu.ar/index.html>



## 2. Datos y Análisis Fotométrico

Los datos fotométricos utilizados fueron obtenidos con el instrumento GMOS del telescopio Gemini Sur, en los filtros  $g'$ ,  $r'$ ,  $i'$ ,  $z'$ . En la Tabla 1 se presentan algunos datos relevantes de CGCG014-074 y su compañera dominante NGC 4546.

Tabla 1: Propiedades de CGCG014-074 y NGC 4546 obtenidas de la literatura. Módulo de distancia adoptado para el grupo:  $(m - M)_0 = 30.73 \pm 0.14$  ( $14.0 \pm 0.9$  Mpc; Tully *et al.* 2013). La escala espacial asociada es de 1 seg. de arco = 67 pc. Los valores de  $V_{\text{hel}}$  de CGCG014-074 y NGC 4546 se obtuvieron de Colless *et al.* (2003) y Cappellari *et al.* (2011), respectivamente.

Propiedad	CGCG014-074	NGC 4546	unidades
$\alpha$	12:35:50.95	12:35:29.5	h:m:s (J2000)
$\delta$	-03:45:58.5	-03:47:35.5	d:m:s (J2000)
Type	dS0 edge-on	SB0 <sup>-</sup> (s)	-
$V_{\text{T}}^0$	-	$10.57 \pm 0.01$	mag
$R_{\text{eff}}$	-	22.23	arcsec
$V_{\text{hel}}$	$998 \pm 54$	$1057 \pm 5$	km s <sup>-1</sup>

Se estudió la distribución de brillo superficial de la galaxia enana usando la tarea ELLIPSE del *software* IRAF, y se obtuvo la variación de los parámetros isofotales (elipticidad ( $\epsilon$ ), ángulo de posición (AP) y coeficiente de Fourier  $B_4$ ) en función del radio equivalente ( $r_{\text{eq}} = a\sqrt{1 - \epsilon}$ ; siendo  $a$  el semieje mayor de las elipses). La Figura 1 (panel superior) muestra la variación de estos parámetros solo para el caso del filtro  $g'$  (el resto de los filtros presentan resultados similares). En la misma se observa que la  $\epsilon$  y el AP (medido del norte al este) cambian drásticamente en la región central ( $r_{\text{eq}} < 0.05$  arcmin; 0.2 kpc). Además, ambos parámetros muestran una variación significativa en  $r_{\text{eq}} < 1$  arcmin ( $< 4$  kpc), con  $\epsilon$  disminuyendo de 0.6 a 0.3 y AP variando  $\sim 13^\circ$ . En el caso del coeficiente de Fourier  $B_4$ , el mismo pasa de valores positivos (isofotas tipo disco) a negativos (isofotas tipo caja) a partir de  $r_{\text{eq}} \sim 0.4$  arcmin ( $\sim 1.6$  kpc). Por otro lado, el perfil de brillo superficial (panel inferior de la Figura 1) muestra que la distribución de luz en esta galaxia tiene varias componentes. Encontramos que se obtiene un buen modelo del mismo ajustando tres funciones paramétricas (perfil Gaussiano para el centro y dos perfiles de Sérsic para las componentes más externas) al perfil unidimensional en la banda  $g'$ . La Tabla 2 muestra los valores obtenidos durante el ajuste para las diferentes componentes.

## 3. Datos y Análisis Espectroscópico

Se utilizó el instrumento GMOS en modo ranura larga para obtener datos espectroscópicos de CGCG014-074 a lo largo de su semieje mayor (AP =  $48^\circ$ ). Los mismos se obtuvieron con la red B1200 a través de una ranura de 1 seg de arco y con un *binning* de  $2 \times 2$ . Esta configuración instrumental proporciona una resolución espectral de  $\sim 1.9 \text{ \AA}$ . Para este trabajo se extrajeron tres espectros a

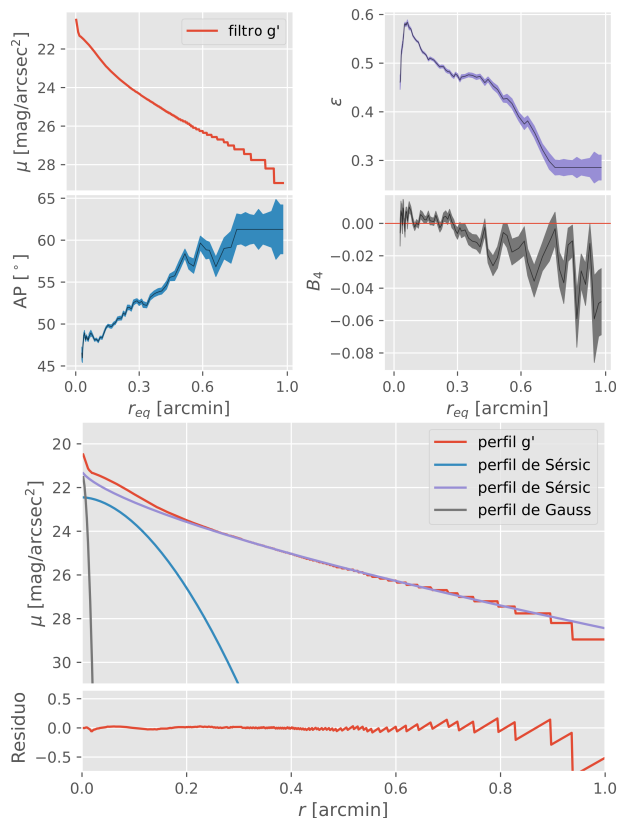


Figura 1: *Superior*: Parámetros de ELLIPSE para el filtro  $g'$  en función del radio equivalente ( $r_{eq}$ ). De izquierda a derecha y de arriba hacia abajo: brillo superficial ( $\mu$ ), elipticidad ( $\epsilon$ ), ángulo de posición (AP) y coeficiente de Fourier ( $B_4$ ). *Inferior*: Perfil de brillo superficial en la banda  $g'$ , junto con las componentes incluidas en el modelo, y el residuo de la resta de dicho modelo.

Tabla 2: Parámetros obtenidos para las diferentes componentes ajustadas sobre el perfil de brillo superficial en el filtro  $g'$ .

Filtro	Modelo	$\mu_{eff}$ (mag arcsec $^{-2}$ )	$R_{eff}$ (arcsec/kpc)	$n$	$\sigma$ (arcsec/kpc)
$g'$	Gaussiano	21.4	–	–	0.29/0.02
	Sérsic	23.3	5.0/0.33	0.55	–
	Sérsic	23.9	15.1/1.01	1.42	–

lo largo de la ranura (regiones 1, 2 y 3 en la Figura 2), cada uno con relación señal-ruido  $S/N > 8$  por pixel.

Se determinaron las velocidades radiales y parámetros de poblaciones estelares mediante la técnica de ajuste espectral completo utilizando el código pPXF (Cappellari 2017), en conjunto con la librería de modelos MILES (Vazdekis et al. 2015; modelos BaseFe,  $-2.27 < [Z/H] < +0.4$  dex,  $1.0 < \text{edades} < 14.0 \times 10^9$

años). La Figura 3 muestra las poblaciones estelares (edad y  $[Z/H]$ ) pesadas en masa para las tres regiones analizadas. Los valores de velocidad radial obtenidos para las regiones 1, 2 y 3 resultaron ser  $1002 \pm 7$ ,  $986 \pm 9$  y  $1016 \pm 9$  km s<sup>-1</sup>, respectivamente, indicando claramente signos de rotación en CGCG014-074. El análisis de las poblaciones estelares muestra la clara presencia en las tres regiones de una población con edad  $\sim 8.5 \times 10^9$  años y metalicidad  $[Z/H] = -1.0$  dex, y la contribución de una población pesada en masa menos significativa pero con una edad más joven ( $\sim 4 \times 10^9$  años) y de mayor metalicidad ( $[Z/H] = -0.2$  dex).

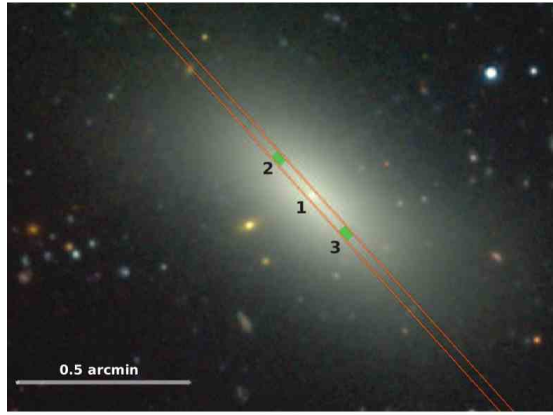


Figura 2: Posición de la ranura y regiones donde se extrajeron los espectros analizados.

