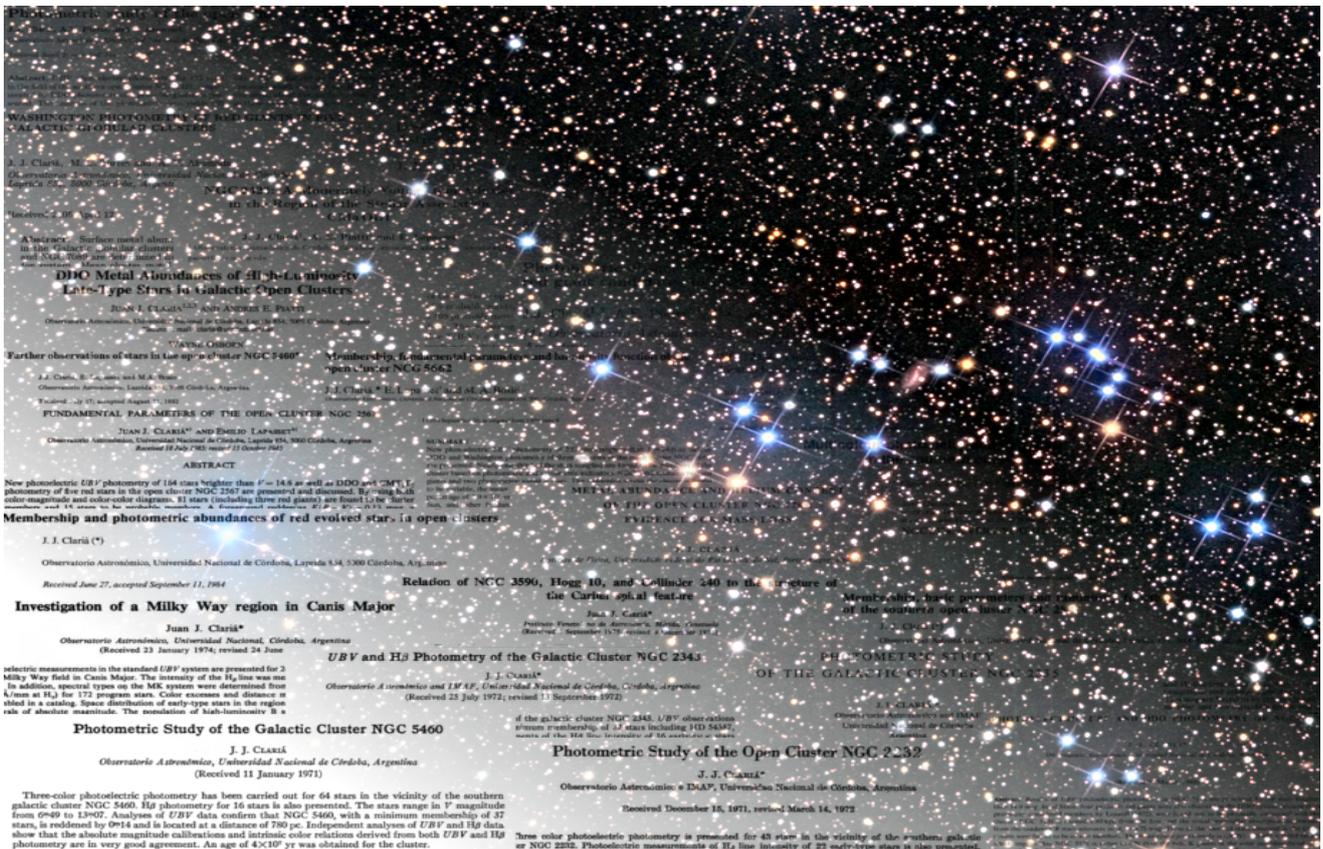




AAA Workshop Series Volume 9
Asociación Argentina de Astronomía

Actas de las Terceras Jornadas de Astrofísica Estelar

21 al 24 de Junio de 2016
Observatorio Astronómico de Córdoba
UNC





ASOCIACIÓN ARGENTINA DE ASTRONOMÍA

Actas de las Terceras Jornadas de Astrofísica Estelar

Córdoba, 21 al 24 de Junio de 2016

Terceras Jornadas de Astrofísica Estelar / Lilia Bassino ... [et al.]. - 1a ed. - La Plata : Asociación Argentina de Astronomía, 2018.

187 p. ; 25 x 17 cm. - (Asociación Argentina de Astronomía workshop series ; 9)

ISBN 978-987-24948-4-1

1. Astrofísica. 2. Jornadas. I. Bassino, Lilia
CDD 523.01

El Comité Editorial agradece al Dr. Carlos Escudero por la confección de la figura de la tapa

ISBN 978-987-24948-4-1



ASOCIACIÓN ARGENTINA DE ASTRONOMÍA

Fundada en 1958

**Persona Jurídica (Legajo 21.459 – Matrícula 1.421)
Provincia de Buenos Aires**

Comisión Directiva

PRESIDENTE: Guillermo Bosch
VICE-PRESIDENTE: Andrea Costa
SECRETARIO: Roberto Venero
TESORERA: Mónica Cardaci
VOCAL 1RO: Javier Ahumada
VOCAL 2DO: Jorge Combi
VOCAL SUP. 1RO: Sergio Dasso
VOCAL SUP. 1RO: Federico González

Comisión Revisora de Cuentas

TITULARES: Cristina Cappa
Gabriela Castelleti
Alejandro Córscico

Comité Nacional de Astronomía

SECRETARIA: Estela Reynoso
MIEMBROS: Andrea Torres
Christian Giuppone
Rene Rohrmann
Mariano Domínguez

ASOCIACIÓN ARGENTINA DE ASTRONOMÍA

Actas de las Terceras Jornadas de Astrofísica Estelar

Córdoba, 21 al 24 de Junio de 2016

Comité Organizador y Científico

Andrea Ahumada
Carolina Chavero
Luciana Gramajo
David Merlo
Mónica Oddone
Tali Palma
M. Celeste Parisi
Olga Pintado

Comité Editorial

Lilia Bassino (Editora en Jefe)
Zulema López García
Lydia Cidale
Marcelo Lares

Prefacio

El presente volumen contiene las Actas de las “Terceras Jornadas de Astrofísica Estelar” y comprende las contribuciones presentadas en tales Jornadas, llevadas a cabo en el Observatorio Astronómico de la Universidad Nacional de Córdoba, ciudad de Córdoba, Argentina, del 21 al 24 de junio del año 2016.

Las “Primeras Jornadas de Astrofísica Estelar” (JAE) se realizaron en el año 2008 en el Observatorio Astronómico de Córdoba, repitiéndose luego en la ciudad de Tafí del Valle (Tucumán) en el año 2011. El objetivo principal de estas Jornadas ha sido crear un ámbito de intercambio entre los investigadores y estudiantes, tanto nacionales como internacionales, dedicados a la investigación científica en el área de la Astrofísica Estelar. En esta oportunidad, las “Terceras Jornadas de Astrofísica Estelar” han sido realizadas en homenaje a la trayectoria del Dr. Juan José Clariá y organizadas por sus ex-alumnos, discípulos y colegas. El Dr. Clariá es Doctor en Astronomía, Profesor Emérito de la Universidad Nacional de Córdoba, Investigador Superior del CONICET, y Miembro de la Academia Nacional de Ciencias (Córdoba, Argentina). Es un científico de primer nivel, indiscutible referente en su área de investigación y ejemplo de ética profesional e integridad personal.

Estas Jornadas han convocado alrededor de 80 participantes. Los nueve informes invitados estuvieron a cargo de reconocidos especialistas nacionales e internacionales, la mayoría de los cuales ha desarrollado, y en algunos casos aún desarrolla, colaboraciones con el Dr. Clariá llegando a ser sus amigos además de preciados colegas. Algunos de tales Informes han sido acompañados por la narración de anécdotas, coprotagonizadas por el Dr. Clariá, que han dado una particular nota de color y emoción a esta Reunión. Se presentaron además 36 contribuciones tanto en forma oral como mural, y una conferencia de divulgación abierta al público. En este volumen son publicados cuatro informes invitados, la conferencia de divulgación y 28 contribuciones orales y murales.

Deseamos agradecer a todos los autores por el envío de sus valiosos trabajos y a todos los participantes por su entusiasmo y espíritu de camaradería, que permitieron que esta Reunión sea recordada tanto por su nivel científico como por su calidez humana.

La Plata, septiembre de 2017
El Comité Editorial

Agradecimientos

El Comité Organizador de las Terceras Jornadas de Astrofísica Estelar desea expresar su agradecimiento a las siguientes instituciones por el respaldo y aporte brindado, y que hicieron que estas jornadas fueran un éxito:

Academia Nacional de Ciencias
Asociación Argentina de Astronomía
Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas
Facultad de Matemática, Astronomía y Física de la Universidad Nacional de Córdoba
Grupo de Astrofísica Estelar del OAC
Observatorio Astronómico de Córdoba (UNC)
Secretaría de Ciencia y Técnica (UNC)

También agradecemos el apoyo del ex Rector de la UNC, Prof. Dr. Francisco Tamarit y del ex Director del OAC, Prof. Dr. Diego García Lambas. Asimismo, hacemos extensivo este agradecimiento a todo el personal del OAC. At last, but not least, agradecemos especialmente al Ing. Simón Anún por su generosa predisposición y su mano franca siempre extendida.

Por otra parte, queremos hacer llegar nuestro sincero agradecimiento a los oradores invitados: Drs. Eduardo Bica, Gabriela Castelletti, Marcio Catelán, Alejandro Córscico, Juan Carlos Forte, José Funes, Douglas Geisler, Diego García Lambas, Hugo Levato y Dante Minniti, como así también a todos los asistentes, en particular a aquellos que presentaron sus trabajos en forma de charlas y/o pósteres.

Finalmente, vaya nuestra gratitud para las Dras. Lilia Bassino, Lydia Cidale y Zulema González de López-García, y al Dr. Marcelo Lares por la edición de estas memorias.

El Comité Organizador



El Dr. Juan José Clariá en la 48a. Reunión Anual de la Asociación Argentina de Astronomía, septiembre de 2005.



Foto grupal: Gentileza Observatorio Astronómico de Córdoba

Índice general

| | |
|--|-----------|
| Prefacio | VII |
| Agradecimientos | IX |
| Dedicatoria. | XI |
| Foto grupal. | XIII |
| | |
| Trayectoria del Dr. Juan José Clariá: Una vida dedicada a las estrellas <i>A. V. Ahumada</i> | 1 |
| Informes invitados | 11 |
| Cúmulos abiertos de la Galaxia y cúmulos de las Nubes de Magallanes: 27 años de colaboración con el Dr. J. J. Clariá <i>E. L. D. Bica</i> | 12 |
| Pulsating white dwarf stars and asteroseismology <i>A. H. Córsico</i> | 13 |
| About Synchronized Globular Cluster Formation over Supra-galactic Scales <i>J. C. Forte</i> | 23 |
| CLARIAfizando nuestro conocimiento de Multiple Populations in Star Clusters <i>D. Geisler, S. Villanova, R. Cohen, F. Mauro, B. Tang, J. Cummings</i> | 32 |
| Contribuciones orales | 43 |
| Cúmulos estelares de la Nube Mayor de Magallanes: espectroscopía integrada y el código Starlight <i>A. V. Ahumada, L. R. Vega Neme, J. J. Clariá, M. A. Oddone, T. Palma</i> | 44 |
| The structure of the Galactic thin disk in the direction to the old open cluster Tombaugh 1 <i>G. Carraro</i> | 49 |
| Simulación de jets protoestelares <i>M. Cécere, P. Velázquez, A. Araudo, F. De Colle, A. Esquivel, C. Carrasco-González, L. F. Rodríguez</i> | 55 |
| Primera etapa en la comprensión del origen de las galaxias lenticulares S0 <i>C. G. Escudero, F. R. Faifer, L. P. Bassino</i> | 61 |
| Galaxias de bajo brillo superficial en HCG44? <i>F. R. Faifer, A. V. Smith Castelli, C. G. Escudero, N. M. Gonzalez</i> | 67 |
| Raman O VI spectroscopy of accretion and bipolar outflow in Sanduleak's star <i>J. Heo, R. Angeloni, F. Di Mille, T. Palma, H Lee</i> | 73 |
| Correlación planeta-metalicidad en enanas M <i>M. J. Hobson, J. E. Jofré, L. García, R. Petrucci, M. N. Gómez</i> | 79 |
| KIC 9821622: descubrimiento y caracterización de una particular gigante rica en litio en el campo de Kepler <i>J. E. Jofré, R. Petrucci, L. García, M. N. Gómez.</i> | 85 |

| | |
|--|------------|
| Estudio de estrellas variables en cúmulos abiertos mediante el relevamiento VVV <i>T. Palma, D. Minniti, I. Dékány, J. Alonso-García, J. J. Clariá.</i> | 91 |
| Metalicidades derivadas a partir de espectroscopía del triplete del CaII en la Nube Menor de Magallanes: Cúmulos estelares vs. estrellas del campo <i>M. C. Parisi, D. Geisler, J. J. Clariá, S. Villanova, G. Carraro, L.V. Gramajo, A. Sarajedini, A. Grocholski.</i> | 97 |
| Searching for orbital decay in southern stars with giant transiting planets: the case of WASP-46 <i>R. Petrucci, J. E. Jofré, L. V. Ferrero, V. Cúneo, L. Saker, F. Lovos, M. N. Gómez & P. Mauas.</i> | 102 |
| Contribuciones murales | 109 |
| La galaxia NGC 3610 y su sistema de cúmulos globulares <i>L. P. Bassino, J. P. Caso</i> | 110 |
| Estudio multifrecuencia en la zona de RCW 116B <i>G. L. Baume, M. A. Corti, J. A. Molina Lera</i> | 114 |
| Fotometría superficial de galaxias de tipo temprano: análisis estadístico de sus parámetros estructurales <i>J. P. Calderón, L. P. Bassino, S. A. Cellone</i> | 118 |
| Espectroscopía de la binaria simbiótica PU Vul <i>V. A. Cúneo, S. Kenyon, M. N. Gómez</i> | 122 |
| No evidence for tidal tails from short period pulsating stars on the outskirts of Centauri <i>J. G. Fernández-Trincado, L. R. Vega Neme, K. Vieira, J. A. Gómez-López, T. Verdugo</i> . | 126 |
| Jets estelares con perfiles en “S”: binaridad vs precesión <i>L. V. Ferrero, L. García, G. Gunthardt, M. N. Gómez.</i> | 130 |
| Photometric study of eclipsing binary systems using data from the VVV Survey <i>L. V. Gramajo, T. Palma, I. Dékány, J. J. Clariá, D. Minniti, J. Alonso-García</i> | 134 |
| A formal approach to compute density profiles and CMD fitting in stellar associations <i>M. Lares, L. Gramajo, B. Sánchez</i> | 138 |
| Análisis de las variaciones de los tiempos de eclipse en sistemas binarios de post y pre secuencia principal <i>F. Lovos, L. Saker, M. N. Gómez</i> | 142 |
| Clasificación espectral de estrellas centrales de nebulosas planetarias <i>M. B. Mari, A. Perez, C. G. Oviedo, W. Weidmann</i> | 146 |
| Implementación de un nuevo algoritmo de identificación de fuentes estelares en el código SACAMAN <i>D. C. Merlo, S. Gurovich</i> | 150 |
| Búsqueda de objetos estelares jóvenes (YSOs) en cúmulos abiertos. Minería de datos utilizando relevamientos en el infrarrojo. <i>J. A. Molina Lera, G. L. Baume, R. Gamen</i> | 154 |
| Búsqueda de estrellas variables en el campo del cúmulo abierto NGC 6250 mediante el relevamiento VVV <i>C. G. Oviedo, T. Palma, C. Chavero, I. Dékány, J. J. Clariá, D. Minniti</i> | 158 |

| | |
|--|------------|
| Viewing angles of the Magellanic Clouds obtained via cluster analysis <i>G.I. Perren, R.A. Vázquez</i> | 162 |
| Formación estelar jerárquica en dos galaxias del grupo Sculptor: NGC 300 y NGC 247 <i>M. J. Rodríguez, G. L. Baume, C. Feinstein</i> | 166 |
| La primera Enana ultra-compacta confirmada en el grupo de NGC 5044 <i>M. C. Scalia, C. Escudero, F. Faifer, L. Sesto, A. Smith Castelli</i> | 170 |
| Estudio polarimétrico en la región de Centauro: NGC 5662 <i>M. M. Vergne, C. Feinstein, R. E. Martínez, A. M. Orsatti</i> | 174 |
| Conferencia de divulgación | 179 |
| Hacia la búsqueda de otras Tierras habitadas <i>J. G. Funes S. J.</i> | 180 |
| Índice de autores | 187 |

Trayectoria del Dr. Juan José Clariá: Una vida dedicada a las estrellas

A. V. Ahumada^{1,2}

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

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

Resumen.

Charla presentada durante las “Terceras Jornadas de Astrofísica Estelar” para homenajear la trayectoria académica del Prof. Dr. Juan José Clariá.

Abstract.

Lecturing presented during the “Terceras Jornadas de Astrofísica Estelar” to pay tribute to the trajectory of Prof. Dr. Juan José Clariá.

1. Introducción

¿Por qué homenajeamos al Dr. Clariá? ¿Porque es sabio? ¿Porque es simpatizante de River o Talleres? ¿Porque hace unos asados de película? ¿Porque fue buen jugador de tenis? ¿Porque es buen jugador de golf y ha ganado numerosos trofeos? Revisemos su trayectoria académica, su producción científica, sus tareas de gestión y su actividad sobre formación de recursos humanos y encontraremos la clave. Hagamos un repaso de sus logros en estos campos, y veremos el porqué la alegría de dedicarle estas “Terceras Jornadas de Astrofísica Estelar” al Dr. Clariá.

2. Sus comienzos ...

El Doctor Juan José Clariá Olmedo, Clariá, Juan José, Juan, JJ, Profe, Jefe ... nació en Córdoba, Capital, un 13 de Junio de 1945. Como los cúmulos estelares, que tanto le gustaría estudiar, nació en el seno de una familia numerosa, ya que es el sexto de un total de 17 hermanos. Realizó sus estudios primarios en la Escuela Presidente Sarmiento en la ciudad de Córdoba, donde terminó con el mayor promedio de su promoción. Luego de realizar el sexto grado libre, pasó directamente a cursar sus estudios secundarios en el Colegio Nacional de Monserrat, de donde egresó en 1962. No sólo fue abanderado del renombrado Colegio Nacional de Monserrat, sino que además se hizo acreedor al Premio José Ignacio Duarte Quirós, consistente en una medalla de oro que aún conserva entre sus preciados tesoros.

Casado con Graciela Somaré (su Grace) desde hace 43 años. Tuvo 5 hijos, quienes, hasta hoy, le dieron 7 nietos. ¡Todos hinchas de River y Talleres!

A. V. Ahumada

En su adolescencia, sucumbía con alegría y sin ofrecer resistencia a los hechizos de un rincón serrano de su querida Córdoba: San Clemente, en el que le fascinaba pescar con amigos, pero mucho más, observar el cosmos en soledad. De chico se preguntaba de dónde obtendrían luz las estrellas, por qué titilaban, cómo nacían y morían, desde cuándo estarían estampadas en el firmamento. Y esto fue lo que lo impulsó, junto con el apoyo de su hermano mayor Carlos, a estudiar Astronomía. Así fue que ingresó al por entonces IMAF (Instituto de Matemática, Astronomía y Física) de la Universidad Nacional de Córdoba, en donde siempre reconoció que el entonces director del Instituto, Prof. Dr. Alberto P. Maiztegui, le dio una “mano grande”, ya que le permitió rendir el cursillo de ingreso a destiempo, sumarse como oyente a las clases y demostrar que tenía vocación para la carrera de Astronomía. Lamentablemente, un accidente motociclístico lo obligó a postergar poco más de un año la obtención de su título de Licenciado en Astronomía, por lo que egresó en 1969 con ese título y en 1973, en poco más de 3 años, completó su Doctorado.

Un hecho destacable es que la Tesis del Dr. Clariá fue la primera Tesis Doctoral realizada en el IMAF dirigida por un egresado del mismo IMAF, el Dr. Roberto Sisteró, su amigo de toda la Vida. En su trabajo de Tesis titulado: “Investigación de un campo de la Vía Láctea en la región de la Asociación Estelar Canis Major OB1”, el Dr. Clariá logró comprobar (sobre la base de una gran cantidad de datos espectrofotométricos obtenidos por él mismo con diferentes telescopios del Observatorio de Cerro Tololo en Chile, CTIO) que el conglomerado de estrellas conocido hasta ese momento como Canis Major OB1 es una genuina “asociación estelar” en la que han ocurrido y siguen ocurriendo una variedad de procesos de enorme interés astrofísico. No sorprende entonces que, con posterioridad al trabajo del Dr. Clariá, publicado como único autor en la revista *Astronomy & Astrophysics* en 1974, esa asociación estelar haya sido elegida no sólo como portada de algunas revistas de prestigio internacional, sino que además esa asociación fue seleccionada por muchos astrónomos para una variedad de estudios posteriores. Vale aclarar que dos años antes de obtener su título de Doctor, ya tenía publicado su primer *paper* nada menos que en la prestigiosa *Astronomical Journal* ... la revista creada por el primer Director de nuestro Observatorio: Benjamin Gould.

3. Su huella en el extranjero ...

Una vez completada su carrera profesional en el país, diferentes vientos lo llevarían por Sud América. En 1974 aceptó una propuesta del Dr. Jurgen Stock, el “descubridor de Cerro Tololo”, para incorporarse al Instituto Venezolano de Astronomía (IVA) en la ciudad de Mérida (Venezuela). La propuesta constituyó en su momento un verdadero desafío para sus apenas 28 años, ya que el contrato implicaba el dictado de materias por entonces inexistentes en Venezuela, la puesta a punto de un telescopio de un metro de diámetro del Observatorio de Llano del Hato en Mérida, y un fuerte compromiso para impulsar la por entonces naciente astronomía venezolana. Durante los casi tres años que estuvo en Venezuela cumplió acabadamente con estos tres desafíos. Se desempeñó además como miembro del Consejo Directivo del Instituto Venezolano de Astronomía y



Figura 1. El Dr. Clariá recibe de manos del Dr. Maiztegui la medalla y el diploma en honor a su designación como “Académico” de la Academia Nacional de Ciencias (2004).

como Jefe de la Sección Científica de esa institución.

De Venezuela se trasladó a Porto Alegre, Brasil, concretamente al Instituto de Física de la Universidad Federal de Rio Grande del Sur, donde en 1977 fue contratado como Profesor Visitante (equivalente a Profesor Titular). En esa institución permaneció dos años y medio dictando cursos de grado y postgrado, y dirigiendo trabajos de investigación. Además, coordinó la instalación del nuevo equipo fotométrico con contador de fotones del telescopio de 60 cm del Observatorio de Porto Alegre. Durante su estadía en Porto Alegre, fue profesor de Eduardo Bica, Thaisa Storchi Bergman y Kepler de Souza, entre muchos otros estudiantes, hoy astrónomos muy reconocidos.

4. De regreso a su país ...

En 1979 regresó al país, para quedarse definitivamente, como investigador científico del Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas (CONICET) en la categoría de Investigador Independiente y como Profesor Adjunto Interino en el Observatorio Astronómico de Córdoba. Cuatro años después fue designado Profesor Titular por concurso en el IMAF. En 1999 fue designado Profesor

A. V. Ahumada

Titular Plenario y, finalmente, en 2012 Profesor Emérito, el máximo reconocimiento que puede recibir un profesor en la Universidad Nacional de Córdoba. En el CONICET fue ascendido a Investigador Principal en 1988 y, desde el año 2004, es Investigador Superior.

Desde hace más de 20 años el Dr. Clariá se desempeña como Director del Grupo de “Astrofísica Estelar” del Observatorio Astronómico de la Universidad Nacional de Córdoba. En lo que se refiere específicamente a la investigación en Astronomía, podríamos decir que él es uno de los más activos impulsores de la Astronomía Argentina de las últimas décadas. Clariá es un astrónomo altamente reconocido en todo el mundo y un referente obligatorio en una variedad de temas relacionados con la Astronomía Estelar. Su principal actividad como investigador ha sido y es la Astrofísica estelar (como por ejemplo gigantes rojas, estrellas variables y peculiares) y la Astrofísica de sistemas estelares galácticos y extragalácticos (La Nube Mayor y la Nube Menor de Magallanes). Las técnicas por él aplicadas han sido principalmente la fotometría estelar multicolor, la polarimetría, la espectroscopía estelar individual e integrada y la espectrovelocimetría. Las principales líneas de investigación desarrolladas se enmarcan principalmente dentro del ámbito de la Astrofísica observacional y se refieren básicamente a estudios individuales y estadísticos de sistemas estelares galácticos (cúmulos abiertos, globulares y asociaciones), estructura galáctica, calibraciones empíricas de parámetros astrofísicos, evolución estelar, evolución química galáctica, sistemas binarios y múltiples, estudios de síntesis de poblaciones estelares, formación estelar, evolución química en las Nubes de Magallanes, etc. Actualmente es miembro del mega-proyecto multinacional “VISTA Variables en la Vía Láctea”, liderado por el Dr. Dante Minniti, uno de sus más destacados discípulos, y colabora en la búsqueda de estrellas variables de diferentes tipos en el bulbo y disco galáctico.

Durante los más de 50 años que lo vinculan al Observatorio Astronómico de Córdoba llevó a cabo diferentes funciones en el mismo. Siendo el Prof. Dr. Eduardo Staricco Rector de la Universidad Nacional de Córdoba, Clariá fue designado Director del Observatorio Astronómico, cargo que ocuparía entre 1995 y 1998. Su gestión representó un período de sostenido progreso académico-científico para la institución, destacándose, entre muchos otros logros, la realización de los por entonces postergados concursos docentes, la instalación de las dos antenas actualmente existentes en los Observatorios de Córdoba y Bosque Alegre que tanta ayuda económica brindaron al OAC todos estos años, y la promulgación de la ley por la cual se declaró al OAC “Monumento Histórico Nacional”.

Integró en carácter de miembro titular los Jurados que evaluaron numerosas Tesis Doctorales y Trabajos Especiales, como así también colaboró en la preparación de variados Seminarios. Fue miembro de las Comisiones Asesoras de más de 20 doctorandos y director/co-director de más de una docena de becarios de diversos organismos. Participó en numerosos tribunales de concursos para diferentes cargos en el Observatorio.

Trayectoria del Dr. Juan José Clariá

Además de sus tareas docentes y de investigación, el Dr. Clariá ha desplegado una amplia y reconocida tarea de gestión. En efecto, fue elegido por sus pares Presidente de la Asociación Argentina de Astronomía para el período 1987-1990. Fue también miembro del Comité Nacional de Astronomía de Argentina entre 1994 y 1997.

En la Facultad de Matemática, Astronomía y Física (FaMAF) se desempeñó como Director Académico de la Carrera de Postgrado en Astronomía, en tanto que en la Secretaría de Ciencia y Técnica de la Universidad Nacional de Córdoba (SeCyT) fue miembro de la Comisión Evaluadora de Becas y Subsidios.

Fue designado Director del Consejo de Investigaciones Científicas y Tecnológicas de la Provincia de Córdoba (CONICOR) en el área de Matemática, Astronomía y Física para el período 1993-1997. Tanto en el CONICET como en la Agencia Nacional de Promoción Científica y Tecnológica (ANPCyT) desempeñó diferentes roles integrando numerosas comisiones asesoras. La Secretaría de Ciencia, Tecnología e Innovación Productiva de la Nación designó, en diversas oportunidades, al Dr. Clariá como miembro del Grupo de Análisis del Premio Bernardo Houssay. En la Academia Nacional de Ciencias integró también diversas comisiones.

Fue elegido por sus pares de todo el mundo miembro del “Scientific Organizing Committee” de las Comisiones 37 y 45 de la Unión Astronómica Internacional. Fue miembro primero y luego Presidente del Comité Científico del CASLEO. Resulta oportuno destacar que fue Clariá quien realizó las primeras determinaciones de extinción atmosférica en el CASLEO y quien colaboró fuertemente para implementar el Fotopolarímetro VATPOL.

Un aspecto que merece ser destacado es el esfuerzo realizado por el Dr. Clariá para dejar en forma escrita parte de sus conocimientos y experiencia recogida en su años de profesor. En efecto, es autor de 3 libros de texto frecuentemente utilizados por profesores y alumnos de la carrera de Astronomía, a saber: “Elementos de Fotometría Estelar”, “Introducción a la Astronomía (Parte Astrofísica)” y “El Espectro Continuo de las Atmósferas Estelares”, este último escrito conjuntamente con el Dr. Hugo Levato. Es autor además de dos excelentes libros de divulgación científica, a saber: “Cómo nacen, por qué brillan y cuándo mueren las estrellas” y “Nuevos Mundos: hacia la búsqueda de otras Tierras”, este último junto con el Dr. Dante Minniti. Cabe destacar que por el primero de estos libros, la Asociación de Literatura Infantil y Juvenil de la Argentina (ALIJA) le otorgó el primer premio en el rubro informativo, correspondiente al año 2011.

Es autor y/o coautor de diversos manuales de técnicas observacionales, de monografías y memorias técnicas, como así también de más de una decena de artículos de divulgación. Diez veces editor del Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía, de la revista Universo editada en Venezuela, de las Memorias de la Décima Reunión Regional Latinoamericana de Astronomía y de los Anales de

A. V. Ahumada

las Primeras Jornadas sobre Astrofísica Estelar.

A la fecha, ha publicado un total de 330 publicaciones científicas in extenso y casi un centenar de publicaciones en forma de resúmenes en colaboración con diferentes coautores, entre los que pueden mencionarse: Wayne Osborn, Jurgen Stock, Alejandro Feinstein y sus amigos muy apreciados Roberto Sisteró, Emilio Lapasset y José Gabriel Funes. Con Hugo Levato y la recordada Stella Malaroda. Con Ian Shelton, quien en 1987 descubrió la famosa supernova SN 1987A de la Nube Mayor de Magallanes usando, por gentileza de Clariá y Lapasset, un telescopio que en ese momento les había sido precisamente asignado a ellos y que estaba en esa circunstancia siendo utilizado por el Dr. Lapasset. Con Dante Minniti, Doug Geisler, Eduardo Bica, Horacio Dottori, Joao Santos, Andrés Piatti, George Coyne, Jean Claude Mermilliod, Vytas Straizys, Mario Abadi, Charles Bonatto, Sergio Ortolani, Beatriz Barbuy, Michelle Mayor, Nicolás Suntzeff, Ata Sarajedini, Carlos Dutra y Daniela Pavani. Con Grocholski, Cole, Carraro, Da Costa, Grebel, y, *at last but not least*, con la siempre presente entre nosotros Cristina Torres (Crico), con Celeste (Parisi), con Tali (Palma), con Luciana (Gramajo), con Mónica (Oddone), con Javier (Minniti), con Luis (Vega), con Alejandro (Benítez-Llambay) y conmigo, entre muchos otros.

La actividad científica del Dr. Clariá también se ha visto reflejada en numerosos Congresos, Simposios y Conferencias, presentando un total de 294 trabajos científicos como autor o coautor en más de un centenar de Reuniones Científicas realizadas en el país y en el exterior.

En lo que respecta a la divulgación científica por los medios, debería mencionar entrevistas en Radio Universidad, Cadena 3, Radio Nacional, Radio Universidad Nacional de Mar del Plata y emisoras privadas. En los canales 8, 10 y 12, ente otros. Notas en el periódico Río Cuarto, en los brasileños Folha da Tarde y Correio do Povo, en el periódico español Granada, en el diario El Territorio de Resistencia (Chaco), en La Voz del Interior, en el Diario de Cuyo, y en algunas revistas de Córdoba.

Ha sido árbitro en la asignación de tiempo de telescopio (Cerro Tololo, Gemini, CASLEO). Referee de las revistas *Astronomical Journal*, *Astronomy & Astrophysics*, *Astronomische Nachrichten*, *Publications of the Astronomical Society of Australia*, *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, y del Boletín de la Asociación. Entre otras tareas de arbitraje, fue jurado en la asignación de diferentes premios: Houssay, Varsavsky y Sérsic. También Jurado para seleccionar a los Directores del IAFE, ICATE, IATE y IALP.

En lo que respecta a la formación y dirección de recursos humanos, dirigió el “Trabajo de Ascenso” (equivalente a Tesis Doctoral) de Patricia Rosenzweig (Venezuela), la Tesis de Beatriz García (con H. Levato), el Trabajo Final y la Tesis Doctoral de Andrés Piatti, las Tesis Doctorales de Dante Minniti y Tali Palma, el Trabajo Final y la Tesis Doctoral de quien escribe estas páginas. Dirigió el Trabajo Final de Cristina Torres y de Celeste Parisi. Junto con Doug Geisler dirigió la Tesis Doctoral de Celeste Parisi, además de colaborar activamente en

Trayectoria del Dr. Juan José Clariá

la concreción de no pocos trabajos finales. Vale recalcar que los resultados de todas estas Tesis y Trabajos Finales vieron la luz en trabajos publicados en revistas internacionales de primer nivel. Me gustaría destacar, porque fui una de sus dirigidas, la responsabilidad y compromiso con que siempre asumió su tarea de Director o guía. Nunca podría decir que en algún momento me sentí sola. Clariá siempre estuvo presente acompañando, guiando, ayudando y transpirando la camiseta, como dice él, junto a sus dirigidos. Por eso le escuché muchas veces decir que le importaba más la calidad que la cantidad de sus dirigidos.

Respecto a la faceta observacional de nuestro homenajeado, puedo mencionar que realizó numerosas observaciones fotográficas, espectroscópicas, fotométricas y polarimétricas en los Observatorios de Córdoba, Bosque Alegre, La Plata y en el Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO). En el extranjero realizó observaciones con distintos fines en los siguientes Observatorios: Interamericano de Cerro Tololo (Chile); Observatorio Europeo del Sur, La Silla (Chile); Observatorio de Las Campanas (Chile); Observatorio de Kitt Peak (Estados Unidos); Observatorio de Pico Veleta (España); Observatorio de Llano del Hato (Venezuela) y Observatorio de Porto Alegre (Brasil). Obtuvo tiempo de observación en el Very Large Telescope de Cerro Paranal (Chile), como así también en los telescopios Gemini (Sur y/o Norte) de los que fue miembro del Comité de Evaluación de propuestas argentinas.

Antes de estas Jornadas, ya habían sido reconocidos sus méritos y su aporte a la Astronomía: si bien el asteroide 6810, así designado por el Observatorio Astronómico Félix Aguilar de San Juan cuando fue descubierto, no tiene volcane ni una rosa, como el asteroide B612 de “El Principito”, lleva desde el año 2007 el nombre de este investigador cordobés. Esto en virtud de que la Unión Astronómica Internacional bautizó al asteroide 6810 “Juanclariá” en reconocimiento a sus destacadas investigaciones en Estructura Galáctica y Metodología de la observación.

Clariá fue galardonado con el premio a la “Actuación académica” otorgado por la Universidad Nacional de Córdoba, con el “Premio Sociedad Científica Argentina” otorgado por la Sociedad homónima en el rubro Astronomía, con el premio “Bernardo Houssay”, otorgado por la Secretaría de Ciencia y Tecnología de la Nación en 2003, con el premio “Konex 2003”, otorgado por la Fundación Konex a las 5 personalidades científicas de mayor relevancia en la década 1993-2002, con el premio “Benjamín Gould”, otorgado por la Academia Nacional de Ciencias Exactas, Físicas y Naturales de Buenos Aires en 2003 y con el premio “Jorge Sahade” a la trayectoria otorgado por la Asociación Argentina de Astronomía en 2009, entre muchos otros.

Más allá de sus logros académicos, Clariá se ha destacado a lo largo de toda su carrera científica por ser ante todo una persona de bien, por ser un Hombre honesto. Por la generosidad con sus alumnos y sus pares, sin importar su “*piné*”. Siempre de buen humor, a menos que River haya sufrido algún traspie.

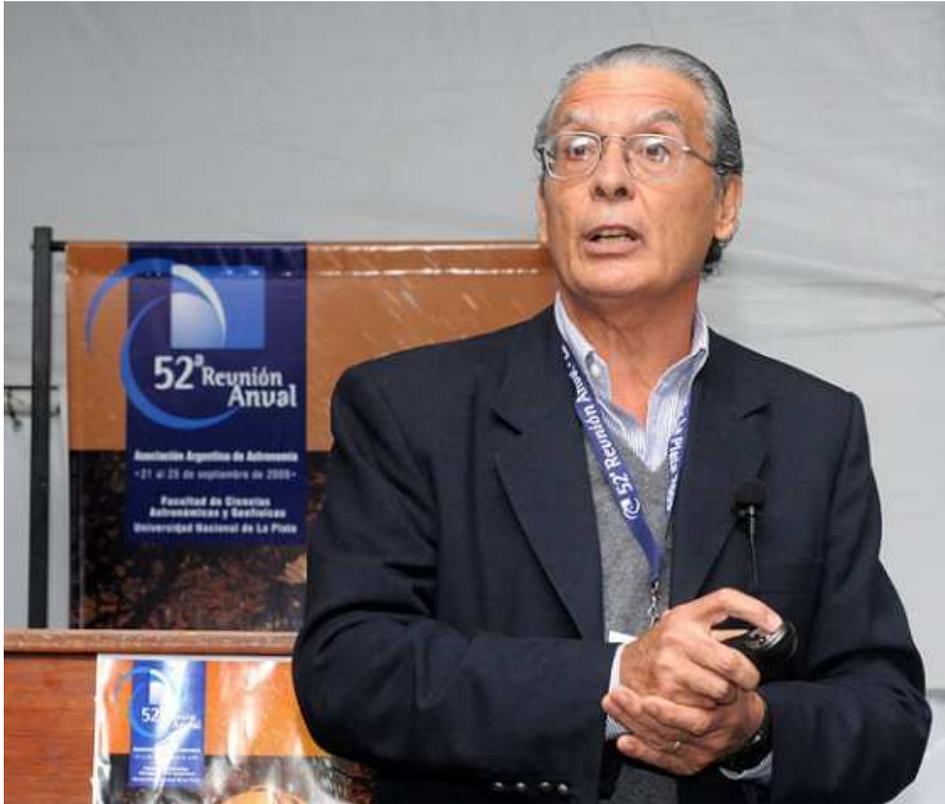


Figura 2. El Dr. Clariá exponiendo su discurso invitado en ocasión de recibir el Premio “Jorge Sahade” a la trayectoria otorgado por la Asociación Argentina de Astronomía.

Diferentes colegas han hecho llegar mensajes de felicitaciones y salutations, entre los que me gustaría compartir el enviado desde Porto Alegre por el Dr. Horacio Dottori: “ ... Créeme que hubiese querido compartir con tantos otros viejos amigos y ex alumnos tuyos este momento de homenaje al querido flaco Clariá, en reconocimiento por su contribución a la Astronomía. Nada más merecido, por tu trayectoria científica y porque con desprendimiento y simpatía te supiste granjear el cariño de todos los que en algún momento estuvimos próximos de ti. No puedo dejar de acordarme de tu compañera de todas las horas, la Grace que estuvo siempre junto a ti ... ”. El Director del Complejo Astronómico El Leoncito, Dr. Ricardo Gil Hutton, envía el siguiente saludo: ” ... Creo innecesario destacar aquí la relevante trayectoria científica del Dr. Clariá, que indudablemente todos debemos conocer, pero considero que este es un justo homenaje a alguien de intachable trayectoria profesional y quien ha sido, junto con su grupo de investigación, uno de los usuarios más activos del CASLEO en los últimos años ... ”. Por otra parte, desde Colombia, Ignacio Ferrín, un ex compañero de Venezuela, escribió: “ ... Hemos tenido conocimiento de que en estos días te van a hacer un merecido reconocimiento a tu trayectoria como científico y como ser humano. Estamos totalmente de acuerdo y te felicitamos por ello. Este correo tiene por

Trayectoria del Dr. Juan José Clariá

objeto manifestarte nuestra complacencia por tu trabajo y tu aporte a la ciencia venezolana durante el tiempo que estuviste presente. Por favor se feliz, sabiendo el aprecio que te tienen tus compañeros de trabajo. Un saludo muy cordial y larga vida, de todos tus compañeros de Venezuela ... ”. Gonzalo Alcaíno, quien fuera su primer contacto en Cerro Tololo allá por el año 1969, nos hace llegar desde Chile lo siguiente: “ Quiero enviar un caluroso saludo a mi gran amigo de toda una vida ... Juan José es un astrónomo de excelencia y reconocimiento mundial, un hombre simpático, generoso y gozador de la vida, quien ha formado una preciosa familia con su encantadora Grace, y como si fuera poco además es hincha del Boca, perdón me equivoqué quise decir del River. Juan José como me gustaría vivir cerca de Córdoba para tener el privilegio de verte más seguido ...”.

En lo personal, sólo me queda hacer público mi agradecimiento a mi “Jefe”, como cariñosamente lo llamo desde hace 20 años. Por la mano franca que siempre me supo tender, en las buenas, y las que no fueron tan buenas. Por reservar mi lugar cuando quise volver, por hacerme sentir que me iba a extrañar cuando me fui. Por compartir durante todos estos años nuestro amor por la Astronomía. Por transmitirme que en lo laboral, lo importante, si bien nos colma de alegría, no es un paper, no es un premio, no es un título, no es un puesto, sino el amor y la alegría que se pone en cada jornada en la que tenemos el privilegio de vivir de lo que nos apasiona. Y, finalmente, por saber, recalcar y entender que lo realmente importante de la Vida, nos espera en Casa.

Para finalizar este recorrido por la Vida Académica de nuestro querido Amigo Clariá, nada mejor que hacerlo con la letra de la Zamba que el mismo adaptara de otra canción para Bosque Alegre:

Con busca de aliento nuevo, a Bosque Alegre llegué, la fuerza la hallé en mi alma y a su sombra la encontré.

Cerrito, cerrito bravo, Con una cúpula al fin, Cerrito de pino y piedra, Sos difícil de subir.

Entre tus valles y el río, suelo ponerme a pensar, son cosas de Dios y mías, sólo él me puede ayudar, mi Bosque Alegre querido, no las voyas a contar.

El murmullo de tu arroyo, parece querer decir, qué importa que el agua pase, si como nube hay subir.

Contemplando tus estrellas, me dan ganas de llorar, ellas tienen fuego adentro, yo lo tengo que buscar.

A. V. Ahumada



Figura 3. El Dr. Clariá en su casa: el Observatorio Astronómico de Córdoba.

Informes invitados

INFORME INVITADO - INVITED REVIEW

Cúmulos abiertos de la Galaxia y cúmulos de las Nubes de Magallanes: 27 años de colaboración con el Dr. J. J. Clariá

E. L. D. Bica ¹

(1) Departamento de Astronomía, Instituto de Física, Universidade Federal do Rio Grande do Sul, Porto Alegre, Brasil

Resumen. Esta presentación trata de una revisión de 27 años de investigaciones en colaboración con el Dr. Juan José Clariá. Empiezo enfatizando las contribuciones fundamentales del Dr. Clariá para el desarrollo inicial del Departamento de Astronomía de la UFRGS, en Porto Alegre, hace unos 37 años. Yo asistí a clases dictadas por Juan en aquella época, y él nos dejó un legado de filtros DDO, que fueron fundamentales para algunos MSc, como el mío, y despertó en nosotros el interés por los cúmulos estelares. En 1987, obtuve el PhD en Francia, en parte estudiando cúmulos. Las colaboraciones empezaron a partir de un fortuito reencuentro, volando a Chile para observar en 1990. Las colaboraciones en las décadas posteriores generaron publicaciones y una gran comprensión sobre cúmulos abiertos en la Galaxia, cúmulos en las Nubes de Magallanes, así como otros temas. Además del Dr. Clariá, las colaboraciones han incluido el Grupo de Córdoba, colegas en UFRGS, Estados Unidos, y Chile. Esto fue posible gracias a observaciones realizadas en CASLEO, Cerro Tolo, ESO La Silla, y HST, entre otros. Desde 1991 hasta hoy, realizamos 101 publicaciones, 41 de ellas en artículos, y 70 en simposios o catálogos. La experiencia del Dr. Clariá en cúmulos estelares y fotometría impactó muchísimo en las carreras de muchos investigadores, y en particular en la mía propia.

Abstract. This presentation deals with a review of 27 years of research collaborations with Dr. Juan José Clariá. Let me first emphasize his fundamental contributions to the early development of the Astronomy Department at UFRGS in Porto Alegre, around 37 years ago. I had classes with Juan at that time, and he provided us with a set of DDO filters as a legacy, upon each my MSc and those of other colleagues were based on, and he transmitted us the interest in star clusters. In 1987 I got my PhD in France, in part studying star clusters. The collaborations themselves initiated in a fortuitous reencounter, flying to Chile to observe in 1990. Besides Dr. Clariá, the collaborations have included the Córdoba Group, and colleagues at UFRGS, USA, and Chile. The collaborations during the subsequent decades led to many publications and a deep understanding of Galactic open clusters, clusters in the Magellanic Clouds, and other subjects. We achieved that by using data collected in CASLEO, Cerro Tololo, ESO La Silla, and HST, among others. From 1991 to date, we have produced 101 publications, 41 of them are papers and 70 are proceedings of symposia and catalogues. The expertise of Dr. Clariá in stellar clusters and photometry has had a major impact in the careers of many researches, in particular in my own career.

INFORME INVITADO - INVITED REVIEW

Pulsating white dwarf stars and asteroseismology

A. H. Córscico^{1,2}

(1) *Instituto de Astrofísica de La Plata, CCT La Plata - CONICET - UNLP, Argentina*

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

Resumen. Actualmente, un gran número de estrellas enanas blancas variables pulsantes está siendo decubierto ya sea a partir de relevamientos basados en observaciones desde Tierra, tales como el Sloan Digital Sky Survey (SDSS), u observaciones desde el espacio (por ejemplo, la Misión Kepler). Las técnicas astrosismológicas permiten inferir detalles de la estratificación química interna, la masa total, e incluso el perfil de rotación estelar. En este trabajo, describimos en primer lugar las propiedades básicas de las estrellas enanas blancas y sus pulsaciones, así como también los diferentes sub-tipos de estas variables conocidos hasta el momento. Posteriormente, describimos algunos hallazgos recientes en relación a enanas blancas pulsantes de baja masa.

Abstract. At present, a large number of pulsating white dwarf (WD) stars is being discovered either from Earth-based surveys such as the Sloan Digital Sky Survey, or through observations from space (e.g., the Kepler mission). The asteroseismological techniques allow us to infer details of internal chemical stratification, the total mass, and even the stellar rotation profile. In this paper, we first describe the basic properties of WD stars and their pulsations, as well as the different sub-types of these variables known so far. Subsequently, we describe some recent findings about pulsating low-mass WDs.

1. WD stars in a nutshell

WD stars constitute the ultimate fate of most the stars that populate the Universe, including our Sun. Indeed, single stars that born with masses below $\sim 10.6M_{\odot}$ (Woosley & Heger 2015) will end their lives as WDs. Typical ages of WDs are in the range 1 – 10 Gyr (1 Gyr $\equiv 10^9$ yr). Details about the formation and evolution of WDs can be found in the review papers of Winget & Kepler (2008), Fontaine & Brassard (2008), and Althaus et al. (2010). Here, we only give a brief summary of the main characteristics of these stars. WDs are characterized by stellar masses comparable to the mass of the Sun ($M_{\star} \sim 0.15 - 1.2M_{\odot}$) but with sizes of the order of the size of planets ($R_{\star} \sim 0.01R_{\odot}$), which implies very high mean densities ($\bar{\rho} \sim 10^6$ gr/cm³) and strong degeneration of matter. In particular, the equation of state describing the mechanical properties of WDs is that of a Fermi gas of degenerate electrons (Chandrasekhar 1939), which provides most of the pressure that counteracts the force of gravity, thus preventing the collapse. Immersed in this sea of electrons —and decoupled thereof— co-

exists a non-degenerate gas of ions that provide the heat reservoir of the star, resulting from the previous evolutionary history.

WDs cover a wide range of effective temperatures ($4000 \lesssim T_{\text{eff}} \lesssim 200\,000$ K) and hence a large interval of luminosities ($0.0001 \lesssim L_{\star}/L_{\odot} \lesssim 1000$). Average mass WDs ($M_{\star} \sim 0.6M_{\odot}$) harbor cores likely made of ^{12}C and ^{16}O , although massive WDs could have cores made of ^{16}O , ^{20}Ne y ^{24}Mg , and the lowest-mass WDs (extremely low mass WDs, abbreviated as ELM WDs) could contain cores of ^4He . Roughly speaking, WD evolution is nothing but a slow cooling (Mestel 1952), in which the star gets rid of its thermal energy content into space, being the nuclear energy sources (nuclear burning) almost extinct. The rate at which this heat is removed (i.e., the cooling rate of the WD) is controlled by the outer layers of the star. According to the chemical composition of the outer layers, WDs come in two main flavors: DAs (80%, almost pure-H atmospheres) and DBs (15%, almost pure-He atmospheres), although there are also some WDs which show atmospheres of He, C, and O (PG1159 stars) or C and He (DQ WDs). We have to add to this list the DZ WDs, which show only metal lines, without H or He present. Finally, there is the exotic object called SDSSJ1240+6710, that has an almost pure O atmosphere, diluted only by traces of Ne, Mg, and Si (Kepler et al. 2016a). In the case of DA and DB WDs, the purity in the surface chemical composition is the result of the extremely high surface gravity ($\log g \sim 6 - 9$ [cm/s^2]), which results in the settling of the heavier elements, leaving the lightest nuclear species to float at the stellar surface.

In Figure 1 we plot the internal chemical structure of a typical DA WD model with $M_{\star} = 0.56M_{\odot}$ and $T_{\text{eff}} \sim 12\,000$ K. For instructional purposes, we have included in the figure a brief explanation indicating the origin of each feature in the chemical structure of the star. Note that the adopted x -coordinate, $-\log(1 - M_r/M_{\star})$, strongly amplifies the outer part of the star. As it can be seen in the figure, in a typical WD star the $\sim 99\%$ of the mass is made of a mixture of ^{12}C and ^{16}O in uncertain proportions, being the ^4He content of $M_{\text{He}} \sim 0.01M_{\star}$ at most, and the ^1H content at the envelope of $M_{\text{H}} \lesssim 0.0001M_{\star}$.

The number of known WD stars is increasing fast thanks to the Sloan Digital Sky Survey (SDSS; York et al. 2000). In fact, SDSS increased the number of spectroscopically-confirmed WD stars more than an order of magnitude prior to the SDSS (see Kepler et al. 2016b). At present, there is a total of around 37 000 WDs identified, $\sim 30\,000$ of which are from DR7 (Kleinman et al. 2013), DR10 (Kepler et al. 2015) and DR12 (Kepler et al 2016b) of SDSS, and ~ 5000 correspond to the McCook & Sion (1999) catalog (S. O. Kepler, private communication).

2. Why we care about WDs?

WDs are very old objects, so they harbor valuable information about the history of our Galaxy. As such, these exotic objects have application to various fields of modern astrophysics:

- Cosmochronology: the derivation of the ages of stellar populations using the WD luminosity function. WDs provide independent chronometers for the age and star formation history of the Galactic disk (e.g., Harris et al.

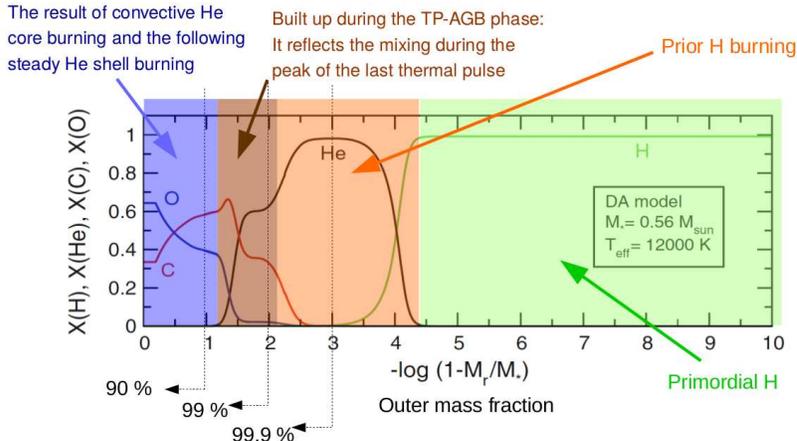


Figure 1. The internal chemical structure of a DA WD model with $M_* = 0.56M_{\odot}$ and $T_{\text{eff}} \sim 12000$ K. Plotted is the mass fraction (X) of ^{16}O , ^{12}C , ^4He , and ^1H in terms of the outer mass coordinate. We include in the plot a brief explanation about the origin of each part of the internal chemical structure. Also, we indicate a few values of the percentage of the total mass of the star associated to the outer mass coordinate.

2006), and halo (Isern et al. 1998) through cosmochronology. Furthermore, WD cosmochronology can be applied to Galactic globular clusters (Hansen et al. 2013) and open clusters (e.g., García-Berro et al. 2010) as well.

- Initial to Final Mass Relation (IFMR; Catalán et al. 2008): more than 95 % of stars will end their lives as WDs, so that they can be considered as a boundary condition for stellar evolution. The difference between the initial Main Sequence masses and the final WD masses highlights the role of mass-loss during the AGB phase.
- Progenitors of SNIa, cataclysmic variables (novae): energetic events ($10^{44} - 10^{51}$ erg) of mass transfer on the WD by its companion.
- Cosmic laboratories: the interiors of WDs are composed of matter under extreme conditions (that is, extremely high density and pressure). This allows the study of equation of state (EoS), crystallization, particle physics, fundamental constant variations.

Until recent years, the only available tools for studying WDs were spectroscopy, that provides T_{eff} , $\log g$, the surface chemical composition, the magnitude of magnetic fields, and photometry, that allows to infer the stellar mass. These techniques provide global information of the WDs. But, in what way could we dig beneath the surface layers of these stars? WD asteroseismology, that is, the comparison of the observed pulsational spectrum of variable WDs with that emerging from theoretical models of evolution and pulsations, comes to help (Winget & Kepler 2008; Fontaine & Brassard 2008; Althaus et al. 2010). Asteroseismology allows to “see” inside these stars, otherwise inaccessible by other means (Catelan & Smith 2015). WD asteroseismology allows to infer the

chemical stratification, the core chemical composition, and the stellar masses, to measure rotation and magnetic fields, to detect planets around WDs, and to probe for exotic particles that are strong candidates for dark matter, like axions.

3. A little bit about non-radial WD pulsations

Within the framework of the linear theory of stellar pulsations, in which the perturbations of the stellar fluid are assumed to be small, spheroidal nonradial stellar pulsations are described by the Lagrangian displacement vector (Unno et al. 1989):

$$\vec{\xi}_{k\ell m} = \left[\xi_r^{k\ell m}(r), \xi_h^{k\ell m}(r) \frac{\partial}{\partial \theta}, \xi_h^{k\ell m}(r) \frac{1}{\sin \theta} \frac{\partial}{\partial \phi} \right] Y_\ell^m e^{i\sigma_{k\ell m} t}, \quad (1)$$

where $Y_\ell^m(\theta, \phi)$ are the spherical harmonic functions, $\sigma_{k\ell m}$ is the pulsation eigenfrequency, and $\xi_r^{k\ell m}(r)$ y $\xi_h^{k\ell m}(r)$ are the radial and horizontal eigenfunctions, respectively, of the eigenmode characterized by the set of quantum numbers k, ℓ, m . Therefore, in the linear theory of pulsations, the eigenmodes are described by a sinusoidal temporal dependence given by the factor $e^{i\sigma_{k\ell m} t}$, an angular dependence defined by the spherical harmonics $Y_\ell^m(\theta, \phi)$, and a radial dependence through the eigenfunctions $\xi_r^{k\ell m}(r)$ y $\xi_h^{k\ell m}(r)$, which have to be determined by numerically solving the set of differential equations¹ that describe the nonradial pulsations (Unno et al. 1989). This set is a fourth-order system of equations in real variables in the adiabatic approximation, and a sixth-order system of equations in complex variables for the full problem of nonadiabatic pulsations. The quantum numbers are defined as: (1) harmonic degree, $\ell = 0, 1, 2, 3, \dots, \infty$, that represents $(\ell - m)$ nodal lines (parallel circles) on the stellar surface; (2) azimuthal order, $m = -\ell, \dots, -2, -1, 0, +1, +2, \dots, +\ell$, that represents nodal lines (meridian circles) on the stellar surface, and (3) radial order, $k = 0, 1, 2, 3, \dots, \infty$, that represent nodal concentric spherical surfaces on which the displacement is null. We note that in the absence of any physical agent able to remove spherical symmetry, such as magnetic fields or rotation, the eigenfrequencies are $(2\ell + 1)$ -fold degenerate in m . In Figure 2 we show an illustration of single spherical harmonics.

There exist three families of spheroidal pulsation modes: (1) p modes: characterized by large pressure variations and displacements mostly in the radial direction, the dominant restoring force being the compressibility. p modes have high frequencies (short periods); (2) g modes: characterized by small pressure variations and displacements almost tangential, being the dominant restoring force the buoyancy. g modes have low frequency (long periods); (3) f modes: have intermediate characteristics between p and g modes, and exist only for $\ell > 1$. Generally, these modes do not have nodes in the radial direction ($k = 0$), except for stellar models with a high central density.

¹An exception is the case of a self-gravitating homogeneous ($\rho = \text{constant}$) sphere, that admits an analytic solution (Pekeris 1938), although such a configuration is not of much astronomical relevance.

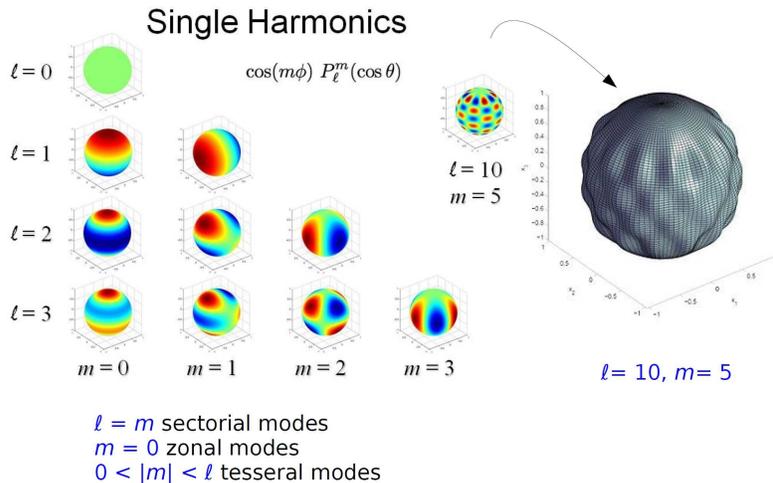


Figure 2. *Left:* some examples of single spherical harmonics. *Right:* The specific case of $\ell = 10, m = 5$ and its three-dimensional representation. Figures adapted from www.atmos.albany.edu.

The first pulsating WD star, HL Tau 76, was discovered by Landolt (1968). Pulsating WDs exhibit g -mode pulsations with $\ell = 1$ and 2 ². There is only one reported case of a pulsating WD (specifically, a low-mass WD) that could be pulsating with periods at ~ 100 s associated to p modes or even radial ($\ell = 0$) modes and low radial order k (Hermes et al. 2013a). The amplitude of the variations of WD pulsations are typically between 0.005 y 0.4 mag. A plethora of light curves, some sinusoidal and with small amplitudes, other nonlinear and with large amplitudes, are observed. Generally, pulsating WDs are multimode pulsators, that is, they exhibit more than just a single period. In some cases, the pulsation spectrum contains linear frequency combinations of genuine pulsation eigenmodes, likely produced by the outer convection zone of the star.

4. The zoo of pulsating WDs

An increasing number of kinds of WD pulsators has been discovered in the last years. At present, there are seven classes of pulsating WDs. To begin with, the variables ZZ Ceti or DAVs (pulsating WDs with almost pure H atmospheres) are the most numerous ones. The other classes comprise the DQVs (atmospheres rich in He and C), the variables V777 Her or DBVs (atmospheres almost pure in He), the Hot DAVs (H-rich atmospheres), and the variables GW Vir or pulsating PG1159 pre-WD stars (atmospheres dominated by C, O, and He) that include the DOVs and PNNVs objects. To these families of pulsating WD stars, we have to add the ELMVs (extremely low-mass WDs variable) and the pre-ELMVs (the

²Modes with higher values of ℓ could be excited in WDs, but their detection should be hampered by geometric effects of cancellation (Dziembowski 1977).

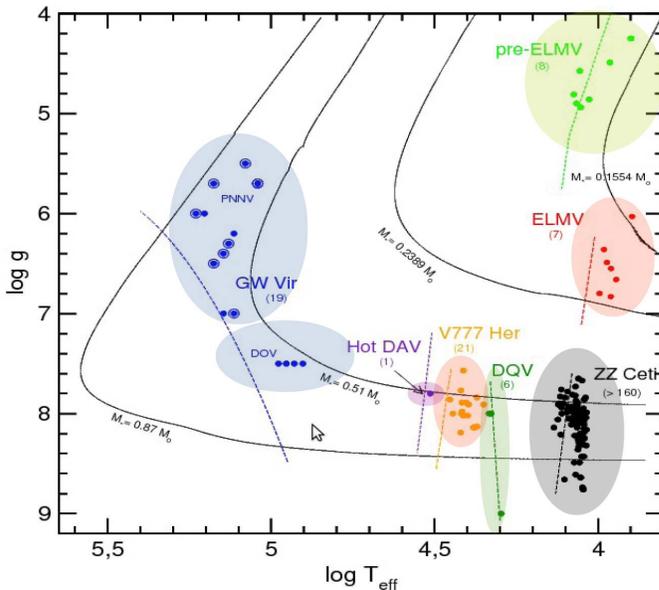


Figure 3. The location of the known classes of pulsating WD and pre-WD stars (dots of different colors) in the $\log T_{\text{eff}} - \log g$ plane. We emphasize in particular the ELMV and pre-ELMV stars with big red and light green circles, respectively. In parenthesis we include the number of known members of each class. Two post-VLTP (Very Late Thermal Pulse) evolutionary tracks for H-deficient WDs and two evolutionary tracks for low-mass He-core WDs are plotted for reference. Also shown with dashed lines are the theoretical blue edges of the different instability domains.

probable precursors of ELMVs). In Figure 3 we depict the location of the several families of pulsating WDs known hitherto in the $\log T_{\text{eff}} - \log g$ plane.

Regarding the driving mechanisms involved in the excitation of the pulsations in WDs, there is a strong consensus that they correspond to thermal processes that give place to self-excited pulsations. The more relevant mechanism is the $\kappa - \gamma$ mechanism acting in partial ionization regions of the dominant chemical element: H_{I–II} (DAVs, ELMVs), He_{I–II} (DBVs), He_{II–III} (pre-ELMVs), C_{V–VI} and O_{VII–VIII} (pulsating PG119 pre-WD stars). When the outer convection zone deepens, WD pulsations are excited by the “convective driving” mechanism (DAVs, DBVs, ELMVs). Finally, the ε mechanism due to stable nuclear burning could be responsible for the excitation of short-period g modes in GW Vir stars (He burning; Córscico et al. 2009), ELMVs (H burning; Córscico et al. 2014a), and in average-mass DAV WDs evolved from low-metallicity progenitors (H burning; Camisassa et al. 2016).

In the next section, we concentrate in the last theoretical results about pre-ELMV and ELMV variable stars. A thorough description of the pulsation properties of these pulsating WD stars can be found in the papers by Steinfadt et al. (2010), Córscico et al. (2012), Jeffery & Saio (2013), Van Grootel et al. (2013), Córscico & Althaus et al. (2014ab, 2016), Córscico et al. (2016), and Gianninas et al. (2016).

5. Pulsating low-mass He-core WDs

Low-mass WDs ($M_\star \lesssim 0.45M_\odot$), including ELM WDs ($M_\star \lesssim 0.18 - 0.20M_\odot$, H-rich atmospheres), which are currently being detected through the ELM survey (see Brown et al. 2016 and references therein), likely harbor cores made of He. They are thought to be the outcome of strong mass-loss episodes at the red giant branch stage of low-mass stars in binary systems before the He flash onset that, in this way, is avoided (Althaus et al. 2013; Istrate et al. 2016). Some ELM WDs exhibit long-period ($\Pi \sim 1000 - 6300$ s) g -mode pulsations (Hermes et al. 2012, 2013ab; Kilic et al. 2015; Bell et al. 2015); they are called ELMV pulsating stars. The asteroseismological study of ELMVs ($7000 \lesssim T_{\text{eff}} \lesssim 10\,000$ K and $6 \lesssim \log g \lesssim 7$; red circles in Figure 3) can help to sound their interiors and ultimately to yield valuable clues about their formation scenarios. On the other hand, short-period ($\Pi \sim 300 - 800$ s) p - or even radial-mode ($\ell = 0$) pulsations in five objects that are probably precursors of ELM WDs have been recently discovered (Maxted et al. 2013, 2014; Gianninas et al. 2016). These stars have $8000 \lesssim T_{\text{eff}} \lesssim 13\,000$ K and $4 \lesssim \log g \lesssim 5.5$ (green circles in Figure 3) and show a mixture of H and He on the surface. They are known as pre-ELMV stars and constitute the newest class of pulsating WD stars³.

Below, we describe the predictions of current stability analysis on pre-ELMVs and ELMVs and how these compare with the observations.

5.1. Pre-ELMVs

Here, we describe the main nonadiabatic pulsation results of the study by Córscico et al. (2016). The stability properties of He-core, low-mass pre-WD models extracted from the computations of Althaus et al. (2013), calculated assuming the ML2 prescription for the MLT theory of convection (Tassoul et al. 1990), covering a range of effective temperatures of $25\,000 \text{ K} \gtrsim T_{\text{eff}} \gtrsim 6000 \text{ K}$ and a range of stellar masses of $0.1554 \lesssim M_\star/M_\odot \lesssim 0.2724$, were analyzed. Gravitational settling was neglected. For each model, the pulsational stability of radial ($\ell = 0$), and nonradial ($\ell = 1, 2$) p and g modes with periods in the range $10 \text{ s} \lesssim \Pi \lesssim 20\,000 \text{ s}$ was assessed. The results are shown in the left panel of Figure 4, in which we depict a spectroscopic HR diagram (the $T_{\text{eff}} - \log g$ plane) that includes low-mass He-core pre-WD evolutionary tracks (dotted curves) along with the location of the known pre-ELMV stars (green circles) and stars not observed to vary (black dots). The theoretical blue edge of the dipole ($\ell = 1$) pre-ELMV instability domain (gray area) due to the $\kappa - \gamma$ mechanism acting at the He_{II-III} ($\log T \sim 4.7$) and He_{I-II}/H_{I-II} ($\log T \sim 4.42/\log T \sim 4.15$) partial ionization regions is displayed with a dashed blue line. These results are in excellent agreement with the predictions of the stability analysis carried out by Jeffery & Saio (2013). The location of the theoretical blue edge is almost insensitive to the value of ℓ and the prescription for the MLT theory of convection (that is, the efficiency of convection) adopted in the construction of the stellar mod-

³There are other three stars (Corti et al. 2016, Zhang et al. 2016) that exhibit long-period ($\Pi \sim 1600 - 4700$ s) pulsations, located at nearly the same region of the HR diagram, but their nature as low-mass proto-WDs cannot be confirmed at the moment; i.e., they could be, alternatively, δ Scuti- and/or SX Phe-like pulsators.

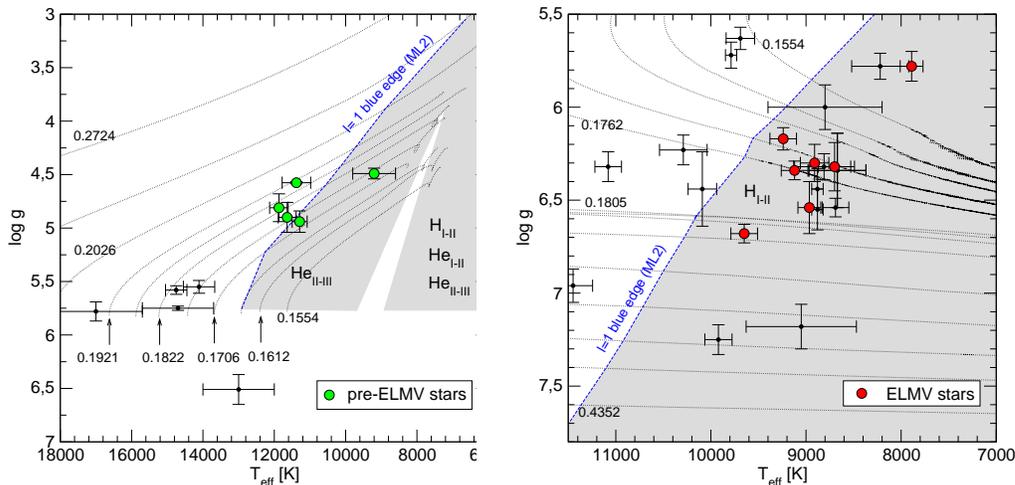


Figure 4. *Left:* The $T_{\text{eff}} - \log g$ diagram showing low-mass He-core pre-WD evolutionary tracks (dotted curves) computed neglecting element diffusion. Numbers correspond to the stellar mass of some sequences. Green circles with error bars correspond to the confirmed pre-ELMV stars, and black dots depict the location of stars not observed to vary. The dashed blue line indicates the nonradial dipole ($\ell = 1$) blue edge of the pre-ELMV instability domain (emphasized as a gray area) of p and radial modes due to the $\kappa - \gamma$ mechanism acting at the $\text{He}_{\text{II-III}}$ (at high T_{eff}) and $\text{He}_{\text{I-II}}/\text{H}_{\text{I-II}}$ (at low T_{eff}) partial ionization regions, as obtained by Córscico et al. (2016). *Right:* The same diagram but for low-mass He-core WD evolutionary tracks (final cooling branches). The locations of the seven known ELMVs are marked with red circles (T_{eff} and $\log g$ computed with 1D model atmospheres after 3D corrections). The gray region bounded by the dashed blue line corresponds to the instability domain of $\ell = 1$ g modes due to the $\kappa - \gamma$ mechanism acting at the $\text{H}_{\text{I-II}}$ partial ionization region, according to Córscico & Althaus (2016).

els. The blue edge of radial modes is ~ 1000 K cooler than for nonradial modes. Our computations roughly account for the location of the known pre-ELMVs, although the theoretical blue edge should be ~ 900 K hotter in order to achieve a better agreement. This can be accomplished with higher He abundances at the driving region. This issue should be investigated in more detail.

A crucial aspect of these computations is that they neglect the effect of gravitational settling. When we take into account gravitational settling, the driving regions quickly becomes depleted in He, and the instability region in the $T_{\text{eff}} - \log g$ diagram shrinks, leading us to the inability to explain the existence of *any* of these pulsating stars. This indicates that *gravitational settling could not be operative, or could be slowed, in the pre-WD stage.*

5.2. ELMVs

For the study of ELMVs, stellar models of He-core, low-mass WDs extracted from the computations of Althaus et al. (2013), having H-pure atmospheres and taking into account three different prescriptions for the MLT theory of convection (ML1, ML2, ML3; see Tassoul et al. 1990 for their definitions),

covering a range of effective temperatures of $13\,000\text{ K} \lesssim T_{\text{eff}} \lesssim 6\,000\text{ K}$ and a range of stellar masses of $0.1554 \lesssim M_{\star}/M_{\odot} \lesssim 0.4352$, were considered. For each model, the pulsation stability of radial ($\ell = 0$) and nonradial ($\ell = 1, 2$) p and g modes with periods from a range $10\text{ s} \lesssim \Pi \lesssim 18\,000\text{ s}$ for the sequence with $M_{\star} = 0.1554M_{\odot}$, up to a range of periods of $0.3\text{ s} \lesssim \Pi \lesssim 5\,000\text{ s}$ for the sequence of with $M_{\star} = 0.4352M_{\odot}$ was assessed. Complete details of these calculations are given in Córscico & Althaus (2016). The results are shown in the right panel of Figure 4, in which we depict the spectroscopic HR diagram including the low-mass He-core WD evolutionary tracks (final cooling branches), along with the location of the seven known ELMVs (red circles), where T_{eff} and $\log g$ have been computed with 1D model atmospheres after 3D corrections. The instability domain of $\ell = 1$ g modes due to the $\kappa - \gamma$ mechanism acting at the $\text{H}_{\text{I-II}}$ ($\log T \sim 4.15$) partial ionization region is emphasized with a gray region bounded by a dashed blue line corresponding to the blue edge of the instability domain. Our results are in good agreement with those of Córscico et al. (2012) and Van Grootel et al. (2013). Some short-period g modes are destabilized mainly by the ε mechanism due to stable nuclear burning at the basis of the H envelope, particularly for model sequences with $M_{\star} \lesssim 0.18M_{\odot}$ (see Córscico & Althaus 2014a for details). The blue edge of the instability domain is hotter for higher stellar mass and larger convective efficiency. The ML2 and ML3 versions of the MLT theory of convection are the only ones that correctly account for the location of the seven known ELMV stars. We found a weak sensitivity of the blue edge of g modes with ℓ , and the blue edges corresponding to radial and nonradial p modes are somewhat ($\sim 200\text{ K}$) hotter than the blue edges of g modes.

6. Conclusions

WD asteroseismology is consolidating as one of the most attractive avenues to explore the properties of WDs. It can provide crucial information about the internal structure of these stars, which leads to a detailed knowledge of evolutionary processes experienced by their parent stars. It is expected that in the coming years, unparalleled progress in the asteroseismic study of the origin and evolution of WDs will be reached with the help of space missions such as TESS (Transiting Exoplanet Survey Satellite, <https://tess.gsfc.nasa.gov/>).

Agradecimientos. I want to warmly thank the members of the LOC and SOC of the “Terceras Jornadas de Astrofísica Estelar” for the valuable work that led to the realization of this excellent scientific meeting.

References

- Althaus, L. G., Miller Bertolami, M. M., & Córscico, A. H. 2013, *A&A*, 557, A19
- Althaus, L. G., Córscico, A. H., Isern, J., et al., 2010, *A&A Rev.*, 18, 471
- Bell, K. J., Kepler, S. O., Montgomery, M. H., et al., 2015, 19th European Workshop on White Dwarfs, 493, 217
- Brown, W. R., Gianninas, A., Kilic, M., et al., 2016, *ApJ*, 818, 155
- Camisassa, M. E., Córscico, A. H., Althaus, L. G., et al., 2016, *A&A*, 595, A45

- Catalán, S., Isern, J., García-Berro, E., et al., 2008, *MNRAS*, 387, 1693
- Catelan, M., & Smith, H. A. 2015, *Pulsating Stars (Wiley-VCH)*, 2015,
- Chandrasekhar, S. 1939, “An introduction to the study of stellar structure”, Chicago, Ill., The University of Chicago press
- Córscico, A. H., Althaus, L. G., Serenelli, A. M., et al., 2016, *A&A*, 588, A74
- Córscico, A. H., & Althaus, L. G. 2016, *A&A*, 585, A1
- Córscico, A. H., & Althaus, L. G. 2014b, *A&A*, 569, A106
- Córscico, A. H., & Althaus, L. G. 2014a, *ApJ*, 793, L17
- Córscico, A. H., Romero, A. D., Althaus, L. G., et al., 2012, *A&A*, 547, A96
- Córscico, A. H., Althaus, L. G., Miller Bertolami, M. M., et al., 2009, *ApJ*, 701, 1008
- Corti, M. A., Kanaan, A., Córscico, A. H., et al., 2016, *A&A*, 587, L5
- Dziembowski, W. 1977, *Acta Astron.*, 27, 203
- Fontaine, G., & Brassard, P. 2008, *PASP*, 120, 1043
- García-Berro, E., Torres, S., Althaus, L. G., et al. 2010, *Nat*, 465, 194
- Gianninas, A., Curd, B., Fontaine, G., et al., 2016, *ApJ*, 822, L27
- Hansen, B. M. S., Kalirai, J. S., Anderson, J., et al. 2013, *Nat*, 500, 51
- Harris, H. C., Munn, J. A., Kilic, M., et al. 2006, *AJ*, 131, 571
- Hermes, J. J., Montgomery, M. H., Gianninas, A., et al., 2013a, *MNRAS*, 436, 3573
- Hermes, J. J., Montgomery, M. H., Winget, D. E., et al., 2013b, *ApJ*, 765, 102
- Hermes, J. J., Montgomery, M. H., Winget, D. E., et al., 2012, *ApJ*, 750, L28
- Isern, J., García-Berro, E., Hernanz, M., et al., 1998, *ApJ*, 503, 239
- Istrate, A., Marchant, P., Tauris, T. M., et al., 2016, *A&A*, 595, A35
- Jeffery, C. S., & Saio, H. 2013, *MNRAS*, 435, 885
- Kepler, S. O., Koester, D., & Ourique, G. 2016a, *Science*, 352, 67
- Kepler, S. O., Pelisoli, I., Koester, D., et al. 2016b, *MNRAS*, 455, 3413
- Kepler, S. O., Pelisoli, I., Koester, D., et al. 2015, *MNRAS*, 446, 4078
- Kilic, M., Hermes, J. J., Gianninas, A., et al., 2015, *MNRAS*, 446, L26
- Kleinman, S. J., Kepler, S. O., Koester, D., et al. 2013, *ApJS*, 204, 5
- Landolt, A. U. 1968, *ApJ*, 153, 151
- Maxted, P. F. L., Serenelli, A. M., Marsh, T. R., et al., 2014, *MNRAS*, 444, 208
- Maxted, P. F. L., Serenelli, A. M., Miglio, A., et al., 2013, *Nat*, 498, 463
- McCook, G. P., & Sion, E. M. 1999, *ApJS*, 121, 1
- Mestel, L. 1952, *MNRAS*, 112, 583
- Pekeris, C. L. 1938, *ApJ*, 88, 189
- Steinfadt, J. D. R., Bildsten, L., & Arras, P. 2010, *ApJ*, 718, 441
- Tassoul, M., Fontaine, G., & Winget, D. E. 1990, *ApJS*, 72, 335
- Unno, W., Osaki, Y., Ando, H., et al., 1989, *Nonradial oscillations of stars*, Tokyo: University of Tokyo Press, 1989, 2nd ed.
- Van Grootel, V., Fontaine, G., Brassard, P., et al., 2013, *ApJ*, 762, 57
- Winget, D. E., & Kepler, S. O. 2008, *ARA&A*, 46, 157
- Woosley, S. E., & Heger, A. 2015, *ApJ*, 810, 34
- York, D. G., Adelman, J., Anderson, J. E., Jr., et al. 2000, *AJ*, 120, 1579
- Zhang, X. B., Fu, J. N., Li, Y., et al., 2016, *ApJ*, 821, L32

INFORME INVITADO - INVITED REVIEW

About Synchronized Globular Cluster Formation over Supra-galactic Scales

J. C. Forte^{1,2}

(1) *Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas,*
Argentina

(2) *Planetario de la ciudad de Buenos Aires “Galileo Galilei”, Argentina*

Resumen. Argumentos observacionales y teóricos apoyan la idea de que eventos violentos conectados con actividad AGN y/o episodios violentos de formación estelar jugaron un papel significativo en las etapas tempranas de la formación de las galaxias. Siendo sistemas estelares antiguos, los cúmulos globulares aparecen como candidatos adecuados para buscar las huellas eventuales de tales eventos. Un análisis basado en varios miles de cúmulos globulares en Virgo y Fornax muestra la existencia de estructuras muy interesantes y no detectadas previamente. Una técnica simple de reconocimiento de patrones indica la presencia de “modulaciones de color” distintas para cada uno de esos cúmulos de galaxias.

Esos patrones fueron detectados, primeramente, en muestreos compuestos de globulares en galaxias con $M_g = -20.2$ a -19.2 , y luego, en algunos sub-muestreos de globulares asociados con galaxias gigantes individuales. Los resultados sugieren que la formación de globulares no ha sido totalmente estocástica sino que incluyó una fracción significativa de cúmulos que lo hicieron de forma sincronizada y sobre escalas espaciales supra-galácticas. Un análisis tentativo indica que los eventos putativos que favorecieron la formación de globulares ocurrieron en un lapso de 1.5×10^9 años y en un rango de corrimientos al rojo entre $z = 2$ y 4 .

Abstract. Observational and theoretical arguments support the idea that violent events connected with AGN activity and/or intense star forming episodes played a significant role in the early phases of galaxy formation at high redshifts. Being old stellar systems, globular clusters seem adequate candidates to search for the eventual signatures that might have been left by those energetic phenomena. The analysis of the colour distributions of several thousands of globular clusters in the Virgo and Fornax galaxy clusters reveals the existence of some interesting and previously undetected features. A simple pattern recognition technique, indicates the presence of “colour modulations”, distinctive for each galaxy cluster. These patterns were first found on composite samples of globular clusters in galaxies with $M_g = -20.2$ to -19.2 , and later, detected on some sub-samples of globulars associated with individual giant elliptical galaxies. The results suggest that the globular cluster formation process has not been completely stochastic but, rather, included a significant fraction of globulars that formed in a synchronized way and over supra-galactic spatial scales. A tentative approach indicates that the putative events

that enhanced globular cluster formation took place during a time lapse of 1.5×10^9 years and in a range of redshifts z between 2 and 4.

1. Introduction

Being old stellar systems, and potential carriers of valuable information of the astrophysical processes that characterized the early Universe, globular clusters (GCs) have become the target of an increasing volume of research on both the observational and theoretical fronts.