#### 4. Resultados

El análisis presentado aquí indica que CGCG014-074 es una galaxia dS0 nucleada (dS0,N). A partir del análisis fotométrico, se obtuvieron variaciones significativas del AP y elipticidad ( $\Delta AP = 13^\circ$  y  $\Delta \epsilon = 0.3$ ) dentro de  $0.05 < r_{\text{eq}} < 0.7$  arcmin ( $0.2 < r_{\text{eq}} < 2.8$  kpc), indicando que la luz de la enana tiende a orientarse hacia la galaxia dominante del grupo (NGC 4546) a medida que aumenta el radio de la misma. Además, en el mismo intervalo radial, vemos el cambio de isofotas tipo disco a caja, en aproximadamente  $r_{\text{eq}} \sim 0.4$  arcmin ( $\sim 1.6$  kpc). La presencia de isofotas tipo caja generalmente se encuentran asociadas a posibles eventos de interacciones y/o fusiones (Kormendy & Bender 1996). Por su parte, el análisis espectroscópico en tres regiones diferentes revela signos de rotación en CGCG014-074, mientras que el estudio de sus poblaciones estelares indica la presencia de al menos dos poblaciones diferentes en edad ( $\sim 8.5 \times 10^9$  y  $\sim 4 \times 10^9$  años) y metalicidad ( $[Z/H] = -1.0$  y  $[Z/H] = -0.2$  dex). Estas características mostradas por CGCG014-074 sugerirían una posible interacción con probablemente su compañera NGC 4546 en el pasado reciente. Sin embargo, no puede descartarse la posibilidad de que la apariencia actual y las propiedades mostradas por CGCG014-074 sea el resultado de la fusión de dos galaxias de disco, donde el gas de las mismas fue impulsado hacia el centro, formando el disco interno, mientras que las estrellas a grandes radios galactocéntricos ex-

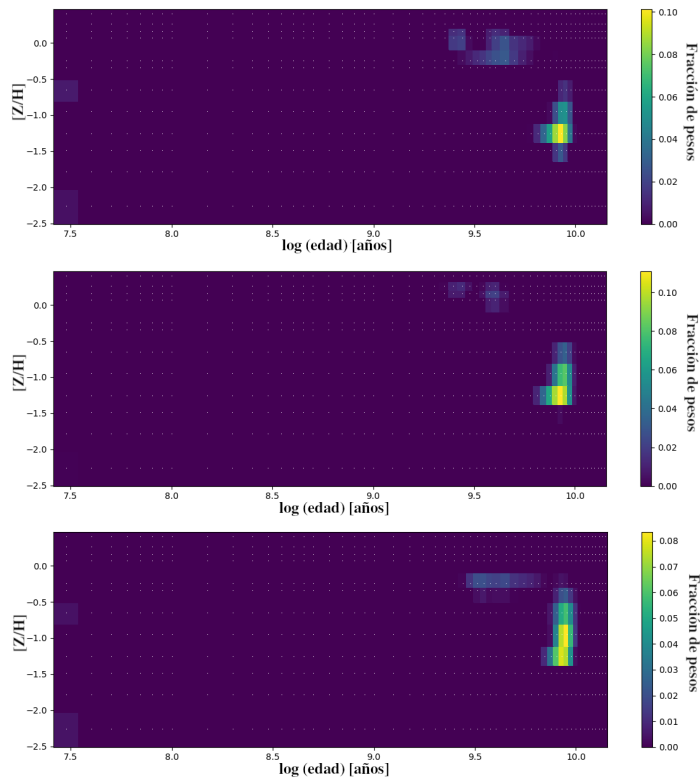


Figura 3: Poblaciones estelares pesadas en masa del núcleo (panel superior), y de las regiones 2 y 3 ubicadas a 10 segundos de arco del centro (panel central e inferior, respectivamente).

perimentaron un evento de fusión no disipativo dando lugar a las isofotas tipo caja.

## Referencias

- Cappellari M., *et al.* 2011, MNRAS, 413, 813  
 Cappellari M., 2017, MNRAS, 466, 798  
 Colless M., *et al.* 2003, astro.ph, 6581  
 Kormendy J., Bender R., 1996, ApJ, 464, 119  
 Vazdekis A., *et al.* 2015, MNRAS, 449, 1177  
 Tully R., *et al.* 2013, AJ, 146, 86

## Espectroscopía en el cúmulo abierto NGC 6834

M. Ruiz Diaz<sup>1</sup>, Y.J. Aidelman<sup>1,2</sup>, G. Baume<sup>1,2</sup>

(1) Instituto de Astrofísica de La Plata (CONICET-UNLP)

(2) Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas - UNLP

**Resumen.** Los cúmulos abiertos son objetos ideales para estudiar estrellas masivas y de masa intermedia. En particular NGC 6834 es un objeto muy estudiado, sin embargo no hay muchas determinaciones de tipos espectrales de sus estrellas miembro. Con el fin de realizar una clasificación espectral y derivar los parámetros estelares fundamentales, hemos trabajado con espectros, adquiridos por el observatorio Gemini Norte, con el instrumento GMOS en modo máscara. Se determinaron los parámetros fundamentales de 36 estrellas observadas en la región de NGC 6834. Cabe destacar que para la mayoría de estas estrellas es la primera vez que se les determinó su clasificación espectral, temperatura efectiva, gravedad superficial y magnitudes absolutas visual y bolométrica.

**Abstract.** Open clusters are ideal objects for the study of massive and intermediate-mass stars. In particular NGC 6834 is a well-studied object, however there are not many spectral type determinations of its member stars. To perform a spectral classification and derive the fundamental stellar parameters, we have worked with spectra acquired by the Gemini North Observatory with the GMOS instrument in mask mode. The fundamental parameters of 36 stars observed in the region of NGC 6834 were determined. It is noteworthy that for most of these stars it is the first time that their spectral classification, effective temperature, surface gravity, and visual and bolometric absolute magnitudes have been determined.

### 1. Introducción

Se puede considerar que las estrellas de un dado cúmulo son aproximadamente coetáneas y que comparten la misma composición química. Aunque ellas pueden tener distintas masas, velocidades de rotación y luminosidades. Por este motivo los cúmulos abiertos permiten analizar de forma más simple aquellas estrellas que tienen características en común, por ejemplo, la población de estrellas B (Baume *et al.*, 2011, Aidelman *et al.* 2018).

En este contexto, estamos llevando a cabo un estudio fotométrico y espectroscópico del cúmulo NGC 6834 ( $\alpha_{J2000} = 19^h 52^m 12.48^s$ ,  $\delta_{J2000} = +29^\circ 23' 56.4''$ ) utilizando datos adquiridos con GMOS en GEMINI norte en el año 2012. Con el objetivo de contribuir a ampliar el conocimiento de características globales y particulares tanto de los cúmulos abiertos como de la población de estrellas de tipo espectral B.

En una primera etapa realizamos el análisis de los datos fotométricos, a partir de los cuales se estimaron una distancia de  $3.33 \pm 0.57$  kpc y un exceso de color  $E(B - V) = 0.66$  mag (Ruiz Diaz *et al.*, 2021).

En este trabajo presentamos los primeros resultados del análisis de 36 espectros correspondientes a estrellas ubicadas en la región de NGC 6834.

## 2. Observaciones y metodología

Se obtuvieron los espectros de 36 estrellas en la noche del 14/06/2012 con el instrumento GMOS en modo multiobjeto. Se utilizó la red de dispersión B600 centrada en  $4000 \text{ \AA}$  y ranuras rectangulares de  $1''$  de ancho, con un *binning* de  $2 \times 2$ . En términos generales el rango en longitud de onda cubierto es de  $3800\text{--}5000 \text{ \AA}$ , con una resolución  $R \sim 1100$ . Los rangos espectrales pueden variar levemente entre los diferentes espectros dependiendo de la posición de la ranura sobre la máscara.