Even so, some historical questions still remaining open. For example, why GC formation is not detected in low redshift galaxies even though enough interstellar matter is available to fuel such a process? Which is the “missing” ingredient not operating at low redshifts? Nearby galaxy mergers do exhibit some massive clusters that seem to resemble young globulars and suggest that violent/energetic phenomena might be such an ingredient.

A key subject in the study of globular cluster systems is the analysis of the globular cluster colour distribution (GCCDs in what follows). A proper decoding of these distributions imply the understanding of the connection between ages, chemical abundances and spatial distributions.

Frequently, these distributions exhibit the so called “colour bimodality”, i.e., the presence of two dominant (“blue” and “red”) GC populations.

Peng et al. (2006) have shown that bimodality is in fact a feature that depends on galaxy mass. The red GC population becomes less evident with decreasing mass and disappears in the less massive galaxies. In turn, “blue” globulars seem to be present in almost all galaxies.

This characteristic led Cen (2001) to suggest that blue globulars formed in a synchronized way and as the result of a very large scale phenomenon: The re-ionization of the Universe. An underlying question is, if other highly energetic events might have left some kind of detectable features, for example, on the GCCDs.

Fabian (2012) presents a number of observational results that point out the important role of AGN activity in producing massive outflows that change the environmental conditions of interstellar gas on large spatial volumes. On the other side, the most recent models of galaxy formation (e.g. Vogelsberger 2014) include this kind of phenomena and led to remarkably realistic results.

In general, these phenomena are expected to produce star forming “quenching”. However, several results in the literature argue in the other direction, i.e., that under given circumstances, these effects end up in enhancing the star forming process (see, for example, Silk 2013).

In the particular case of GCs, and in a *naive* approach, one might expect that quenching/enhancement would be reflected as valleys/peaks in the GCCDs. So far these kind of features have not been reported.

Eventually, this situation may suggest that the usual approach in analysing the GCCDs needs a change in the strategy. For example, the composite samples of GCs belonging to galaxies with comparable brightness (mass) will presumably erase the characteristics of a given globular cluster system but, on the other side, might enhance the presence of systemic features common to these galaxies.

This type of approach is the core of the following analysis. The details of the

pattern recognition procedure, as well as other inherent results, can be found in Forte (2017).

2. Data Sources

The main data source in this work is the g, z photometry for GCs associated with galaxies in the Virgo and Fornax clusters presented by Jordán et al. (2006, 2015). We also revisit the Washington photometry given by Forte et al. (2007) for the central giant galaxies NGC 1399 and NGC 4486 and, in the case of this galaxy, the *griz* Gemini-GMOS photometry given by Forte et al. (2013).

We adopt a GCs limiting magnitude $g = 25.0$ in order to guarantee both a high spatial completeness and $(g - z)$ colour errors below ≈ 0.07 mag. In summary, these data correspond, to 7671 GCs in 88 Virgo galaxies and 4317 GCs in 42 Fornax galaxies.

Figure 1 shows the colour magnitude diagram for the Virgo and Fornax galaxies. Galaxies above the solid horizontal line are considered as giants. The dashed horizontal line is the faintest limit of the analysis.

3. Colour patterns recognition

The usual analysis of GCCDs stands on discrete-bin colour histograms and/or smoothed versions of these histograms. These last “generalized” histograms are obtained by convolving the colour data with, for example, Gaussian kernels. In this work we adopt the same tools but, instead of sampling a single galaxy, we define a moving sampling window (0.4 mag wide in galaxy absolute magnitude) and combine all the GCs associated with galaxies within that window. In turn, this window moves in steps $\delta = 0.20$ mag.

A composite GCCD is obtained for each sample, and a routine searches for colour peaks and valleys (i.e. colours where $[dN/d(g-z)] = 0$).

This procedure was carried out for all galaxies fainter than $M_g = -20.2$ (i.e. non-giant galaxies), leading to the identification of 231 peaks in Virgo and 179 in Fornax. The statistics of these peaks define a first approach to the Virgo and Fornax colour patterns.

A further analysis reveals that most of these patterns appear for GCs associated to galaxies with absolute magnitudes M_g from -20.2 to -19.2 .

The composite GCCDs for 13 Virgo galaxies and 7 Fornax galaxies are shown (both in the discrete and smoothed histogram format) in Figure 2 and Figure 3 respectively. In these figures, the discrete-bin histograms have 0.04 mag bins while, the smoothed distributions were obtained with a Gaussian kernel $\sigma_{(g-z)} = 0.015$ mag. Dashed lines indicate the respective colour patterns and solid dots identify the features found by the peak finding routine.

It is worth mentioning that colour patterns seen in these diagrams survive when the GC samples are divided in terms of galaxy groups or in terms of the apparent magnitudes of the clusters.

Within the $(g - z)$ colour range covered by old GCs (0.75 to 1.65), the Virgo galaxies exhibit six (and possibly seven) colour peaks while five (and possibly six) are detectable in Fornax galaxies.

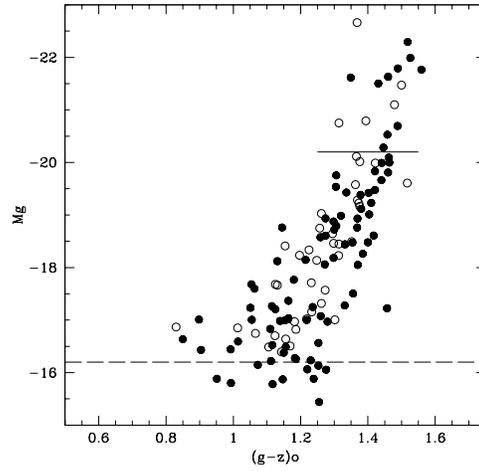


Figure 1. Absolute magnitude vs. $(g-z)_o$ colour for galaxies in the Virgo (filled circles) and Fornax (open circles) ACSs. Objects above the horizontal line are giant galaxies. The dashed line indicates the faintest limit of the analysis. Credit: Fig. 1, Supra-galactic colour patterns in globular cluster systems, Forte J. C., Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Volume 468.

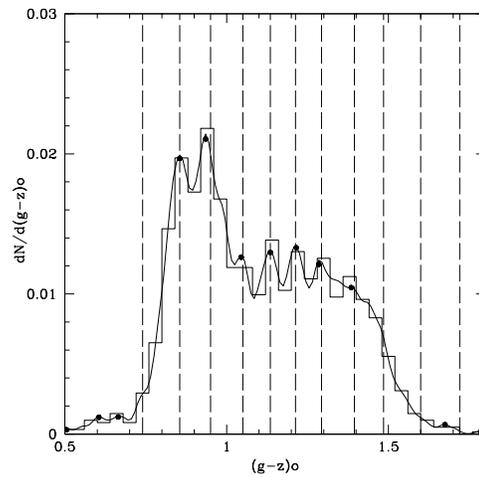


Figure 2. Discrete and smoothed colour distribution for 1531 clusters in 13 Virgo galaxies with $M_g = -20.2$ to -19.2 . The dashed lines indicate the Virgo colour pattern.

4. Colour patterns in Virgo Giants

In this, and in the following section, we present the results for the giant galaxies in both clusters. In what follows, all the diagrams display the smoothed GC colour distributions and the discrete-bins histograms (arbitrarily shifted up-

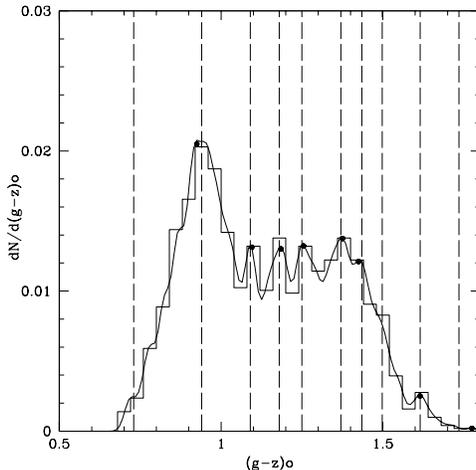


Figure 3. Discrete and smoothed colour distribution for 1620 clusters in 7 Fornax galaxies with $M_g = -20.2$ to -19.2 . The dashed lines indicate the Fornax colour pattern.

wards).

A remarkable object in Virgo is the giant galaxy NGC 4486 which has an extremely rich GC system (with about 15,000 clusters). In this case the routine searches for colour patterns within given ranges of galactocentric radii and position angles. These patterns are then compared with the corresponding reference pattern (Virgo or Fornax).

An example of the results is displayed in Figure 4. This diagram shows eight coincidences with the colour pattern defined by GCs in fainter galaxies, without requiring any systematic shift in colour.

In fact, the routine finds the Virgo pattern in all the ten giant galaxies although, in most cases, colour shifts ranging from -0.05 to 0.01 mag. are required for a proper match with the reference pattern.

The composite GCCD for these giant galaxies is shown in Figure 5. The colour distribution is broadly bimodal and the finding routine delivers a number of rather “incoherent” colour peaks (shown as dots). However, if the GCCD in each galaxy is shifted in colour, as indicated by the routine, and then added, the Virgo pattern appears clearly defined as depicted in Figure 6.

5. Colour patterns in Fornax Giants

In the case of the Fornax cluster, the dominant elliptical galaxy is NGC 1399. In this galaxy the routine indicates a colour shift of 0.035 in order to match the Fornax pattern as displayed in Figure 7. Furthermore, the same shift is necessary when GCs in the four brightest giants in Fornax are combined. This result is shown in Figure 8.

This last diagram does not include NGC 1316, a galaxy with a complex multi-population GC system (see Sesto et al. 2017). However, even in this galaxy,

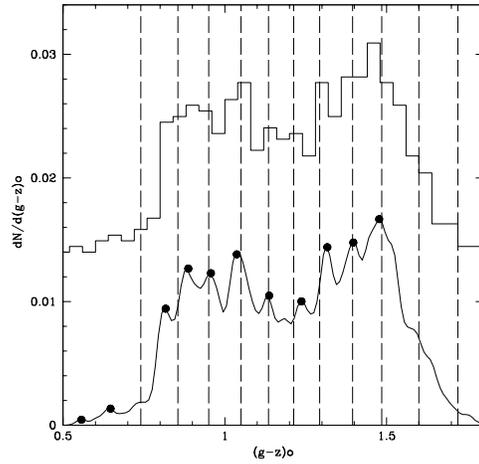


Figure 4. GC sample in NGC 4486. The sample includes 547 clusters with galactocentric radii from 0 to 110 arcsecs and position angles between 20 and 160 degrees. The dashed lines indicate the Virgo colour pattern.

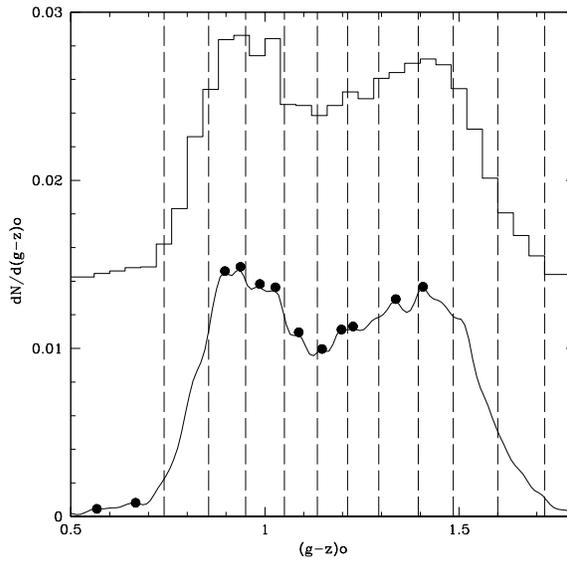


Figure 5. Composite GC colour distribution for 4974 clusters in ten giant Virgo galaxies. The dashed lines indicate the Virgo colour pattern. Dots indicate the position of (incoherent) colour peaks identified by the finding routine.

some of the colour peaks in the Fornax pattern can be recognized as depicted in [Figure 9](#).

It is worth mentioning that the Washington ($C - T_1$) colours of clusters in NGC 1399 and NGC 4486 (Forte et al. 2007) show the same features detected

Synchronized Globular Cluster Formation

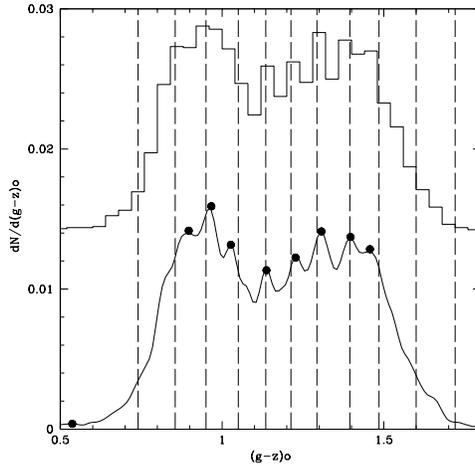


Figure 6. Composite GC colour distribution for 4974 clusters in ten giant Virgo galaxies. The dashed lines indicate the colour pattern defined by Virgo galaxies with $M_g = -20.2$ to -19.2 . The individual colour patterns for GCs in each galaxy were shifted according to the results derived with the peak finding routine and then added (see text). The Virgo colour pattern is easily recognizable on the composite GCCD.

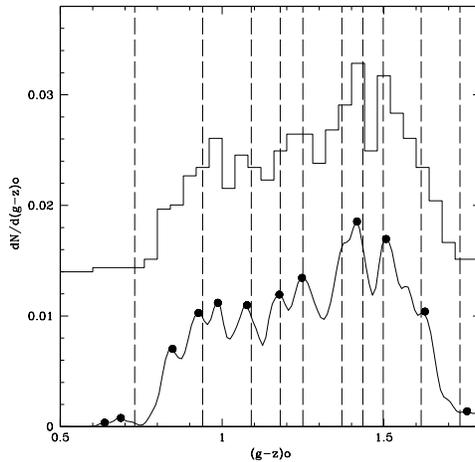


Figure 7. GC sample in NGC 1399. The sample includes 663 clusters with galactocentric radii from 0 to 90 arcsecs and position angles between 0 and 360 degrees. The dashed lines indicate the Fornax colour pattern.

on the ACS photometry.

The Virgo pattern is also recognizable in a peripheral field of NGC 4486 observed with Gemini-GMOS and includes some 500 GC candidates (Forte et al. 2013).

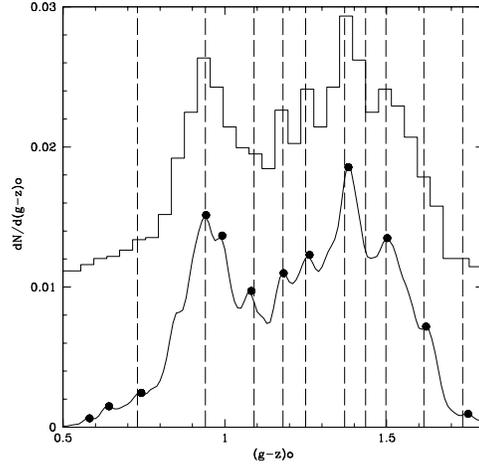


Figure 8. Composite GC colour distribution for 1677 clusters in four giant Fornax galaxies, shifted by 0.035 in the $(g - z)$ colour. The dashed lines indicate the Fornax colour pattern.

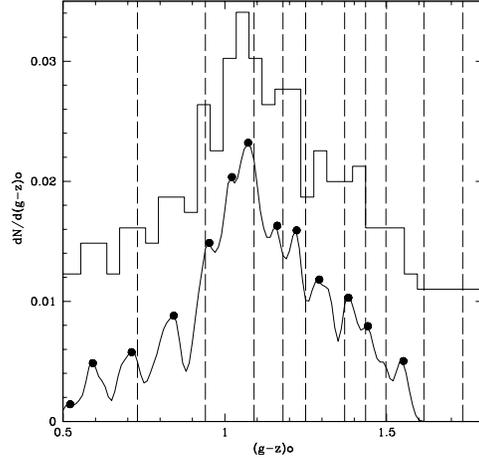


Figure 9. Composite GC colour distribution for 239 clusters in NGC 1316, shifted by 0.035 in the $(g - z)$ colour. These clusters have galactocentric radii between 40 and 80 arcsecs. The dashed lines indicate the Fornax colour pattern.

6. Conclusions

A remarkable outcome in this work is that, once the colour patterns were recognized on the composite GCCDs of clusters associated with galaxies fainter than $M_g = -20.2$, the same features were later found in the *individual* GCCDs of giant galaxies both in Virgo and Fornax. This fact supports the physical entity of the colour patterns and argues against the idea that they are mere statistical

Synchronized Globular Cluster Formation

fluctuations.

The origin of these colour patterns is intriguing and, at this stage, only speculative. There are different scenarios that deserve further research in order to clarify this situation. Among them, the effects of AGN activity or those connected with violent star formation events (e.g. arising in the merging of sub-cluster structures at high redshifts).

The clusters arising in these events eventually co-exist with other GCs that were formed along the individual life of a given galaxy. The rich GCs in giant galaxies may in fact hide the presence of those clusters although they are still detectable through the pattern recognition technique.

For galaxies fainter than $M_g = -18.8$, the colour patterns are not easily recognizable, except in a few cases. These systems do not have a significant population of intermediate colours and red GCs to allow the eventual presence of the colour patterns.

If chemical abundance correlates with time, as in the case of Milky Way (MW) globulars (see Leaman et al. 2013), the different colour peaks may be indicating the time of the occurrence of “outer stimuli” that led to the enhancement of GC formation on large spatial scales and involving several galaxies.

The adoption of the MW age-chemical abundance relation, just as a reference (and with all the well known caveats), suggests a time lapse of about 1.5×10^9 years, at redshifts z between 2 and 4, as the ages of those putative highly energetic events. Further characterization of these patterns in an astrophysical context will require high quality photometry and spectroscopy.

Agradecimientos. The author thanks the organizing Committees for the invitation to deliver this talk and participate in this meeting honouring a friend and outstanding colleague as Dr. Juan José Clariá. Córdoba Observatory, Argentina, June 21-24, 2016.

References

- Cen, R., 2001, ApJ, 560, 592
- Fabian, A.C., 2012, ARA&A, 50, 455
- Forte, J.C., 2017, MNRAS, 468, 3917
- Forte, J.C., et al., 2007 MNRAS, 382, 1947
- Forte, J.C. et al., 2013, MNRAS, 431, 1405
- Jordán A. et al., 2009, ApJS, 180, 54
- Jordán A. et al., 2015, ApJS, 221, 13
- Leaman, R., et al., 2013, MNRAS, 436, 122
- Peng, E., et al., 2006, ApJ, 639, 838
- Sesto, L., et al., 2016 MNRAS, 461, 4260
- Silk, J., 2013, MNRAS, 461, 4260
- Vogelsberger, M. et al., 2014, MNRAS, 444, 1518

INFORME INVITADO - INVITED REVIEW

CLARIAficando nuestro conocimiento de *Multiple Populations in Star Clusters*

D. Geisler¹, S. Villanova¹, R. Cohen¹ F. Mauro¹ B. Tang¹ & J. Cummings¹

(1) *Departamento de Astronomía, Universidad de Concepción, Concepción, Chile*

Resumen. El descubrimiento de poblaciones múltiples en cúmulos globulares Galácticos ha producido un cambio radical en nuestro entendimiento de estos objetos que antes estaban considerados como Poblaciones Estelares Simples prototípicas. Esta presentación comienza con un breve resumen del descubrimiento de poblaciones múltiples, su naturaleza y extensión. Después describimos algunos estudios observacionales recientes, incluyendo espectroscopía y fotometría, realizados por nuestro grupo en la Universidad de Concepción y colaboradores, para investigar más profundamente este fenómeno fascinante.

Abstract. The discovery of multiple populations in Galactic globular clusters has produced a paradigm shift in our understanding of what were long considered to be prototypical Simple Stellar Populations. This presentation begins with a brief review of our gradual discovery of multiple populations, their nature and extent. We then discuss recent observational efforts, both spectroscopic and photometric, by our group at the Universidad de Concepción and collaborators to further investigate this fascinating phenomenon.

1. Introduction

Star clusters (SCs) are traditionally regarded as prototypical examples of Simple Stellar Populations (SSPs) - objects which were created in a single star formation burst from a homogeneous medium, so that all of the stars share the same age and initial chemical composition. Sharing these factors means that we can eliminate them in trying to understand how stars within a SC evolve and that any intrinsic differences we see in the properties of current-day stars in a SC must be due to other factors such as mass. These simple but powerful characteristics have allowed us to learn a huge fraction of what we know about stellar evolution from SCs. In addition, SCs are fantastic tools to study the formation and chemical enrichment history of the many components of a galaxy, including the halo, bulge, thin and thick disks, since SCs are associated with all of these components, and are found in all galaxies above a certain minimum mass, in increasingly larger numbers. SCs are also invaluable in studying distant unresolved stellar populations, stellar dynamics, the distance scale, the age of the Universe, etc.

Nevertheless, the discovery over the past decades of the presence of multiple stellar populations (MPs) in a growing number of Galactic and extraGalactic SCs has forced a paradigm shift in our understanding of their nature and origin. This

phrase is overused in modern astrophysics but nowhere is it more appropriate than in this context. The first hint of this phenomenon occurred over 40 years ago in the earliest color-magnitude diagrams (CMDs) of ω Centauri, the most massive Galactic globular cluster (GC). Cannon & Stobie (1973) showed the red giant branch (RGB) was much wider than could be explained by either photometric errors or differential reddening. The explanation, at least for the case of ω Centauri, came fairly quickly – Freeman & Rodgers (1975) found that the spectra of 25 RR Lyrae strongly suggested a range in metallicity of more than an order of magnitude, crushing the first principle of SSPs, and MPs were born, although not recognized or referred to as such for several decades.

After the ω Cen discoveries, there was slow but steady progress in observational studies of GC stars. This first indication of MPs came from broadband photometric evidence, given the small apertures available at the time. As time progressed and apertures and instrumental sensitivity increased, so did our ability to investigate individual GC stars at higher and higher spectral resolution. Initially, these were restricted to intermediate band photometry or low resolution spectroscopy. Hesser et al. (1977) used the intermediate band DDO system to show that CN strengths of red giants within a given GC varied more than observed in field samples. But perhaps this could be explained by additional mixing mechanisms operating in GCs. However, low resolution spectra of main sequence stars in 47 Tuc by Cannon et al. (1998) showed CN and CH band differences, indicating that C and N abundance variations existed in this GC even in these unevolved stars. Eventually, observational capabilities reached the point where a number of individual stars could be observed in a cluster with high resolution spectrographs, providing detailed abundances for a variety of chemical species. These began to show the presence of intrinsic variations in p-capture elements (e.g., Kraft 1994), first in RGB stars and eventually in early subgiants and turn-off stars. Despite the limited number of stars per cluster, these studies established intriguing anticorrelations between the abundances of Na and O, C and N, and in some cases Mg and Al. Although some of this behavior could be due to mixing in evolved stars, the fact that they were also present in unevolved stars pointed to primordial variations.

The real breakthrough in our perception of the extent and importance of the MP phenomenon came with the advent of the FLAMES instrument at the VLT. The unprecedented combination of an 8m aperture and a high resolution multiobject wide-field spectrograph allowed much larger samples of stars to be observed in a growing number of GCs. This culminated in the heroic work of Carretta et al. (2009), who published abundances for many elements for several thousand stars in a total of 19 GCs. In every cluster, they found a Na-O anticorrelation, the classical signature of the operation of proton-capture reactions in H-burning at high temperature, which must have occurred in a previous generation of more massive stars that are now extinct. Simultaneously, star-to-star variations in chemical composition were associated with the detection of multiple sequences in high-precision HST CMDs for many Galactic GCs (GGCs - e.g., Piotto et al. 2007). These combined efforts led to the coming of age of MPs as being recognized as a common phenomenon in at least GGCs in the last decade, forcing the paradigm shift from our previous assumption of GCs as SSPs to accepting them as MPs, exactly the opposite. Rarely has such a 180° reversal in our understanding of the nature of a phenomenon occurred in scien-

ce. This means that GCs are both more complex but also more interesting than previously believed, yet still retain their full utility to examine the variety of astrophysical phenomena mentioned above.

The question quickly arose as to how universal MPs in SCs is - are all SCs in fact MPs or are they limited to a certain subset by factors yet to be determined? What are the roles of mass or age or metallicity, if any? Important clues along these lines came from the work of Mucciarelli et al. (2008, 2009). They used FLAMES to search for MPs in the first Large Magellanic Cloud (LMC) SCs. The LMC contains both old, massive SCs akin to GGCs, as well as younger, intermediate-age (≤ 3 Gyr), less massive SCs (intermediate age clusters, IACs) that are however still significantly more massive than their open cluster (OC) Galactic counterparts, with a huge age gap devoid of any SCs (with a single exception) inbetween. They found that a sample of the old LMC GCs showed MPs (as evidenced by a very similar Na-O anticorrelation to that of GGCs), while the IACs showed no such behavior.

This led Carretta et al. (2010) to a bold proposal: a new definition of a GC as any SC which shows the Na-O anticorrelation. Note that this is a chemical definition and of course is the antithesis of the traditional SSP concept. This leaves open the possibility that there are SCs that do not show MPs and thus comply with the traditional SSP definition.

MPs of course point to a complex history of star formation and chemical enrichment in a system once thought to be prototypical SSPs. The growing chemical evidence, typified by the Na-O anticorrelation, implies at a minimum that there was high temperature H-burning, requiring high mass stars, which then polluted their surroundings with the products of this burning via stellar winds and this polluted gas then eventually became part of other, lower mass stars we see today. A variety of theoretical scenarios have been suggested to explain MPs. Under most such scenarios, the so-called “first generation” (FG) stars exhibit abundance patterns that are similar to those of field stars of the same $[\text{Fe}/\text{H}]$, whereas the chemical compositions of “second-generation” (SG) stars depart from those patterns, showing enhancement in light elements such as He, N, Na, and Al, and depletion in C, O, and sometimes Mg. The most popular scenarios invoke either fast rotating MS stars (Decressin et al. 2007) or intermediate-mass AGB stars (Ventura et al. 2001) as the sources of the polluted material. A major hurdle for these scenarios is their so-called mass budget problem, in which a huge amount of the original SC mass ($\sim 90\%$) must have been lost between the FG and SG formation epochs in order to explain the right chemical mixture given the fraction of FG and SG stars seen today (typically $2/3$ are SG). A way around this was conceived by Bastian et al. (2013), who developed the early disk accretion model, which has the pollution from the massive stars eventually accreted onto lower mass fully convective stars of the same generation as they pass through the SC center where the gas accumulates. This is attractive as it maintains the SSP nature of the SC and circumvents the mass budget problem. Unfortunately, to date, no theoretical model has thus far been able to account for all of the extant data in detail, although the AGB scenario stands alone as not completely ruled out so far (Renzini et al. 2015).

Despite its long history, our understanding of MPs, both observationally and theoretically, is in its infancy. We badly need more input from both large

scale photometric and spectroscopic programs of SCs covering a wide variety of ages, masses, metallicities and galactic environments in order to help constrain the new ideas regarding their nature and origin that are desperately needed. For the rest of this presentation, I will discuss efforts to address these issues along observational lines undertaken by our group at the Universidad de Concepción and collaborators over the last few years.

2. Spectroscopic Studies

Instruments such as FLAMES have already proven to be crucial to make important observational advances on MPs. Carretta et al. (2010) discuss the dichotomy so far observed between old, massive GCs, which so far all show MPs, and their younger, less massive counterparts (OCs and LMC IACs), which so far do not. They discuss the importance of cluster mass in providing the gravitational potential to retain the products ejected in stellar winds and suggest there must be a minimum mass required to retain this eject. SCs above this mass limit (generally the old GCs) should then show MPs while lower mass SCs like OCs and LMC IACs cannot retain the ejecta and therefore do not form a SG. Both theory and observations so far suggest a limit of a few $10^4 M_{\odot}$ but with very large uncertainty. Our group has investigated this limit from both ends, studying both low mass GGCs as well as high mass, old OCs to help delineate any such limit, using high resolution multiobject spectrographs.

2.1. Ruprecht 106 - the First SSP GGC?

Caloi & D'Antona (2011) suggested that the best SSP GC candidates should have $\log M \leq 4.8$ and a stubby red HB for its metallicity, an indication of the lack of He enhancements. Ruprecht 106 qualifies in both these criteria. A search of the FLAMES database revealed high resolution, high S/N, wide wavelength coverage UVES data available for 9 upper RGB stars associated with this GGC. Our group analyzed these data and derived detailed abundances for some 20 elements including O, Na, Mg and Al. The results (Villanova et al. 2013) showed NO significant intrinsic variations in ANY element! In particular, neither O nor Na show any spread and thus there is no Na-O anticorrelation. This makes Ruprecht 106 the first convincing example of a true SSP GC, although the sample is small. Its present day mass is right at the limit proposed by Caloi & D'Antona and marks a robust lower limit for the initial mass threshold below which no SG is formed. We have recently been awarded additional VLT FLAMES time to observe more stars in order to help strengthen the case.

2.2. NGC 6791 - the First OC with MPs?

We also searched for MPs in NGC 6791, one of the oldest and most massive OCs in the Galaxy, making it one of the best OC candidates for containing MPs. This OC is unique in being both very old (~ 8 Gyr) yet very metal-rich ($\sim +0.3$). We obtained both WIYN + Hydra multiobject spectra for 19 upper RGB and red clump (RC) stars, with a resolution of 15000 and typical S/N of 70, as well as Keck I + HIRES spectra for 5 lower RGB/SGB stars of much higher resolution (45000) but somewhat lower S/N (around 50). We (Geisler et al. 2012) found evidence for significant Na variations. The most convincing

was the fact that the raw spectra of two RC stars with identical atmospheric parameters showed significantly different NaI absorption strengths for the same line. If real, this is very difficult to explain as anything else but a Na abundance difference. However, the spectra of the RC stars were rather low resolution and line crowding in such cool, super metal-rich stars is very problematic. Several other more recent studies of samples of NGC 6791 stars find no evidence for Na and/or O spreads (Bragaglia et al. 2014, Boesgaard et al. 2015, Cunha et al. 2015). In order to help resolve this controversy, we again turned to VLT + UVES, obtaining very high resolution and high S/N of the same Geisler et al. upper RGB and RC stars. A very careful analysis (Geisler et al. 2016) shows that this new sample displays no Fe abundance trends with T_{eff} , unlike the case for any of the previous samples, indicating that our analysis is robust. Furthermore, we find no sign of abundance variations in any elements, including Na, Mg and Al. We are in the process of obtaining additional high resolution IR spectra for further clarification.

2.3. NGC 6553 - a High Metallicity Bulge GC with MPs

Until now, our knowledge of MPs in GCs has been almost entirely limited to halo or disk GCs with little or no obscuration, observed in the optical. The Galactic bulge is well known (e.g. Shapley 1918) to contain its own concentration of GCs including something like 1/4 of the total known GCs in the Galaxy. This bulge GC system may well contain the oldest GC in the Galaxy, as well as GCs exceeding solar metallicity. Despite their number and importance, the bulge GCs have been practically neglected due to their high and often variable reddening, making optical observations very difficult if not impossible, even with the largest telescopes. However, this problem is mostly circumvented by moving to the near IR, where absorption is only a small fraction of its value in the optical. The advent of the APOGEE (Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment) high resolution, wide-field multiobject H-band spectrograph as part of Sloan Digital Sky Survey III (Majewski et al. 2016) opens up observations of bulge GCs and the search for MPs within them, covering a higher range of metallicity than found in the GCs outside the bulge. Detailed abundances for as many as 20 different elements, including C, N, O, Na, Mg and Al are well determined for normal cool giants by the automatic pipeline ASPCAP (Garcia Perez et al. 2016). A copy of the spectrograph, known as APOGEE-2S, is part of the SDSS IV survey, and will soon be mounted on the Las Campanas Observatory 2.5m duPont telescope, thus opening up the southern hemisphere to this world-class survey.

Our group recently investigated the first bulge GC with a significant sample of giants observed by APOGEE, NGC 6553, with a reddening $E(B-V) = 0.63$. Tang et al. (2017) select a total of 10 upper RGB stars that are considered to be high probability members based on spatial location, position in the CMD, and radial velocity and metallicity determined from the high S/N APOGEE spectra and investigated their chemistry. Clear MPs are found in C, N, O, Na and Al. This is the highest metallicity GC to date ($[Fe/H]=-0.15$) known to possess MPs, dramatically increasing the observed metallicity range. Given this initial success, our group recently proposed a longterm project with APOGEE-2S to observe all of the bulge GCs which will not be part of the SDSS IV survey itself, which

amounts to fully 4/5 of the total bulge GC system. We are anticipating imminent good news from the Chilean Telescope Allocation Committee...

3. Photometric Studies

Photometry allows one the luxury of observing very large samples of stars down to very faint limiting magnitudes and covering very large angular diameters, at the expense of spectral resolution. The synergistic interplay of photometry and spectroscopy allows the advantages of both to be brought to bear on this formidable problem.

Not so long ago, one would begin to worry if your GC CMD showed scatter beyond the photometric errors. In the brave new world of MPs, if your CMD does not show such scatter, one needs to worry! Such is the paradigm shift we have experienced. A number of studies now point to the fact that certain filters are better at others at identifying MPs. In particular, filters covering the blue to near-UV portion of the spectrum are most effective, as revealed e.g. by Han et al. (2009). Sbordone et al. (2011) investigated this in detail. They produced synthetic spectra of two otherwise identical GC giants, one a FG star with normal chemical abundances of the light elements and the other a SG star with enhanced He, N and Na and depleted C and O, as observed in many spectroscopic studies, and investigated the effects on the flux in various filters. Most of the signal in the difference between the 2 spectra is produced by the various CN, CH, NH and OH bands. These are concentrated in the blue-UV part of the spectrum, from the CH G-band at 4300Å to the OH band at 2800Å. Although there are additional features such as CN bands in the red and near-IR, this is also where the flux of cool giants peaks, minimizing the effects of any differences, while the above-mentioned bands produce proportionately larger differences in the much-reduced flux in the blue-UV. Thus, filters in this region are extremely effective MP tracers.

Particularly effective at uncovering MPs are the so-called “magic trio” of HST UV WFC3 filters: F275W, F336W and F438W (Piotto et al. 2015). Flux differences amounting to several tenths of a magnitude are typically found between FG and SG RGB stars. The combination of MP sensitivity and HST imaging allows one to make very detailed “chromosome maps” tracking the definitive details of MPs within a GC. They are conducting a UV legacy survey of GGCs using this very powerful technique. They have uncovered a bewildering variety of MP behavior. The 57 GGCs in their sample display 57 different color distributions! All of them possess MPs (although note that they do not include Ruprecht 106 in their sample). Any GC formation scenario successfully explaining the full range of observations will need to be complex indeed. Milone et al. (2016) find that most GCs separate into 2 main groups in their chromosome mapping, which are confirmed by spectra to correspond to FG and SG stars. However, some GCs display an intrinsic range of colors even within one of these groups, so that even FG stars are not necessarily born as SSPs! They also find that the percentage of FG stars within a GC varies widely, and shows a significant correlation only with GC luminosity and mass and not with any other global properties.

Particularly powerful diagnostics come into reach when one can combine both excellent photometry with spectroscopy. A case in point is that of NGC

2808, where Milone et al. (2015) combine their magic trio data with existing FLAMES data for a relatively large number of giants. They find at least 5 separate populations in the chromosome diagram which map cleanly into different groups in the Na-O anticorrelation. The question of course arises as to whether the various populations are indeed genetically discrete or instead the result of continuous variation. The answer is not yet clear but the best evidence suggests both possibilities may occur.

3.1. Searching for MPs in Small Magellanic Cloud SCs

As noted before, in order to constrain possible formation scenarios for MPs, it is critical to investigate this phenomenon with a large number of SCs covering as wide a range of age, mass, metallicity and galactic environment as possible. Also recall that the Galaxy has a very disjoint population of SCs, with almost no overlap in mass or age between the old, massive GCs and much younger, much less massive OCs, while the LMC, although possessing both the former as well as somewhat less massive IACs, suffers from a huge gap with only a single SC born (or at least surviving) in the almost 10 Gyrs between about 12 Gyrs and 3 Gyrs ago, the age of the oldest IACs. Thus, we cannot properly investigate age and mass effects independently in these samples. Thankfully, the Small Magellanic Cloud (SMC) does not suffer from these limitations, but possesses a significant number of quite massive SCs covering almost the full age range between GCs and IACs. Thus, studies of SCs in this range are of great use in assessing the relative importance of age vs. mass in the MP phenomenon.

Recognizing this, our group has recently become part of a concerted multinational effort to investigate SMC SCs with a wide range of ages using HST photometry. Note that before this essentially no information regarding MPs in SMC SCs existed. Given their distance and the difficulty in observing F275W, we switched this filter for F343N but kept the other two magic filters, F336W and F438W. The sensitivity to MPs is only slightly reduced. Our first target was the oldest SMC SC, NGC 121, which is actually slightly younger at 10.5 Gyrs than typical old Galactic or LMC GCs. Niederhofer et al. 2016 indeed find that the RGB nicely resolves into different sequences and thus that this SMC SC indeed has MPs. Our next set of targets are several of the next oldest SMC SCs, with ages raging from 6 - 7.5 Gyr. Initial results (Niederhofer et al. 2017) find MPs in all 3 of these SCs. One of these SCs, Lindsay 1, has recently been shown to host a range of N abundances in a small sample of giants (Hollyhead et al. 2017), confirming the photometric result. Our group has recently obtained FLAMES spectra for a much larger sample at much higher resolution which will provide a definitive study of MPs in this very interesting SMC SC.

The third set of HST targets will fill the remaining gap down to 3 Gyr, and below, where, at least so far in the LMC, MPs do not seem to be present, at least not in the form of Na-O variations, although a large fraction of these IACs show a possibly related phenomenon - extended main sequence turnoffs (eMSTOs), where the cluster TO is much broader than the photometric errors. Milone et al. (2009) found that 70 % of their LMC (and a few SMC as well) IACs showed eMSTOs. One IAC studied in detail by Mackey et al. (2008) is NGC 1806. This $10^5 M_{\odot}$ IAC has a CMD that is otherwise well-fit by a 1.7 Gyr isochrone, except for the eMSTO. If the eMSTO is due to a range in age of the cluster, as is often

invoked to explain this phenomenon, then NGC 1806 was formed over about 300Myr, and has an age spread amounting to about 20 % of its total age, which would be extremely interesting (and hard to explain theoretically!) but certainly would be consistent with MPs. Mucciarelli et al. (2014) observed a number of RGB stars in NGC 1806 with FLAMES and found no Na-O anticorrelation (or elemental variation of any kind), consistent with his previous findings for other LMC IACs. Thus, the eMSTO cannot be explained via abundance variations. What about an age spread? Li et al. (2016) have shown that for another similar SMC IAC with an eMSTO, NGC 411, the tight SGB implies a single age, not allowing for an age spread, at least in this IAC. What could be the culprit? Bastian & de Mink (2009) suggested that it could be a range in rotational speed. This intriguing possibility remains to be investigated observationally as it is challenging but initial data have been obtained.

3.2. The Washington C Filter

As discussed above, the blue-UV part of the spectrum is especially sensitive to MPs. We realized that a particularly useful filter should be the Washington system's C filter (Canterna 1976). This broadband system was designed originally to derive a photometric temperature (from the T_1 and T_2 filters, very similar to $(RI)_{KC}$.) as well as a metallicity (from the M filter) for G and K giants. However, at the time, CN and CH variations were being discovered in GGCs and it was felt prudent to include another filter which would be sensitive to such variations independent from metallicity effects, and thus the C filter was added. This filter goes from the atmospheric cutoff at around 3300Å to beyond the G-band, thus covering all of the spectral range most affected by MPs visible from the ground. The designations of the Washington filters are appropriate, given their respective Temperature, Metallicity and Carbon (CN,CH) abundance sensitivities. Indeed, the Washington C filter was the first explicitly designed to be sensitive to MPs, although they were not recognized as such at the time. The C filter is much broader ($>1000\text{Å}$) than other alternatives like Johnson U, or Sloan or Stromgren u. In addition, it is centered somewhat bluer than these filters and thus is less affected by both reddening as well as atmospheric extinction.

We thus investigated the sensitivity of the C filter in discriminating the presence of MPs. The test case was NGC 1851, a typical GGC with well studied MPs. In order to demonstrate its efficiency, we opted to obtain the data with only a 1m class telescope from the ground. We observed the cluster for a total of 3h in C on the Las Campanas Observatory 1m Swope telescope, also observing in the R_{KC} ($\sim T_1$) filter. Despite the relatively large (0.44'') pixels and mediocre seeing (1-2''), the Washington C vs. $C - T_1$ CMD (Cummings et al. 2014) clearly shows a very broad RGB, much wider than the photometric errors. In addition, the reddest stars along the RGB are indeed those that are known to be N and Na rich from spectra, while the bluest are N and/or Na poor. Thus, the C filter does indeed discriminate between MPs, despite its broadband nature, and very efficiently, as expected.

This is very encouraging news. Indeed, the WFC3 on board HST includes a C filter which should be very effective in studying MPs in very distant systems, e.g. M31 GCs, which cannot be reached by the much narrower band magic trio filters. Furthermore, HST will not last much longer. When it does deorbit, we

will be left uv-blind, with no capability of observing below the atmospheric cutoff and thus no possibility of observing over 1/2 of the magic trio spectral range. However, the C filter was designed for ground-based work. Thus, in the very near future, this will become perhaps the most effective photometric means of studying MPs. We plan to carry on both ground-based and HST observations with the C filter to benefit from its many advantages in this regard.

In conclusion, it is safe to say that the discovery of MPs has truly revolutionized our knowledge of GCs and has caused a paradigm shift in our understanding of how they form and evolve. They can indeed still be considered SSPs - Surprisingly Strangely Perplexing! We are only just beginning to characterize and understand their nature and origin. Continued observations, both photometric and spectroscopic, are needed to help constrain new formation theories which are required to explain and predict the data.

Agradecimientos. Ha sido un enorme placer para mi participar de este congreso en honor a uno de mis mejores colegas científicos y amigos personales. Juan José Clariá es el epítome de inteligencia, humildad, cariño e integridad profesional. Ha sido un anfitrión increíble durante muchas visitas científicas. Saludos Juan! También agradecemos a todos los miembros del Comité Organizador y Científico de las “Terceras Jornadas de Astrofísica Estelar” por el trabajo realizado, que condujo a la realización de esta cálida y excelente reunión científica.

Referencias

- Bastian, N. & de Mink, S. 2009, MNRAS, 398, 11
Bastian, N., Lamers, H., de Mink, S., et al. 2013, MNRAS, 436, 2398
Bastian, N., Cabrera-Ziri, I., & Salaris, M. 2015, MNRAS, 449, 3333
Boesgaard, A., Lum, M., & Deliyannis, C. 2015, ApJ, 799, 202
Bragaglia, A., Sneden, C., Carretta, E., et al. 2014, ApJ, 796, 68
Caloi, V. & D’Antona, F. 2011, MNRAS, 417, 228
Canterna, R. 1976, AJ, 81, 228
Cannon, R. & Stobie, R. 1973, MNRAS, 162, 207
Cannon, R., Croke, B., Bell, R., et al. 1998, MNRAS, 298, 601
Carretta, E., Bragaglia, A., Gratton, R., et al. 2009, A&A, 505, 139
Carretta, E., Bragaglia, A., Gratton, R., et al. 2010, A&A, 516, 55
Cummings, J., Geisler, D., Villanova, S., et al. 2014, AJ, 148, 27
Cunha, K., Smith, V., Johnson, J., et al. 2015, ApJ, 798, 41
Decressin, T., Meynet, G., Charbonnel, C., et al. 2007, A&A, 464, 1029
Freeman, K. & Rodgers, A. 1975, ApJ, 201, 71
Garcia-Perz, A., Allende Prieto, C., Holtzman, J., et al. 2016, AJ, 151, 144
Geisler, D., Villanova, S., Carraro, G., et al. 2012, ApJ, 756, 40
Geisler, D., Villanova, S., Carraro, G., et al. 2016, in prep.
Han, S., Lee, Y., Joo, S., et al. 2009, ApJ, 707, 190
Hesser, J., Hartwick, F., & McClure, R. 1977, ApJS, 33, 471
Hollyhead, K. et al. 2017, MNRAS, 465, L39
Kraft, R. 1994, PASP, 106, 553
Li, C., de Grijs, R., Bastian, N. et al. 2016, MNRAS, 461, 3212

D. Geisler et al.

- Mackey, A., Broby, N., Ferguson, A., et al. 2008, *ApJ*, 681, 17
Majewski, S., Schiavon, R., Frinchaboy, P., et al. 2016, *AJ*, submitted, arXiv:1509.05420
Milone, A., Bedin, L., Piotto, et al. 2009, *A&A*, 497, 755
Milone, A., Marino, A., Piotto, G., et al. 2015, *ApJ*, 808, 51
Milone, A., Marino, A., Piotto, G., et al. 2016, *AJ*, in press
Mucciarelli, A., Carretta, E., Origlia, O., et al. 2008, *AJ*, 136, 375
Mucciarelli, A., Origlia, O., Ferraro, F., et al. 2009, *ApJ*, 695, 134
Mucciarelli, A., Dalessandro, E., Ferraro, F., et al. 2014, *ApJ*, 793, 6
Niederhofer, F., Bastian, N. Kozhurina-Platais, V., et al. 2017, *MNRAS*, 464, 94
Niederhofer, F., Bastian, N. Kozhurina-Platais, V., et al. 2017, in prep.
Piotto, G., Bedin, L., Anderson, J., et al. 2007, *ApJ*, 661, 53
Piotto, G., Milone, A., Bedin, L., et al. 2015, *AJ*, 149, 91
Renzini, A., D'Antona, F., Cassisi, S., et al. 2015, *MNRAS*, 454, 4197
Sbordone, L., Salaris, M., Weiss, A., et al. 2011, *A&A*, 534, 9
Shapley, H. 1918, *PASP*, 30, 42
Ventura, P., D'Antona, F., Mazzitelli, I., et al. 2001, *ApJ*, 550, 65
Villanova, S., Geisler, D., Carraro, G., et al. 2013, *ApJ*, 778, 186
Tang, B., Cohen, R., Geisler, D. et al. 2017, *MNRAS*, 465, 19

Contribuciones orales

CONTRIBUCIÓN ORAL - ORAL CONTRIBUTION

Cúmulos estelares de la Nube Mayor de Magallanes: espectroscopía integrada y el código Starlight

A. V. Ahumada^{1,2}, L. Vega-Neme^{1,3}, J. J. Clariá^{1,2}, M. A. Oddone¹ & T. Palma^{1,4,5}

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

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

(3) *Instituto de Astronomía Teórica y Experimental, CONICET-UNC, Argentina*

(4) *Instituto Milenio de Astrofísica, Santiago, Chile*

(5) *Instituto de Astrofísica, Pontificia Universidad Católica de Chile, Santiago, Chile*

Resumen.

Presentamos espectros integrados en el rango óptico (3700-6800 Å) de 10 cúmulos estelares pertenecientes a la Nube Mayor de Magallanes (NMM). Los espectros fueron obtenidos con el telescopio de 2.15 m del Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO, Argentina). Dos de estos objetos (SL 142 y SL 624) no registran datos previos, mientras que la mayoría de los restantes han sido pobremente estudiados. Determinamos simultáneamente excesos de color $E(B - V)$ y edades de los cúmulos por dos métodos, a saber: (1) comparando los espectros integrados con espectros *templates* de cúmulos de la NMM; (2) ajustando los espectros obtenidos con modelos de síntesis de poblaciones estelares simples de diferentes edades y metalicidades. Las edades derivadas oscilan entre 10^6 y 240×10^6 años. Los espectros obtenidos, juntamente con otros previamente recolectados en la NMM, podrán ser utilizados para generar nuevos *templates* con la metalicidad típica de los cúmulos moderadamente jóvenes de la NMM.

Abstract.

We present flux-calibrated integrated spectra in the optical range (3700-6800 Å) obtained with the 2.15 m telescope at Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO, Argentina) for a sample of 10 star clusters belonging to the Large Magellanic Cloud (LMC). No previous data exist for two of these objects (SL 142 and SL 624), while most of the remaining ones have been only poorly studied. We derive simultaneously foreground $E(B-V)$ reddening values and ages for the cluster sample from two different methods, namely: (1) by comparing the integrated spectra with template LMC cluster spectra; (2) by matching the obtained spectra with synthesis models of simple stellar populations of different ages and metallicities. For the studied sample, we derive ages between 1 and 240 Myr. The obtained spectra, together with other LMC cluster spectra previously obtained at CASLEO, will be used to generate new *template*

spectra with the typical metallicity of the moderately young LMC star clusters.

1. Introducción

Los cúmulos estelares (CEs) son agrupaciones de estrellas de aproximadamente la misma edad formadas a partir de la misma nube molecular. De allí que puedan considerarse verdaderas unidades de población estelar que conforman las galaxias. Esta es la razón por la cual el estudio de los CEs extragalácticos provee valiosa información acerca de los procesos de formación estelar y evolución química de las galaxias que los albergan. En este contexto, los CEs de la Nube Mayor de Magallanes (NMM), debido a su proximidad, riqueza y variedad, pueden facilitar la comprensión de los procesos de formación estelar y enriquecimiento químico en esta galaxia. Una de las técnicas observacionales que permite determinar con razonable precisión el enrojecimiento interestelar y la edad de los CEs de la NMM es la espectroscopía integrada (ver, e.g., Minniti *et al.* 2014).

Tabla 1. Cúmulos estelares observados.

| Nombre* | $\alpha_{2000.0}$ (h m s) | $\delta_{2000.0}$ ($^{\circ}$ ' ") | SWB |
|---------------------------------------|------------------------------|--|-----|
| SL 106, KMHK 276 | 04 55 06 | -69 40 24 | I |
| SL 134, KMHK 349 | 04 57 30 | -68 21 50 | I |
| SL 142, KMHK 357 | 04 58 15 | -65 23 27 | III |
| SL 256, NGC 1848, KMHK 580, ESO 56-68 | 05 08 11 | -71 10 25 | I |
| SL 425 | 05 22 26 | -68 47 04 | I |
| SL 428, KMHK 833 | 05 22 51 | -65 43 00 | 0 |
| SL 498, KMHK 943 | 05 28 35 | -67 13 35 | 0 |
| SL 516, KMHK 972 | 05 30 00 | -66 58 40 | 0 |
| SL 543, KMHK 1016 | 05 30 60 | -71 53 34 | III |
| SL 624, KMHK 1158 | 05 37 19 | -71 06 59 | III |

*De los catálogos de: Shapley & Lindsay (1963; SL), Lauberts (1982; ESO), y Kontizas *et al.* (1990; KMHK).

2. Selección de la muestra y observaciones

Para este estudio, hemos seleccionado del catálogo de Bica *et al.* (1996) 10 CEs de tipos SWB 0-SWB III (Searle *et al.*, 1980). Por esta razón, estos objetos tienen edades determinadas a partir de fotometría integrada menores o iguales que 400 millones de años. En la Tabla 1 presentamos las denominaciones de los cúmulos en diferentes catálogos, sus coordenadas ecuatoriales y correspondientes tipos SWB.

Los espectros fueron obtenidos con el telescopio “Jorge Sahade” de 2.15 m del Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO), con una dispersión de 3.4 Å/pixel y una resolución de 14 Å. La región espectral observada cubre el rango (3700-6800) Å. La ranura fue orientada en sentido este-oeste, de manera que los espectros se obtuvieron “barriando” el objeto en la dirección norte-sur.

Cúmulos estelares de la Nube Mayor de Magallanes

En la Figura 1 presentamos los espectros integrados, calibrados en flujo, finalmente obtenidos. Las diferentes pendientes en estos espectros se deben principalmente a efectos de edad y enrojecimiento que afecta a los CEs. Si bien puede esperarse cierto grado de contaminación por estrellas del campo, sólo estrellas muy brillantes podrían afectar los espectros. Este no fue el caso en ninguno de los cúmulos observados.

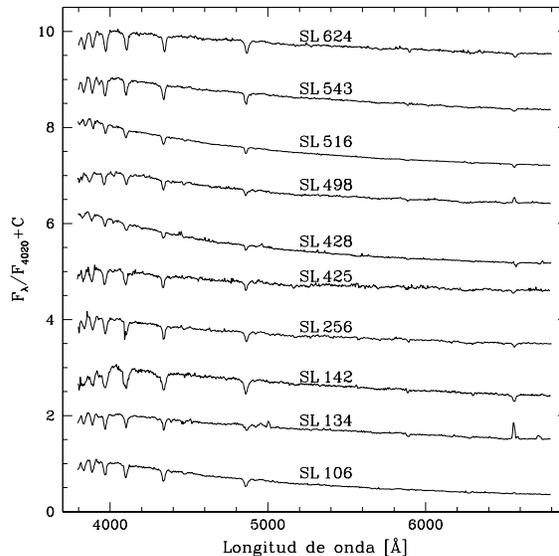


Figura 1. Espectros integrados de los CEs normalizados en $\lambda \approx 4020 \text{ \AA}$ y desplazados por constantes arbitrarias para una mejor visualización.

3. Determinación de parámetros

Obtuvimos enrojecimientos y edades a partir de dos métodos diferentes. Por un lado, aplicamos el denominado “método ajuste de *templates*” y, por otro, ajustamos espectros sintéticos a los espectros observados. En el primer caso, estimamos primero un valor aproximado de la edad midiendo anchos equivalentes de las primeras cuatro líneas de Balmer, usando después las calibraciones de Bica & Alloin (1986).

El “método de ajuste de *templates*” consiste en lograr el mejor ajuste posible entre el espectro integrado observado y un espectro *template* cuya edad se conoce bien de antemano. Para aplicar este método, utilizamos el *software* denominado “*Fast Integrated Spectra Analyzer*” (FISA, Benítez-Llambay et al. 2012) y la base espectral de Santos et al (1995, S95). Esta biblioteca espectral incluye rangos de edad entre 6 y 65 millones de años, con una metalicidad subsolar típica de la NMM ($Z = 0.4 Z_{\odot}$).

Con respecto al ajuste de espectros sintéticos, comparamos las propiedades integradas observadas con modelos de poblaciones estelares simples. Utilizamos el código de síntesis espectral STARLIGHT (Cid Fernandes et al. 2005), en el

cual cada ajuste realizado corresponde a la mejor combinación de poblaciones estelares simples, por lo que derivamos simultáneamente edades medias y enrojecimientos $E(B - V)$ para cada cúmulo. Los modelos sintéticos de poblaciones estelares simples corresponden a los de la base de Bruzual & Charlot (2003, BC03) con la metalicidad típica de la NMM.

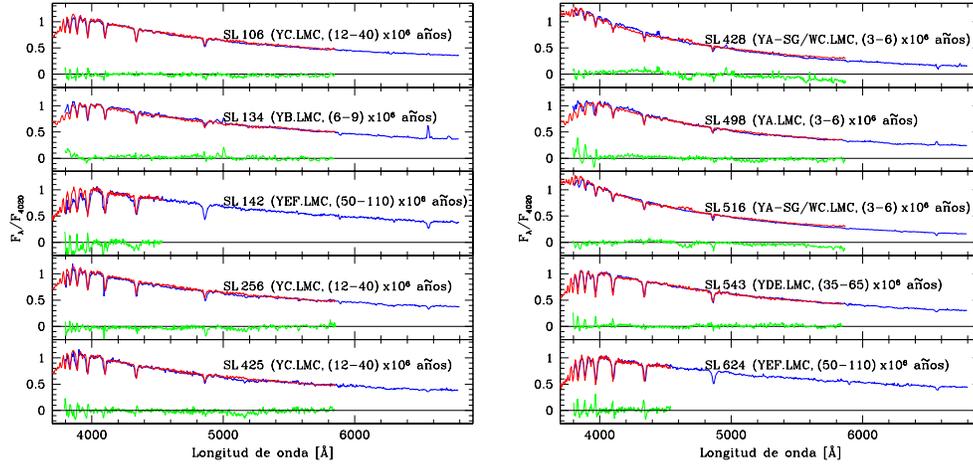


Figura 2. Espectros observados corregidos por enrojecimiento (azul), mejores ajustes realizados con los *templates* (rojo) y flujo residual $(F_{CE} - F_{template} / F_{CE})$ (verde).

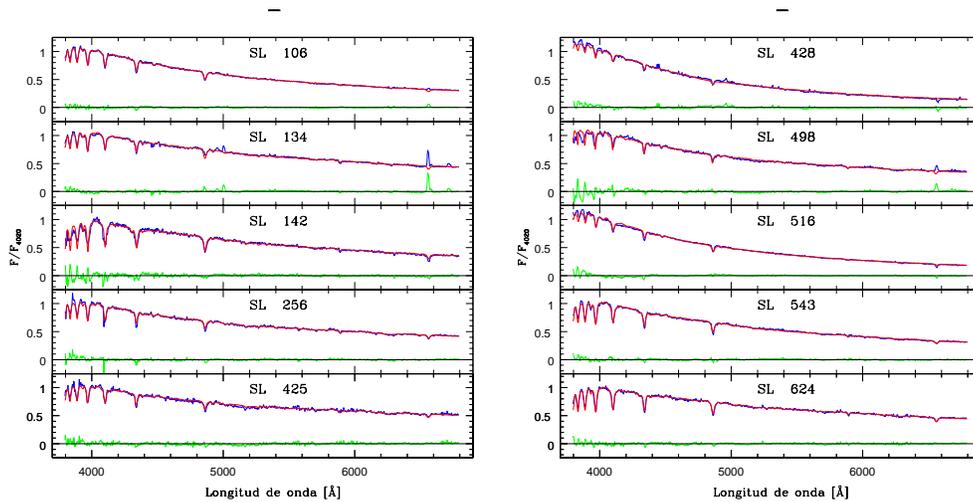


Figura 3. Espectros observados corregidos por enrojecimiento (azul), mejores ajustes realizados con STARLIGHT (rojo) y flujo residual $(F_{CE} - F_{sintetico} / F_{CE})$ (verde).

Los resultados obtenidos luego de la aplicación de los dos procedimientos antes mencionados se presentan en la Figura 2 (método de ajuste de *templates*) y

Cúmulos estelares de la Nube Mayor de Magallanes

Tabla 2. Parámetros derivados[†].

| Nombre | Templates de S95 | | Esp. sintéticos | | Valores adoptados | | Literatura [‡] |
|--------|------------------|------------|-----------------|------------|-------------------|------------|----------------------------|
| | Edad | $E(B - V)$ | Edad | $E(B - V)$ | Edad | $E(B - V)$ | Edad |
| SL 106 | 12-40 | 0.00 | 22 | 0.08 | 22±5 | 0.06±0.02 | 20-100 (a) 20-85 (b,c) |
| SL 134 | 6-9 | 0.18 | 21 | 0.19 | 10±5 | 0.18±0.02 | 25-128 (a) |
| SL 142 | 50-110 | 0.05 | 242 | 0.00 | 240±70 | 0.00±0.02 | - |
| SL 256 | 12-40 | 0.15 | 27 | 0.18 | 27±5 | 0.16±0.02 | 32-126 (a) |
| SL 425 | 12-40 | 0.25 | 25 | 0.27 | 27±5 | 0.26±0.02 | 79-500 (a) 52-144 (b,c) |
| SL 428 | 3-6 | 0.05 | 1 | 0.00 | 1±3 | 0.00±0.03 | 12-80 (a) |
| SL 498 | 3-6 | 0.30 | 6 | 0.18 | 5±2 | 0.20±0.10 | 1-100 (a) 16-43 (b,c) |
| SL 516 | 3-6 | 0.15 | 5 | 0.01 | 5±2 | 0.03±0.10 | 10-40 (a) |
| SL 543 | 35-65 | 0.11 | 102 | 0.01 | 100±50 | 0.01±0.06 | 40-160 (a) |
| SL 624 | 50-110 | 0.10 | 111 | 0.15 | 110±30 | 0.15±0.05 | - |

[†]Edad expresada en millones de años.

[‡]Referencias: (a) Glatt et al. (2010), (b) Popescu et al. (2012), (c) de Grijs et al. (2013)

en la Figura 3 (método de síntesis espectral), juntamente con los flujos residuales en cada caso. Nótese, en general, la buena calidad de los ajustes, aún para el caso de espectros observados con baja razón señal-ruido. Los enrojecimientos y edades que resultan a partir de ambas metodologías se consignan en la Tabla 2. En general, las edades determinadas por ambos métodos de ajuste exhiben muy buen acuerdo, no obstante la discrecionalidad de la base de templates de S95. Para fines de comparación, se incluyen además en la Tabla 2 las edades reportadas en la literatura por otros autores.

Referencias

- Benítez-Llambay, A., Clariá, J. J., & Piatti A. E. 2012, *PASP*, 124, 173.
 Bica E., & Alloin D. 1986, *A&A*, 162, 21.
 Bica, E., Clariá, J. J., Dottori, H., et al. 1996, *ApJS*, 102, 57.
 Bruzual, G., & Charlot, S. 2003, *MNRAS*, 344, 1000 (BC03).
 Cid Fernandes, R., Mateus, A., Sodré, et al. 2005, *MNRAS*, 358, 363.
 de Grijs R., Goodwin S. P., & Anders P. 2013, *MNRAS*, 436, 136.
 Glatt K., Grebel E. K., & Koch A. 2010, *A&A*, 517, A50.
 Kontizas, M., Morgan, D. H., Hatzidimitriou, D., et al., 1990, *A&AS*, 84, 527.
 Lauberts, A. 1982, *The ESO/Uppsala Survey of the ESO (B) Atlas (Garching: ESO)*.
 Minniti, J., Ahumada, A. V., Clariá, J. J., et al., 2014, *A&A*, 565, A49.
 Popescu B., Hanson M. M., & Elmegreen B. G. 2012, *ApJ*, 751, 122.
 Santos, J. F. C., Jr., Bica, E., Clariá, J. J., et al., 1995, *MNRAS*, 276, 1155 (S95)
 Searle, L., Wilkinson, A., & Bagnuolo, W. G. 1980, *ApJ*, 239, 803.
 Shapley, H., & Lindsay, E. M. 1963, *IrAJ*, 6, 74.

CONTRIBUCIÓN ORAL - ORAL CONTRIBUTION

The structure of the Galactic thin disk in the direction to the old open cluster Tombaugh 1

G. Carraro^{1,2}

(1) *Dipartimento di Fisica e Astronomia, Università di Padova, Italy*

(2) *European Southern Observatory, Chile*

Resumen. En esta contribución resumo los resultados de una campaña de observación, espectroscópica y fotométrica, de un campo estelar en la línea de visión al viejo cúmulo abierto Tombaugh 1, destacando los resultados más interesantes. Junto con el cúmulo, estudiamos la población del campo a través de la cual está proyectado el cúmulo e identificamos una mezcla de poblaciones estelares, las cuales son típicas del tercer cuadrante de la Vía Láctea, donde el disco está significativamente alabeado. Tombaugh 1 es un objeto típico de una población del disco delgado, levemente pobre en metales con respecto al Sol, y alrededor de 10^9 años de edad. El análisis espectroscópico de varias estrellas en el fondo del cúmulo nos permite por primera vez confirmar resultados preliminares basados exclusivamente en fotometría. Estrellas pertenecientes al llamado *blue plume* son de hecho estrellas de tipo temprano cuya ubicación en el disco es compatible con el brazo espiral externo de Norma-Cygnus. Todo junto a los nuevos datos permiten un apoyo extra a una imagen del disco externo dominada por un alabeo significativo y sin evidencia de huellas importantes de eventos de acreción pasados. Es más, las estrellas de campo, usualmente consideradas una molesta fuente de contaminación, pueden contener información vital para entender la estructura de nuestra galaxia.

Abstract. In this contribution I summarize the results of an observational campaign, both spectroscopic and photometric, in a stellar field in the line of sight to the old open cluster Tombaugh 1, and highlight the most interesting results. Together with the cluster, we studied the field population toward which the cluster is projected, and identified a mixture of stellar populations, which are common in the third quadrant of the Milky Way, where the disk is significantly warped. Tombaugh 1 is quite a typical object of the old thin disk population, slightly metal poor with respect to the Sun, and about 1 Gyr old. The spectroscopic analysis of several stars in the cluster background allows us for the first time to confirm earlier results purely based on photometry. Stars belonging to the so-called *blue plume* are indeed early type stars whose location in the disk is compatible with the outer, Norma-Cygnus, spiral arm. All together the new data lend further support to a picture of the outer disk dominated by a significant warp, and with no evidence of important signatures of past accretion events. Moreover, field stars, usually considered an annoying source of contamination, can contain vital information to understand the structure of our Galaxy.

1. Introduction

During the last decade we have provided homogeneous $UBV(RI)_{KC}$ observations of open star clusters (and surrounding stellar fields) located in the third Galactic quadrant of the Milky Way, with the main goal of disentangling the complicated structure of the outer Galactic disk. A recent summary of the status of this investigation is given in Carraro (2015), and the results are illustrated in the left panel of Figure 1. This shows an artistic rendered picture of the third Galactic quadrant, which has been adapted from Churchwell et al. (2009) to take into account the results presented in Vazquez et al. (2008). The most prominent spiral features are labelled in yellow. The Sun is located inside a spur, named Orion or Local arm, that we found to be an inter-arm feature, a bridge connecting the Carina–Sagittarius arm in the first quadrant with the outer (Norma–Cygnus) arm in the third quadrant. This bridge apparently breaks the Perseus arm. The extension of the Local Arm into third quadrant occurs in the direction of the Canis Major over-density ($b \sim -8^\circ$, Martin et al. 2004; Momany et al. 2006; Moitinho et al. 2006). Finally, the most extreme portion of the Local Arm intersects the outer (Norma-Cygnus) arm, which appears as a loose, wide structure.

This picture has been obtained by studying young open clusters and stellar fields located all over in the third Galactic quadrant. In the color magnitude diagram (CMD) of several stellar fields we recognized sequences of young stars, virtually identical to young open clusters main sequences (MS), which are called *blue plumes* (BP). It is straightforward to derive the distance of the stars in a BP, if they are early type (O,B) stars. This seems a reasonable assumption, given their location in the classical B-V/U-B diagram, but other interpretations are possible. They can in fact be blue stragglers, associated with an older stellar population, which is often present in the very same CMDs. Alternatively, they can be mostly hot sub-dwarfs of type O and B, which are known to be present in the general Galactic field (both in the disk and in the halo, see Carraro et al. 2015).

A better scrutiny of these different scenarios can be obtained if multicolor photometry is complemented with a dedicated spectroscopic study of these blue stars. We found that the field toward the star cluster Tombaugh 1 ($l \sim 232^\circ$, $b \sim -7^\circ$) can be ideal in this respect, as illustrated in the right panel of Figure 1, which shows an optical CMD of a 20×20 arcmin field, in the V/V-I plane, centered on Tombaugh 1. In this CMD we indicate four red boxes which highlight potentially interesting features. Box A encompasses clump stars in the star cluster Tombaugh 1, that we studied in Sales Silva et al. (2016). We remind the reader that Tombaugh 1 turned out to be a nearby, intermediate age, open cluster, with a metallicity of $[Fe/H] = -0.11 \pm 0.02$. Boxes B, C, and D are on the other hand central for the present investigation. Box C encompasses a group of blue stars part of the BP feature. Box D includes stars belonging to a thick blue main sequence whose turn off point is located at $V \sim 19$, $(V - I) \sim 0.9$. Finally, box B is composed by a group of scattered stars, possibly red giant stars belonging to the same stellar population as Box D.

The old open cluster Tombaugh 1

We obtained high resolution spectroscopy of typically 10 stars in each of these latter three boxes, with the purpose of clarifying the nature of BP stars, and the relation among the stellar populations traced by stars in different locations of the CMD. In this contribution I will focus on the BP star nature. The reader interested in the more general analysis of the whole spectroscopic sample can find all the details in Carraro et al. (2017).

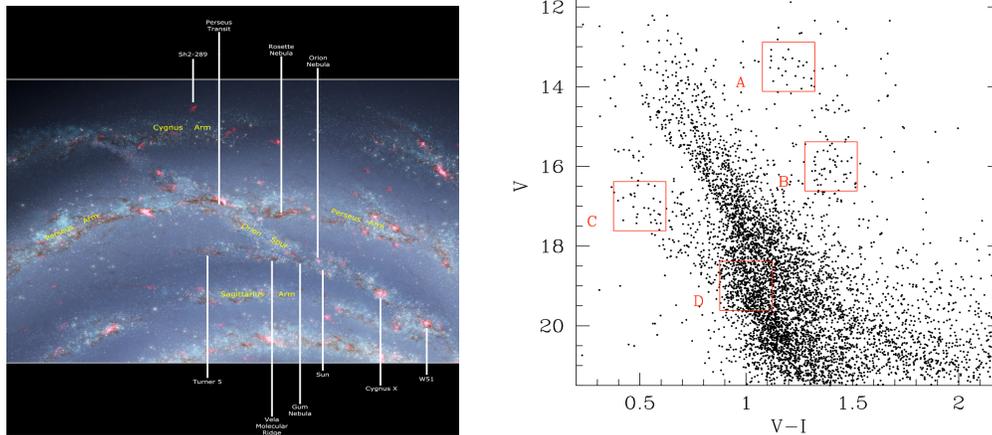


Figure 1. *Left*: An artistic rendered picture of the spiral structure in the third Galactic quadrant.

Right: The CMD of Tombaugh 1. The four red boxes indicate the areas where we selected stars to be observed with spectroscopy. Credit: Galactic Structure in the Outer Disk: The Field in the Line of Sight to the Intermediate-age Open Cluster Tombaugh 1, Carraro et al., *Astronomical Journal*, Volume 153.

2. The nature of BP stars

The photometric analysis of BP stars is straight-forward. Their distribution in the color-color diagram (left panel in Figure 2) indicates they are late B type stars, while the right panel shows their reddening distribution, derived using the Q-method and adopting 2.9 as ratio between the total and selective absorption $R_V = \frac{A_V}{E(B-V)}$ (Carraro et al. 2016). This wide distribution in reddening implies a wide distribution in helio-centric distance, that we derived to range from about 6.0 to about 11 kpc.

In Table 1 we report the results of the analysis of our spectroscopic material. A careful inspection of this Table reveals that effective temperatures (column 2) and gravities (column 3) are indeed typical of late B stars, confirming the photometric results. This particular subset of BP stars crowds at two different spectroscopic reddening values, ~ 0.5 and ~ 0.7 in $E(V-I)$. This corresponds to 0.4 and 0.6 in $E(B-V)$, entirely consistent with the distribution in the right panel of Figure 2. Also distances are essentially consistent with photometric results: BP stars are located very distant from the Sun.

Finally, we draw the attention to star #6507, the hottest and more distant of

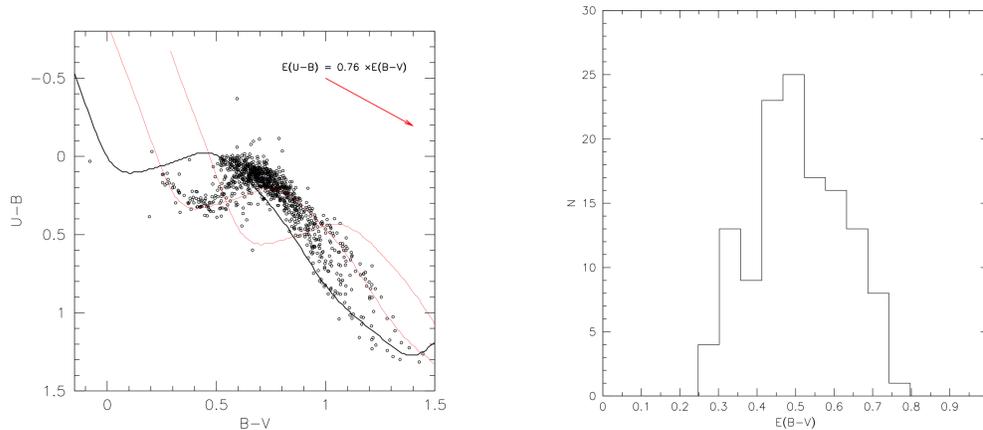


Figure 2. *Left:* The location of BP stars in the color-color diagram. The arrow indicates the reddening vector. *Right:* The reddening distribution of BP stars. Credit: Galactic Structure in the Outer Disk: The Field in the Line of Sight to the Intermediate-age Open Cluster Tombaugh 1, Carraro et al., *Astronomical Journal*, Volume 153.

the sample. It also possesses the largest gravity, which makes it a candidate hot sub-dwarf.

3. Conclusions

The combined multicolor photometric, and high-resolution spectroscopic, analysis of a sample of BP stars in the line of sight toward the open cluster Tombaugh 1 demonstrates that they are neither blue stragglers, nor hot sub-dwarf, but genuine early type stars.

We attempt now to put these results into the context of the Galactic structure in the outer disk. Our interpretation is illustrated in Figure 3. In this figure, the position of the Sun is indicated with a small solid black circle. The two red starred symbols are for Tombaugh 1 and Tombaugh 2. Two arrows are drawn towards their directions. Both clusters are located well below the formal ($b = 0^\circ$) Galactic plane. Finally, two larger, empty, red circles indicate the approximate location of the Perseus and Norma-Cygnus spiral arms. Our BP stars have distances in the range from about 6 to about 11 kpc. This implies that we are not intersecting the Perseus arm, since in this case we should have found BP stars at 2 kpc from the Sun. We interpret this occurrence as the evidence that the Perseus arm in this specific direction is located much closer to the formal Galactic plane.

Therefore the BP stars in this direction are mostly associated with the outer arm. Their spread in distance implies that the outer arm is wide and diffuse, in line with observational evidences in external spiral galaxies, where the most peripheral are also the less dense and more extended arms. Another impor-

The old open cluster Tombaugh 1

Table 1. Astrophysical parameters of BP stars from spectroscopy.

| ID | T_{eff} K | $\log g$ dex | $v \sin i$ km/s | $\langle \text{RV} \rangle$ km/s | $E(V - I)$ | $(V - Mv)_0$ | d (pc) |
|-------|-----------------------|-----------------|--------------------|-------------------------------------|------------|--------------|------------|
| 6507 | 14500±3200 | 5.5±1.0 | 20 | 112±3 | 0.68±0.05 | 15.68±0.79 | 14400±5200 |
| 8542 | 8100±4200 | 4.8±3.2 | 120 | 99±45 | 0.38±0.28 | 14.01±1.74 | 6400±5100 |
| 9227 | 9800±1800 | 4.2±0.8 | 210 | 75±13 | 0.47±0.07 | 14.21±0.65 | 7100±2100 |
| 12018 | 8700±800 | 4.2±0 | 0 | 97±6 | 0.41±0.08 | 13.52±0.39 | 5100±900 |
| 13279 | 13100±1100 | 4.4±0.3 | 10 | 63±5 | 0.78±0.02 | 14.63±0.30 | 9000±1200 |
| 16940 | 10800±2400 | 4.1±0.3 | 310 | 69±11 | 0.71±0.05 | 14.45±0.75 | 8200±2800 |
| 24772 | 12000±1400 | 4.4±0.5 | 60 | 88±2 | 0.56±0.02 | 14.71±0.41 | 9100±1700 |
| 28816 | 9700±900 | 3.6±0.5 | 70 | 96±2 | 0.50±0.04 | 13.87±0.35 | 6100±1000 |
| 30971 | 11400±800 | 4.6±0.3 | 90 | 78±9 | 0.77±0.02 | 14.33±0.25 | 7800±900 |
| 31183 | 14000±1600 | 4.4±0.5 | 40 | 62±2 | 0.82±0.03 | 15.22±0.41 | 11900±2200 |
| 32089 | 12200±700 | 4.3±0.3 | 230 | 84±1 | 0.75±0.01 | 13.98±0.21 | 6600±600 |

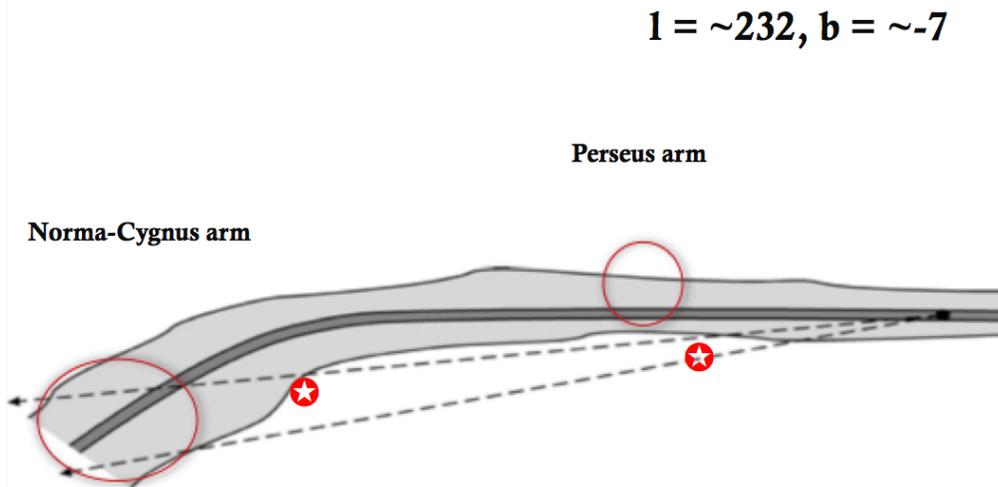


Figure 3. Illustration of the warped Galactic disk in the direction to Tombaugh 1. The Sun is the black dot to the right. The approximate location of the Perseus and Norma-Cygnus spiral arms are indicated with red circles. The two starred symbols are Tombaugh 1 (the closest) and Tombaugh 2 (the most distant).

tant result is that this outer arm is entirely located below the formal Galactic plane. Because of Tombaugh 1 latitude, BP stars are located ~ 1 kpc below the Galactic plane. This is yet another strong indication that the Galactic disk is significantly warped in the third quadrant. The gray structure in Figure 3 illustrates this concept and describes the effect of the warping of the Galactic disk. Although we do not know precisely at which distance from the Sun the disk begins to bend, our results suggests this must occur beyond the Perseus arm.

Finally, the range in distances we found for early type stars lends additional support to the evidence that no break, or cut-off, or edge, is present in the dis-

G. Carraro

tribution of stars in the outer disk.

Agradecimientos. I wish to thank my collaborators Christian Moni Bidin, Joao Sale Silva, and Ruben Vazquez. I also wish to thank the organizers for putting together an excellent meeting.

References

- Carraro, G., 2015, BAAA, 57, 138
Carraro, G., Vazquez, R.A., Costa, G., et al., 2015, AJ, 149, 12
Carraro, G., Seleznev, A.F., Baume, G., et al., 2016, MNRAS, 445, 4032
Carraro, G., Sales Silva, J.V., Moni Bidin, C., et al., 2017, AJ, 153, 99
Churchwell, E., Babler, B.L., Meade, M.R., et al., 2009, PASP, 121, 213
Martin, N.F., Ibata, R.A., Bellazzini, M., et al., 2004, MNRAS, 348, 12
Moitinho, A., Vazquez, R.A., Carraro, G., et al., 2006, MNRAS, 368, 77
Momany, Y., Zaggia, S., Gilmore, G., et al., 2006, A&A, 451, 515
Sales Silva, J.V., Carraro, G., Anthony-Twarog, B., et al., 2016, AJ, 151, 6
Vazquez, R.A., May, J., Carraro, G., et al., 2008, ApJ, 672, 930

Simulación de *jets* protoestelares

M. Cécere,^{1,2} P. Velázquez,³ A. Araudo,⁴ F. De Colle,³ A. Esquivel,³ C. Carrasco-González⁵ & L. F. Rodríguez⁵

(1) *Instituto de Astronomía Teórica y Experimental, CONICET-UNC, Argentina*

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

(3) *Instituto de Ciencias Nucleares, Universidad Nacional Autónoma de México, D.F., México*

(4) *University of Oxford, Oxford, Reino Unido*

(5) *Instituto de Radioastronomía y Astrofísica, Universidad Nacional Autónoma de México, Morelia, México*

Resumen. Las observaciones recientes de radiación sincrotrón en *jets* protoestelares son importantes porque nos permiten determinar la estructura del *jet* y/o del campo magnético interestelar, dando con ello una previsión en los mecanismos de eyección del *jet* y de la colimación del mismo. En este resumen, se muestran los resultados obtenidos a partir del análisis de mapas sintéticos de emisión polarizada (sincrotrón) construidos con datos de simulaciones de *jets* protoestelares axisimétricos magnetizados. Se consideraron modelos con diferentes velocidades del *jet* y variabilidad, con campos magnéticos tanto toroidales como helicoidales. Nuestras simulaciones mostraron que *jets* de baja densidad, con velocidades de orden de 1000 km/s y aproximadamente 10 veces menos densos que el medio ambiente, pueden producir nudos internos con significativa radiación sincrotrón. Mientras que los modelos con un campo magnético puramente toroidal muestran un alto grado de polarización, los modelos con campo magnético helicoidal muestran un decrecimiento de estos valores, de acuerdo con las observaciones de *jets* protoestelares.

Abstract. Recent observations of synchrotron emission in protostellar jets are important because they allow us to determine the jet and/or the interstellar magnetic field structure, thus giving insights on the jet ejection and collimation mechanisms. In this proceeding, we show the results obtained from the analysis of polarized (synchrotron) synthetic emission maps from axisymmetrical simulations of magnetized protostellar jets. We consider models with different jet velocities and variability, as well as toroidal or helical magnetic field. Our simulations show that variable, low-density jets with velocities ~ 1000 km/s and ~ 10 times less dense than the environment can produce internal knots with significant synchrotron emission. While models with a purely toroidal magnetic field show a very large degree of polarization, models with helical magnetic field show lower values and a decrease of the degree of polarization, in agreement with observations of protostellar jets.