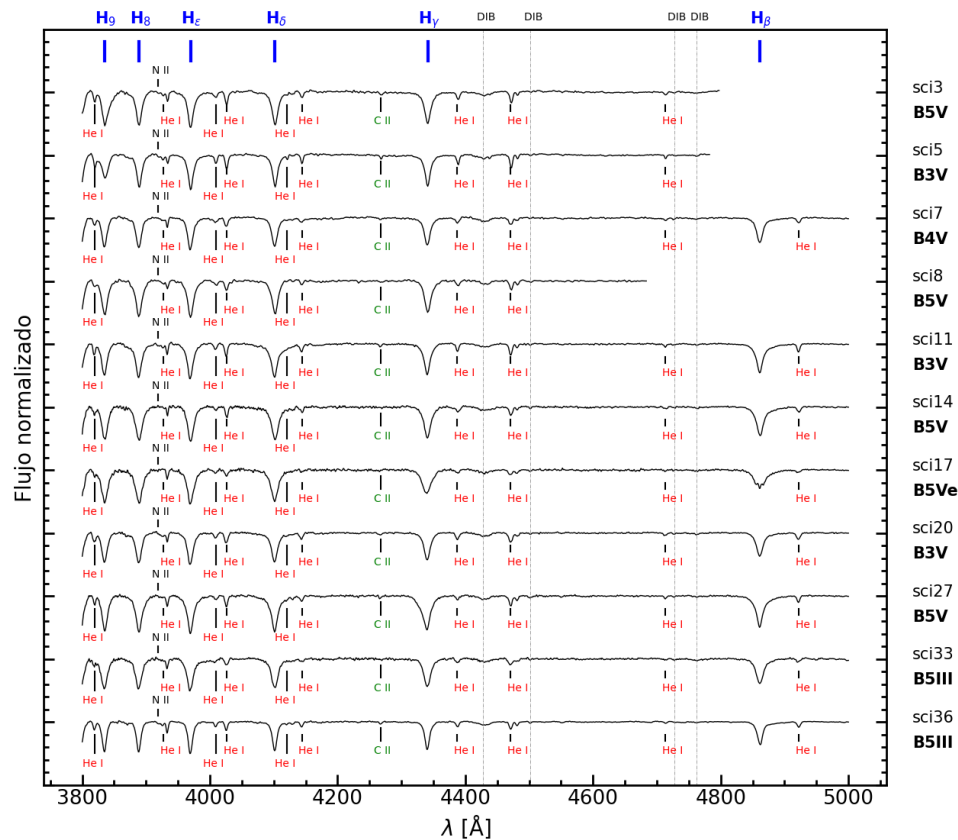


Figura 1: Espectros de las estrellas clasificadas con tipos espectrales de B3 a B5.

La reducción de los espectros fue realizada usando los paquetes GEMINI y GMOS de IRAF v2.16. Las observaciones fueron corregidas por *overscan*, *bias* y *flat-field*, y fueron calibradas en longitud de onda y en flujo.

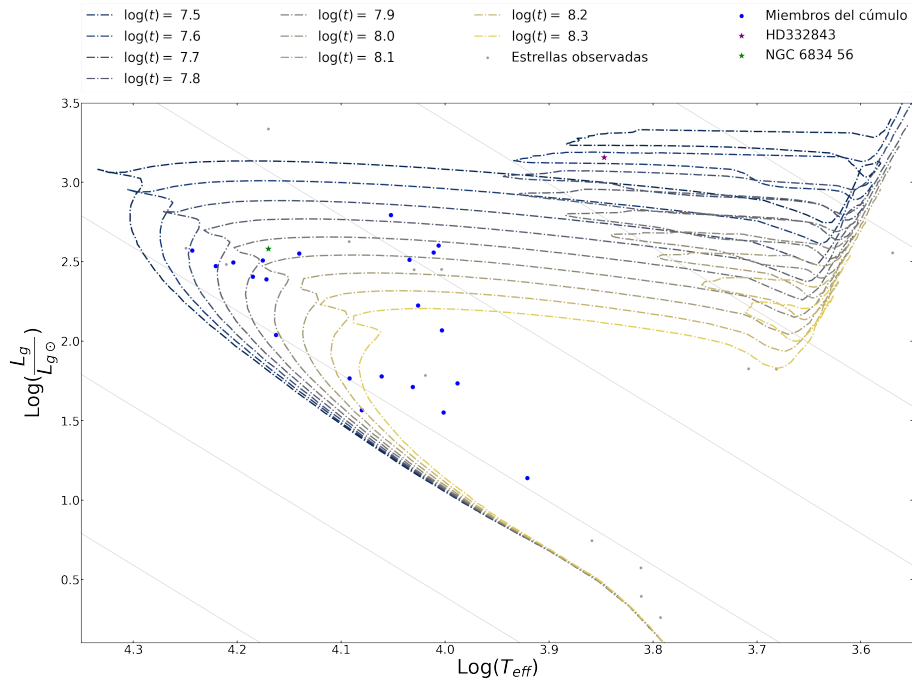


Figura 2: Diagrama HR espectroscópico. En el eje vertical se grafican las luminosidades pesadas por gravedad de cada estrella respecto a la del Sol,  $\log(L_g/L_{g\odot}) = \log(T_{\text{eff}}^4/g) - \log(L_{g\odot}^4)$ . Los símbolos azules y grises distinguen a las estrellas pertenecientes al cúmulo de las que no, respectivamente (Cantat-Gaudin *et al.*, 2018). Las isocronas corresponden a metalicidad solar y fracción de rotación  $v_{\text{ini}}/v_{\text{crit}} = 0.4$  para la ZAMS (Ekström *et al.*, 2012).

## 2.1. Parámetros fundamentales

A partir de los espectros estelares se obtuvieron los parámetros fundamentales. Esto es: tipo espectral y clase de luminosidad, temperatura efectiva ( $T_{\text{eff}}$ ), logaritmo de gravedad superficial ( $\log g$ ), magnitud absoluta visual ( $M_V$ ), corrección bolométrica (CB) e índice de color intrínseco ( $B - V$ )<sub>0</sub>. Estos datos permitieron estimar el exceso de color  $E(B - V)$  para cada estrella.

Se realizó la clasificación espectral MK (Morgan *et al.*, 1943), a través de un análisis cualitativo del cociente de intensidades de líneas espectrales particulares siguiendo los criterios elaborados por Gray & Corbally (2009). En la Figura 1 se muestran las estrellas de tipos espectrales entre B3 y B5, y se indican las líneas utilizadas para su clasificación.

Para determinar  $T_{\text{eff}}$  y  $\log g$  se utilizó el programa ULYSS<sup>1</sup> (Koleva *et al.*, 2009), que compara con espectros de la librería Elodie 3.1 (Prugniel *et al.*, 2001).

Una vez determinados los tipos espectrales y  $T_{\text{eff}}$  para cada estrella, se calcularon los valores de  $M_V$  utilizando el trabajo de Wegner (2007). Mientras que para estimar la magnitud bolométrica se utilizó la CB de las tablas provistas por

<sup>1</sup><http://ulyss.univ-lyon1.fr/>

Tabla 1: Fotometría y parámetros fundamentales de las 36 estrellas observadas espectroscópicamente.