1. Introducción

Los objetos estelares jóvenes (YSO por sus siglas en inglés, *Young Stellar Objects*) son estrellas en sus primeros estadios de evolución. Estos objetos astrofísicos presentan chorros (*jets*) de material colimado los cuales, se presume, son el resultado de una eyección bipolar de plasma, asociada con la acreción a un objeto central, en este caso, una protoestrella (Blandford & Payne 1982). La variabilidad en la velocidad de la eyección puede producir choques internos los cuales pueden formar nudos brillantes en el óptico (Raga & Noriega-Crespo 1998; Masciadri et al. 2002) denominados objetos *Herbig-Haro* (HH) (ver Figura 1).

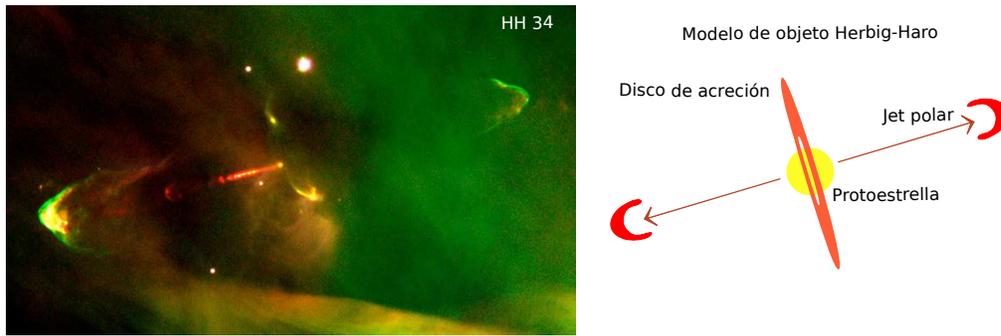


Figura 1. *Izquierda:* Objeto HH34 capturado por FORS2 (VLT Antu Telescopio): H α en verde y S II en rojo. *Derecha:* Modelo de objeto Herbig-Haro.

Los *jets* de los objetos estelares jóvenes son fuentes de emisión en radio térmica, y unas pocas fuentes, tales como Serpens (Rodríguez et al. 1989), HH 80-81 (Martí et al. 1995), Cepheus-A (Garay et al. 1996) y W3(OH) (Wilner et al. 1999) entre otras, presentan emisión en radio pero con un índice espectral negativo, es decir, radiación no-térmica. En 2010 fue detectada emisión polarizada en radio en el *jet* de HH 80-81 (Carrasco-González et al. 2010) confirmándose así la naturaleza de la emisión sincrotrón. Esta emisión se produce por la aceleración de electrones a velocidades relativistas en un campo magnético. Pero los objetos HH tienen velocidades características de unos pocos de cientos de km/s. De allí la pregunta de cómo estos objetos, pueden emitir en sincrotrón. El mecanismo de ondas de choque es uno de los mecanismos de aceleración de partículas propuesto capaz de acelerar electrones a velocidades relativistas y producir emisión sincrotrón. La otra pregunta es cuál es la fuente de campo magnético. Se conjetura que para que la acreción de gas y polvo desde el disco de acreción sea posible en la formación de la protoestrella, debe existir una disminución del momento angular y del flujo magnético. En este proceso se eyectan líneas de campo del disco de acreción, por el retorcimiento que éstas sufren por la rotación del disco. Esto generaría a lo largo del eje del *jet* un campo magnético helicoidal.

Con el objeto de aportar al entendimiento sobre cuál mecanismo sería el responsable de que se emita radiación no-térmica en los objetos HH y de ver qué configuración magnética sería la propicia para que esta emisión sea posible, realizamos simulaciones numéricas modelando la dinámica de varios *jets* protoestelares. Para ello, y bajo la suposición de que los campos magnéticos existen, se realizaron simulaciones magnetohidrodinámicas con diferentes configuraciones

magnéticas para estudiar cual configuración sería capaz de producir la emisión observada. Con tal fin, se comparó la emisión observada con la emisión emulada a través de mapas sintéticos de emisión sincrotrón (para analizar si los choques son capaces de producir esta emisión) y el grado de polarización observado con el modelado a partir de los datos simulados (para ver como sería la configuración magnética del *jet*). Estos resultados fueron publicados en Cécere et al. (2016).

2. Simulaciones numéricas

2.1. Datos iniciales

Realizamos simulaciones MHD 2.5D axisimétricas, con el código euleriano AMR, *Mezcal* (De Colle et al. 2012). Consideramos un dominio computacional de tamaño 0.2 y 0.5 pc a lo largo de las direcciones radiales r y longitudinales z al *jet*, respectivamente. El ambiente donde se propaga el *jet* es homogéneo, con una densidad uniforme $n_{\text{env}} = 3000 \text{ cm}^{-3}$, temperatura $T_{\text{env}} = 100 \text{ K}$, y campo magnético B_0 . El *jet* se impone para cada paso de tiempo en una pequeña región del dominio: $r < R_{\text{jet}}=0.03 \text{ pc}$ y $z < 0.003 \text{ pc}$, con densidad $n_{\text{jet}} = 300 \text{ cm}^{-3}$ (Araudo & Rodríguez 2012) y velocidad v_{jet} (a lo largo del eje z). La componente longitudinal del campo magnético es $B_z = B_0$, y la toroidal está dada por:

$$B_\phi(r) = \begin{cases} B_m \left(\frac{r}{R_m} \right) & 0 \leq r < R_m; \\ B_m \left(\frac{R_m}{r} \right) & R_m \leq r < R_{\text{jet}}; \\ 0 & r \geq R_{\text{jet}}, \end{cases} \quad (1)$$

con $R_m=0.02 \text{ pc}$, y B_m está dada en la Tabla 1.

En este resumen presentamos 4 configuraciones iniciales diferentes (de las 6 descritas en el trabajo publicado), con velocidad de inyección variable en el tiempo:

$$v_{\text{jet}} = v_0(1 + \Delta v \cos(\omega t)), \quad (2)$$

con $v_0 = 1000 \text{ km s}^{-1}$ la velocidad media del flujo, y $\omega = 2\pi/\tau$, $\tau = 50$ años y Δv la frecuencia, periodicidad y amplitud de la variabilidad, respectivamente. Los valores de B_z , Δv y la velocidad máxima del *jet* $v_{\text{max}} = v_0(1 + \Delta v)$ para los diferentes modelos están dados en la Tabla 1. Estos valores de velocidad y campo magnético son característicos de estos objetos.

Tabla 1. Datos iniciales

| Model | B_z [mG] | B_m [mG] | $n_{\text{env}}/n_{\text{jet}}$ | Δv | v_{max} [km s ⁻¹] |
|-------|-----------------|-----------------|---------------------------------|------------|--|
| M1 | 0 | 0.1 | 10 | 0.2 | 1200 |
| M2 | 0 | 0.1 | 10 | 0.4 | 1400 |
| M3 | $0.1/\sqrt{2}$ | $0.1/\sqrt{2}$ | 10 | 0.4 | 1400 |
| M4 | $0.1/\sqrt{10}$ | $0.3/\sqrt{10}$ | 10 | 0.4 | 1400 |

Los modelos M1 y M2 son puramente toroidales, mientras que los dos modelos restantes representan campos helicoidales.

2.2. Resultados

Choques en jets protoestelares: En la Figura 2 se esquematiza la estructura de doble choque que se forma cuando el *jet* interactúa con el medio circundante. El gas del ambiente es acelerado por un choque delantero (*bow-shock*) y el plasma del *jet* es desacelerado por un choque reverso. Las velocidades del *bow-shock* son del orden de ~ 260 km/s para el modelo M1 y del orden de ~ 200 km/s para los modelos restantes. Todos los modelos presentan choques internos con velocidades del orden de 1000 km/s. En este régimen de velocidades el choque es adiabático, por lo que se piensa que la energía del choque se transforma en la aceleración de los electrones.

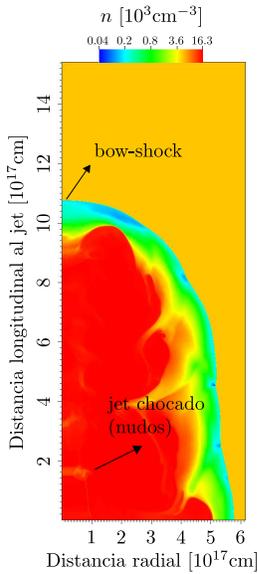


Figura 2. Esquema de choque doble.

Emisión en radio no-térmica: La Figura 3 muestra los mapas sintéticos de la intensidad de la emisión en radio polarizada linealmente en 6 cm, para todos los modelos, mostrando estructuras de nudos producidas por los choques internos. Estos nudos decrecen en brillo con la distancia desde la fuente del *jet*. El modelo M3 ($B_z = B_m$) también muestra emisión en radio detrás del *bow-shock*. Este comportamiento no ha sido observado en objetos HH estudiados. En cambio en el modelo M4, donde $B_z = B_m/3$ (ver Tabla 1), la emisión detrás del *bow-shock* es menor.

Grado de polarización: En la Figura 4 el grado de polarización de la radiación sincrotrón muestra un resultado importante. Los modelos M1-M2 exhiben un alto grado de polarización mientras que el modelo M3 muestra una variación fuerte hacia el eje de simetría. Este comportamiento también se observa en el modelo M4, aunque en menor grado. Dado que estos dos últimos modelos fueron simulados a partir de campos magnéticos helicoidales, esta variabilidad en el grado de polarización se debe a que la emisión desde regiones con radiación

Simulación de jets protoestelares

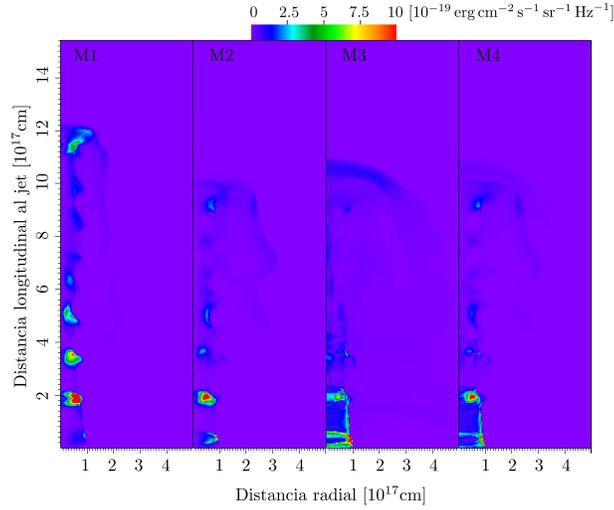


Figura 3. Mapas sintéticos de la intensidad de la emisión en radio polarizada linealmente para los diferentes modelos simulados.

sincrotrón polarizada linealmente, cuyas direcciones de polarización son ortogonales unas con otras, se cancelan cuando la emisión es integrada a lo largo de la línea de la visual, aproximadamente perpendicular al eje de simetría del *jet*.

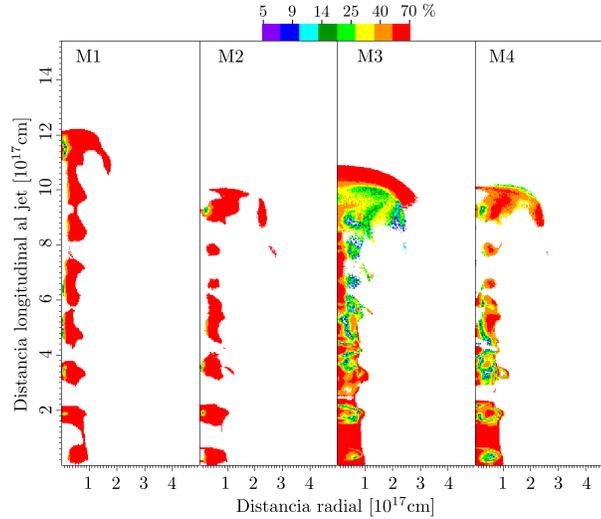


Figura 4. Mapas de grado de polarización para los diferentes modelos simulados.

3. Conclusiones

De las simulaciones de distintos modelos de *jets* protoestelares de baja densidad, con variabilidad en la velocidad de la eyección del material del *jet* y considerando

tanto campos toroidales como helicoidales, hemos llegado a velocidades de *bow-shock* del orden establecido por las observaciones.

Además, suponiendo una población de electrones relativistas los cuales son acelerados dentro de los choques de *jets* estelares, y usando una prescripción estándar para estimar la emisión sincrotrón, hemos realizado mapas sintéticos de radiación en radio no-térmico. Comparando estos mapas (Figura 3) con la observación (Figura 1 (A) en Carrasco-González et al. 2010) notamos que la variabilidad en la velocidad del *jet* es importante para generar nudos brillantes de emisión sincrotrón, producidos cuando el material lento del *jet* es chocado por el material más rápido del mismo *jet*.

Por último, analizando el grado de polarización de los distintos modelos notamos que campos magnéticos helicoidales exhiben un decrecimiento en el grado de polarización, estando en buen acuerdo con los resultados observacionales en HH 80-81 (ver Figura 3 (A) en Carrasco-González et al. 2010) y con la conjetura de que un campo magnético helicoidal es el responsable de la colimación del *jet*.

Agradecimientos. Agradecemos el apoyo financiero dado por los subsidios 167611 y 167625 de CONACyT, subsidio CAR 190489 de CONICET-CONACyT y subsidio IG 100214, IA 103115, IA 109715, IA 103315 de DGAPA-PAPIIT (UNAM). También se agradece al personal encargado del soporte técnico de los cluster del Instituto de Ciencias Nucleares (UNAM) y del Instituto de Astronomía Teórica y Experimental (CONICET-UNC) donde las simulaciones fueron llevadas a cabo.

Referencias

- Araudo, A.T. & Rodríguez, L.F. 2012, American Institute of Physics Conference Series, 1505, 281
Blandford, R.D. & Payne, D.G. 1982, MNRAS, 199, 883
Carrasco-González, C., Rodríguez, L.F., et al. 2010, Science, 330, 1209
Cécere, M.A., Velázquez, P.F., et al. 2016, ApJ, 816, 64
De Colle, F., Ramirez-Ruiz, E., et al. 2012, ApJ, 751, 57
Garay, G., Ramirez, S., et al. 1996, ApJ, 459, 193
Martí, J., Rodríguez, L.F., et al. 1995, ApJ, 449, 184
Masciadri, E., Velázquez, P.F., et al. 2002, ApJ, 573, 260
Raga, A. & Noriega-Crespo, A. 1998, AJ, 116, 2943
Rodríguez, L.F., Curiel, S., et al. 1989, ApJ, 346, L85
Wilner, D.J., Reid, M.J., et al. 1999, ApJ, 513, 775

Primera etapa en la comprensión del origen de las galaxias lenticulares S0

C. G. Escudero^{1,2}, F. R. Faifer^{1,2}, L. P. Bassino^{1,2}

(1) *Instituto de Astrofísica de La Plata, CCT La Plata - CONICET - UNLP, Argentina*

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

Resumen. Mediante el empleo de imágenes ópticas Gemini/GMOS, presentamos la primera caracterización fotométrica de los sistemas de cúmulos globulares (CGs) pertenecientes a las galaxias lenticulares (S0s) NGC 4546 y NGC 5838. El análisis del perfil de brillo superficial de estas galaxias muestra evidencias de interacción y/o fusiones con objetos de menor masa. Por otro lado, las distribuciones de color integrado de ambos sistemas revelan la presencia de al menos tres subpoblaciones de CGs diferentes, para las cuales hemos estimado una metalicidad media a partir de sus funciones de luminosidad. La información obtenida del estudio de los sistemas de CGs en conjunto con el análisis fotométrico de dichas galaxias, nos ha permitido ampliar el conocimiento general de las mismas.

Abstract. Using optical Gemini/GMOS images, we present the first photometric characterization of the globular cluster (GC) systems belonging to the lenticular galaxies (S0s) NGC 4546 and NGC 5838. The surface brightness profile of the galaxies shows evidence of interaction and/or mergers with lower-mass objects. On the other hand, the integrated colour distributions of both GC systems reveal the presence of at least three different GC subpopulations, for which we have estimated a mean metallicity through their luminosity functions. The information obtained from the study of these GC systems, in conjunction with the photometric analysis of the host galaxies, has allowed us to expand the general knowledge of them.

1. Introducción

Uno de los mayores desafíos que aún persiste en la astronomía actual es comprender cómo se formaron las galaxias que observamos hoy en día. Los diferentes procesos físicos que conducen a la formación y evolución de las mismas, los cuales resultan a menudo poco conocidos, constituyen un área de investigación muy importante en astronomía extragaláctica. En tal contexto, un aspecto fundamental radica en identificar aquellos factores más influyentes en la formación y evolución de las galaxias de un dado tipo morfológico. En este sentido, se ha reconocido la importancia de los cúmulos globulares (CGs) como trazadores de las primeras etapas de formación de las galaxias de tipo temprano, y como herramienta que permite obtener información sobre épocas, regiones y/o diversas propiedades observacionales que de otra forma resultan inalcanzables. El trabajo presentado aquí, se centró en la caracterización fotométrica de los sistemas

de CGs pertenecientes a galaxias lenticulares (S0s) NGC 4546 (d~14 Mpc) y NGC 5838 (d~27.1 Mpc), ubicadas en ambientes de baja o relativamente baja densidad, con el objetivo de buscar evidencias sobre la formación de las mismas.

2. Perfiles de brillo superficial

Estudios previos realizados sobre las galaxias mencionadas, revelan en el caso de NGC 4546, la presencia de gas ionizado rotando en la misma dirección que la enana ultra-compacta (UCD, por sus siglas en inglés) NGC 4546-UCD1 (Norris & Kannappan 2011, Bettoni et al. 1991) presente en el sistema de dicha galaxia, pero en sentido opuesto y ligeramente fuera del plano relativo al disco estelar. Por su parte, NGC 5838 muestra regiones nucleares cinemáticamente desacopladas así como anillos de polvo en su parte central (Peletier et al. 1999). En este contexto, hemos analizado las distribuciones de brillo de estas galaxias utilizando la tarea ELLIPSE de IRAF, a fin de obtener indicios y/o realizar alguna inferencia acerca de posibles interacciones y/o fusiones que podrían haber sufrido las mismas (Kormendy & Bender 1996; Li et al. 2011). Dicha tarea ajusta isofotas elípticas a las imágenes, permitiendo graficar las variaciones de los parámetros geométricos: elipticidad, ángulo de posición (AP) y coeficientes de Fourier (A_3, B_3, A_4, B_4), en función del radio galactocéntrico equivalente (\sqrt{ab}). Como se observa en la Figura 1, ambas galaxias muestran hacia la región central ($r_{\text{eq}} < 0.4$ minutos de arco) una variación significativa de la elipticidad, AP y B_4 . Es interesante mencionar que de acuerdo al valor que tome el parámetro B_4 , las isofotas se clasifican en tipo “disco” ($B_4 > 0$) o “caja” ($B_4 < 0$), siendo estas últimas generalmente indicativas de fusiones recientes (Kormendy & Bender 1996).

3. Distribución de colores integrados

La detección y clasificación de los candidatos a CGs en ambas galaxias fue realizada siguiendo los lineamientos de Escudero et al. (2015). A partir de la muestra final de candidatos (paneles superiores en Figura 2), cuantificamos las posibles subpoblaciones de CGs presentes en los mencionados sistemas, ajustando distribuciones Gaussianas sobre los histogramas de color $(g' - z')_0$ en NGC 4546 y $(g' - i')_0$ en NGC 5838, mediante el software RMIX¹. Los resultados obtenidos por el algoritmo (paneles inferiores de la Figura 2) indican que una distribución de colores trimodal ofrece el mejor ajuste a los datos. Esta trimodalidad estaría indicando la presencia de, al menos, tres subpoblaciones diferentes de CGs en ambas galaxias. Además de los típicos cúmulos “azules” y “rojos”, NGC 4546 presenta un grupo de candidatos a CGs con colores intermedios ($(g' - z')_0 \sim 1.07$ mag), mientras que en NGC 5838 se observa un tercer grupo hacia colores más rojos ($(g' - i')_0 \sim 1.29$ mag). La presencia de múltiples subpoblaciones, proporciona otro indicio acerca de que las galaxias aquí analizadas han sufrido probablemente diversos eventos con formación estelar.

¹RMIX se encuentra disponible públicamente en <http://ms.mcmaster.ca/peter/mix/mix.html>

Origen de las galaxias lenticulares S0

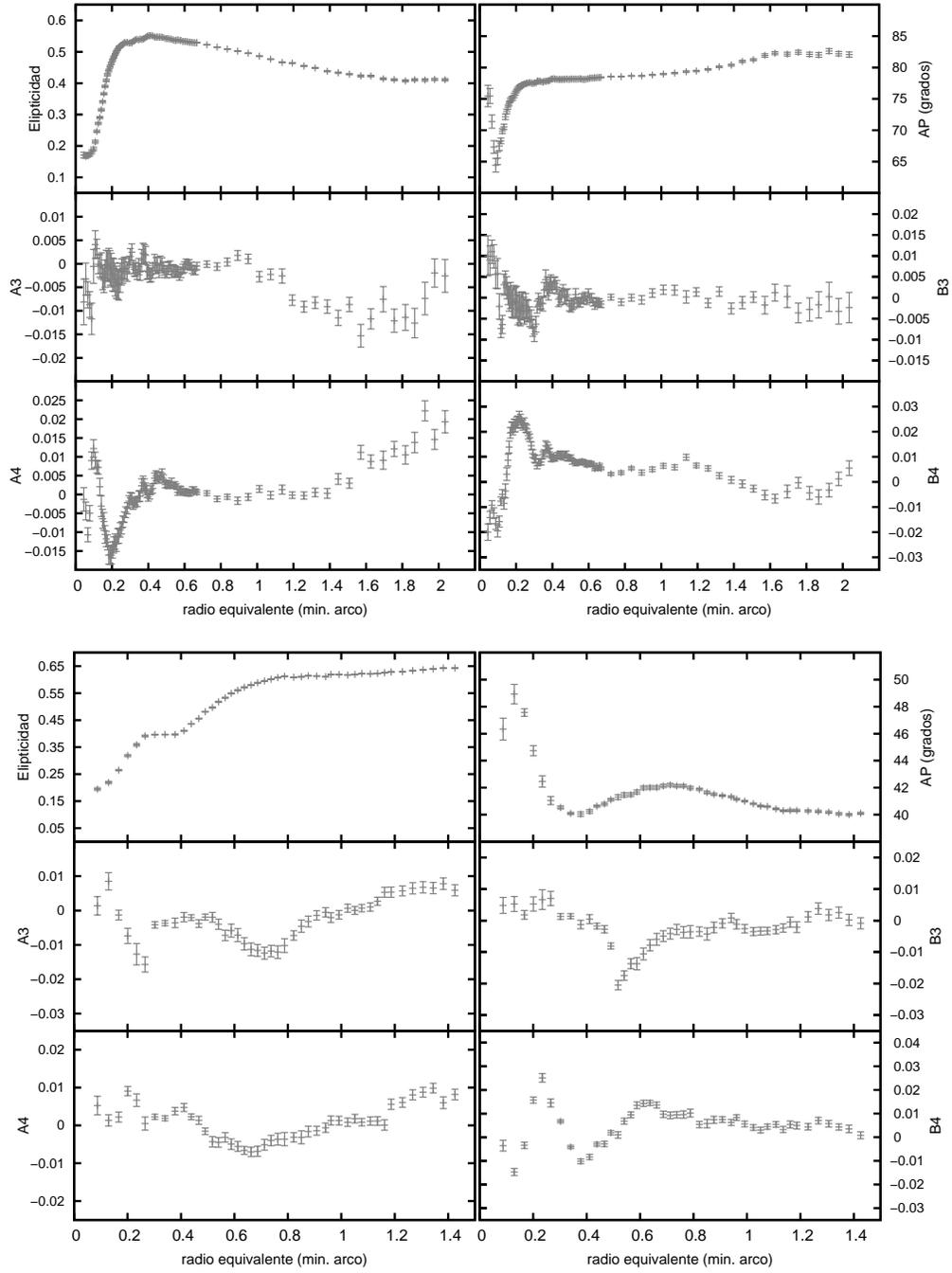


Figura 1. Parámetros isofotales en función del radio galactocéntrico equivalente para NGC 4546 (panel superior) y NGC 5838 (panel inferior).

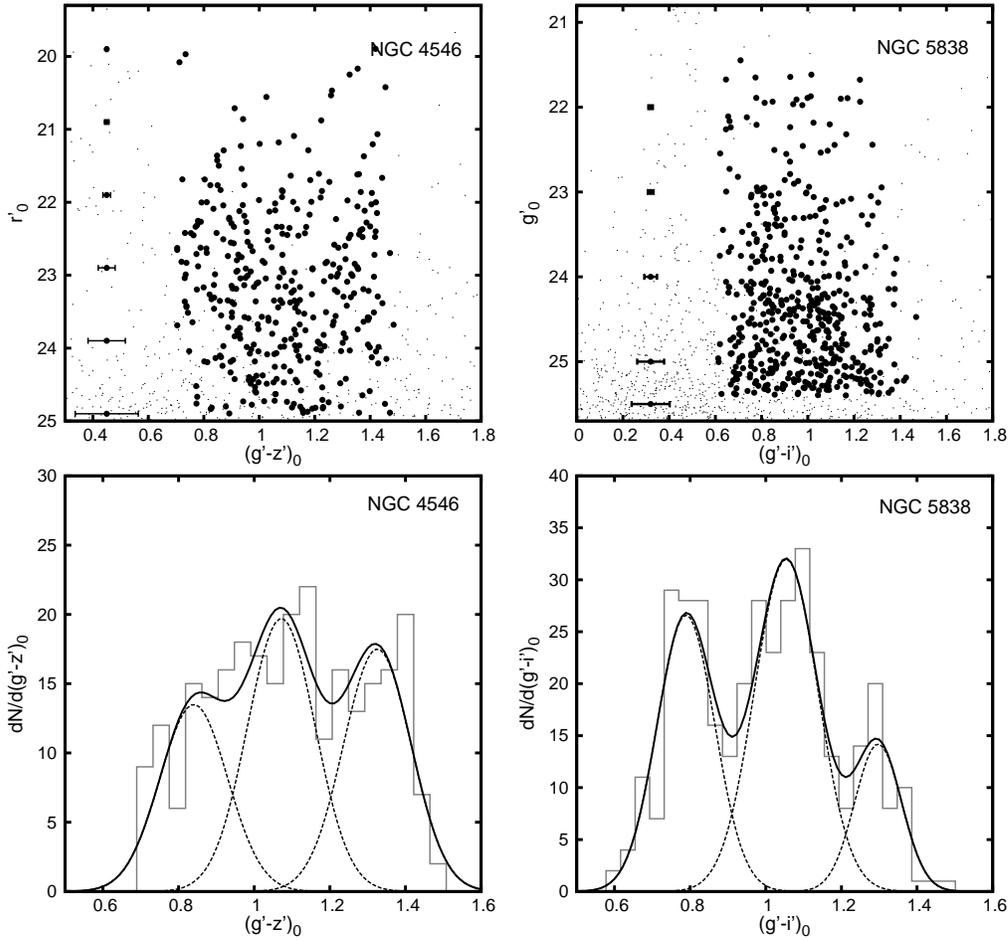


Figura 2. *Paneles superiores:* diagramas color-magnitud de los candidatos a CGs de NGC 4546 y NGC 5838 (puntos negros). *Paneles inferiores:* histogramas de color $(g' - z')_0$ de NGC 4546 y $(g' - i')_0$ de NGC 5838 para la muestra de CGs. Las líneas rayadas y la línea continua representan las distribuciones Gaussianas ajustadas y la suma de ellas, respectivamente.

4. Estimaciones de metalicidades utilizando la FLCG

El análisis realizado sobre la distribución de colores nos permitió separar las diferentes subpoblaciones presentes en ambas galaxias, y posteriormente obtener la función de luminosidad de los CGs (FLCG) para cada una de ellas (Figura 3). Calculamos las posiciones de los *turn-over* (TO : máximo de la distribución de brillo aparente) mediante un ajuste Gaussiano, encontrando una diferencia significativa entre las magnitudes de TO de los CGs azules y rojos, siendo los primeros ligeramente más brillantes ($TO_{\text{rojo}} - TO_{\text{azul}} \sim 0.4$ y 0.33 mag en NGC 4546 y NGC 5838, respectivamente). Esta diferencia la cual ha sido detectada en otros sistemas (Larsen et al. 2001, Di Criscienzo et al. 2006, Escudero et al. 2015), estaría indicando efectos de metalicidad detrás de este resultado. Ashman et al. (1995) investigaron mediante simulaciones la variación de la posición del TO

en función de la metalicidad para diversas bandas fotométricas. En nuestro caso, consideramos que los CGs azules pertenecientes a las galaxias S0 estudiadas aquí resultan similares en metalicidad a los de la Vía Láctea ($[Fe/H] \sim -1.6$ dex), utilizamos la Tabla 3 de dichos autores para estimar $[Fe/H]$ de las restantes subpoblaciones. En el caso de NGC 4546 se obtuvo una metalicidad media para los CGs rojos e intermedios de ~ -0.2 dex y ~ -0.6 dex. Por su parte, los valores estimados para los CGs rojos y aquellos con colores más rojos de NGC 5838, fueron de ~ -0.6 dex y ~ -0.1 dex, respectivamente. Es necesario mencionar que dichos resultados deberán ser confirmados mediante la obtención de datos espectroscópicos (Escudero et al., en preparación) y/o mediante una combinación de fotometría IR y óptica.

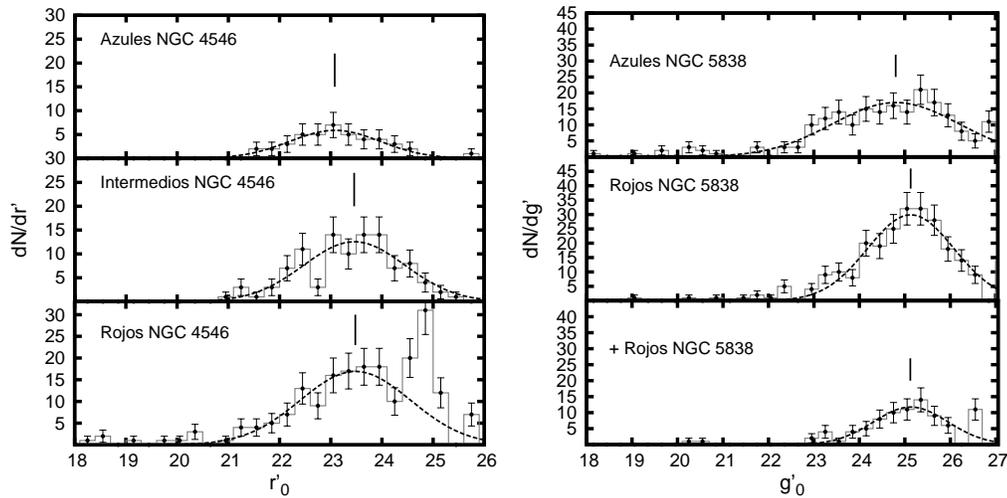


Figura 3. FLCG para las diferentes subpoblaciones de CGs de NGC 4546 (panel izquierdo) y NGC 5838 (panel derecho). Las líneas continuas verticales indican las posiciones de los *TO* obtenidos.

5. Conclusiones

El análisis fotométrico realizado en base a imágenes Gemini/GMOS sobre las galaxias S0 NGC 4546 y NGC 5838, revela que las mismas exhiben particularidades tanto en su distribución de brillo como en la distribución de colores integrados de sus sistemas de CGs asociados. En particular, estos últimos resultaron ser sistemas complejos, mostrando la existencia de múltiples subpoblaciones. En el caso de NGC 4546, probablemente, el proceso que dio origen a la UCD podría ser el responsable de la formación de un gran número de nuevos CGs, los cuales forman actualmente parte de la subpoblación de colores intermedios. Por su parte, la presencia de la subpoblación más roja en NGC 5838 puede constituir un grupo de cúmulos mucho más ricos en metales que los típicos “rojos”. Sin embargo, no se pueden descartar también posibles efectos de enrojecimiento interno por parte de la galaxia. En este sentido, será necesario realizar un análisis espectroscópico de su sistema de CGs, a fin de indagar acerca del posible origen de esta subpoblación.

C. G. Escudero et al.

Los resultados obtenidos en este estudio, en conjunto con los diversos trabajos encontrados en la literatura, indicarían que el origen y evolución de estas galaxias no ha sido tranquila, aún cuando las mismas se encuentren en ambientes poco densos. En este sentido, resulta evidente señalar que las interacciones y/o fusiones con objetos de menor masa han jugado un papel importante sobre ellas.

Referencias

- Ashman, K.M., Conti, A., et al. 1995, *AJ*, 110, 1164
Bettoni, D., Galletta, G., et al. 1991, *MNRAS*, 248, 544
Di Criscienzo, M., Caputo, F., et al. 2006, *MNRAS*, 365, 1357
Escudero, C.G., Faifer, F.R., et al. 2015, *MNRAS*, 449, 612
Kormendy, J., & Bender, R. 1996, *ApJ*, 464, L119
Larsen, S.S., Brodie, J.P., et al. 2001, *AJ*, 121, 2974
Li, Z., Ho, L.C., Barth, A.J., et al. 2011, *ApJS*, 197, 22
Norris, M.A., & Kannappan, S.J. 2011, *MNRAS*, 414, 739
Peletier, R.F., Balcells, M., et al. 1999, *MNRAS*, 310, 703

Galaxias de bajo brillo superficial en HCG44?

F. R. Faifer^{1,2}, A. V. Smith Castelli², C. G. Escudero^{1,2} & N. M. Gonzalez^{1,2}

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

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

Resumen. Se presentan aquí las propiedades fotométricas de dos objetos de bajo brillo superficial detectados en dirección al grupo compacto de Hickson HCG 44. Sus características indican que se trataría de galaxias de extremadamente bajo brillo superficial, posiblemente asociadas a HCG 44 y/o NGC 3193. Sus propiedades fotométricas resultan ser similares a las de las denominadas galaxias de ultra-bajo brillo superficial. Estos objetos, previamente detectados en ambientes de cúmulos de galaxias, estarían entonces presentes de igual forma en grupos pobres como HCG 44. En cuanto a su origen, nuestros resultados señalan que los objetos identificados podrían ser galaxias enanas de tipo esferoidal, cuyos radios efectivos serían un poco mayores a los valores usualmente encontrados en las galaxias esferoidales del Grupo Local.

Abstract. We present the photometric properties of two objects displaying low surface brightness detected in the direction of the Hickson Compact Group 44 (HCG 44). Their characteristics indicate that they would be extremely low surface brightness galaxies, possibly associated with HCG 44 and/or NGC 3193. Their photometric properties turn out to be similar to the so-called ultra-low surface brightness galaxies. These kind of objects, previously detected in clusters of galaxies, would then be present in poor groups like HCG 44. Regarding their origin, our results indicate that the identified objects could be spheroidal dwarf galaxies whose effective radii are a bit higher than the values usually measured in the Local Group.

1. Introducción

Los grupos compactos de Hickson (HCG) son densas concentraciones de 4-10 galaxias cuyas densidades centrales son similares a aquellas encontradas en los cúmulos de galaxias. Sin embargo, los HCG usualmente no muestran emisión difusa en rayos X, por lo que no cuentan con un medio intra-grupo. Más importante aún, las dispersiones de velocidades en estos grupos son usualmente bajas ($\sigma \sim 200$ km/seg) en comparación a los valores típicos encontrados en cúmulos. Estas características en conjunto, indican que las interacciones gravitacionales dominan la evolución de sus componentes. Por ello, resulta atractivo estudiar tanto el contenido de galaxias como el de cúmulos globulares (CGs) en estos ambientes, e intentar identificar en ellos los rastros de los distintos procesos dinámicos ocurridos en estos grupos.

En particular, Hickson (1982) incluyó 4 galaxias relativamente brillantes en lo que él definió como HCG 44. Posteriormente, se identificaron otras cinco galaxias de bajo brillo como posibles miembros del sistema (Hickson et al. 1992; Borthakur et al. 2010). Sin embargo, la realidad al día de hoy es que existe aún cierta controversia sobre el contenido exacto del grupo HCG 44. La razón de ello es que las estimaciones de distancias en base a distintos métodos arrojan resultados significativamente discrepantes. En particular, Tonry et al. (2001) encontraron que la única galaxia elíptica ubicada en la zona del grupo, NGC 3193, es posiblemente un objeto de fondo. En este contexto, en el presente trabajo no abordaremos los aspectos vinculados al estatus de pertenencia de cada miembro del grupo. En su lugar, adoptaremos valores reportados en la literatura reciente para cada una de las galaxias brillantes ubicadas en proyección en la zona ocupada por HCG 44 (Tabla 1).

En cuanto a la apariencia de las galaxias en este grupo, NGC 3190 y NGC 3187 muestran evidencias claras de interacciones de marea. Sin embargo, no está claro aún cuál fue exactamente el camino evolutivo de ambas. En cuanto a la emisión de HI, se han detectado estructuras cercanas angularmente a NGC 3193, y hacia el norte de la misma (Serra et al. 2013). Dichas estructuras podrían estar asociadas a la interacción entre NGC 3190 y NGC 3187, o bien a la de éstas con el campo gravitatorio del grupo. Sin embargo, a la fecha no se detectaron estructuras de bajo brillo superficial en el óptico que puedan ser consideradas como la contraparte en dichas bandas de las mencionadas estructuras en HI.

Tabla 1. Distancias adoptadas en este trabajo, y sus fuentes, para cada una de las galaxias más brillantes en la zona de HCG 44. TF: Tully-Fisher; T est: Tully estimation; SNI: Supernova Type I; SBF: Surface brightness fluctuations; (1): Tully et al. (2013); (2): Nearby Galaxy Catalog (1988, Tully R. B.); (3): Theureau et al. (2007).

| Galaxia | R.A. (J2000) | DEC (J2000) | (m-M) (mag) | Distancia (Mpc) | Método | H ₀ (km s ⁻¹ Mpc ⁻¹) | Ref. |
|---------------|-----------------|----------------|----------------|--------------------|--------|---|------|
| NGC 3185 | 10:17:38.5 | 21:41:18 | 32.00 | 25.1 | TF | 74.4 | (1) |
| NGC 3187 | 10:17:47.8 | 21:52:24 | 32.08 | 26.1 | T est | 75.0 | (2) |
| | | | 32.62 | 33.3 | TF | | (3) |
| NGC 3189/3190 | 10:18:05.6 | 21:49:56 | 31.73 | 22.2 | SNI | 74.4 | (1) |
| NGC 3193 | 10:18:24.9 | 21:53:38 | 32.63 | 33.6 | SBF | 74.4 | (1) |

2. Datos observacionales y reducciones

Con el objetivo de estudiar la población de galaxias y los cúmulos globulares asociados a ellas, comenzamos un estudio fotométrico empleando la cámara GMOS del telescopio Gemini Norte. Durante los años 2009 y 2010 se obtuvieron varios campos profundos en dos programas exitosos en dicho telescopio (GN-2009B-Q-64 y GN-2010B-Q-29, PI: A. Smith Castelli), empleando los filtros g' , r' , i' y z' del sistema de Sloan (Fukugita 1996). En el presente trabajo nos centraremos únicamente en dos de dichos campos, los cuales se muestran en la Figura 1. Para el campo que contiene a NGC 3193 se tomaron cinco exposiciones en cada una de las bandas antes mencionadas, con tiempos de integración totales de 1700, 750, 750 y 1500 seg, respectivamente. Para el caso del campo ubicado al sur de NGC 3190, las exposiciones totales fueron de 600, 400, 400 y 1200 seg, respec-

Galaxias de bajo brillo superficial en HCG44?

tivamente. En todos los casos el *seeing* fue excelente, con valores de 0.4 a 0.8 segundos de arco.

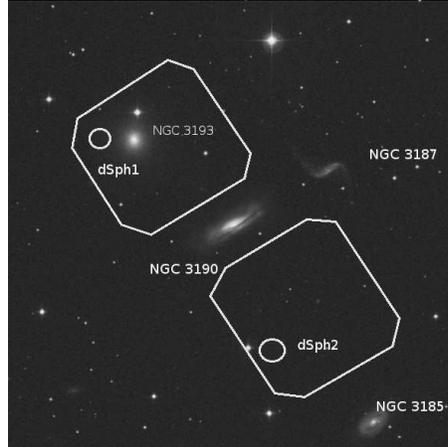


Figura 1. Imagen DSS en la banda R, donde se indican las galaxias más brillantes del grupo, y los dos campos de GMOS explorados en el presente trabajo. Los círculos indican las posiciones aproximadas de las dos candidatas a dSph.

La reducción de los datos antes mencionados se realizó empleando el paquete Gemini en IRAF, siguiendo los procesos usuales de corrección por *bias* y *flat*. Luego se empleó la tarea *gmosaic* para crear las imágenes mosaico. Finalmente, se utilizó la tarea *imcoadd* para generar las imágenes finales para la fotometría.