ID	$\alpha$ J2000.0	$\delta$ J2000.0	ID 2MASS	T.E.	$g'$	$T_{\text{eff}}$ [K]	$\log g$ [cm s $^{-2}$ ]	$M_V$	$(B - V)_0$	CB
sci1	19:52:05.98	+29:23:54.4	19520598+2923544	F0V	11.64	7225 $\pm$ 7	4.1 $\pm$ 0.01	2.23	0.3	0.03
sci2	19:52:06.27	+29:24:16.4	19520626+2924164	A0V	15.59	9732 $\pm$ 97	3.6 $\pm$ 0.1	0.69	-0.01	0.19
sci3	19:52:07.30	+29:27:49.8	19520729+2927498	B5V	13.12	16624 $\pm$ 86	3.8 $\pm$ 0.04	-1.21	-0.19	-1.48
sci4	19:52:07.54	+29:28:05.3	19520754+2928052	B9III	15.4	10618 $\pm$ 235	3.3 $\pm$ 0.2	-0.77	-0.06	-0.38
sci5	19:52:08.87	+29:27:52.7	19520886+2927526	B3V	12.62	17758 $\pm$ 87	3.8 $\pm$ 0.03	-1.68	-0.21	-1.63
sci6	19:52:08.16	+29:27:52.7	19520815+2927527	B9III	15.37	10256 $\pm$ 147	2.9 $\pm$ 0.07	-0.77	-0.04	-0.3
sci7	19:52:11.06	+29:23:52.5	19521105+2923525	B4V	12.61	15989 $\pm$ 83	3.7 $\pm$ 0.04	-1.28	-0.19	-1.39
sci8	19:52:09.33	+29:28:10.0	19520932+2928099	B5V	13.78	14983 $\pm$ 171	3.6 $\pm$ 0.08	-1.21	-0.17	-1.24
sci9	19:52:09.80	+29:23:59.2	19520980+2923592	B7V	14.96	12029 $\pm$ 72	4.1 $\pm$ 0.03	-0.67	-0.11	-0.69
sci10	19:52:10.14	+29:23:44.8	19521014+2923447	B9III	15.05	10147 $\pm$ 73	2.8 $\pm$ 0.03	-0.77	-0.04	-0.28
sci11	19:52:14.15	+29:23:58.5	19521415+2923585	B3V	12.78	16236 $\pm$ 69	3.7 $\pm$ 0.03	-1.68	-0.19	-1.42
sci12	19:52:11.60	+29:27:32.9	19521160+2927329	F6V	14.82	6484 $\pm$ 22	4.1 $\pm$ 0.05	3.15	0.38	0.03
sci13	19:52:12.40	+29:26:17.8	19521240+2926178	B9V	15.45	10451 $\pm$ 75	3.7 $\pm$ 0.09	0.1	-0.05	-0.35
sci14	19:52:13.49	+29:26:04.5	19521349+2926045	B5V	13.89	15313 $\pm$ 73	3.7 $\pm$ 0.04	-1.21	-0.18	-1.21
sci15	19:52:12.69	+29:24:55.1	19521268+2924550	B8V	15.28	11516 $\pm$ 74	3.9 $\pm$ 0.07	-0.49	-0.09	-0.58
sci16	19:52:15.64	+29:26:48.4	19521563+2926484	K2IV	14.74	4801 $\pm$ 17	2.3 $\pm$ 0.04	0.86	1.02	-0.41
sci17	19:52:15.10	+29:23:15.6	19521510+2923155	B5Ve	14.03	14545 $\pm$ 83	4.0 $\pm$ 0.03	-1.21	-0.17	-1.16
sci18	19:52:19.18	+29:27:27.2	19521918+2927272	M0III	13.77	3711 $\pm$ 3	1.1 $\pm$ 0.02	-0.94	1.62	-1.68
sci19	19:52:17.91	+29:25:47.6	19521790+2925476	F8III	13.05	6209 $\pm$ 10	4.3 $\pm$ 0.02	2.17	0.52	-0.02
sci20	19:52:18.88	+29:23:34.1	19521888+2923341	B3V	12.72	17516 $\pm$ 85	3.8 $\pm$ 0.03	-1.68	-0.21	-1.6
sci21	19:52:16.79	+29:27:39.9	19521678+2927399	B7V	13.82	13820 $\pm$ 185	3.4 $\pm$ 0.08	-0.67	-0.15	-1.04
sci22	19:52:16.01	+29:25:41.1	19521600+2925411	A0III	14.8	10711 $\pm$ 81	3.1 $\pm$ 0.04	-0.09	-0.06	-0.4
sci23	19:52:17.45	+29:23:34.3	19521744+2923342	A0V	15.34	10037 $\pm$ 62	3.8 $\pm$ 0.06	0.69	-0.03	-0.26
sci24	19:52:21.47	+29:24:53.1	19522146+2924530	G4III	11.76	5106 $\pm$ 15	2.4 $\pm$ 0.04	0.4	-0.87	-0.26
sci25	19:52:20.70	+29:28:10.3	19522069+2928103	A3III	15.85	8334 $\pm$ 143	3.9 $\pm$ 0.22	0.9	0.12	0.01
sci26	19:52:20.07	+29:25:15.5	19522007+2925154	B8V	15.22	11278 $\pm$ 95	2.8 $\pm$ 0.03	-0.49	-0.09	-0.53
sci27	19:52:20.99	+29:23:18.8	19522099+2923187	B5V	19.86	15313 $\pm$ 73	3.7 $\pm$ 0.04	-1.21	-0.18	-1.21
sci28	19:52:23.68	+29:25:23.3	19522368+2925233	B9III	14.53	10823 $\pm$ 80	3.0 $\pm$ 0.04	-0.77	-0.07	-0.39
sci29	19:52:22.98	+29:24:31.3	19522298+2924313	F6V	14.82	6477 $\pm$ 13	4.2 $\pm$ 0.02	3.15	0.45	0.0
sci30	19:52:24.36	+29:26:09.4	19522435+2926093	A0III	15.68	10077 $\pm$ 81	3.0 $\pm$ 0.04	-0.09	-0.03	-0.27
sci31	19:52:27.42	+29:25:53.0	19522742+2925530	B7III	14.74	12361 $\pm$ 77	4.0 $\pm$ 0.05	-1.19	-0.12	-0.76
sci32	19:52:25.63	+29:24:55.0	19522563+2924549	B7V	14.58	12373 $\pm$ 125	3.1 $\pm$ 0.05	-0.67	-0.12	-0.76
sci33	19:52:27.22	+29:24:19.8	19522722+2924198	B5III	13.37	14857 $\pm$ 73	3.7 $\pm$ 0.05	-1.48	-0.17	-1.22
sci34	19:52:25.25	+29:24:16.4	19522524+2924163	B9V	15.56	10749 $\pm$ 77	3.8 $\pm$ 0.08	0.1	-0.07	-0.41
sci35	19:52:26.18	+29:23:34.8	19522618+2923348	B9V	15.39	10072 $\pm$ 88	3.3 $\pm$ 0.09	0.1	-0.03	-0.26
sci36	19:52:28.25	+29:25:07.8	19522824+2925077	B5III	18.16	14796 $\pm$ 128	2.7 $\pm$ 0.02	-1.48	-0.17	-1.21

Flower (1996). Del mismo trabajo se tomaron los  $(B - V)_0$ . Estos resultados se presentan en la Tabla 1, junto a la identificación propia utilizada en este trabajo y la asignada por el relevamiento 2MASS, y la magnitud  $g'$  obtenidos con la metodología descrita por Ruiz Diaz *et al.* (2021).

Con los parámetros fundamentales calculados hemos construido un diagrama HR espectroscópico (sHR, Langer & Kudritzki, 2014) que se visualiza en la Figura 2. Para una mejor estimación de la edad se agregaron al diagrama las estrellas más brillantes pertenecientes a NGC 6834 que no fueron observadas en este trabajo: HD 332843, de tipo espectral F2Ib (Sowell, 1987), NGC 6834 56, clasificada como B5III (Turner, 1976).

### 3. Discusión y conclusiones

Los espectros de las estrellas de tipos espectrales mas tempranos pueden visualizarse en la Figura 1, donde también se indican las principales líneas que se usaron para la clasificación espectral y en líneas punteadas las correspondientes al medio interestelar (indicadas como DIB).



De estas 36 estrellas, encontramos sólo 2 con una clasificación espectral previa. Ellas son NGC 6834 23 (sci 20) y LS II +29 22 (sci 36) clasificadas como B5V (Hoag & Applequist, 1965) y B5III (Turner, 1976), respectivamente. Estos valores están de acuerdo con nuestros resultados. Para las restantes 34 estrellas sus parámetros fundamentales son determinados por primera vez en mi Tesis de Licenciatura (Ruiz Diaz, 2021).

Del diagrama sHR obtenemos una edad entre  $\sim 50$  Myr y  $\sim 80$  Myr, considerando la posición de HD 332843 y de las estrellas clasificadas como gigantes en la Tabla 1 pertenecientes al cúmulo. Esta amplitud en el rango de edad puede deberse a la incompletitud de la muestra de estrellas con clasificación espectral, por lo tanto es necesario agregar más estrellas para disminuir la dispersión. Aún así este último rango es más acotado que el obtenido anteriormente a partir de la fotometría (entre  $\sim 40$  Myr y  $\sim 126$  Myr, Ruiz Diaz *et al.* 2021), y es consistente con lo reportado en la literatura.

**Agradecimientos.** Trabajo parcialmente financiado por el PIP 112-201701-00055 de CONICET, y los Programas de Incentivos 11/G158, 11/G168 de la UNLP. Este proyecto ha recibido financiación dentro del marco del Programa de Investigación e Innovación Horizonte 2020 (2014-2020) de la Unión Europea en virtud del Acuerdo de subvención Marie Skłodowska-Curie No. 823734 y de CONICET (PIP 1337).

## Referencias

- Aidelman Y., Cidale L. S., Zorec J., Panei J. A., , 2018, A&A, 610, A30.  
Baume G., Carraro G., Comeron F., de Elía G. C.,, 2011, A&A, 531, A73.  
Cantat-Gaudin T., et al., 2018, VizieR Online Data Catalog, J/A+A/618/A93.  
Ekström S., et al., 2012, A&A, 537, A146.  
Flower P.J., 1996, ApJ, 469, 355.  
Gray R.O., Corbally C.J., 2009, Stellar Spectral Classification.  
Hoag A.A., Applequist N.L., 1965, ApJS, 12, 215.  
Koleva M., et al., 2009, A&A, 501, 1269.  
Langer N., Kudritzki R.P., 2014, A&A, 564, A52.  
Morgan W.W., Keenan P.C., Kellman E., 1943, An atlas of stellar spectra, with an outline of spectral classification.  
Prugniel P., Soubiran C., 2001, A&A, 369, 1048.  
Ruiz Diaz M.A., Análisis espectrofotométrico del cúmulo abierto NGC 6834, <http://sedici.unlp.edu.ar/handle/10915/126617>  
Ruiz Diaz M.A., Aidelman Y., Baume G., 2021, BAAA, 62, 80  
Sowell J.R., 1987, ApJS, 64, 241  
Turner D.G., 1976, AJ, 81, 1125  
Wegner W., 2007, MNRAS, 374, 1549.

## Estudio de la dinámica de cúmulos abiertos jóvenes

A.D. Alejo<sup>1,2</sup>, J.F. González<sup>1,2</sup>

(1) Instituto de Ciencias Astronómicas, de la Tierra y del Espacio,  
CONICET-UNSJ

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

**Resumen.** Presentamos los primeros resultados de un estudio sobre la dinámica de cúmulos abiertos jóvenes dominados por una o pocas estrellas centrales brillantes. Los cúmulos fueron seleccionados inspeccionando los diagramas color magnitud y la distribución en el espacio de coordenadas obtenidas de los catálogos *Gaia* DR2 y EDR3. Para la muestra seleccionada hemos obtenido observaciones espectroscópicas en el CASLEO desde el año 2018 para determinar la velocidad radial media del cúmulo y detectar sistemas binarios o múltiples, especialmente entre las estrellas que se encuentran en las regiones centrales de los cúmulos.

En una segunda etapa se relevará el entorno de los cúmulos para identificar miembros alejados o fugados, apuntando a contribuir al conocimiento de la evolución dinámica y eventual desintegración de los cúmulos.

**Abstract.** We present the first results of a study about the dynamics of young open clusters with one or a few bright central stars. The clusters were selected by inspecting the color-magnitude diagram and the star distribution in the absolute coordinates space, obtained from the *Gaia* DR2 and EDR3 catalogs. We use spectroscopic observations obtained at CASLEO since 2018, to determine the mean radial velocity of the cluster and to detect binary or multiple systems, especially among the central stars of the clusters.

In a second stage, the environment of the clusters will be surveyed to identify distant or runaway members, aiming to contribute to the knowledge of the dynamic evolution and eventual disintegration of the clusters.

### 1. Introducción

Los cúmulos abiertos son de gran importancia en astrofísica ya que se consideran laboratorios naturales para el estudio de la evolución estelar. Actualmente los grandes relevamientos se han convertido en una herramienta fundamental para el estudio de estos grupos de estrellas. Tal es el caso del catálogo *Gaia* (Gaia Collaboration et al. 2021). Las simulaciones numéricas revelan que la interacción dinámica en los cúmulos abiertos da lugar a la constante ruptura y formación de sistemas múltiples (Portegies Zwart et al. 2001, 2004). La energía involucrada en estos procesos afecta considerablemente la dinámica global del cúmulo (Leigh

& Geller 2012, 2013). Curiosamente, hay cúmulos abiertos jóvenes dominados por una estrella central luminosa ubicada una o más magnitudes por encima del punto de desvío de la secuencia principal en el diagrama color-magnitud. Estas estrellas suelen ser múltiples en las que la componente más masiva es intrínsecamente una *blue straggler* del cúmulo, que se formó por fusiones dinámicas o transferencia de masa en un subsistema binario. Éste es el caso de IC 2581, dominado por una binaria masiva de contacto (Hilditch & Evans, 1985), de NGC 3324 con una triple central (HD 92206) y de NGC 2362 dominado por un sistema quintuple (Maíz Apellániz 2022).

En este trabajo mostramos resultados obtenidos en relación con la espectroscopía de la estrella central de algunos cúmulos que conforman nuestra muestra.

## 2. Análisis y resultados

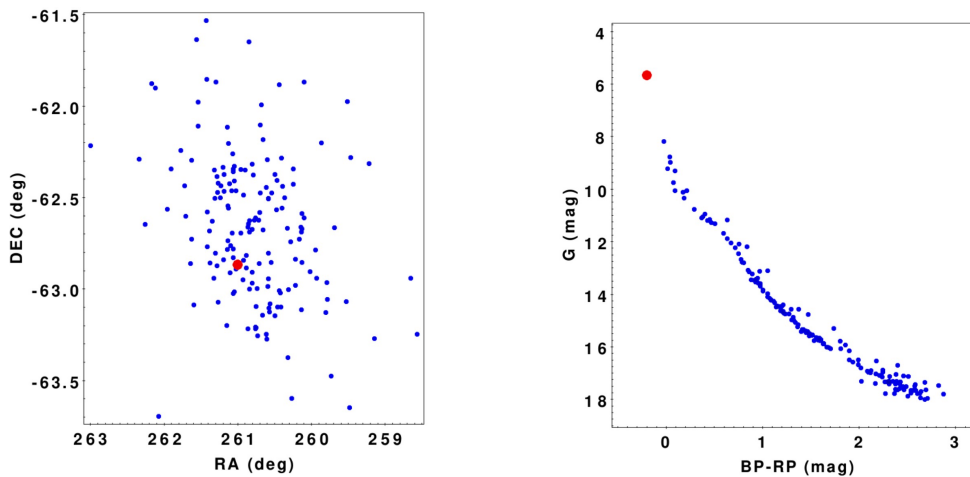


Figura 1: Cúmulo abierto Alessi 24: *Izquierda*: Espacio de coordenadas. *Derecha*: Diagrama color-magnitud.

En una primera etapa realizamos una selección de los cúmulos inspeccionando los diagramas color-magnitud de la base WEBDA (Mermilliod 1995) y estudiamos la pertenencia utilizando los datos de *Gaia* DR2 (Gaia Collaboration et al. 2018). En algunos de los cúmulos observados no se pudo confirmar la pertenencia de la estrella central brillante debido a la imprecisión en sus datos astrométricos. Tal es el caso de HD 45321 en el cúmulo NGC 2232 y HD 74455 en IC 2395. En otros casos, como NGC 6383, se trata claramente de una estrella de campo. De esta selección obtuvimos 26 cúmulos, cuyas estrellas más brillantes fueron observadas espectroscópicamente en CASLEO.

Llevamos a cabo una segunda selección de cúmulos a partir del catálogo de Cantat-Gaudin et al. (2020) y utilizando un programa desarrollado por nosotros en lenguaje Python, que selecciona los cúmulos que poseen una estrella central que sea en la banda *G* al menos 1 magnitud más brillante que las restantes (ver Figura 1). Debido a que los autores utilizaron *Gaia* DR2, realizamos una

correlación cruzada con el catálogo *Gaia* EDR3 para obtener paralajes, magnitudes, posiciones y movimientos propios más precisos y para asegurarnos que las estrellas centrales sean miembros del cúmulo y que su posición en el diagrama color-magnitud sea el que esperamos. Luego, restringiéndonos a objetos observables desde CASLEO, seleccionamos 17 cúmulos para agregar a nuestra muestra. Hemos observado principalmente las estrellas centrales y brillantes de 8 de ellos, y al resto esperamos poder observarlo en el segundo semestre de 2022. Obtuvimos las edades de los cúmulos que componen nuestra muestra del catálogo de Dias et al. (2021). Teniendo en cuenta la distribución de las edades podemos observar que son mayoritariamente jóvenes (ver Figura 2).

Una vez obtenidos los espectros, realizamos una inspección visual para detectar variabilidad en las velocidades radiales y para clasificarlos en tipos espectrales. En total analizamos los espectros de 30 estrellas y obtuvimos:

- 3 nuevas candidatas a binarias espectroscópicas de doble línea
- 7 nuevas candidatas a binarias espectroscópicas de una sola línea
- 2 estrellas de HgMn

Al observar HD 105353, la estrella central del cúmulo ESO 130-06, no detectamos una variabilidad clara en la velocidad radial pero hallamos una peculiaridad química, lo que nos llevó a clasificarla como B7II HgMn, además de ser la estrella más masiva del cúmulo y una probable *blue straggler* (ver Figura 3). El espectro muestra líneas de HgII, MnII, PII, y XeII (ver Figura 4). En Alessi 10 nos encontramos con una situación similar a la anterior en la estrella HD 190388 y la clasificamos como B8 HgMn, aunque se requieren observaciones de mayor relación señal a ruido (SNR) para confirmar esta peculiaridad.