3. Identificación y fotometría

Una inspección visual de las imágenes obtenidas reveló que en los dos campos mencionados en la Sección 2., existen dos subestructuras de extremadamente bajo brillo superficial, las cuales tentativamente nombramos como dSph1 y dSph2. Sus coordenadas J2000 aproximadas resultaron ser R.A.=10:18:31 y $\delta=21:53:41$, R.A.=10:17:58, $\delta=21:44:53$, respectivamente. Las mismas se identificaron satisfactoriamente en las imágenes correspondientes a las cuatro bandas observadas. En el panel izquierdo de la Figura 2 se muestran como ejemplo las zonas de ambas estructuras, tal como se observan en las imágenes GMOS. Posteriormente, en un intento por descartar la posibilidad de que se tratara de “artefactos” en las imágenes, se procedió a analizar la zona de HCG 44 en las imágenes correspondientes al relevamiento del Sloan Digital Sky Survey (SDSS, DR12). Como se muestra en el panel derecho de la Figura 2, fue posible detectarlas también en dichas imágenes. Esto confirma, entonces, que se trata de dos objetos astrofísicos reales.

Los perfiles de brillo superficial fueron luego obtenidos empleando la tarea *ellipse*. Dada la baja relación señal/ruido de las distribuciones de luz de cada objeto, no fue posible realizar ajustes con la mencionada tarea. Por tal motivo se fijó la elipticidad en cero, y se ejecutó la tarea manteniendo los parámetros geométricos fijos. En el caso particular de dSph1, la misma se encuentra super-

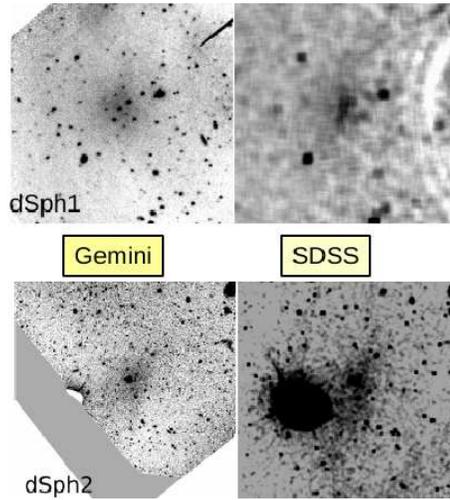


Figura 2. *Izquierda:* imágenes GMOS en la banda g' donde se muestran las dos candidatas a dSph. *Derecha:* la misma zona, tal como aparecen en las imágenes del SDSS DR12.

puesta al halo de NGC 3193. Por ello, antes de intentar determinar su perfil, fue necesario modelar y substraer dicho halo. Por su parte, como se ve en la Figura 2, dSph2 se encuentra fuertemente afectada por la presencia de una estrella brillante. Por ello, en el caso de esta estructura, los perfiles recuperados resultan más ruidosos que los de dSph1.

En la Figura 3 se presentan los perfiles obtenidos para cada una de las estructuras. Se puede apreciar que el brillo superficial es extremadamente bajo. Se determinaron, además, las magnitudes integradas y los radios efectivos listados en la Tabla 2.

Tabla 2. Información básica obtenida para los objetos analizados en este trabajo.

| Galaxia | r_{tot} | r_{eff} | $m_{g'}$ | $m_{r'}$ | $m_{i'}$ | $m_{z'}$ | $(g' - r')$ | $\langle \mu_{\text{eff}, g'} \rangle$ |
|---------|------------------|------------------|----------------|----------------|----------------|----------------|---------------|--|
| | " | " | mag | mag | mag | mag | mag | (mag $^{\prime 2}$) |
| dSph1 | 26.0 | 11.5 | 19.1 \pm 0.4 | 18.7 \pm 0.5 | 18.4 \pm 0.3 | 17.9 \pm 0.5 | 0.4 \pm 0.6 | 26.4 |
| dSph2 | 54.0 | 24.0 | 18.5 \pm 0.2 | 18.1 \pm 0.2 | 18.2 \pm 0.4 | 19.7 \pm 1.1 | 0.4 \pm 0.3 | 27.4 |

4. Sobre la naturaleza de dSph1 y dSph2, y las galaxias ultradifusas

Si bien no contamos con estimaciones de distancias a las estructuras de bajo brillo detectadas, es razonable suponer que podría tratarse de galaxias enanas de tipo esferoidal (como existen en el Grupo Local) que podrían encontrarse aisladas o, más probablemente, asociadas a alguna de las galaxias brillantes de HCG 44. En el primer caso, no sería posible inferir sus tamaños reales. Pero si consideramos que por la proximidad angular a NGC 3193 dSph1 se encuentra asociada a ella, y que dSph2 lo está a NGC 3190, entonces pueden obtenerse algunas estimaciones. Adoptando entonces las distancias presentadas en la Tabla 1, obtenemos valores

Galaxias de bajo brillo superficial en HCG44?

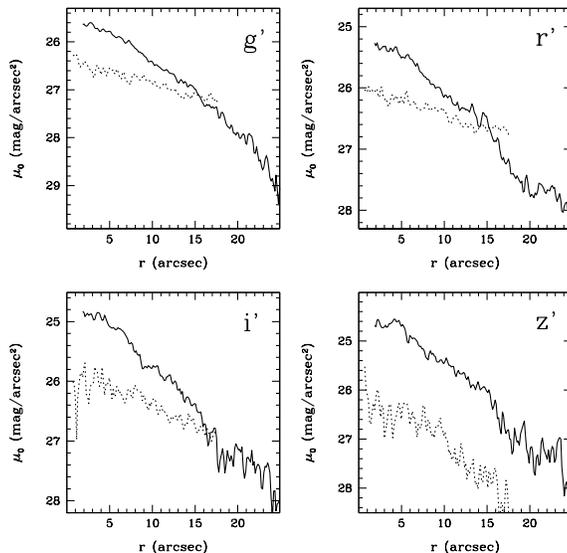


Figura 3. Perfiles de brillo superficial de las dos candidatas dSph. En línea continua se muestran los resultados para la dSph1, y en línea punteada los perfiles de la dSph2.

para los radios efectivos (r_{eff}) en kpc. De esta forma, si dSph1 se encuentra asociada a NGC 3193, entonces su r_{eff} resulta del orden de 1.9 kpc. Por su parte, para dSph2, si se encuentra asociada a NGC 3190, su r_{eff} tendría un valor de 2.2 kpc. Es interesante notar entonces que estos radios resultan mayores a los medidos para las galaxias dSph del Grupo Local, para las cuales se obtienen $r_{eff} < 1$ kpc (McConnachie 2012). Por otro lado, dichos valores se encuentran dentro de los rangos publicados para distintos objetos pertenecientes al cúmulo de Coma y Abell 168, y que han sido recientemente reportados en la literatura (van Dokkum 2015; Roman & Trujillo 2017). Dichos objetos han recibido el nombre de galaxias ultradifusas (UDG, por sus siglas en inglés).

Las denominadas UDGs son galaxias de extremadamente bajo brillo superficial, con luminosidades totales del orden de $10^7 - 10^8 L_{\odot}$. Ellas son más extendidas que las enanas de tipo temprano clásicas, presentando r_{eff} del orden de 2 a 5 kpc. Se han postulado distintos orígenes para dichas galaxias. Por un lado, podría tratarse de *tidal dwarfs*, las cuales se originan a partir del desprendimiento de materia durante interacciones de marea entre galaxias. Por otro lado, también podría tratarse de descendientes de galaxias normales, las cuales pueden haber sido fuertemente transformadas por la acción de las interacciones en los cúmulos y grupos. Finalmente, podría tratarse de antiguos remanentes de galaxias normales que por alguna razón no formaron estrellas como sí lo hicieron las galaxias “normales” de igual masa. En ese caso, estaríamos frente a objetos dominados por materia oscura. Cabe destacar que la presencia de un halo de materia oscura que las contenga, resulta necesario debido a que de otra forma estas galaxias de bajo brillo no sobrevivirían en ambientes tan densos como el cúmulo de Coma.

Un aspecto que podría arrojar cierta luz sobre el origen de estos objetos, es su población de CGs. Si se tratara de galaxias "normales" de tipo dSph, entonces no se esperaría encontrar una población muy numerosa de CGs en torno a ellas. Si, por el contrario, suponemos que son objetos masivos que no han podido formar estrellas de campo al mismo ritmo que las demás galaxias de masas similares, entonces deberíamos detectar una población rica en CGs. Sin embargo, no debe perderse de vista que ambos objetos se encuentran en zonas donde hay otras galaxias, por lo que de contar con CGs, estos se observarían superpuestos a los sistemas de CGs de las demás galaxias. En este contexto, intentamos determinar si dentro del área contenida dentro del radio total estimado para cada candidata a dSph existe algún tipo de sobredensidad atribuible a sus propios sistemas de CGs. Se encontraron 7 objetos con colores y magnitudes acordes a lo esperado para CGs a la distancia de NGC 3193, que podrían estar vinculados a la dSph1. Por su parte, se encontraron 6 candidatos en iguales condiciones que podrían estar asociados a la dSph2. Sin embargo, un cálculo del número de candidatos esperables en dichas zonas debido a la presencia de ambas galaxias masivas, indica que no existe ninguna sobredensidad apreciable. En base a este resultado negativo, se puede concluir que estas galaxias no cuentan con CGs propios, o bien, son muy pocos. En todo caso, este es un resultado que nos estaría indicando que posiblemente dSph1 y dSph2, son en realidad galaxias enanas del tipo dSph, con radios efectivos un poco mayores a los que vemos en el Grupo Local. En tal sentido, Amorisco et al. (2016), muestran que, efectivamente, las UDG podrían constituir objetos que pueblan el extremo de alto *spin* en la distribución de halos en los modelos de formación de galaxias.

Agradecimientos. Los autores agradecen el financiamiento para la realización de este trabajo por parte de la UNLP (subsidió G128) y del CONICET (PIP 0393).

Referencias

- Amorisco, N. C., & Loeb, A. 2016, MNRAS, 459, 51
Borthakur, S., Yun, M.S., et al. 2010, ApJ, 710, 385
Fukugita, M., Ichikawa, T., et al. 1996, AJ, 111, 1748
Hickson, P. 1982, ApJ, 255, 382
Hickson, P., Mendes de Oliveira, C., et al. 1992, ApJ, 399, 353
McConnachie, A.W. 2012, AJ, 144, 4
Roman, J., & Trujillo, I. 2017, MNRAS, 468, 703
Serra, P, et al. 2013, MNRAS, 428, 370
Theureau, G., Hanski, M.O., et al. 2015, A&A, 576, 71
Tonry, J.L., Dressler, A., et al. 2001, ApJ, 546, 681
Tully, R.B, Courtois, H.M., et al. 2013, AJ, 146, 86
van Dokkum, P.G., Abraham, R., et al. 2015, ApJ, 798, 45

CONTRIBUCIÓN ORAL - ORAL CONTRIBUTION

Raman O VI spectroscopy of accretion and bipolar outflow in Sanduleak's star

J. -E. Heo^{1,2}, R. Angeloni², F. Di Mille³, T. Palma⁴, & H. -W. Lee¹

(1) *Department of Physics and Astronomy, Sejong University, Seoul, Corea*

(2) *Gemini Observatory, La Serena, Chile*

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

(4) *Departamento de Ciencias Físicas, Universidad Andrés Bello, Santiago, Chile*

Resumen. La estrella Sanduleak es una candidata a binaria simbiótica en la Nube Mayor de Magallanes. En 2011 se descubrió además que la misma alimentaba un *jet* bipolar altamente colimado, el cual se extiende hasta unos 15 pc. Hemos estudiado dos bandas anchas a 6825 Å y 7082 Å en la estrella Sanduleak. Estas bandas son el resultado de la dispersión Raman de los fotones de O VI $\lambda\lambda$ 1032 y 1038 por el hidrógeno atómico y sólo se observan en las estrellas simbióticas. A partir del espectro de alta resolución obtenido por el instrumento MIKE en el telescopio Magellan-Clay, hemos notado que los perfiles de las dos bandas son bastante diferentes: mientras la banda 6825 Å muestra un único perfil ancho, la banda 7082 Å exhibe un claro perfil de triple pico. En nuestro análisis, proponemos que la región de emisión de O VI puede descomponerse en regiones de emisión azul, roja y central correspondientes a un disco de acreción, un flujo bipolar, y una componente compacta y ópticamente gruesa que rodea a la enana blanca, respectivamente.

Abstract. Sanduleak's star is a suspected symbiotic binary in the Large Magellanic Cloud, which has a powerful jet extending over 15 pc. We investigate two broad bands at 6825 Å and 7082 Å in Sanduleak's star. These bands are the results of Raman-scattering of O VI $\lambda\lambda$ 1032 and 1038 photons by atomic hydrogen and only observed in symbiotic stars. From the high-resolution spectrum obtained with *Magellan Inamori Kyocera Echelle* (MIKE) at the Magellan-Clay telescope we note that the profiles of the two bands look quite different: while the 6825 Å band shows a single broad profile, the 7082 Å band exhibits a distinct triple-peak profile. In our analysis we propose that the O VI emission region can be decomposed into a blue, red and central emission parts of an accretion disk, a bipolar outflow and an optically thick, compact component surrounding the white dwarf.

1. Introduction

Sanduleak’s star resides in the Large Magellanic Cloud, whose symbiotic activities were disclosed by Sanduleak (1977). In particular, Angeloni et al. (2011) reported their discovery of the huge jet in this object, whose physical extent is estimated to be ~ 14 pc establishing itself as one of the largest stellar jets reported thus far. As a matter of fact, bipolar outflows seem to be associated with the binarity of their central source (Sahai et al. 2011).

Despite lack of evidence for the presence of a giant component in this object, the symbiotic nature can be inferred from highly ionized emission lines reminiscent of a dusty type symbiotic star (Munari & Zwitter 2002) and a clear detection of Raman-scattered O VI bands at 6825 Å and 7082 Å. So far these Raman-scattered O VI bands have been detected only in *bona fide* symbiotic stars, and served as one of the criteria for classifying a star as symbiotic (Belczyński et al. 2000).

According to Schmid (1989) O VI λ 1032 photons are incident on a hydrogen atom in the ground 1s state may be scattered to become an optical photon with the wavelength of 6825 Å with the scattering hydrogen atom left in the excited 2s state. An analogous process for O VI λ 1038 photons produce a Raman-scattered band at 7082 Å. The cross section being of order 10^{-22} cm², the operation of Raman scattering requires a special condition of the coexistence of a thick neutral component and a strong far-UV emission source, which is ideally met in symbiotic stars.

The wavelength of a Raman scattered line photon is mainly determined by the motion of the emitter relative to the scatterer, which is attributed to the inelasticity of scattering. This unique property of Raman O VI bands provides an edge-on view as seen from the donor star, allowing us to investigate the mass transfer process in symbiotic systems (Schmid 1989; Nussbaumer et al. 1989). Adopting a Keplerian accretion flow around the white dwarf, Lee & Kang (2007) provided a successful fit of the Raman 6825 Å bands in the two symbiotic novae V1016 Cyg and HM Sge. They attributed the asymmetric double-peak profiles exhibited in these two objects to the O VI emission region in the form of an accretion disk surrounding the white dwarf.

Another interesting feature of the Raman O VI band is that, in many cases, the Raman O VI bands have different profiles, in which the blue part of Raman 6825 Å band is stronger than the counterpart of Raman 7082 Å band, despite the fact that they are originated from the same place (Harries & Howarth 1996; Schmid et al. 1999). One plausible approach was proposed by Heo & Lee (2015), who performed a quantitative profile comparison of the two Raman O VI bands at 6825 Å and 7082 Å of V1016 Cyg in the same parent Doppler factor space. They suggested that the $F(1032)/F(1038)$ variation in the emission region leads to the profile difference of the two Raman bands.

In an optically thin nebula, the ratio $F(1032)/F(1038) = 2$ because the 1032 transition has twice stronger oscillator strength than the 1038 transition. Thermalization becomes important in a nebula with high optical depth, resulting in $F(1032)/F(1038)$ approaching 1 (Kang & Lee 2008; Schmid et al. 1999). If the O VI emission region is inhomogeneous and is divided into a large number of small spots, then each O VI emission spot is characterized by the Doppler factor

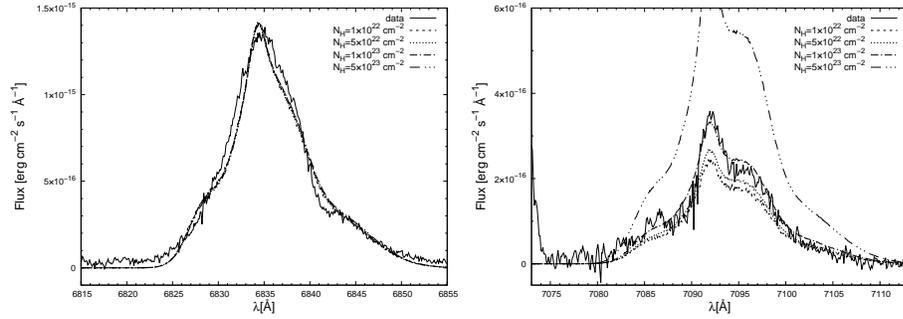


Figure 1. The Raman-O VI bands at 6825 Å (left) and 7082 Å (right) in Sanduleak's star. The solid line shows the observation, while the dotted lines represents the results of our Monte Carlo simulations for various N_{HI} . Credit: "A Profile Analysis of Raman-scattered O VI Bands at 6825 Å and 7082 Å in Sanduleak's Star", Heo et al., The Astrophysical Journal, Volume 833.

with respect to the H I region and the flux ratio $F(1032)/F(1038)$ determined by the local density. And the entire profile of two Raman bands reflects the information about the density distribution of the emission region. As a result, a quantitative comparison of the two Raman bands enables us to obtain quite detailed information including the kinematics and the density distribution of the O VI emission region.

In this work, we present a detailed modeling of the Raman O VI bands in Sanduleak's star. In Section 2, we present the *Magellan Inamori Kyocera Echelle* (MIKE) data and a detailed description of the O VI emission region based on our profile decomposition technique. The results of Monte Carlo simulations to constrain the physical parameters of the H I scattering region are fully described in Section 3.

2. Observation and profile decomposition

High-resolution spectra were obtained on 2010 November 21 using the MIKE spectrograph mounted on the 6.5m Magellan-Clay telescope, Las Campanas Observatory in Chile. We used the 0.7×5 arcsec slit with a spectral resolution of $\sim 32,000$ and took a series of 3×900 sec exposures. More information can be found in Heo et. al (2016). We present the Raman-scattered O VI $\lambda\lambda$ bands at 6825 Å and 7082 Å of Sanduleak's star in the left and right panels in Figura 1, respectively. The data are indicated by the solid lines. A very interesting point in the profiles of these two spectral bands is that the Raman 7082 Å band exhibits a clear triple-peak structure, whereas the Raman 6825 Å band shows a single-peak profile with an extended bump in the red part.

In order to reconstruct the O VI far-UV emission lines based on the observed profiles of the Raman O VI bands, we divide the O VI emission region into five emitting components: a) Blue Emission Part (BEP) and Red Emission Part (REP) and b) Central Emission Part (CEP) of an accretion disk, c) a bipolar outflow and d) an optically thick compact component. For the sake of simplicity, each component is described by a Gaussian function characterized by a central

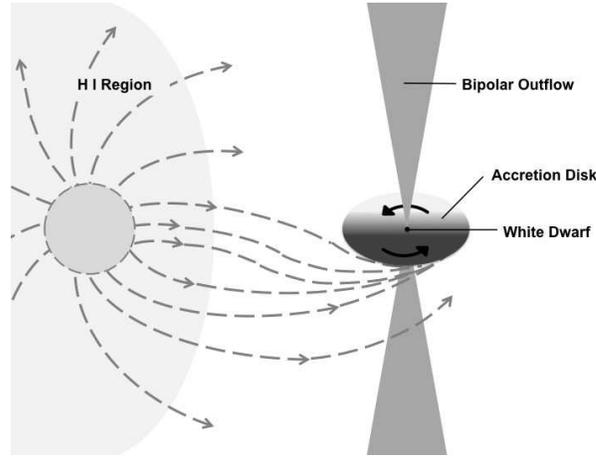


Figure 2. Schematic model of Sanduleak’s star. The O VI emission region is assumed to consist of an accretion disk, a bipolar outflow and a further optically thick compact component. See text for details. Credit: ”A Profile Analysis of Raman-scattered O VI Bands at 6825 Å and 7082 Å in Sanduleak’s Star”, Heo et al., *The Astrophysical Journal*, Volume 833.

velocity ΔV_{atomic} , a FWHM Δv and a peak value f , the latter normalized at the peak value of the 1032 line. Our schematic illustration of Sanduleak’s star is shown in Figura 2.

2.1. Blue emission part (BEP) and red emission part (REP) from the accretion disk

We assume that the blue and the red peaks of Raman 7082 Å band are originated from the accretion disk, and fit them with a FWHM of $\Delta v \sim 28 \text{ km s}^{-1}$. Their peak separation ($\sim 70 \text{ km s}^{-1}$) implies a Keplerian motion with 1 AU scale, which is proposed for other symbiotic stars (Lee & Kang 2007). By setting the average velocity of the two peaks as null-velocity, we introduce the parameter ΔV_{OVI} indicating the velocity of the O VI emission region with respect to the H I scattering region and shown by dotted lines in Figura 3.

The two Gaussian components corresponding to the blue and red peaks represent the approaching and the receding parts of the accretion disk from the scattering region, respectively. Hereafter, these parts are referred to as Blue Emission Part (BEP) and Red Emission Part (REP), respectively. Taking into account that the red-peak is stronger than the blue-peak, we assign $F(1032)/F(1038) = 2$ to BEP and 1 to REP, which is consistent with a density inhomogeneity in the accretion disk.

2.2. Central emission part (CEP) in the accretion disk

It should be noted that the null-velocity region is not covered by invoking only BEP and REP. Also considering the triple-peak structure of the Raman 7082 Å band, an additional part at $\Delta V_{OVI} \sim 0$ is needed. As in the previous section, we refer to this component as Central Emission Part (CEP). In order to contribute the Raman 7082 profile to a minimum, CEP is characterized by

Table 1. Doppler factors, corresponding central wavelengths, FWHM (Δv), and peak values of the five Gaussian components - see text for the details.

| Emission Region | ΔV_{atomic} (km s ⁻¹) | ΔV_{OVI} (km s ⁻¹) | λ_{1032} (Å) | λ_{1038} (Å) | Δv (km s ⁻¹) | f_{1032} | f_{1038} |
|-------------------------|---|--|-------------------------|-------------------------|--------------------------------------|------------|------------|
| Accretion Disk (BEP) | -20 | -34 | 1031.859 | 1037.549 | 28.3 | 0.22 | 0.11 |
| Accretion Disk (REP) | 48 | 34 | 1032.093 | 1037.784 | 28.3 | 0.22 | 0.22 |
| Accretion Disk (CEP) | 20 | 6 | 1032.997 | 1037.687 | 41.6 | 0.80 | 0.40 |
| Bipolar Outflow | 71 | 57 | 1032.172 | 1037.864 | 66.6 | 0.24 | 0.12 |
| Optically Thick Compact | 19 | 5 | 1032.993 | 1037.684 | 11.7 | 0.18 | 0.18 |

$F(1032)/F(1038) = 2$, which may erase the triple peak nature in the 6825 profile. The best fitting parameter is obtained with $\Delta V_{OVI} = 6$ km s⁻¹, $\Delta v \sim 42$ km s⁻¹, which implies an extended volume covering a wide velocity range.

2.3. Bipolar outflow

The interesting feature in the Raman 6825 Å band is the extended red bump with a representative speed of $\Delta V_{OVI} = +57$ km s⁻¹. However there is no corresponding feature in the Raman 7082 Å band at the same velocity. On the basis of the high radial velocity of this emitting component and the presence of the jet in Sanduleak's star, we propose that this component is originated from the bipolar outflow. The best fit Gaussian function is characterized by $\Delta v \sim 67$ km s⁻¹ and $F(1032)/F(1038) = 2$.

2.4. Optically thick compact component

In order to interpret the sharp central peak of the Raman 7082 Å band, we introduce a weak and narrow component at $\Delta V_{OVI} \sim 0$. Our fitting analysis gives us an excellent fit with $\Delta V_{OVI} = +5$ km s⁻¹, $\Delta v \sim 11$ km s⁻¹ and $F(1032)/F(1038) = 1$. This implies that the optically thick component is nearly stationary with respect to the scattering region and spatially localized.

3. Monte Carlo simulation

We perform Monte Carlo simulations for the purpose of fitting the observed flux ratio $F(6825)/F(7082) \sim 4.5$, which provides us with the representative column density of the H I scattering region N_{HI} . In this work we assume a stationary neutral scattering region with respect to the white dwarf so that we can deal with the relative kinematics between the O VI emission region and the scattering region.

We vary N_{HI} from 1×10^{22} cm⁻² to 5×10^{23} cm⁻² in order to find the best fitting profile of the Raman 7082 Å band while the Raman 6825 Å band is fixed. The results of our Monte Carlo simulations for various N_{HI} are shown by dotted lines in Figure 1. The observed spectrum is successfully fitted with $N_{HI} \sim 1 \times 10^{23}$ cm⁻².

Acknowledgments. This research was supported by the Korea Astronomy and Space Science Institute under the R&D program (Project No. 2015-1-320-18) supervised by the Ministry of Science, ICT and Future Planning.

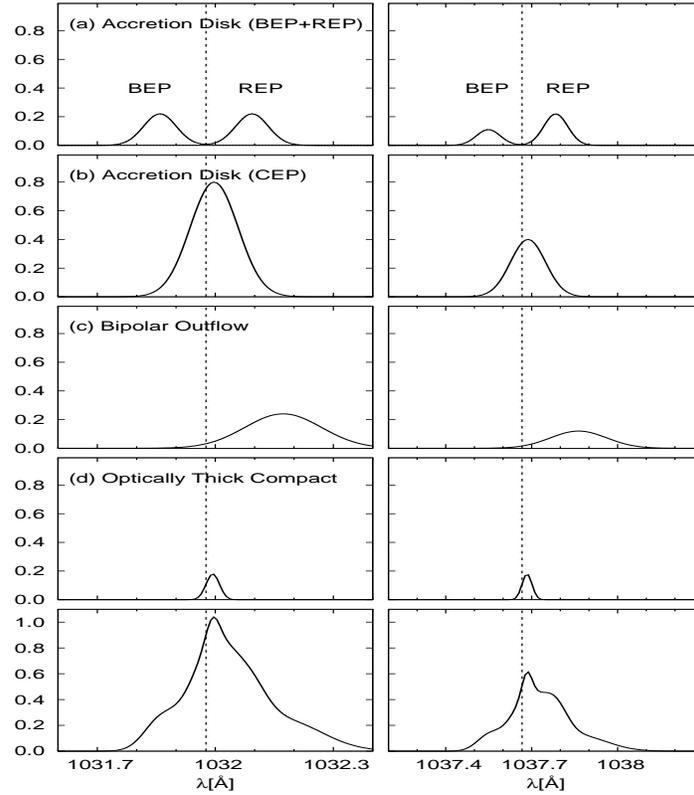


Figure 3. Profile synthesis of the far-UV O VI $\lambda\lambda$ 1032, 1038 doublet based on the observed Raman bands in Sanduleak’s star. All parameters of Gaussian functions can be found in Table 1. Credit: "A Profile Analysis of Raman-scattered O VI Bands at 6825 Å and 7082 Å in Sanduleak’s Star", Heo et al., *The Astrophysical Journal*, Volume 833.

References

- Angeloni, R., Di Mille, F., et al. 2011, *ApJ*, 743, L8
 Belczyński, K., Mikołajewska, J., et al. 2000, *A&AS*, 146, 407
 Harries, T.J., & Howarth, I.D. 1996, *A&AS*, 119, 61
 Heo, J.-E., & Lee, H.-W. 2015, *J. Korean Astron. Soc.*, 48, 105
 Heo, J.-E., Angeloni, R., et al. 2016, *ApJ*, 833, 286
 Kang, E.-H., & Lee, H.-W. 2008, *J. Korean Astron. Soc.*, 41, 49
 Lee, H.-W., & Kang, S. 2007, *ApJ*, 669, 1156
 Munari, U., Zwitter, T. 2002, *A&A*, 383, 188
 Nussbaumer, H., Schmid, H.M., et al. *A&A*, 211, L27
 Sahai, R., Morris, M.R., et al. 2011, *AJ*, 141, 134
 Sanduleak, N. 1977, *IBVS*, 1304, 1
 Schmid, H.M. 1989, *A&A*, 211, L31
 Schmid, H.M., et al. 1999, *A&A*, 348, 950

Correlación planeta-metalicidad en enanas M

M. J. Hobson¹, E. Jofré^{1,2}, L. García¹, R. Petrucci^{1,2} & M. Gómez^{1,2}

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

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

Resumen. Mientras que para estrellas FGK la correlación planeta-metalicidad está bien establecida, el caso de las enanas M no es tan claro. En este trabajo, se obtienen metalicidades para 16 enanas M, 11 de las cuales albergan planetas, utilizando espectros en el infrarrojo cercano obtenidos con el instrumento GNIRS (Near Infrared Spectrograph GNIRS) del telescopio Gemini Norte. Se combinan las metalicidades calculadas con datos compatibles adicionales de la literatura. Se encuentra una correlación positiva planeta-metalicidad, confirmando resultados previos. Para estrellas con planetas, la metalicidad estelar parece correlacionar con la suma de las masas planetarias.

Abstract. While for FGK stars the planet-metallicity correlation is well established, the case is not so clear for M-dwarf stars. In this work, we obtain stellar metallicities for 16 M-dwarf stars, 11 of which host planets, using near-infrared spectra from the Gemini Near Infrared Spectrograph (GNIRS). We combine our derived metallicities with compatible additional data from the literature. We find a positive planet-metallicity correlation in M-dwarfs, confirming previous results. For stars with planets, stellar metallicity appears to correlate with the sum of planetary masses.

1. Introducción

Actualmente es aceptado que las estrellas FGK de secuencia principal que albergan planetas gigantes gaseosos son, en promedio, más metálicas que aquéllas sin planetas (ej., Gonzalez 1997, Fischer & Valenti 2005). Por otra parte, las enanas M constituyen la mayor componente estelar de la Galaxia ($\sim 70\%$ de las estrellas, Kroupa et al. 2013) y, por lo tanto, podrían también representar la mayor población de estrellas con planetas (ej., Lada 2006). Sin embargo una posible correlación planeta-metalicidad ha sido analizada sólo en forma preliminar para las enanas de muy baja masa.

En la literatura existen dos modelos generalmente aceptados de formación planetaria: inestabilidad gravitatoria (Boss 1997) y acreción de núcleos (Pollack et al. 1996). La correlación planeta-metalicidad en estrellas FGK de secuencia principal apoya el modelo de acreción de núcleos: discos más metálicos forman núcleos más rápidamente, permitiendo la formación de gigantes gaseosos, mientras que en discos de baja metalicidad los núcleos se forman demasiado lentamente para dar lugar a la acreción del gas (Ida & Lin 2004).

Dado el rol de la metalicidad en los modelos de formación planetaria, es relevante verificar si existe una correlación planeta-metalicidad para las enanas

M. Sin embargo, la complejidad de los espectros de estas estrellas, con intensas bandas moleculares, dificulta notablemente las determinaciones de metalicidad. Recientemente, Rojas-Ayala et al. (2012) y Terrien et al. (2012), han desarrollado una nueva técnica para determinar las metalicidades de enanas M mediante espectros en el infrarrojo cercano (nIR) de resolución moderada. Estos autores encuentran una aparente correlación planeta-metalicidad para las enanas M.

Teniendo en cuenta la importancia de la existencia de una correlación entre $[\text{Fe}/\text{H}]$ y la presencia de gigantes gaseosos en estrellas tardías, se determinan metalicidades para 16 enanas M (11 de las cuales tienen planetas) a partir del análisis de espectros nIR obtenidos con el instrumento GNIRS (Near Infrared Spectrograph GNIRS) del telescopio Gemini Norte. Estos datos son combinados con aquellos obtenidos por los autores mencionados en busca de una corroboración más sólida de la correlación mencionada.

2. Observaciones y metalicidades estelares

Usando el espectrógrafo GNIRS (Gemini Norte), se obtuvieron espectros nIR para una muestra de 11 enanas M con planetas y 5 sin planetas conocidos. GNIRS se usó en modo de dispersión cruzada, cubriendo un rango de 1.2 – 2.5 μm , con $R \sim 1700$. La Tabla 1 lista las estrellas observadas.

Para estimar las metalicidades estelares, se utilizaron las calibraciones desarrolladas por Rojas-Ayala et al. (2010, 2012) y por Terrien et al. (2012). Rojas-Ayala et al. (2012) sólo usan líneas de la banda K - doblete de Na I (2.206, 2.2069 μm) y triplete de Ca I (2.261, 2.263, 2.265 μm). Terrien et al. (2012) determinan calibraciones tanto para la banda K - líneas de Na (2.2074 μm) y Ca (2.2638 μm) - como para la banda H - líneas de Ca (1.6159, 1.6203 μm) y K (1.5171 μm). La Tabla 1 presenta las metalicidades obtenidas con cada método. Se compararon las metalicidades calculadas con las obtenidas por los autores de las calibraciones para los objetos en común. Las metalicidades dadas por Terrien et al. (2015) son equivalentes a las aquí presentadas. En relación a la comparación con los valores de Rojas-Ayala et al. (2012), se encuentra que las metalicidades determinadas en esta contribución son sistemáticamente menores a las reportadas previamente por estos autores.

3. Correlación planeta-metalicidad

Inicialmente se analizaron las metalicidades para la muestra de estrellas M observada (11 con planeta, 5 sin planeta). La Tabla 2, parte superior, lista las medianas correspondientes. En todos los casos, las distribuciones de estrellas con y sin planetas son significativamente diferentes (ver valor de p para el test KS), siendo las estrellas con planetas más metálicas que aquéllas sin planetas.

Con el objetivo de analizar la mayor muestra disponible, se combinaron las metalicidades presentadas en esta contribución con las de Rojas-Ayala et al. (2012) y Terrien et al. (2015). Para ello los valores de literatura fueron transformados a la escala de metalicidades de este trabajo. Así, se obtuvo una muestra final de 887 estrellas con metalicidades determinadas con las calibraciones de Terrien et al. (2012), 17 de las cuales tienen planetas; y una segunda muestra final de 134 estrellas con metalicidades determinadas con la calibración de

Correlación planeta-metalicidad en enanas M con espectros de Gemini GNIRS

Tabla 1. Estrellas M con metalicidades determinadas con espectros GNIRS

| Estrella | $[Fe/H]_{RA12}^1$ | $[Fe/H]_{T12,K}^2$ | $[Fe/H]_{T12,H}^3$ |
|-------------------------|-------------------|--------------------|--------------------|
| GJ 176 | 0.008 ± 0.14 | 0.08 ± 0.12 | 0.17 ± 0.13 |
| GJ 179 | 0.06 ± 0.14 | 0.17 ± 0.12 | 0.36 ± 0.19 |
| GJ 317 | 0.08 ± 0.14 | 0.24 ± 0.12 | 0.21 ± 0.21 |
| GJ 436 | -0.23 ± 0.14 | -0.20 ± 0.12 | -0.78 ± 0.19 |
| GJ 581 | -0.15 ± 0.14 | -0.01 ± 0.12 | -0.057 ± 0.12 |
| GJ 649 | -0.05 ± 0.14 | 0.01 ± 0.12 | 0.11 ± 0.12 |
| GJ 849 | 0.19 ± 0.14 | 0.31 ± 0.12 | 0.43 ± 0.13 |
| GJ 876 | 0.09 ± 0.14 | 0.22 ± 0.12 | 0.10 ± 0.13 |
| GJ 1214 | -0.008 ± 0.14 | 0.19 ± 0.12 | 0.11 ± 0.12 |
| HIP 57050 | -0.09 ± 0.14 | 0.02 ± 0.12 | -0.04 ± 0.14 |
| HIP 79431 | 0.37 ± 0.14 | 0.58 ± 0.12 | 0.39 ± 0.12 |
| GJ 250 B ^s | -0.34 ± 0.14 | -0.29 ± 0.14 | -0.004 ± 0.19 |
| GJ 297.2 B ^s | -0.07 ± 0.14 | -0.10 ± 0.12 | -0.17 ± 0.16 |
| GJ 611 B ^s | -0.78 ± 0.14 | ‡ | ‡ |
| GJ 777 B ^s | -0.17 ± 0.14 | -0.04 ± 0.12 | -0.006 ± 0.16 |
| GJ 783.2 B ^s | -0.36 ± 0.14 | -0.15 ± 0.12 | -0.21 ± 0.16 |

^sEstrella M sin planeta detectado.

¹Metalicidades obtenidas usando calibración de Rojas-Ayala et al. (2012).

²Metalicidades obtenidas con calibración de Terrien et al. (2012) para banda K.

³Metalicidades obtenidas con calibración de Terrien et al. (2012) para banda H.

‡Continuo con baja relación S/N.

Rojas-Ayala et al. (2012), 14 con planetas. Entre las estrellas incorporadas a las muestras se encuentran 9 enanas M adicionales con planetas.

La Figura 1 muestra histogramas de metalicidad para las estrellas con planetas (rojo) y sin planetas (verde) para las tres muestras finales. Para las muestras obtenidas usando el método de Terrien et al. (2012) en la banda H, y el método de Rojas-Ayala et al. (2012), las distribuciones son significativamente diferentes; en ambos casos, las estrellas con planetas son más metálicas que aquéllas sin planetas. Para la muestra obtenida usando el método de Terrien et al. (2012) en la banda K, las distribuciones no difieren significativamente; sin embargo, las estrellas con planetas siguen siendo, en promedio, más metálicas que las estrellas sin planetas. Las medianas y el valor de p para el test KS para cada muestra se listan en la Tabla 2, parte inferior. De esta forma, la correlación que emerge de los 16 espectros de GNIRS es reforzada por el análisis de las muestras combinadas.

4. Metalicidad vs parámetros planetarios

Para las muestras finales de estrellas con planetas, se buscaron posibles correlaciones entre la metalicidad y tres parámetros de los sistemas planetarios (i) la suma de las masas planetarias, (ii) los períodos orbitales, y (iii) las excentrici-

Tabla 2. Estadística de las muestras analizadas

| Muestra ¹ | $\widetilde{[\text{Fe}/\text{H}]}_c$ ² | $\widetilde{[\text{Fe}/\text{H}]}_s$ ³ | p (KS) ⁴ |
|--|---|---|---------------------|
| T12, banda H (<i>calc.</i> ; n = 15) | 0.14 | -0.09 | 0.03 |
| T12, banda K (<i>calc.</i> ; n = 15) | 0.17 | -0.12 | 0.007 |
| RA12 (<i>calc.</i> ; n = 16) | 0.008 | -0.34 | 0.005 |
| T12, banda H (<i>final</i> ; n = 887) | 0.11 | -0.17 | 0.0006 |
| T12, banda K (<i>final</i> ; n = 887) | 0.11 | 0.04 | 0.65 |
| RA12 (<i>final</i> ; n = 134) | -0.03 | -0.23 | 0.009 |

¹T12 metalicidades con calibraciones de Terrien et al. (2012) para las bandas H y K. RA12 metalicidades con calibraciones de Rojas-Ayala et al. (2012). *calc.* metalicidades calculadas en esta contribución. *final* metalicidades finales incorporando Rojas-Ayala et al. (2012) y Terrien et al. (2015) respectivamente.

² $\widetilde{[\text{Fe}/\text{H}]}_c$ = mediana para las estrellas con planetas.

³ $\widetilde{[\text{Fe}/\text{H}]}_s$ = mediana para las estrellas sin planetas.

⁴Valor de p obtenido para el test Kolmogorv-Smirnov (KS).

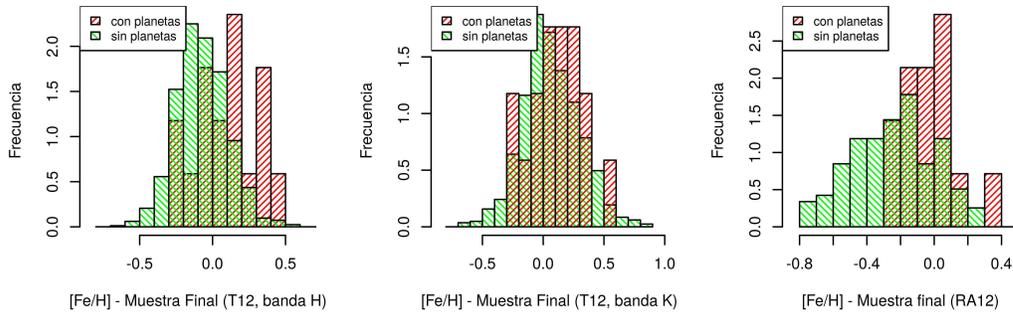


Figura 1. Histogramas de metalicidad para las estrellas con planetas (rojo) y sin planetas (verde) para muestras tres muestras finales. T12 indica metalicidades usando Terrien et al. (2012) en las bandas H y K, respectivamente, junto con las extraídas de Terrien et al. (2015); RA12 metalicidades usando Rojas-Ayala et al. (2012), junto con las extraídas de Rojas-Ayala et al. (2012).

dades. Los parámetros planetarios se obtuvieron de la enciclopedia de planetas extrasolares¹.