Hay objetos que no hemos podido determinar una clara variabilidad o la presencia de más de una estrella debido a la baja SNR, pero en futuros turnos de observación obtendremos nuevos espectros de mejor calidad para descartar o confirmar estrellas variables.

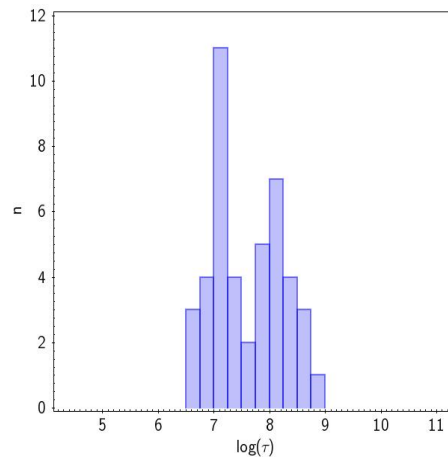


Figura 2: Distribución de las edades de los cúmulos analizados.

### 3. Trabajo futuro

Estamos trabajando en la detección de estrellas fugadas en los cúmulos de nuestra muestra mediante un programa desarrollado en Python y utilizando los últimos datos publicados por *Gaia*. Una vez concluido el análisis de estos cúmulos, lo generalizaremos para el resto que no son visibles desde CASLEO.

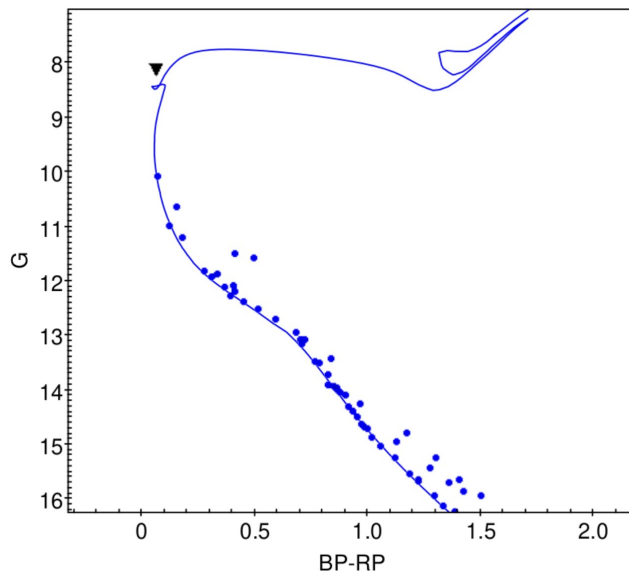


Figura 3: Diagrama color-magnitud del cúmulo abierto ESO-130 06, donde el triángulo negro indica la posición de HD 105353.

**Agradecimientos.** Este trabajo está basado en datos obtenidos en el Complejo Astronómico El Leoncito, operado bajo convenio entre el Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas de la República Argentina y las Universidades de la Plata, Córdoba y San Juan. Los autores agradecen el apoyo de CONICET a través del subsidio PIP 0331. This research has made use of the WEBDA database, operated at the Department of Theoretical Physics and Astrophysics of the Masaryk University. This work has made use of data from the European Space Agency (ESA) mission *Gaia* (<https://www.cosmos.esa.int/gaia>), processed by the *Gaia* Data Processing and Analysis Consortium (DPAC). Funding for the DPAC has been provided by national institutions, in particular the institutions participating in the *Gaia* Multilateral Agreement.

### Referencias

- Cantat-Gaudin T., Anders F., 2020, *A&A* 633, A99  
 Dias, W. S., Monteiro, H., Moitinho, A., et al. 2021, *MNRAS* 504, 356  
 Gaia Collaboration, A.G.A. Brown, A. Vallenari, et al. 2018, *A&A* 616, 1G  
 Gaia Collaboration, Brown, A. G. A., et al. 2020, *A&A* 649, A1

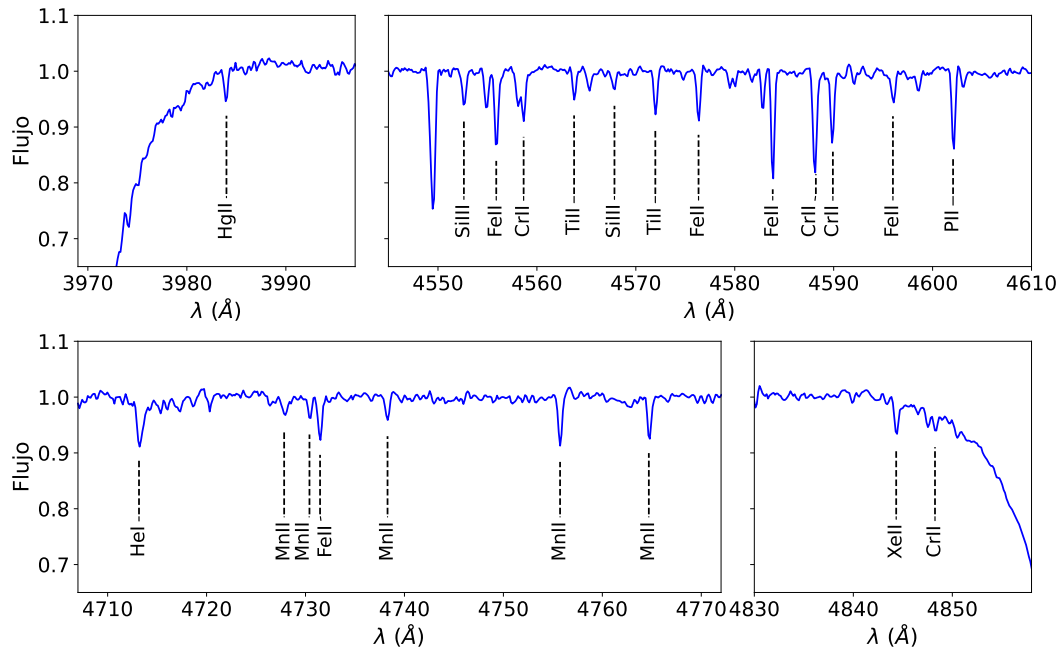


Figura 4: Regiones seleccionadas del espectro de la estrella HD 105353, mostrando líneas intensificadas de Hg, P, Mn, y Xe.

- Gaia Collaboration, A.G.A. Brown, A. Vallenari, et al., 2021, A&A 649, A1  
 Leigh, N. & Geller, A. M., 2012, MNRAS 425, 2369  
 Leigh, N. & Geller, A. M., 2013, MNRAS 432, 2474  
 Maíz Apellániz J., Barbá R. H. et al. 2022, A&A 657, A131  
 Mermilliod, J.-C., 1995, Astroph. and Space Science Library, 203, 127  
 Portegies Zwart, S. F. et al. 2001, MNRAS 321, 199  
 Portegies Zwart, S. F. et al. 2004, MNRAS 351, 473

## Calibración en edad y metalicidad de cúmulos estelares de las Nubes de Magallanes

F.O. Simondi-Romero<sup>1</sup>, A.V. Ahumada<sup>1,2</sup>, M.I. Tapia-Reina<sup>1,3</sup>,  
L.R. Vega-Neme<sup>1,4</sup>

(1) *UNC, Observatorio Astronómico, Córdoba, Argentina*

(2) *CONICET, Argentina*

(3) *FAMAF, UNC, Argentina*

(4) *IATE, CONICET-UNC, Argentina*

**Resumen.** Se presenta una nueva calibración en edad y metalicidad de cúmulos estelares de las Nubes de Magallanes (NM) a partir de anchos equivalentes de perfiles espectrales medidos sobre sus espectros integrados. En las últimas décadas se ha incrementado la cantidad de cúmulos estelares observados de las NM, ampliando la base en edades y metalicidades, por lo que es necesario refinar las calibraciones existentes. Éstas permitirán una mejor estima de los parámetros mencionados, aportando a un mayor conocimiento de la historia evolutiva de las NM.

**Abstract.** A new calibration in age and metallicity of the stellar clusters of the Magellanic Clouds (MC) is presented from equivalent widths of spectral profiles measured in their integrated spectra. In recent decades, the number of stellar clusters observed in MC has increased, broadening the base in ages and metallicities, so it is necessary to refine the existing calibrations. These will allow a better estimation of the mentioned parameters, contributing to a better understanding of the evolutionary history of the MC.

### 1. Introducción

En la última década se han determinado parámetros astrofísicos (edad, metalicidad y exceso de color) de más de una veintena de cúmulos estelares (CE) de las NM (Minniti *et al.* 2014, Ahumada *et al.* 2016 -**A16**-, Ahumada *et al.* 2019 -**A19**-) utilizando la espectroscopía integrada (EI), algunos de ellos por primera vez (Simondi-Romero *et al.* 2021 -**S21**-). Al mismo tiempo se han identificado nuevos CE de las NM (Bica *et al.* 2008), lo cual vuelve vital la necesidad de herramientas que permitan obtener cada vez mejores resultados en menor tiempo. La EI (Bica & Alloin 1986a) permite estudiar objetos distantes de pequeño diámetro angular, como los CE de las NM o de galaxias aún más lejanas, así como también CE de pequeño diámetro angular de nuestra Galaxia, sirviendo de apoyo a otras técnicas observacionales. De gran importancia para la EI es la determinación de los anchos equivalentes (AE) de perfiles espectrales dado que permiten estimar la edad y metalicidad de los CE (Bica & Alloin 1986b, Santos & Piatti 2004 -**SP04**-).

## 2. Datos

Para este trabajo utilizamos AE –en Å–, edades –en  $10^9$  años– y metalicidades –en  $[\text{Fe}/\text{H}]$ – de cúmulos abiertos (CA) y CE de las NM obtenidos de SP04, A16, A19, S21 y Tapia-Reina *et al.* (2022) -**T22**-. Se definen los parámetros  $Sm$  y  $Sh$  como la suma de los AE de las líneas y perfiles metálicos (K CaII, Banda G y MgI), y de las líneas de Balmer ( $H\beta$ ,  $H\gamma$ , y  $H\delta$ ), respectivamente.

## 3. Método

A partir de espectros integrados de CA y CE de las NM, SP04 presentan una calibración en edad para estos objetos en función de las sumas  $Sm$  y  $Sh$ . El ajuste de  $Sh$  en función del  $\log(\text{Edad})$  resulta en

$$Sh = 23.32(0.20) - [8.56(0.35)] \times \log(\text{Edad}) - [6.35(0.18)] \times \log^2(\text{Edad}) \quad (1)$$

con una  $rms = 4.8$ , mientras que el ajuste de  $Sm$  resulta en

$$Sm = 13.88(0.20) + [10.32(0.35)] \times \log(\text{Edad}) + [2.53(0.18)] \times \log^2(\text{Edad}) \quad (2)$$

con una  $rms = 2.9$ , siendo estos ajustes válidos entre  $-2.4 < \log(\text{Edad}) < 0.8$ , como se muestra en la Figura 1. Con el objetivo de probar la herramienta a utilizar, reproducimos los ajustes de SP04, obteniendo

$$Sh = 23.45(1.04) - [8.65(1.80)] \times \log(\text{Edad}) - [6.43(0.92)] \times \log^2(\text{Edad}) \quad (3)$$

con una  $rms = 5.2$ , y

$$Sm = 13.99(0.59) + [10.24(1.03)] \times \log(\text{Edad}) + [2.46(0.53)] \times \log^2(\text{Edad}) \quad (4)$$

con una  $rms = 2.9$ , como se muestra en la Figura 1, comprobando la efectividad de la herramienta.

## 4. Análisis de resultados

Para el siguiente paso, ampliamos la muestra de CE de las NM, agregando a los datos de SP04 los estudiados por A16, A19, S21 y T21 -**AST**-. Sobre esta muestra agregamos los datos de *NGC 1466* y *NGC 121* de SP04, y dado que *NGC 1711* y *NGC 1805* se encuentran entre los objetos estudiados por A16 y los utilizados por SP04, decidimos utilizar los valores publicados en A16 para estos dos últimos. Realizamos una serie de ajustes en edad a partir de  $Sh$  y  $Sm$ , tanto sobre los objetos de la muestra AST como sobre los de la muestra SP04, los cuales están graficados en la Figura 2. Se observa en la Figura 2a las similitudes entre los perfiles de los ajustes a los objetos de SP04 y de AST, razón por la cual realizamos un ajuste a la muestra ampliada SP04+AST, como se puede ver



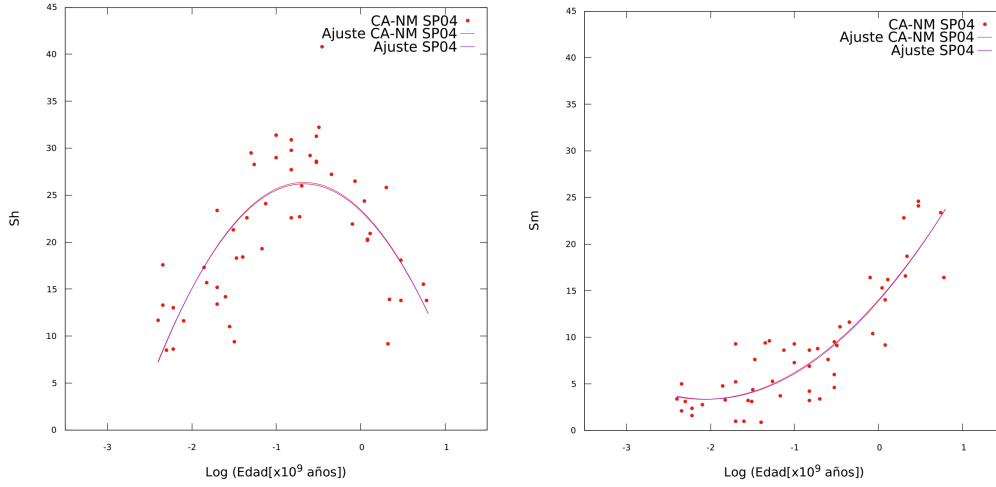


Figura 1: Datos y ajustes de SP04 en rojo y nuevo ajuste a datos de SP04 en violeta. *Izquierda:  $Sh$  vs.  $\log(Edad)$ . Derecha:  $Sm$  vs.  $\log(Edad)$ .*

en la Figura 2 (línea celeste). Debemos recordar que los ajustes a los datos de SP04 en este apartado sólo los realizamos sobre CE de las NM. En la Figura 2b se observan 4 CE con  $Sm > 25$  -*Kron 27*, *SL 396*, *SL 749* y *SL 820*- publicados en S21 que modifican notablemente el perfil del ajuste. Cabe destacar que estos objetos son de gran interés, ya que dos de ellos presentarían poblaciones múltiples -*SL 396* y *SL 749*-, *SL 820* contiene una estrella de carbono embebida en el CE, y *Kron 27* podría ser tan viejo como los cúmulos globulares. De la comparación entre los ajustes de la Figura 1 y de la Figura 2 se observa que al no considerar los CA, éstos serían diferentes. Decidimos entonces comparar los ajustes para CE de las NM y para CA, comprobando que éstos son diferentes (Figura 3). Los ajustes obtenidos para CE de las NM de la muestra SP04+AST son

$$Sh = 22.08(1.01) - 4.38(1.20) \times \log(Edad) - 4.04(0.64) \times \log^2(Edad) \quad (5)$$

con  $rms = 5.1$  y

$$Sm = 14.32(1.10) + 5.73(1.31) \times \log(Edad) - 0.15(0.70) \times \log^2(Edad) \quad (6)$$

con  $rms = 5.6$ . Para los CA de SP04 los ajustes obtenidos son

$$Sh = 24.93(1.16) - 9.06(2.04) \times \log(Edad) - 6.70(1.01) \times \log^2(Edad) \quad (7)$$

con  $rms = 4.5$  y

$$Sm = 15.40(0.75) + 12.08(1.32) \times \log(Edad) + 3.05(0.65) \times \log^2(Edad) \quad (8)$$

con  $rms = 2.9$ . Finalmente, para el mejor aprovechamiento de estos ajustes se presenta la relación invertida de la fórmula (6)

$$\text{Log}(\text{Edad}) = -2.36(0.14) + 0.26(0.03) \times Sm - 0.0061(0.0009) \times Sm^2 \quad (9)$$

con  $rms = 0.5$ .