La suma de las masas planetarias, o la masa planetaria para sistemas de un sólo planeta, (Figura 2) parece correlacionar con la metalicidad estelar: a medida que la metalicidad crece, la masa total planetaria también aumenta. Sin embargo, debe notarse que para dos tercios de los planetas considerados, sólo se conoce el límite inferior de $M_{sin(i)}$. Con esta salvedad, la aparente correlación vale para las tres determinaciones de metalicidad analizadas en este trabajo, y es consistente con los resultados para estrellas FGK con planetas (ej., Fischer & Valenti 2005, Thorngren et al. 2016). Adicionalmente, parece haber una separación entre los sistemas que sólo tienen planetas de tipo Neptuno

¹Schneider et al. (2011), disponible en www.exoplanet.eu

y/o terrestres, y los que tienen al menos un planeta tipo Júpiter: los primeros se encuentran asociados a estrellas con metalicidades tanto sub- como supra-solares, mientras que los planetas de tipo Júpiter siempre orbitan estrellas de alta metalicidad. Esto concordaría con el modelo de acreción de núcleos para la formación planetaria (ver Sección 1.).

El período orbital no muestra ninguna correlación significativa con la metalicidad estelar, como puede verse en la Figura 3. Para estrellas FGK, Fischer & Valenti (2005) tampoco encuentran una correlación entre período orbital y metalicidad estelar. Sin embargo, Adibekyan et al. (2013) encontraron que planetas que orbitan estrellas FGK pobres en metales tienen períodos más largos que los que orbitan estrellas ricas en metales; explican esto mediante la suposición de que los planetas formados en discos pobres en metales se forman más afuera y/o más tarde y por lo tanto no migran tanto hacia adentro como los formados en discos ricos en metales. Si bien la aparente falta de una diferenciación similar para las estrellas M podría sugerir escenarios diferentes de migración para planetas en enanas M que para aquellos que orbitan estrellas FGK, el bajo número de objetos analizados aquí en comparación con los estudiados por Adibekyan et al. (2013) implica que esto debe ser tomado con precaución. La excentricidad no muestra ninguna correlación aparente con la metalicidad estelar. Esto es consistente con los resultados de Fischer & Valenti (2005) y Adibekyan et al. (2013) para estrellas FGK.

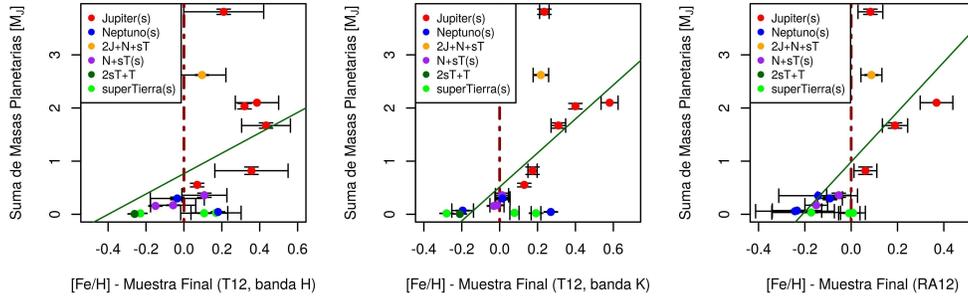


Figura 2. Metalicidad vs suma las de masas planetarias para nuestras tres muestras finales. El color del punto indica el tipo de planetas que constituyen el sistema, la línea verde continua un ajuste lineal, y la línea roja punteada la metalicidad solar. Referencia de tipos planetarios: J= Júpiter, N=Neptuno, sT=súper Tierra, T=Tierra. Ver Figura 1 para definiciones de las siglas T12 y RA12.

5. Conclusiones

En este trabajo, se han determinado metalicidades para una muestra de 16 enanas M (incluyendo 11 con planetas), usando espectros nIR obtenidos con el instrumento GNIRS en el telescopio Gemini Norte. Se combinaron las metalicidades presentadas en este trabajo con las determinadas en Rojas-Ayala et al. (2012) y Terrien et al. (2015), y se analizó la muestra expandida final. Estos resultados sugieren que las estrellas M con planetas siguen la correlación

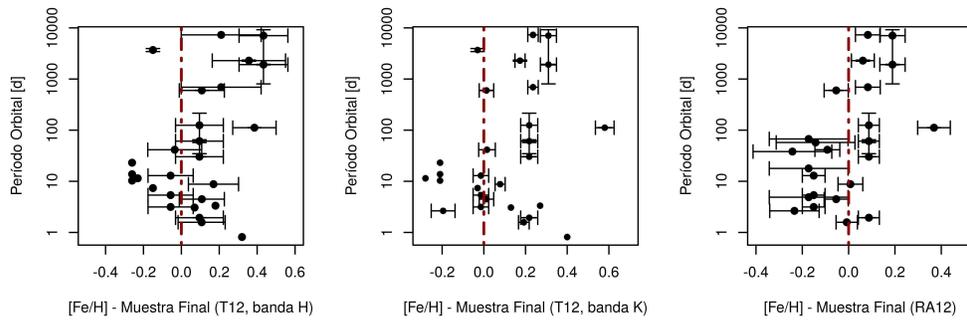


Figura 3. Metalicidad vs período orbital para nuestras tres muestras finales. La línea roja punteada indica la metalicidad solar. Ver Figura 1 para definiciones de las siglas T12 y RA12.

planeta-metalicidad ya observada para estrellas FGK. La suma de la masas planetarias también podría correlacionar con la metalicidad estelar, con estrellas más metálicas albergando planetas más masivos (sin embargo, debe notarse que para dos tercios de los planetas, sólo se conoce el límite inferior de $M \sin(i)$, no la masa real). Ambos resultados podrían apoyar el modelo de acreción de núcleos de formación planetaria. En el futuro, se espera incrementar la muestra observada inicial para confirmar, con mayor significancia estadística y de forma homogénea, la correlación planeta-metalicidad para enanas M con planetas.

Agradecimientos. A Rachel Mason and Omaira González-Martín por hacer público el paquete de reducción de datos de GNIRS.

Referencias

- Adibekyan, V. Z., Figueira, P., Santos, N. C., et al. 2013, *A&A*, 560, A51
 Boss, A. P. 1997, *Science*, 276, 1836
 Fischer, D. A. & Valenti, J. 2005, *ApJ*, 622, 1102
 Gonzalez, G. 1997, *MNRAS*, 285, 403
 Ida, S. & Lin, D. N. C. 2004, *ApJ*, 604, 388
 Kroupa, P., Weidner, C., Pflamm-Altenburg, J., et al. 2013, *The Stellar and Sub-Stellar Initial Mass Function of Simple and Composite Populations*, ed. T. D. Oswalt & G. Gilmore, 115
 Lada, C. J. 2006, *ApJ*, 640, L63
 Pollack, J. B., Hubickyj, O., Bodenheimer, P., et al. 1996, *Icarus*, 124, 62
 Rojas-Ayala, B., Covey, K. R., Muirhead, P. S., et al. 2010, *ApJ*, 720, L113
 Rojas-Ayala, B., Covey, K. R., Muirhead, P. S., et al. 2012, *ApJ*, 748, 93
 Schneider, J., Dedieu, C., Le Sidaner, P., et al. 2011, *A&A*, 532, A79
 Terrien, R. C., Mahadevan, S., Bender, C. F., et al. 2012, *ApJ*, 747, L38
 Terrien, R. C., Mahadevan, S., Deshpande, R., et al. 2015, *ApJS*, 220, 16
 Thorngren, D. P., Fortney, J. J., Murray-Clay, R. A., et al. 2016, *ApJ*, 831, 64

KIC 9821622: descubrimiento y caracterización de una particular gigante rica en litio en el campo de *Kepler*

E. Jofré^{1,2}, R. Petrucci^{1,2}, L. García¹ & M. Gómez^{1,2}

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

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

Resumen. Cerca del 1–2% de todas las estrellas gigantes observadas son ricas en litio, lo cual desafía los modelos estándar de evolución estelar. Si bien hay varios escenarios propuestos para explicar estas gigantes ricas en litio, todavía no es claro su origen. A partir de espectros de alta resolución obtenidos con el instrumento GRACES de Gemini Norte, en esta contribución presentamos el descubrimiento de la cuarta gigante rica en litio identificada en el campo de *Kepler*, KIC 9821622. Aunque el estado evolutivo determinado para este objeto favorece un mecanismo interno de producción de litio fresco, las anomalías químicas de varios otros elementos abren la posibilidad a escenarios de contaminación externa.

Abstract. Around 1–2% of all observed giants are lithium-rich, which challenges the standard stellar evolution models. While there are several scenarios proposed to explain these lithium-rich giants, their origin is not clear yet. Based on high-resolution spectra obtained with the GRACES instrument at Gemini North, in this contribution we present the discovery of the fourth lithium-rich giant identified in the *Kepler* field, KIC 9821622. Although the derived stellar parameters for this object favor an internal mechanism of fresh lithium production, its peculiar composition opens the possibility of external contamination.

1. Introducción

El litio (Li) es fácilmente destruido en los interiores estelares a temperaturas relativamente bajas ($T \approx 2.5 \times 10^6$ K) por reacciones de captura de protones. Durante la fase de secuencia principal (SP) el Li es preservado sólo en las capas superficiales más externas y frías. Sin embargo, a medida que una estrella deja la SP y evoluciona hacia la rama de las gigantes rojas (RGR), el Li remanente en la atmósfera estelar experimenta una fuerte dilución cuando la capa convectiva exterior se profundiza durante el primer dragado (PD) y trae material de alta temperatura del interior hacia la superficie estelar. Los modelos estándar de evolución estelar predicen una abundancia de litio $A(\text{Li}) \lesssim 1.5$ dex hacia el fin del PD para una estrella que deja la SP con una abundancia meteorítica ($A(\text{Li}) \simeq 3.3$ dex; Iben 1967). Sin embargo, desafiando estos modelos, varios relevamientos muestran que alrededor del 1-2% de todas las gigantes observadas son ricas en litio ($A(\text{Li}) \geq 1.5$; ej., Kumar et al. 2011).

Se han propuesto varios escenarios para explicar este tipo de objetos. Por un lado, a través del mecanismo de Cameron-Fowler (CF; Cameron 1971) se podría

sintetizar internamente litio “fresco”, luego del PD (Sackmann & Boothroyd 1999), a través de la conversión de ^3He en ^7Be que luego decae a ^7Li . Aunque la ubicación del comienzo de este proceso es incierta, podría tomar lugar en la rama asintótica de las gigantes (RAG) para estrellas de 4–8 M_{\odot} , o en el llamado “luminosity bump” (LB) en el primer ascenso a la RGR en estrellas de baja masa (Charbonnel & Balachandran 2000). En apoyo a este escenario, varios resultados observacionales muestran que las gigantes ricas en litio tienden a agruparse en el LB para las estrellas de baja masa y en el “red clump” para las estrellas de 4–8 M_{\odot} (ej., Kumar et al. 2011). Por otro lado, se han propuesto varios escenarios de contaminación externa incluyendo la acreción de planetas o enanas marrones (ej., Siess & Livio 1999), material proveniente de compañeras RAG evolucionadas (Sackmann & Boothroyd 1999) o producido en explosiones de supernova tipo II (SNII; Woosley & Weaver 1995).

Para avanzar en nuestro entendimiento de estos objetos peculiares e inesperados es esencial no sólo continuar los relevamientos de búsqueda de gigantes ricas en litio sino también derivar sus abundancias químicas detalladas y establecer de manera inequívoca su estado evolutivo. En esta contribución reportamos la primera gigante rica en litio descubierta y caracterizada a partir de observaciones realizadas con el nuevo instrumento GRACES de Gemini Norte. Este objeto es la cuarta estrella de este tipo identificada en el campo de *Kepler*.

2. Muestra y observaciones

La muestra consiste de cuatro estrellas evolucionadas (KIC 9821622; KIC 4350501; KIC 11394905 y KIC 4143460) observadas en Junio y Julio de 2015 durante las pruebas iniciales del *Gemini Remote Access to CFHT ESPaDOnS Spectrograph* (GRACES; Chené et al. 2014). Utilizando una fibra óptica de ~ 270 m, GRACES combina la gran área colectora del telescopio de Gemini Norte (8.1 m) con el alto poder resolvente del espectrógrafo de banco ESPaDOnS ubicado en el CFHT. Los cuatro objetos de la muestra fueron observados en el modo de una sola fibra ($R \approx 67500$ en el rango ~ 4000 – 10000 Å) con tiempos de exposición de 3×180 seg. Los espectros individuales de cada objeto fueron reducidos utilizando el código OPERA (Martioli et al. 2012) y luego combinados para obtener espectros finales de alta relación señal-ruido ($S/N \simeq 110$ – 200 , alrededor de los 6700 Å).

3. Análisis

En el panel izquierdo de la Figura 1 se muestran los espectros GRACES para las estrellas de la muestra en la región de la línea de Li I. Puede notarse claramente la intensidad de esta línea para la estrella KIC 9821622 en comparación con el resto de las estrellas de la muestra. Este hecho nos permitió identificar a esta estrella como una potencial gigante rica en litio, por lo que en el resto de este trabajo nos concentramos en el análisis detallado de este objeto en particular.

3.1. Parámetros fundamentales y velocidad de rotación

Los parámetros estelares fundamentales -temperatura efectiva (T_{eff}), gravedad superficial ($\log g$), metalicidad ($[\text{Fe}/\text{H}]$) y microturbulencia (v_t)- fueron derivados

KIC 9821622: descubrimiento de una gigante rica en litio en el campo de Kepler

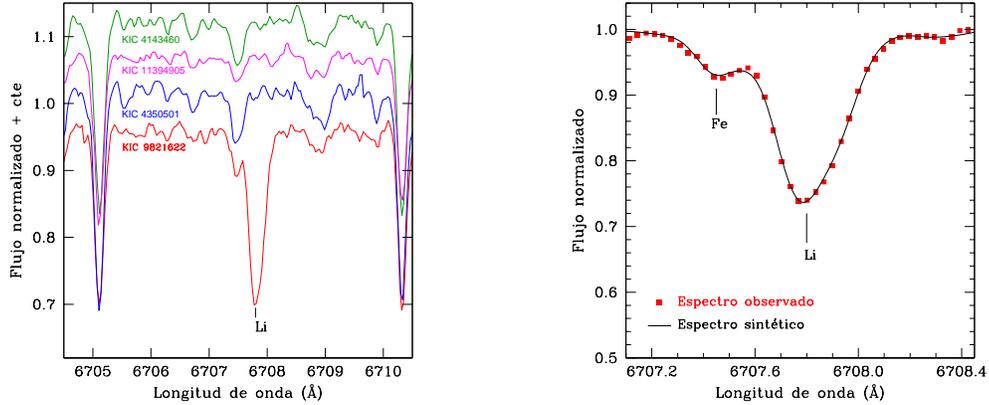


Figura 1. *Izquierda:* espectros de las estrellas de la muestra en la región de la línea de Li I. *Derecha:* ajuste sintético de la línea de Li I 6707.8 Å para la estrella KIC 9821622.

Tabla 1. Parámetros estelares derivados para KIC 9821622.

| Parámetro | Valor |
|-------------------------------------|------------------|
| T_{eff} [K] | 4725 ± 20 |
| $\log g$ | 2.73 ± 0.09 |
| v_t [km s $^{-1}$] | 1.12 ± 0.04 |
| [Fe/H] | -0.49 ± 0.03 |
| $v_{\text{sen } i}$ [km s $^{-1}$] | 1.01 ± 0.77 |
| Masa [M_{\odot}] | 1.64 ± 0.06 |
| Radio [R_{\odot}] | 9.33 ± 0.20 |
| Edad [Giga-años] | 2.37 ± 0.58 |
| $\log(L/L_{\odot})$ | 1.59 ± 0.10 |

a partir de los anchos equivalentes de líneas de hierro imponiendo las condiciones del método espectroscópico clásico (equilibrio de excitación, equilibrio de ionización e independencia entre las abundancias y los anchos equivalentes), utilizando el código FUNDPAR (Saffe 2011). Por otro lado, también calculamos la velocidad de rotación proyectada ($v \sin i$) a partir de la síntesis espectral de líneas de hierro aisladas siguiendo el procedimiento de Carlberg et al. (2012).

3.2. Estado evolutivo y parámetros físicos

La pertenencia de KIC 9821622 al campo del telescopio espacial *Kepler* nos permitió utilizar información astrosismológica disponible para determinar su estado evolutivo. Examinando la variación de $\Delta\Pi_1$ (espaciamiento de períodos promedio) en función de $\Delta\nu$ (máxima separación de frecuencia), es posible distinguir inequívocamente entre los distintos estados evolutivos tardíos (ej., Bedding et al. 2011). En la Figura 2 mostramos la posición de KIC 9821622 en el diagrama HR astrosísmico de la muestra de estrellas *Kepler* analizadas por Mosser et al. (2012). Claramente se puede observar que nuestro objeto (círculo rojo) está ubi-

Tabla 2. Abundancias químicas derivadas para KIC 9821622

| Elemento | A(X) | Elemento | A(X) | Elemento | A(X) |
|-------------------------------|------|----------|------|----------|------|
| $\langle Li \rangle_{NLTE}$ | 1.80 | Si | 7.4 | Ni | 5.84 |
| C | 8.15 | Ca | 6.13 | Zn | 4.51 |
| N | 7.33 | Sc | 2.84 | Y | 1.77 |
| O _{NLTE} | 9.14 | Ti | 4.82 | Ba | 1.63 |
| $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ | 18 | V | 3.70 | La | 0.85 |
| Na | 6.06 | Cr | 5.23 | Pr | 0.04 |
| Mg | 7.47 | Mn | 4.89 | Nd | 1.09 |
| Al | 6.39 | Co | 4.62 | Eu | 0.63 |

cado en la región de la RGR ($\Delta\Pi_1 \leq 100$ s), indicando que esta gigante rica en litio se encuentra únicamente quemando hidrógeno en una cáscara delgada.

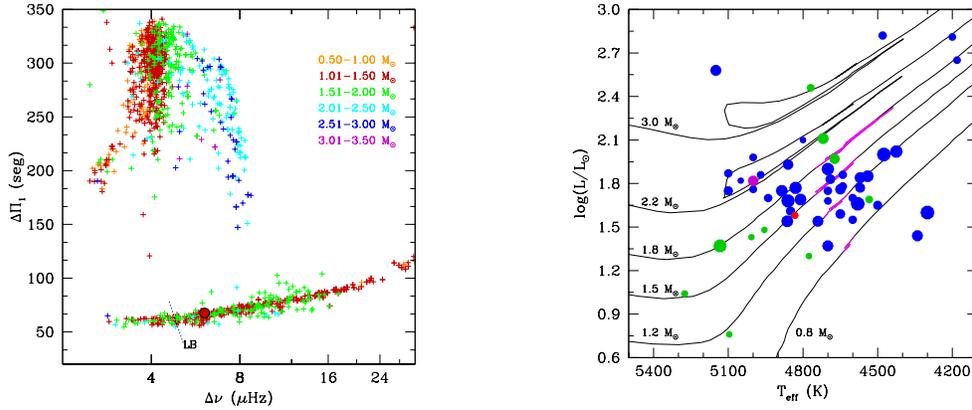


Figura 2. *Izquierda:* posición de KIC 9821622 (círculo rojo) en el diagrama HR astrosismológico. *Derecha:* posición de KIC 9821622 (círculo rojo) y otras gigantes ricas en litio en el diagrama HR estándar (ver texto para más detalles). El tamaño de los símbolos es proporcional a $A(\text{Li})$ y la ubicación del LB se indica en magenta. Credit: Jofré et al., A&A, 584, L3, 2015, reproduced with permission ©ESO.

Por otro lado, a partir de los parámetros astrosismológicos $\Delta\nu$ y ν_{max} (frecuencia de máxima potencia) y los datos espectroscópicos T_{eff} and $[\text{Fe}/\text{H}]$, computamos la masa, radio y edad de KIC 9821622 a través de un método de estimación Bayesiano usando el código PARAM (da Silva et al. 2006). Todos los parámetros estelares derivados para KIC 9821622 se resumen en la Tabla 1.

3.3. Abundancias químicas detalladas

Las abundancias químicas de Li, C, N, O y la razón isotópica de carbono $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ fueron derivadas ajustando un espectro sintético al espectro observado utilizando el código MOOG (Snedden 1973). En el panel derecho de la Figura 1 mostramos el mejor ajuste para la línea de Li en $\lambda 6707.8$ Å. Este ajuste corresponde a $A(\text{Li})_{NLTE} = 1.65$ dex usando las correcciones NLTE de Lind et al. (2009). Ade-

más, analizamos la línea de litio más débil en $\lambda 6103.6 \text{ \AA}$, para la cual derivamos $A(\text{Li})_{NLTE} = 1.94 \text{ dex}$. A partir de estos valores determinamos una abundancia de litio promedio $\langle A(\text{Li}) \rangle_{NLTE} = 1.80 \pm 0.2$, lo cual confirma a KIC 9821622 como una gigante rica en litio de acuerdo con los criterios estándar (ej., Adamów et al. 2014).

La abundancia de oxígeno fue derivada a partir del análisis del triplete infrarrojo (IR) en $\lambda 7771\text{-}5 \text{ \AA}$ aplicando las correcciones NLTE de Afşar et al. (2012). La abundancia de carbono fue derivada ajustando las líneas en $\lambda 8335$ y $\lambda 9061.43 \text{ \AA}$, mientras que la abundancia de nitrógeno fue determinada usando las bandas de CN cercanas a los 8300 \AA . Por su parte, la razón $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ fue derivada sintetizando la región $\lambda 8002\text{-}8004.65 \text{ \AA}$. Adicionalmente medimos las abundancias de dos elementos de número atómico impar (Na, Al), cuatro elementos- α (Mg, Si, Ca, Ti), siete elementos del pico de hierro (Sc, V, Cr, Mn, Co, Ni, Zn), y seis elementos producidos por captura neutrónica (Y, Ba, La, Pr, Nd, Eu), siguiendo el método delineado en Jofré et al. (2015). Las abundancias químicas de todos los elementos se encuentran listadas en la Tabla 2.

4. Discusión: origen del exceso de litio en KIC 9821622

En el panel derecho de la Figura 2 mostramos la posición en el diagrama HR de KIC 9821622 (rojo) junto con la posición de las gigantes ricas en Li reportadas por Adamów et al. (2014; verde), Silva Aguirre et al. (2014; violeta) y aquellas identificadas por Kumar et al. (2011; azul). A partir de esta figura y el diagrama HR astrosísmico (panel izquierdo), es claro que KIC 9821622 se encuentra ligeramente debajo del LB en la RGR junto con otras gigantes ricas en litio. Kumar et al. (2011), sugieren que estas gigantes pre-LB son posiblemente estrellas del LB, y de ser así el exceso de Li observado en nuestro objeto sería resultado de la producción de Li fresco sintetizado a través del mecanismo de CF (Charbonnel & Balachandran 2000). Alternativamente, estas estrellas podrían haber ya alcanzado el LB y ahora se encuentran haciendo incursiones en zigzag hacia regiones de menor luminosidad debido a su rápida rotación interna (Denissenkov et al. 2012). Puesto que este modelo predice $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} < 25$, podría ser el escenario adecuado para KIC 9821622 ya que presenta $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 18$.

Por otro lado, en un escenario de contaminación externa sería esperable detectar anomalías químicas adicionales al exceso de litio. En el caso de contaminación producida por una compañera binaria gigante (en la rama asintótica) con litio generado por CF, se esperaría además sobreabundancias en C, N, O y elementos producidos por captura neutrónica lenta tal como Ba, Y y La. Las abundancias derivadas estos elementos para KIC 9821622, con excepción del O, son consistentes con las abundancias de estrellas gigantes en el vecindario solar con metalicidad similar (ej., Takeda et al. 2008). Más aún, no encontramos signos de binaridad en las curvas de luz *Kepler* ni en el espectro de KIC 9821622.

En el caso de la acreción de un planeta o enana marrón, además del exceso de litio, sería esperable una sobreabundancia de berilio. Desafortunadamente la línea de berilio en $\lambda 3131 \text{ \AA}$, generalmente utilizada para medir este elemento, cae por fuera de la cobertura espectral de nuestros datos. Sin embargo, en caso de la acreción de compañeras subestelares serían esperables también otros signos

observacionales tales como excesos de velocidad de rotación y excesos IR (Siess & Livio 1999). El $v \sin i$ derivado para KIC 9821622 ($= 1.01 \text{ km s}^{-1}$) cae dentro de los valores típicos de las estrellas evolucionadas. No obstante, esta baja rotación no necesariamente contradice el escenario de acreción planetaria debido a la baja masa de la compañera subestelar acretada ($\sim 0.23 M_{Jup}$). Esta masa fue estimada a partir del exceso de Li observado en KIC 9821622 utilizando la ec. 2 de Siess & Livio (1999). Por otro lado, el análisis de la distribución espectral de energía muestra un exceso IR marginal en $22 \mu\text{m}$.

Finalmente, en el caso de contaminación debida a la acreción de material producido en explosiones de SNII se esperarían también sobreabundancias en elementos α , del pico de hierro y aquéllos producidos por captura neutrónica rápida (elementos-r). En consistencia con este escenario, encontramos abundancias inusualmente altas de O, Si, Ca, Mg y Ti dando un $[\alpha/\text{Fe}] = 0.31$, que es particularmente alto para una edad de 2.37 giga-años (ej., Martig et al. 2015). Más aún, las abundancias de varios elementos del pico de hierro (V, Cr, Sc, Ni) y elementos-r (Eu, Nd) se apartan significativamente de la tendencia encontrada para gigantes cercanas, lo cual provee apoyo adicional para este escenario.

Sin duda, KIC 9821622 es un objeto único e interesante que requerirá de observaciones adicionales para intentar establecer el mecanismo real detrás de sus anomalías químicas, incluyendo la naturaleza rica en litio.

Agradecimientos. Agradecemos a Eder Martioli y Lison Malo por la reducción de los espectros GRACES utilizados en este trabajo.

Referencias

- Adamów, M., Niedzielski, A., Villaver, E., et al. G. 2014, *A&A*, 569, A55
Afşar, M., Sneden, C., & For, B.-Q. 2012, *AJ*, 144, 20
Bedding, T. R., Mosser, B., Huber, D., et al. 2011, *Nature*, 471, 608
Carlberg, J. K., Cunha, K., Smith, V. V., et al. 2012, *ApJ*, 757, 109
Cameron, A. G. W., & Fowler, W. A. 1971, *ApJ*, 164, 111
Charbonnel, C., & Balachandran, S. C. 2000, *A&A*, 359, 563
Chene, A.-N., Padzer, J., Barrick, G., et al. 2014, in *SPIE Conf. Ser.*, 9151, 47
da Silva, L., Girardi, L., Pasquini, L., et al. 2006, *A&A*, 458, 609
Denissenkov, P. A. 2012, *ApJ*, 753, L3
Iben, Jr., I. 1967, *ApJ*, 147, 624
Jofré, E., Petrucci, R., Saffe, C., et al. 2015, *A&A*, 574, A50
Kumar, Y. B., Reddy, B. E., & Lambert, D. L. 2011, *ApJ*, 730, L12
Lind, K., Asplund, M., & Barklem, P. S. 2009, *A&A*, 503, 541
Martig, M., Rix, H.-W., Aguirre, V. S., et al. 2015, *MNRAS*, 451, 2230
Martioli, E., Teeple, D., Manset, N., et al. 2012, in *SPIE Conf. Ser.*, 8451, 2
Mosser, B., Goupil, M. J., Belkacem, K., et al. 2012, *A&A*, 548, A10
Sackmann, I.-J., & Boothroyd, A. I. 1999, *ApJ*, 510, 217
Saffe, C. 2011, *Rev. Mex. Astron. Astrofis.*, 47, 3
Siess, L., & Livio, M. 1999, *MNRAS*, 308, 1133
Silva Aguirre, V., Ruchti, G. R., Hekker, S., et al. 2014, *ApJ*, 784, L16
Sneden, C. A. 1973, Ph.D. Thesis, The University of Texas at Austin
Takeda, Y., Sato, B., & Murata, D. 2008 *PASJ*, 60, 781

CONTRIBUCIÓN ORAL - ORAL CONTRIBUTION

Estudio de estrellas variables en cúmulos abiertos mediante el relevamiento VVV

T. Palma^{1,2,3}, D. Minniti^{1,2}, I. Dékány⁴, J. Alonso-García⁵ & J.J. Clariá^{3,6}

(1) *Instituto Milenio de Astrofísica, Santiago, Chile*

(2) *Universidad Andrés Bello, Santiago, Chile*

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

(4) *Astronomisches Rachen-Institut (ARI) - Universität Heilderberg, Alemania*

(5) *Unidad de Astronomía, Universidad de Antofagasta, Antofagasta, Chile*

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

Resumen. El presente proyecto consiste en utilizar el relevamiento VVV (Vista Variables in the Vía Láctea) para llevar a cabo una búsqueda masiva de estrellas variables en campos de cúmulos abiertos proyectados en regiones altamente oscurecidas y absorbidas del bulbo y disco Galáctico. Presentamos acá un resumen de los resultados obtenidos hasta el momento en dicha búsqueda. Las nuevas estrellas variables han sido reconocidas utilizando datos fotométricos en las banda Ks del relevamiento VVV. Las mismas han sido clasificadas en base a sus curvas de luz, sus parámetros determinados (períodos y amplitudes) y su ubicación en los correspondientes diagramas color-magnitud ($J - K_s, K_s$), habiéndose además analizado su posible vinculación física con los cúmulos examinados. En particular, para las estrellas reconocidas como Cefeidas y RR Lyrae, fue posible estimar sus distancias en base a la correspondiente relación Período-Luminosidad. Finalmente, hemos podido caracterizar algunos de los nuevos sistemas binarios descubiertos.

Abstract. This project focuses on a massive search for variable stars in open clusters' fields projected onto highly obscured and absorbed regions of the Galactic bulge and disk, using the Vista Variables in the Vía Láctea (VVV) Survey. We present here a summary of the results obtained so far in this search. The new variable stars have been detected using photometric data in the Ks-band. They were classified based on their light curve shapes, its determined parameters (periods and amplitudes) and its location in the corresponding ($J - K_s, K_s$) color-magnitude diagrams. The possible physical association of the new variables with the host clusters was also examined. In particular, for the stars classified as Cepheids and RR Lyrae, it was possible to estimate their distances based on the corresponding period-luminosity relation. Finally, we were able to characterize some of the newly discovered binary systems.

1. Introducción

Los cúmulos abiertos (CAs) proveen información importante sobre algunas propiedades de la Vía Láctea (Dias et al. 2002, Kharchenko et al. 2005). Estos objetos abarcan un amplio rango de edad y son detectados a muy variadas distancias galactocéntricas, por lo que permiten examinar los procesos de su formación y/o disgregación, la historia de formación estelar en la Galaxia y la evolución química del disco. Para ello, es necesario disponer de una muestra homogénea de CAs, estadísticamente significativa, cuyas propiedades hayan sido determinadas con razonable precisión. La nueva generación de grandes relevamientos (UKIDSS, Gaia, entre otros) proporciona una inmejorable oportunidad para alcanzar estos objetivos. En particular, uno de los principales propósitos del relevamiento VVV (Vista Variables in the Vía Láctea; Minniti et al. 2010) consiste en caracterizar en detalle los cúmulos estelares en general, de manera de completar una mejor estadística de los mismos en nuestra Galaxia. Dado que el VVV opera en bandas del infrarrojo cercano, asegura un mayor muestreo de los CAs proyectados sobre regiones muy oscurecidas y densas de la Vía Láctea.

Una importante fracción de los CAs galácticos ha mostrado poseer estrellas variables de diferentes tipos y en distintas etapas de su evolución, tales como por ejemplo estrellas pulsantes y binarias eclipsantes (i.e., Anderson et al., 2013, Chang et al., 2015, entre otros). En este contexto, Zejda et al. (2012), en base a fotometría en el óptico, publicaron un catálogo de estrellas variables detectadas en campos de CAs. La detección de estrellas variables en campos de cúmulos estelares y, en particular de aquéllas que están físicamente asociadas a los mismos, es relevante principalmente por dos razones: (1) Permiten en algunos casos mejorar la determinación de distancia al cúmulo en cuestión (usando Cefeidas o estrellas RR Lyrae, por ejemplo). (2) Ayudan a mejorar el estudio en general de los cúmulos al conocer el estado evolutivo de algunas de sus estrellas miembros variables.

Dada la posición del Sol en la Galaxia, sólo podemos visualizar su inmediata vecindad. Las estrellas, el gas y el polvo limitan severamente nuestra visión, al menos en la región visual del espectro, particularmente hacia las regiones centrales de la Vía Láctea. Por esta razón, para un mejor y más profundo conocimiento del contenido estelar de nuestra Galaxia, es necesario utilizar otras bandas espectrales como las del infrarrojo cercano, para las cuales nuestra Galaxia se vuelve más transparente. Hasta el momento, gran parte del estudio de las estrellas variables en campos de CAs ha sido realizado principalmente en el óptico. El relevamiento VVV es ideal para este propósito, ya que incluye observaciones realizadas en diferentes épocas de las regiones más oscurecidas de nuestra Galaxia (bulbo y disco interno). Dicho relevamiento está enfocado principalmente a la variabilidad en la banda K_s . Los variables relevantes para nuestros fines son aquellas cuyas variaciones de brillo son periódicas, esto es, los sistemas eclipsantes (binarios o múltiples) y las variables pulsantes en todas sus variedades.

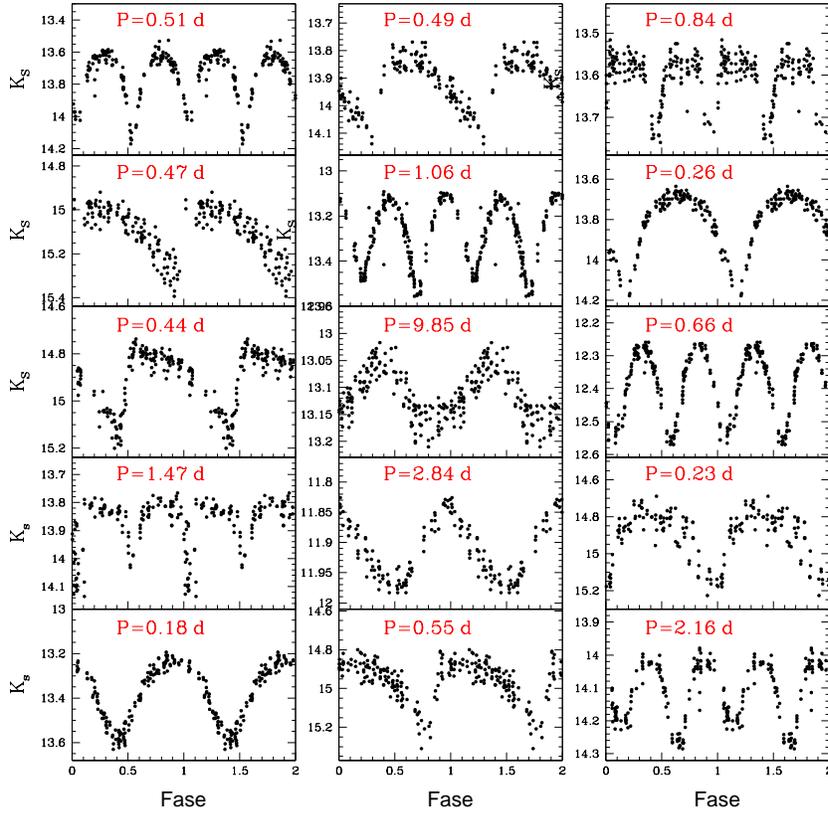


Figura 1. Curvas de luz obtenidas para una muestra seleccionada de las nuevas variables detectadas. El período en días se indica en color rojo.

2. Descripción de los datos y selección de objetos

El presente proyecto utiliza los datos obtenidos en el recientemente completado relevamiento VVV. El mismo fue llevado a cabo con el telescopio VISTA de 4.1 m, usando la cámara VIRCAM consistente en un arreglo de 16 detectores de 2048×2048 pixeles cada uno. Este arreglo produce una imagen combinada de $11.6' \times 11.6'$, con una escala de $0.34''/\text{pixel}$.

Hasta el momento, la búsqueda de estrellas variables se llevó a cabo en alrededor de 50 CAs. Hemos comenzado con CAs previamente estudiados (Palma et al. 2016), en los cuales Zejda et al. (2012) reportaron la detección de variables en la región óptica del espectro. Esta selección inicial se realizó para poder verificar nuestra metodología de detección de variables, constatar la existencia o no de la contraparte infrarroja de las variables detectadas, descubrir posibles nuevas variables, y analizar cúmulos proyectados en las regiones internas del bulbo Galáctico, los cuales sufren mayor contaminación por la elevada densidad estelar proyectada. Las siguientes regiones seleccionadas incluyeron básicamente

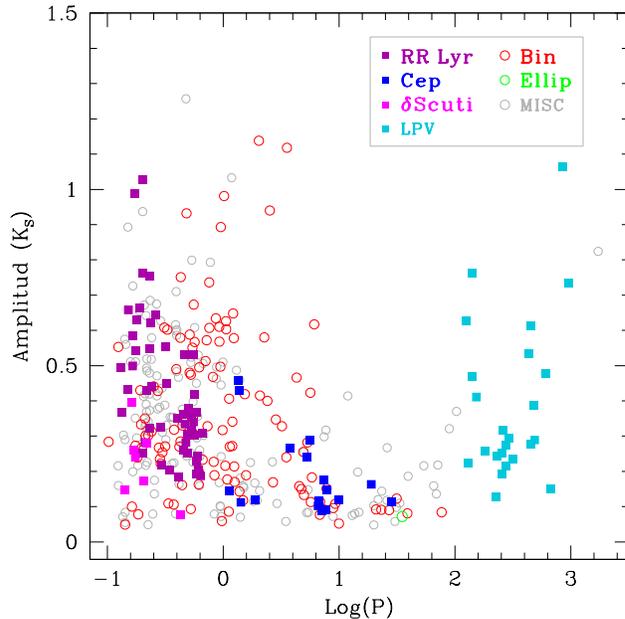


Figura 2. Diagrama de Bailey (período-amplitud) para las variables clasificadas. Las variables para las cuales no fue posible determinar un período correcto, no fueron incluidas en este diagrama.

el disco, tanto en sus porciones más internas como externas. En estas últimas, el enrojecimiento es apreciablemente menor, lo que permite una mejor detección y determinación de los parámetros asociados tanto a las variables descubiertas como de los cúmulos estudiados. Si bien Kharchenko et al. (2013) determinaron los parámetros fundamentales para la mayoría de los CAs conocidos, el catálogo de estos autores fue realizado en base a la combinación de datos ópticos y datos obtenidos en el infrarrojo cercano con el 2MASS (*Two-Micron All-Sky Survey*; Skrutskie et al. 2006). El telescopio VVV puede observar en la banda K_s estrellas unas 3 ó 4 magnitudes más débiles que el 2MASS. Por esta razón, esperamos en una próxima etapa mejorar la determinación de las propiedades básicas de los CAs seleccionados, en base a sus diagramas color-magnitud (CM) más profundos y sus precisos movimientos propios.

Realizamos la fotometría PSF sobre las imágenes obtenidas en las bandas J , H y K_s del VVV mediante el código DoPhot (Schechter et al. 1993, Alonso-García et al. 2012). Minimizamos después la contaminación por estrellas del campo en los diagramas CM, aplicando un código de descontaminación estadística (Bonatto & Bica 2010). Ejemplos de los diagramas CM resultantes y las correspondientes discusiones pueden verse en Palma et al. (2016).

3. Metodología y resultados

El procedimiento aplicado consistió básicamente de tres etapas: (1) Análisis de los CAs seleccionados, tanto los catalogados como los recientemente detectados

(Borissova et al. 2011, 2014). Este análisis incluyó la inspección de los diagramas CM descontaminados, ajuste de isócronas y estimación de parámetros fundamentales (enrojecimiento, distancia, edad y metalicidad). (2) Búsqueda de variables dentro del radio del cúmulo. Obtención de curvas de luz, períodos y amplitudes y clasificación de las mismas. (3) Evaluación de la posible vinculación física a cada cúmulo de las variables detectadas en base a sus posiciones en los diagramas CM y color-color y análisis de los movimientos propios.