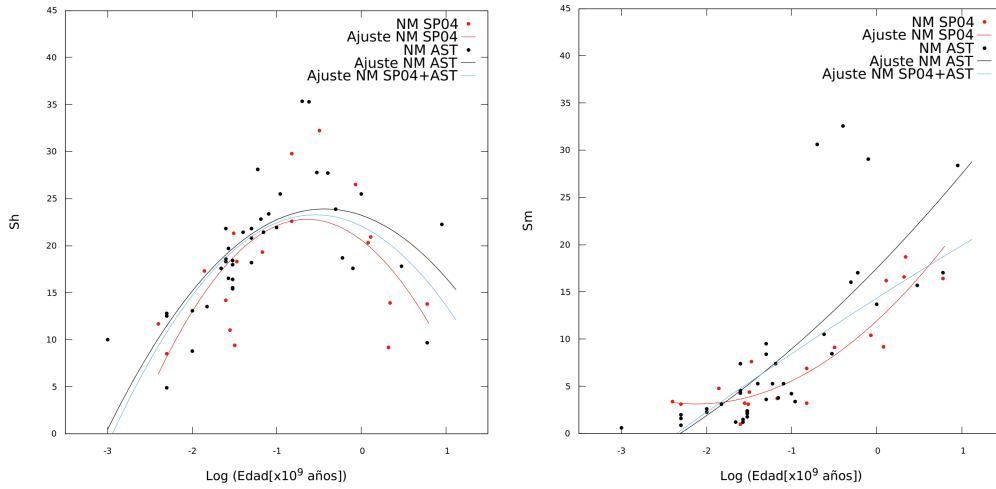


Figura 2: Datos y ajustes de SP04 en rojo, datos y ajustes de AST en negro y ajuste a muestra ampliada SP04+AST en celeste. *Izquierda:  $Sh$  vs.  $\log(\text{Edad})$ . Derecha:  $Sm$  vs.  $\log(\text{Edad})$ .*

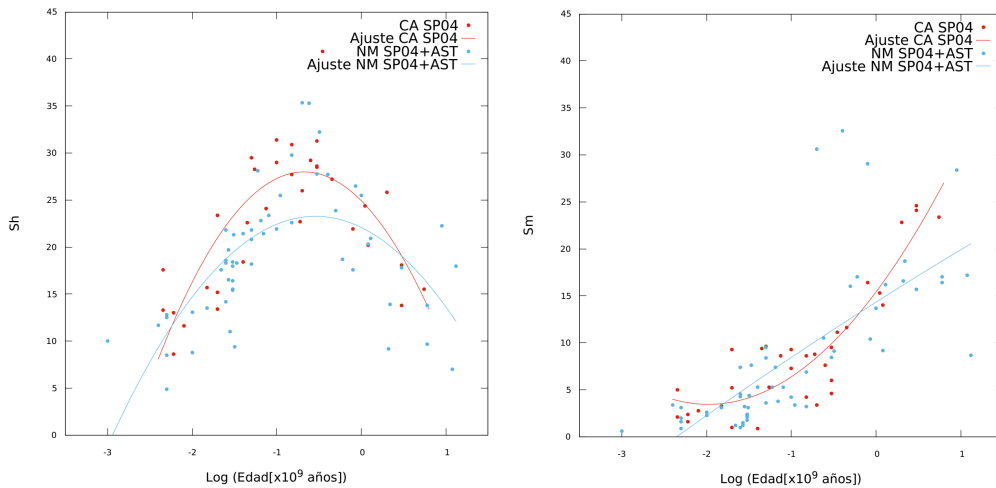


Figura 3: Datos y ajustes a CA de SP04 en rojo y datos y ajustes de muestra ampliada SP04+AST en celeste. *Izquierda:  $Sh$  vs.  $\log(\text{Edad})$ . Derecha:  $Sm$  vs.  $\log(\text{Edad})$ .*

## 5. Conclusión y trabajo futuro

La diferencia en el ajuste de CA y CE de las NM nos sugiere que la imposibilidad en clasificar a los últimos en abiertos o globulares responde a entre otras cosas sus naturalezas propias. Las razones se deben buscar en la dinámica de las NM lo cual podría afectar directamente no sólo a la distribución de estos objetos sino a sus morfologías. Consideramos finalmente que al momento de calcular edades de CE de las NM a partir del método de AE se debería utilizar el nuevo ajuste provisto en la fórmula (9), ya que como vemos no tendrían el mismo comportamiento que los CA, lo cual podría agregar un bias a la edad calculada.

Como trabajo futuro se pretende continuar con la observación y reducción de espectros integrados de más de una centena de CE de las NM, triplicando el tamaño de la muestra, que junto a nuevas determinaciones de edades por métodos variados puedan mejorar la calidad del ajuste presentado en esta contribución.

**Agradecimientos.** Los autores desean agradecer al personal técnico del Observatorio Astronómico de Córdoba y del Complejo Astronómico El Leoncito, San Juan por su invaluable aporte a que este trabajo fuera posible. Del mismo modo agradecemos a los organizadores de estas *Jornadas* por hacer posible la publicación de nuestro trabajo.

## Referencias

- Ahumada, A.V. et al. 2016, *PASP*, 128, 094101 (A16)  
Ahumada, A.V. et al. 2019, *PASP*, 131, 024101 (A19)  
Bica, E., & Alloin, D. 1986a, *A&A*, 162, 21  
Bica, E., & Alloin, D. 1986b, *A&AS*, 66, 171  
Bica, E. et al. 2008, *MNRAS*, 389, 678  
Minniti, J. H. et al. 2014, *A&A*, 565, A49  
Santos, J.F.C., & Piatti A.E. 2004, *A&A*, 428, 79 (SP04)  
Simondi-Romero, F.O. et al. 2021, Trabajo Especial para optar al título de Lic. en Astronomía (FaMAF, UNC) (S21)  
Tapia Reina, M.I. et al. 2022, *BAAA*, Córdoba, Argentina, 63, 127 (T22)

## Índice de autores

- Adelman, S.J., 17  
Ahumada, A., 70, 90, 95, 193  
Aidelman, Y.J., 148, 183  
Alberici Adam, A., 128  
Alberino, M.L., 55  
Alejo, A.D., 123, 188  
Althaus, L.G., 65  
Angelo, M.S., 85  
Araya, I., 75, 80, 143, 153  
Arcos, C., 75, 80, 143, 153  
Arellano Ferro, A., 42  
Arias, M.L., 60  
Avila Marín, G.F., 128  
  
Barbá, R., 123  
Bartolomeo Koninckx, L., 108  
Bassino, L.P., 85  
Baume, G., 173, 183  
Benvenuto, O.G., 108, 138  
Bersten, M.C., 118  
Bustos Fierro, I.H., 42  
  
Calderón, J.H., 42  
Canaparo, N., 168  
Christen, A., 128  
Cidale, L.S., 60, 128  
Cochetti, Y.R., 60  
Concha, D., 143  
Corti, M.A., 113  
Corvera, A.V., 113  
Curé, M., 75, 80, 143, 153  
  
De Bortoli, B.J., 85  
De Vito, M.A., 108, 138  
Días, B., 85  
  
Escudero, C.G., 148, 178  
  
Faifer, F.R., 178  
Feinstein, C., 173  
Ferrero, L.V., 163  
Figuroa-Tapia, F.J., 153  
  
García, L.H., 103  
Geisler, D., 85  
Gimeno, G., 85  
  
Gómez, F.A., 133  
Gómez, M.N., 103, 163, 168  
González, J.F., 123, 188  
Granada, A., 60, 133, 148  
Guevara, N., 178  
Gulliver, A.F., 17  
  
Hill, G., 17  
  
Jaque Arancibia, M., 123  
Jofré, E., 158  
  
Lanzarini, L., 148  
López García, Z., 3  
Lozano, G., 17  
Luna, G.J.M., 9  
  
Machuca, N., 75  
Maffione, N.P., 133  
Margheim, S.J., 27  
Martioli, E., 158  
Mauro, F., 85  
Meléndez, J., 32  
Miller Bertolami, M.M., 55  
  
Orellana, M., 133  
  
Parisi, M.C., 85  
Petrucci, R., 158  
Pintado, O.I., 17  
  
Quiroga, F., 148  
  
Rodríguez, C., 138  
Rodríguez, M.J., 173  
Rodríguez-Giménez, A., 80  
Román Aguilar, L.M., 118  
Ronchetti, F., 148  
Ruiz Diaz, M., 183  
  
Saker, L., 65  
Simondi-Romero, F.O., 90, 95, 193  
Suad, L.A., 113  
  
Tapia-Reina, M.I., 95, 193  
Torres, A.F., 60

Vega-Neme, L., 70, 90, 193

Veramendi, M.E., 123

Villar Bravo, R.M., 123

Wachlin, F.C., 65

Yüce, K., 17

Zuloaga, C., 158

Asociación Argentina de Astronomía – junio de 2023



ISBN 978-987-24948-8-9



9 789872 494889