La búsqueda de estrellas variables se llevó a cabo aplicando la estadística de variabilidad de Stetson (1996). Una vez seleccionadas las variables en la banda K_s , obtuvimos sus respectivas curvas de luz y determinamos a partir de este procedimiento los correspondientes períodos, amplitudes y magnitudes medias. En esta etapa utilizamos los algoritmos denominados GLS (*Generalized Lomb Scargle*; Zechmeister & Kürster 2009) y PDM (*Phase Dispersion Minimization*; Stellingwerf 1978), los cuales permiten realizar una primera estimación de los períodos de las variables reconocidas y, por ende, construir en fases las curvas de luz. El paso siguiente consistió en realizar la clasificación preliminar del tipo de variable descubierta, teniendo en cuenta la forma de la curva de luz obtenida, el período y amplitud de la variación estimada. Estos parámetros iniciales permiten realizar un análisis de Fourier para obtener, mediante iteraciones sucesivas, los períodos finales, magnitudes y colores medios ($\langle K_s \rangle$, $\langle J - K_s \rangle$, $\langle H - K_s \rangle$), para una correcta clasificación y análisis finales. Entre las variables detectadas hemos descubierto nuevas estrellas Cefeidas, RR Lyrae, δ Scuti, variables de largo período (ej. Miras), variables elípticas y una cantidad de binarias eclipsantes de tipo “detached”, “semi-detached” y de contacto (ej. W UMa). Para las estrellas Cefeidas y RR Lyrae, fue posible determinar además sus distancias y enrojecimientos mediante las relaciones Período-Luminosidad para las bandas H y K_s , correspondientes a las Cefeidas tipo I y II (Dékány et al. 2015, Matsunaga et al. 2009) y las RR Lyrae (Muraveva et al. 2015).

En total hemos podido analizar unos 50 CAs y, al final de este proceso de búsqueda de variables, logramos reconocer ~ 800 candidatas a estrellas variables, tanto en el bulbo como el disco Galáctico. El número de épocas considerado varió entre un mínimo de 26 y un máximo de 73, dentro de un intervalo de 4 años. A manera de ejemplo, en la Figura 1 mostramos las curvas de luz obtenidas para algunas variables descubiertas y en la Figura 2 el diagrama de Bailey obtenido para las variables detectadas y clasificadas hasta el momento.

4. Conclusiones y perspectivas futuras

La búsqueda de estrellas variables en campos de CAs ha mostrado ser una herramienta muy útil para determinar, de manera alternativa, las propiedades tanto de las variables involucradas, como de los cúmulos que las albergan, siempre que los cúmulos puedan ser caracterizados fotométricamente de manera precisa, dependiendo únicamente de los diagramas CM. El relevamiento VVV nos ha permitido penetrar en profundidad en algunas regiones muy oscurecidas de nuestra Galaxia, descubriendo y caracterizando sus poblaciones estelares. La Figura 2 revela que, en general, el rango de amplitud en la banda K_s de las variables detectadas es sistemáticamente menor que el rango de amplitud detectado en el óptico, para un mismo tipo de variabilidad. La siguiente etapa del proyecto

consistirá en evaluar la posible vinculación física de las variables detectadas a los cúmulos correspondientes. Esto podrá lograrse usando resultados del estudio de movimientos propios (y eventualmente velocidades radiales disponibles), por un lado, y teniendo en cuenta la ubicación de las variables descubiertas en los diagramas CM y color-color. Un objetivo adicional del análisis será la redeterminación de los parámetros fundamentales de los cúmulos examinados (enrojecimiento, distancia, edad y metalicidad).

Agradecimientos. Agradecemos al programa 179.B-2002 de la *ESO Public Survey* por el uso de datos tomados con el telescopio VISTA de 4.1 m y los datos reducidos obtenidos de *Cambridge Astronomical Survey Unit (CASU)*. Agradecemos además el apoyo económico recibido del Instituto Milenio de Astrofísica (Chile) y de las instituciones argentinas CONICET, SECYT (UNC) y ANPCyT. En este trabajo hemos utilizado la base de datos SIMBAD, operada en el Centro de Datos de Straburgo (Francia).

Referencias

- Anderson, R.I., Eyer, L., & Mowlavi, N. 2013, MNRAS, 434, 2238
Alonso-García, J., Mateo, M., Sen, B., et al. 2012, AJ, 143, 70
Bonatto, C., & Bica, E. 2010, A&A, 516, 81
Borissova, J., Bonatto, C., Kurtev, R., et al. 2011, A&A, 532, 131
Borissova, J., Chene, A.-N., Ramírez Alegría, S., et al. 2014, A&A, 569, 24
Chang, S.-W., Byun, Y.-I., & Hartman, J. D. 2015, AJ, 150, 27
Dékány, I., Minniti, D., Hajdu, G., et al. 2015, ApJL, 799, 11
Dias, W.S., Alessi, B.S., Moitinho, A., et al. 2002, A&A, 389, 871
Kharchenko, N.V., Piskunov, A.E., Roser, S., et al. 2005, A&A, 438, 1163
Kharchenko, N.V., Piskunov, A.E., Schilbach, E. et al., 2013, A&A, 558, 53
Matsunaga, N., Feast, M.W., & Menzies, J.W. 2009, MNRAS, 397, 933
Minniti, D., Lucas, P. W., Emerson, J. P., et al. 2010, New Astron., 15, 433
Muraveva, T., Palmer, M., Clementini, G., et al. 2015, ApJ, 807, 127
Palma, T., Minniti, D., Dékány, I., et al. 2016, New Astron., 49, 50
Schechter, P.L., Mateo, M., & Saha, A. 1993, PASP, 105, 1342
Skrutskie, M. F., Cutri, R. M., Stiening, R., et al. 2006, AJ, 131, 1163
Stellingwerf, R.F. 1978, ApJ, 224, 953
Stetson, P.B. 1996, PASP, 108, 851
Zechmeister, M., & Kürster, M. 2009, A&A, 496, 577
Zejda, M., Paunzen, E., Baumann, B., et al. 2012, A&A, 548, 97

CONTRIBUCIÓN ORAL - ORAL CONTRIBUTION

Metallicidades derivadas a partir de espectroscopía del triplete del CaII en la Nube Menor de Magallanes: Cúmulos estelares vs. estrellas del campo

M.C. Parisi^{1,2}, D. Geisler³, J.J. Clariá^{1,2}, S. Villanova³, G. Carraro⁴,
L.V. Gramajo^{1,2}, A. Sarajedini⁵ & A. Grocholski⁶

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

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

(3) *Departamento de Astronomía, Universidad de Concepción, Concepción, Chile*

(4) *Dipartimento di Fisica e Astronomia, Università di Padova, Italia*

(5) *Department of Astronomy, University of Florida, EE.UU.*

(6) *Department of Physics and Astronomy, Louisiana State University, EE.UU.*

Resumen. Presentamos un resumen de resultados basados en espectroscopía del triplete del CaII de más de 950 estrellas de 29 cúmulos estelares de la Nube Menor de Magallanes y sus campos circundantes. Los espectros fueron obtenidos usando el poderoso VLT (Paranal, Chile). Investigamos distribuciones de metalicidad, la relación edad-metalicidad y posibles gradientes de edad y metalicidad. Encontramos algunas diferencias importantes entre las propiedades químicas de los cúmulos y los campos circundantes, las cuales sugieren diferenciaciones difíciles de explicar en las historias de evolución química de ambas poblaciones.

Abstract. We summarize some results based on CaII triplet spectroscopy of more than 950 stars belonging to 29 star clusters of the Small Magellanic Cloud and its surrounding stellar fields. The spectra were obtained using the powerful VLT (Paranal, Chile). We investigate metallicity distributions, the age-metallicity relationship as well as possible age and metallicity gradients. We found some important differences between the chemical properties of the clusters and their surrounding fields, which suggest differences in the chemical evolution histories of these two populations, which are difficult to explain.

1. Introducción

Desde hace varios años nuestro grupo viene estudiando el sistema de cúmulos estelares de la Nube Menor de Magallanes (NmM) y sus campos estelares circundantes, usando el instrumento FORS2 del “Very Large Telescope” (VLT, Paranal, Chile). Hemos obtenido hasta ahora espectros en el infrarrojo cercano de más de 950 gigantes rojas (GRs) de 29 cúmulos seleccionados de la NmM y de sus campos estelares circundantes. Los espectros están centrados en las líneas del triplete del CaII ($\sim 8500 \text{ \AA}$, en adelante TCa), cubren un rango de 1600 \AA y tienen una dispersión de 0.85 \AA/pixel . Usando el VLT obtuvimos además

imágenes en las bandas V e I de los cúmulos y campos seleccionados. Los procedimientos aplicados para la reducción de los datos pueden verse en Parisi et al. (2009, en adelante P09) y Parisi et al. (2014).

Para determinar metalicidades de estrellas individuales, utilizamos el ancho equivalente de las 3 líneas del TCa, juntamente con la calibración de Cole et al. (2004). Las velocidades radiales se determinaron mediante correlaciones cruzadas entre los espectros observados y los espectros de 32 templates (Cole et al. 2004). Aplicamos criterios descritos en P09 para separar estrellas de los cúmulos de aquéllas que pertenecen a los campos. Nuestras muestras estudiadas incluyen en total ~ 200 GRs de los cúmulos (P09; Parisi et al. 2015, en adelante P15) y ~ 750 GRs de sus campos circundantes (Parisi et al. 2010; Parisi et al. 2016). Las metalicidades medias de los cúmulos se determinaron con un error típico de 0.05 en la razón $[\text{Fe}/\text{H}]$. Por su parte, las edades de los cúmulos se determinaron a partir del parámetro morfológico de edad δV (medido en los diagramas $V, V-I$), y la calibración de Carraro & Chiosi (1994), tal como se describe en P14, con errores que van desde 0.3×10^9 años para los cúmulos más jóvenes hasta 1.8×10^9 años para los más viejos. Para el siguiente análisis, sumamos a nuestra muestra de cúmulos 3 estudiados por Da Costa & Hatzidimitriou (1998) y 3 de Glatt et al. (2008), que estimamos están en las mismas escalas de edad y metalicidad que nuestra muestra.

2. Distribución de metalicidades

En la Figura 1 puede apreciarse la distribución de metalicidades (DMs) de los cúmulos (panel izquierdo) y de los campos (panel derecho). La primera distribución es aparentemente bimodal, mientras que la segunda es claramente unimodal con un máximo en ~ -1 , en excelente acuerdo con la derivada por Dobbie et al. (2014) utilizando una muestra mayor de GRs con metalicidades también determinadas con el TCa. Para intentar corroborar cuantitativamente la posible bimodalidad en la DM de los cúmulos, aplicamos el método conocido como *Gaussian Mixture Model* (GMM, Muratov & Gnedin 2010). Este método es independiente del tamaño del *bin* usado para construir el histograma y calcula la probabilidad de que un conjunto de datos siga o no una distribución bimodal. Para nuestra muestra de cúmulos encontramos una probabilidad mayor al 80% de que su DM sea en efecto bimodal, mientras que la de las estrellas del campo es unimodal. Si bien la muestra analizada no es quizás suficientemente grande desde el punto de vista estadístico, esta elevada probabilidad demuestra la importancia de continuar explorando este aspecto con una mayor cantidad de cúmulos estudiados de manera homogénea.

3. Relación edad metalicidad

La relación edad-metalicidad (REM) de una galaxia permite comprender de qué manera ha ido variando su metalicidad con el tiempo. Usando nuestra muestra de cúmulos, en P15 analizamos la REM en la NmM, comparándola con diferentes modelos de evolución química. Mostramos que ninguno de los modelos disponi-

bles reproduce de manera inequívoca las observaciones, sugiriendo la probable inexistencia de una única REM para los cúmulos de la NmM. Detalles relacionados con este aspecto pueden verse en P15. Sin embargo, algunos autores (Carrera et al. 2008; Cignoni et al. 2013, entre otros) han mostrado que las estrellas del campo de la NmM muestran una única REM, independientemente de su posición en la galaxia.

4. Gradientes de edad y metalicidad

Otro aspecto interesante es que no existe un evidente gradiente de edad entre los cúmulos de nuestra muestra. Sin embargo, Piatti (2012) sugiere que existe una clara tendencia de las estrellas de campo más jóvenes a ubicarse hacia el centro de la NmM. Si bien las diferencias mencionadas son ciertamente interesantes, la diferencia sustancial entre las propiedades químicas de los cúmulos y los campos queda en evidencia cuando se analizan los gradientes de metalicidad. En la Figura 2 puede apreciarse cómo varía la metalicidad en función del parámetro de distancia a (ver detalles en P09 sobre su significado y método de cálculo), para nuestra muestra de cúmulos (panel izquierdo) y sus campos estelares circundantes (panel derecho). Se aprecia en esta figura que tanto los cúmulos como los campos presentan un comportamiento similar en la región externa de la NmM ($a > 4^\circ$), aunque la dispersión de metallicidades de los cúmulos en la región interna es considerablemente mayor que la de las estrellas del campo. Dentro de una distancia al centro de la NmM de 4° , las estrellas del campo exhiben un claro gradiente de metalicidad de -0.08 ± 0.02 dex/grado, en excelente acuerdo con el valor encontrado por Dobbie et al. (2014). Sin embargo, si bien la metalicidad de los cúmulos muestra una cierta tendencia a disminuir con la distancia al centro, este resultado no puede considerarse conclusivo en virtud de la enorme dispersión de metallicidades de la población de cúmulos utilizada. Resulta también sorprendente la forma de “V” que presenta el gradiente de metalicidad, el cual resulta más evidente para las estrellas de campo, con un posible vértice en $\sim 4^\circ$ y una aparente inversión en la región externa de la NmM.

5. Conclusiones

De nuestro análisis se desprende que los cúmulos estelares de la NmM y sus campos estelares circundantes presentan importantes diferencias en sus propiedades químicas, algunas difíciles de explicar. Esto da lugar a ciertos interrogantes que necesitan ser explorados con mayor detalle, utilizando muestras mayores de cúmulos y campos observados y analizados de manera homogénea. Cualquier proceso que haya sufrido la NmM, relacionado a su formación, evolución química e historia de interacción con la Nube Mayor de Magallanes y la Vía Láctea, debe poder explicar no sólo el posible gradiente externo positivo, sino también el diferente comportamiento que exhiben los cúmulos y las estrellas del campo en relación a sus DMs, REMs, gradientes de edad y metalicidad. Es decir, debe poder explicar una historia de enriquecimiento químico posiblemente diferente para ambas poblaciones.

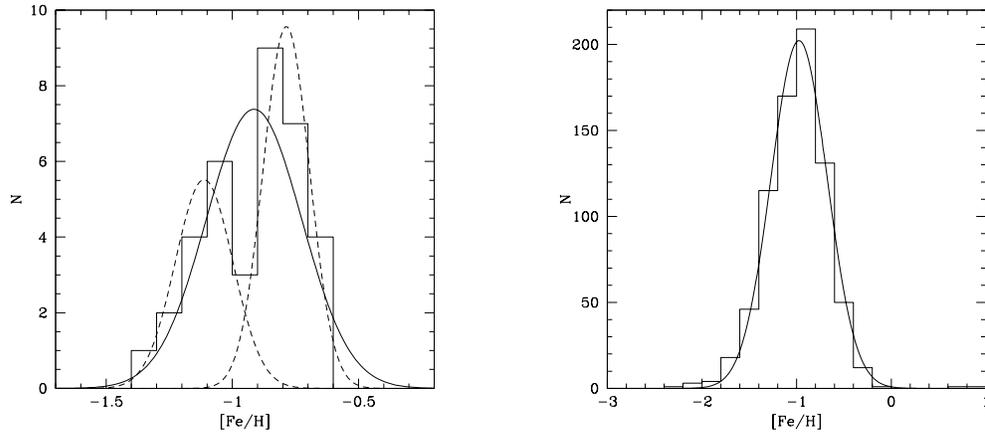


Figura 1. Distribución de metalicidades de los cúmulos de la NmM (*izquierda*) y de sus campos circundantes (*derecha*).

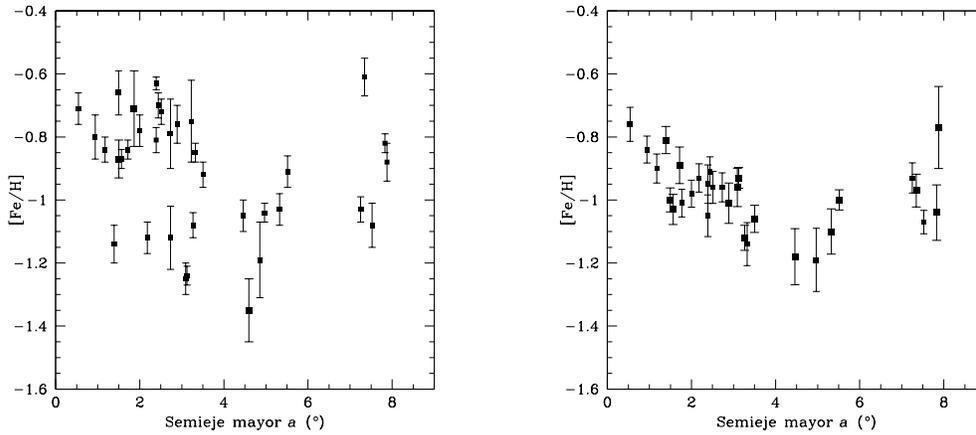


Figura 2. Gradiente de metalicidad en función del parámetro de distancia a de los cúmulos (*izquierda*) y sus campos circundantes (*derecha*).

Referencias

- Carraro, G., & Chiosi, C. 1994, A&A, 287, 761
 Carrera, R., Gallart, C., Aparicio, A., et al. 2008, AJ, 136, 1039
 Cignoni, M., Cole, A.A., Tosi, et al. 2013, ApJ, 775, 83
 Cole, A.A., Smecker-Hane, T.A., Tolstoy, et al. 2004, MNRAS, 347, 367
 Da Costa, G.S., & Hatzidimitriou, D. 1998, AJ, 115, 1934
 Dobbie, P.D., Cole, A.A., Subramaniam, A., et al. 2014, MNRAS, 442, 1680
 Glatt, K., Grebel, E.K., Sabbi, E. et al. 2008, AJ, 136, 1703
 Muratov, A.L., & Gnedin, O.Y. 2010, ApJ, 718, 1266
 Parisi, M.C., Geisler, D., Carraro, G., et al. 2014 AJ, 147, 71
 Parisi, M.C., Geisler, D., Clariá, J.J., et al. 2015, AJ, 149, 154 (P15)

Metallicidades del Ca II en la NmM

- Parisi, M.C., Geisler, D., Grocholski, A.J., et al. 2010, AJ, 139, 1168
Parisi, M.C., Grocholski A.J., Geisler, et al. 2009, AJ, 138, 517 (P09)
Parisi, M. C., Geisler, D., Carraro, G., et al. 2016, AJ, 152, 58
Piatti, A.E., 2012, MNRAS, 422, 1109

CONTRIBUCIÓN ORAL - ORAL CONTRIBUTION

Searching for orbital decay in southern stars with giant transiting planets: the case of WASP-46

R. Petrucci^{1,3}, E. Jofré^{1,3}, L. V. Ferrero^{1,3}, V. Cúneo^{1,3}, L. Saker^{1,3}, F. Lovos^{1,3}, M. Gómez^{1,3} & P. Mauas^{2,3}

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

(2) *Instituto de Astronomía y Física del Espacio, CONICET-UBA, Argentina*

(3) *Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas, Argentina*

Resumen. En esta contribución presentamos resultados preliminares del seguimiento fotométrico de la estrella WASP-46 que posee un planeta gigante transitante de corto período (1.43 días). Para este exoplaneta observamos 10 nuevos tránsitos entre Julio de 2012 y Septiembre de 2015 con el telescopio de 1.54-m de la Estación Astrofísica de Bosque Alegre (EABA, Argentina) y el telescopio de 0.40-m Horacio Ghilmetti del Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO, Argentina). Además, recopilamos otros 31 tránsitos que extrajimos de la literatura y re-determinamos los parámetros fotométricos del sistema teniendo en cuenta sólo las curvas de luz completas más precisas de la muestra. Por otra parte, para evaluar la posibilidad de una disminución sistemática en el período orbital del planeta, ajustamos con un modelo lineal y uno cuadrático los 25 tránsitos de nuestra muestra con errores en sus tiempos de mínimo inferiores a 1 minuto. Los resultados de este análisis indican que una efemérides lineal es la que mejor representa los datos sin evidencia de decaimiento orbital en el sistema, al menos considerando 4 años de observaciones.

Abstract. In this contribution we present preliminary results of the photometric follow-up of the star WASP-46, which has a short-period giant-transiting planet (1.43 days). We observed 10 new transits of this exoplanet between July 2012 and September 2015 with the 1.54-m telescope at Estación Astrofísica de Bosque Alegre (EABA, Argentina) and the 0.40-m Horacio Ghilmetti telescope at Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO, Argentina). Furthermore, we collect other 31 transits from the literature and re-determine the photometric parameters of the system from the complete, most precise light curves of the sample. On the other hand, we also fit the 25 transits with uncertainties in their mid-transit times lower than 1 minute, with a linear and a quadratic model to assess the possibility of a systematic decreasing in the orbital period. This analysis reveals that a linear ephemeris is the best representation of the data, and shows no hint of orbital decay in the system, at least during 4 years of observations.

1. Introduction

So far, more than 3500 exoplanets (exoplanets.eu) have been discovered. Among them there is a very particular group of planets with orbital periods (P) < 10 days (or semimajor axis (a) < 0.1 AU). These are called close-in planets and represent a challenge for the theories of planet formation and evolution. Several theoretical works (Levrard et al. 2009; Matsumura et al. 2010; Penev et al. 2012) have demonstrated that many of these close-in planets have unstable orbits and eventually will spiral in toward their host-stars.

In this scenario, the mutual tidal interaction induces significant tidal bulges in the planet and star. While the planetary orbit is eccentric, the semimajor axis (a) and eccentricity (e) can be reduced and the interior of the planet be warmed by the dissipation of tidal energy within the planet. Although the tidal effects raised on close-in exoplanets become negligible as e shrinks, it is expected that tides continue to act on the host-star, decreasing a if $P_{rot} > P_{orb}$. Eventually, the planet reaches its Roche limit and is tidally disrupted. This systematic decrease of the semimajor axis is known as orbital decay. Recent studies suggest that it is possible to detect this phenomenon by long-term photometric observations of transiting close-in exoplanets (see e.g. Birkby et al. 2014; Hoyer et al. 2016a, b).

On the other hand, WASP-46b is a Hot Jupiter-like planet ($M_P = 2.101 \pm 0.073 M_J$, $R_P = 1.310 \pm 0.051 R_J$; Anderson et al. 2012) which describes a circular orbit with $P_{orb} = 1.43$ days around an active main-sequence G6 star ($P_{rot} = 16$ days; Anderson et al. 2012). Anderson et al. (2012) found that the age of the system estimated from the lithium abundance (a few Gyr) and the one determined from the stellar rotation period (between 0.9–1.4 Gyr) do not agree with each other. Recently, Maxted et al. (2015) suggested that the tidal interaction between the planet and the star could have caused a transfer of angular momentum from the orbit of the planet to the rotation of the star. Hence, this increase in the stellar spin would produce a value for the age estimated from the rotation period smaller than the value obtained from the lithium abundance. This transfer of angular momentum implies that the planetary orbit would be shrinking and hence it is possible that WASP-46b might be suffering a decrease in the orbital period. Taking all this into account, we decided to search for a possible orbital decay in this close-in giant planet, which we have been monitoring since July 2012 for Transit Timing Variations (TTV) analysis.

2. Observations and data reduction

We obtained 10 transits of WASP-46b between July 2012 and September 2015. Half of these observations were carried out with the 0.40-m telescope Horacio Ghielmetti at CASLEO (San Juan, Argentina) and the other half with the 1.54-m telescope located at EABA (Córdoba, Argentina). In Figure 1, we show the transit observed during the night of August 29, 2013 at EABA. Instrumental magnitudes were determined with the FOTOMCAp code (Petrucci & Jofré, 2016) and the differential photometry was performed applying the procedures described in Petrucci et al. (2013). In addition to our transits, we collected another 31 light curves (LCs) from the literature and measured, in each case,

Searching for orbital decay in southern stars with giant transiting planets

its red noise level β (Winn et al. 2008) and quality factor PNR (Fulton et al. 2011). All the 41 transits were fitted with the JKTEBOP code (Southworth et al. 2004). This allowed us to determine the photometric parameters (inclination, i , the sum of the fractional radii, $\Sigma = r_\star + r_P$ ¹, the ratio of the fractional radii, $k = r_P/r_\star$, and the mid-transit time T_0) for each one of the LCs. Here, all the measured times were converted to BJD_{TDB} using the mathematical transformations described in Eastman et al. (2010).

For this system we calculated the best set of photometric parameters considering only our most precise complete LCs, i.e. transits with $\text{PNR} < 3$ and $\beta < 1.25$. Taking these criteria into account, we selected a total of 19 LCs and computed the parameters of the system i , k , Σ , r_\star , r_P , and the stellar density ρ_\star and their uncertainties as the weighted average and the standard deviation relative to the number of data of the sample. Final parameters are shown in Table 1. As it can be seen these values agree with those determined by other authors.

Table 1. Photometric parameters derived in this work and those previously determined by Anderson et al. (2012) and Ciceri et al. (2016)

| Parameter | This work | Ciceri et al. (2016) | Anderson et al. (2012) |
|-----------------|-----------------------|-----------------------|------------------------|
| i | 82.51 ± 0.14 | 82.80 ± 0.17 | 82.63 ± 0.38 |
| k | 0.14074 ± 0.00100 | 0.14075 ± 0.00035 | 0.1468 ± 0.0017 |
| $r_\star + r_P$ | 0.2001 ± 0.0020 | 0.1950 ± 0.0013 | 0.1992 ± 0.0059 |
| r_\star | 0.1751 ± 0.0017 | 0.1709 ± 0.0011 | 0.1742 ± 0.0057 |
| r_P | 0.02476 ± 0.00031 | 0.02403 ± 0.00021 | 0.0250 ± 0.0010 |
| ρ_\star | 1.220 ± 0.036 | 1.310 ± 0.025 | 1.24 ± 0.10 |

3. Searching for a possible orbital decay

Matsumura et al. (2010) define a planetary system as “Darwin unstable” (i.e., it has no tidal equilibrium state) when the ratio of the total angular momentum of the system (L_{tot}) to some critical value (L_{crit}) is lower than 1. Applying the equations in the Section 4.1 of that work, we found that $L_{tot}/L_{crit} \sim 0.11$ for WASP-46b. This value would suggest that the final fate of this exoplanet is to eventually fall onto the surface of its host-star, implying that the system under study might be suffering orbital decay.

Taking this into account, we assessed if WASP-46b has already reached its Roche limit (a_R) or not. This limit corresponds to the separation from which the planet starts to lose mass through the Roche lobe, and then is finally disrupted. According to Faber et al. (2005), a_R is defined as,

$$a_R = 2.16q^{-1/3}R_P \tag{1}$$

¹ $r_\star = \frac{R_\star}{a}$ and $r_P = \frac{R_P}{a}$ are the ratios of the absolute radii of the star and the exoplanet, respectively, to the semimajor axis (a).

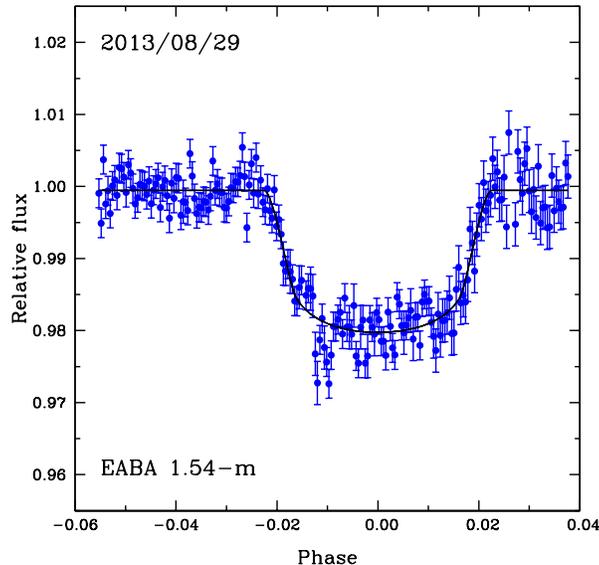


Figure 1. Transit of WASP-46b observed in the R filter during the night of August 29, 2013 at EABA. Photometric data and their error bars are indicated in blue, while the best fit is marked in solid line.

where $q = M_P/M_\star$ is supposed $\ll 1$. Considering the stellar and planetary masses determined by Ciceri et al. (2016) and the value of r_\star calculated in Section 2, we computed $a_R = 0.00972$ AU. Given that the current semimajor axis of the orbit is $a = 0.02335$ AU (according to Ciceri et al., 2016), our result for a_R indicates that WASP-46b has not crossed yet the Roche limit, and is not being tidally disrupted.

On the other hand, the usual method to search for a shortening in the orbital period is to fit the mid-transit times with a quadratic and a linear ephemeris and compare which of both models best represents the data. Having this in mind, we fitted the mid-transit times corresponding to the 25 light curves with uncertainties in their values of T_0 (e_{T_0}) smaller than 1 minute, with a linear ephemeris given by,

$$T_0(E) = T_{\text{minref}} + E \times P \quad (2)$$

and the quadratic ephemeris equation of Adams et al. (2010):

$$T_0(E) = T_{\text{minref}} + E \times P + \delta P \times \frac{E(E-1)}{2} \quad (3)$$

where T_{minref} is the minimum reference time, $\delta P = P \times \dot{P}$ is the change rate of the orbital period per epoch, and \dot{P} is the variation of the orbital period per year. We selected only those transits with $e_{T_0} < 1$ minute due to poor quality light curves imply not only larger errors but also less accurate values of mid-transit times.

To determine which model best represents the data, we computed the values of the *Bayesian Information Criterion* (BIC), χ_r , and the root mean square (*rms*) for both fits. In Table 2 we show the results obtained in each case. As it can be seen, the values of BIC, χ_r , and *rms* derived for the linear model are lower than the ones obtained for the quadratic fit, pointing out that a linear ephemeris best represents the behaviour of the mid-transit times. However, $\chi_r = 2.8$ indicates that even a linear ephemeris is not a good match to the observations. This result agrees with the one obtained by Ciceri et al. (2016). Given that WASP-46 is an active star, it is possible that the passage of the planet in front of unseen spots on the stellar surface may produce anomalies in the light curves causing unrealistic measurements of the mid-transit times. Another possible explanation is that errors might be underestimated. In Figure 2 we present the O-C data-points versus Epoch for WASP-46b. These data-points correspond to 4 years of observations. The timing residuals are based on the linear ephemeris equation while the dashed line indicates the quadratic model.

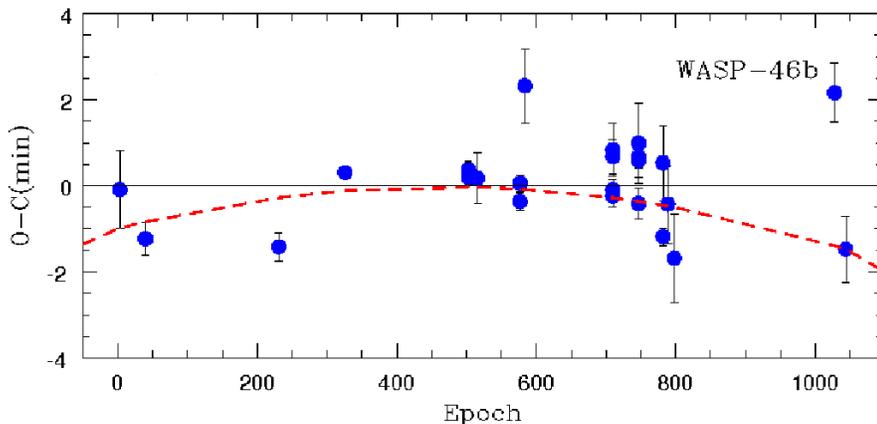


Figure 2. O-C data-points versus Epoch for WASP-46b. The red dashed line represents the quadratic ephemeris. Errors are also indicated.

Table 2. Goodness of fit indicators for the linear and quadratic models

| Model | BIC | χ_r | <i>rms</i> |
|-----------|-----|----------|------------|
| Linear | 202 | 2.8 | 0.0007 |
| Quadratic | 248 | 3.09 | 0.0010 |

4. Conclusions

In this work we re-determined the photometric parameters of the exoplanet WASP-46b and its host-star considering the complete and most precise transits of our entire sample (41 LCs including 10 transits observed by us). The values obtained are in good agreement with the ones estimated in previous works.

On the other hand, we fitted those LCs with mid-transit times whose uncertainties are lower than 1 minute, with a linear and a quadratic ephemeris. We found that the values of BIC, χ_r , and *rms* determined for the linear fit are lower than those computed for the quadratic fit, which confirms that a linear ephemeris is the best representation of the mid-transit times as a function of epoch for the system. Therefore, considering 4 years of observations, there is no evidence suggesting that the orbit of this planet is rapidly decaying. In this context, we think that if the transfer of angular momentum proposed by Maxted et al. (2015) took place, it should have occurred in the past. As far as we know, this is the first analysis of orbital decay carried out for WASP-46b.

References

- Anderson D. R., Collier Cameron A., Gillon M., et al. 2012, MNRAS, 422, 1988
Adams E. R., López-Morales M., Elliot J. L., et al. 2010, ApJ, 721, 1829
Birkby J. L., Cappetta M., Cruz P., et al. 2014, MNRAS, 440, 1470
Ciceri S., Mancini L., Southworth J., et al. 2016, MNRAS, 456, 990
Eastman J., Siverd R. & Gaudi B. S. 2010, PASP, 122, 935
Faber J. A., Rasio F. A. & Willems B. 2005, Icarus, 175, 248
Fulton B. J., Shporer A., Winn J. N., et al. 2011, AJ, 142, 84
Hoyer S., Palle E., Dragomir D., et al. 2016a, AJ, 151, 137
Hoyer S., López-Morales M., Rojo P., et al. 2016b, MNRAS, 455, 1334
Levrard, B.; Winisdoerffer, C. & Chabrier, G. 2009, ApJ, 692, 9
Matsumura S., Peale S. J. & Rasio F. A. 2010, ApJ, 725, 1995
Maxted P. F. L., Serenelli A. M. & Southworth J. 2015, A&A, 577, A90
Penev K., Jackson B., Spada F., et al. 2012, ApJ, 751, 96
Petrucci R. & Jofré E. 2016, BAAA, 58, 298
Petrucci R., Jofré E., Schwartz M., et al. 2013 ApJ, 779, L23
Southworth J., Maxted P. F. L. & Smalley B. 2004, MNRAS, 351, 1277
Winn J. N., Holman M. J., Torres G., et al. 2008, ApJ, 683, 1076

Contribuciones murales

CONTRIBUCIÓN MURAL - POSTER

La galaxia NGC 3610 y su sistema de cúmulos globulares

L. P. Bassino^{1,2} & J. P. Caso^{1,2}

(1) *Instituto de Astrofísica de La Plata, CCT La Plata - CONICET – UNLP, Argentina*

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

Resumen. Se presentan resultados preliminares del estudio de la galaxia NGC 3610 y su sistema de cúmulos globulares, con el objetivo de contribuir al esclarecimiento de su historia evolutiva. Se realiza un análisis fotométrico en base a un mosaico de imágenes CCD obtenidas con GMOS/GEMINI, así como imágenes de archivo del ACS/HST. El campo de visión cubierto con dos campos GMOS permite alcanzar distancias galactocéntricas mayores que en estudios previos. Se realiza la descomposición del perfil de brillo superficial de NGC 3610, caracterizándose las distintas componentes. Se estudian, además, las propiedades del sistema de cúmulos globulares.

Abstract. We present preliminary results of the study of the galaxy NGC 3610 and its globular cluster system, with the aim of helping to disentangle its evolutionary history. We perform a photometric analysis based on CCD images from GMOS/GEMINI, as well as images from the ACS/HST Archive. The field of view covered with two GMOS fields let us reach galactocentric distances larger than in previous studies. We perform the decomposition of the surface-brightness profile of NGC 3610 and characterize the different components. The properties of the globular cluster system are also studied.

1. Introducción

La galaxia NGC 3610 es considerada como un prototipo de remanente de una fusión (Howell et al. 2004), presentando una compleja estructura de “shells” y “plumas” rodeando el cuerpo central e isofotas tipo “caja” (*boxy*). Se trata de una galaxia peculiar masiva ($M_V \sim -22.0$ mag), clasificada como lenticular barrada con un anillo interior SB(r)0. Integra un grupo de cinco miembros: LGG 234 (García 1993), que se encuentra a una distancia $d \sim 35$ Mpc (Tully et al. 2013). Se ha mostrado que NGC 3610 posee colores demasiado azules si se la compara con galaxias de tipo temprano de luminosidad similar (Schweizer & Seitzer 1992; Goudfrooij et al. 1994, 2007), lo que se interpreta como una evidencia de reciente formación estelar.

En lo que respecta a su sistema de cúmulos globulares (SCG), se ha estudiado la zona interna, sugiriendo la existencia de una subpoblación de cúmulos de edad intermedia que podría estar relacionada con algún evento que contribuyó a la estructura peculiar de esta galaxia (Whitmore et al. 1997). En base a imágenes del HST, Whitmore et al. (2002) y Goudfrooij et al. (2007) mostraron que la función de luminosidad de una submuestra de cúmulos globulares (CGs)

ubicados más cerca de la galaxia posee un comportamiento peculiar, consistente con el que se observa en cúmulos más jóvenes. Posteriormente, Strader et al. (2003, 2004) confirmaron mediante espectroscopía la presencia de un par de cúmulos jóvenes ($1 - 3 \times 10^9$ años) y ricos en metales ($[\text{Fe}/\text{H}] = +0.4 \pm 0.7$), cuyo origen correspondería a brotes de formación estelar inducidos por la fusión de dos discos ricos en gas, que habría dado lugar a este remanente.

Este trabajo es un complemento de trabajos previos, dado que al utilizar dos campos GMOS podemos cubrir un área mayor y estudiar tanto la galaxia NGC 3610 como su SCG en toda su extensión, llegando hasta las regiones más externas. Presentamos aquí parte de nuestros resultados, referidos en particular a la distribución de color de los CGs y la descomposición del perfil de brillo de NGC 3610.

2. Observaciones y reducción de los datos

Los datos observacionales consisten en imágenes en los filtros (g' , r' , i') obtenidas para dos campos de GMOS (GEMINI, programa GN2013A-Q-42, PI: J.P. Caso), y en los filtros ($F555W$, $F814W$) del archivo del HST (programa 9409, PI: P. Goudfrooij). Los campos de GMOS se superponen levemente, uno está centrado en la galaxia y el otro hacia el W (FOV: $5.5' \times 5.5'$). Las imágenes de GMOS han sido reducidas, calibradas, y corregidas por enrojecimiento siguiendo el procedimiento habitual. La selección de objetos puntuales se ha realizado en base a parámetros de la tarea ALLSTAR de IRAF y el soft SEXTRACTOR (Bertin & Arnouts 1996). Se ha utilizado la zona del campo W de GMOS más alejada de la galaxia para estimar la contaminación, i.e. objetos más cercanos o más lejanos que podrían confundirse con CGs. Los candidatos a CGs se seleccionan entre los objetos puntuales de los campos GMOS, utilizando diagramas color-color (e.g. Caso et al. 2015, y referencias allí citadas).

3. Distribución de color de los cúmulos globulares

La Figura 1, panel izquierdo, muestra la distribución de color $(g' - i')_0$ de los CGs sobre todo el rango de radio galactocéntrico R_g , y dividido en tres rangos: interior ($30'' < R_g < 1'$), intermedio ($1' < R_g < 2'$), y externo ($2' < R_g < 4'$). Usualmente la distribución de color de CGs en galaxias luminosas (i.e. no enanas) es bimodal, pudiendo ajustarse con dos Gaussianas que identifican las subpoblaciones de CGs “azules” (pobres en metales) y “rojos” (ricos en metales) y cuyos colores medios son típicos dentro de un pequeño intervalo de magnitud. Se aplica a las distintas distribuciones de la Figura 1 el test GMM (Muratov & Gnedin 2010), que permite determinar si el ajuste de una suma de dos Gaussianas es apropiado y obtener los parámetros del ajuste. En base a los resultados del test y las propiedades descritas para el caso general, se observa en la distribución total (Figura 1) que el color medio de la subpoblación roja coincide con el valor esperado. Sin embargo, el color medio de la subpoblación azul es muy rojo, notándose una falta de CGs azules, siendo además la dispersión mucho mayor que para la subpoblación roja (lo contrario del caso usual).

Analizando las distribuciones de color en tres rangos de R_g , se observa que:

La galaxia NGC 3610 y su sistema de cúmulos globulares

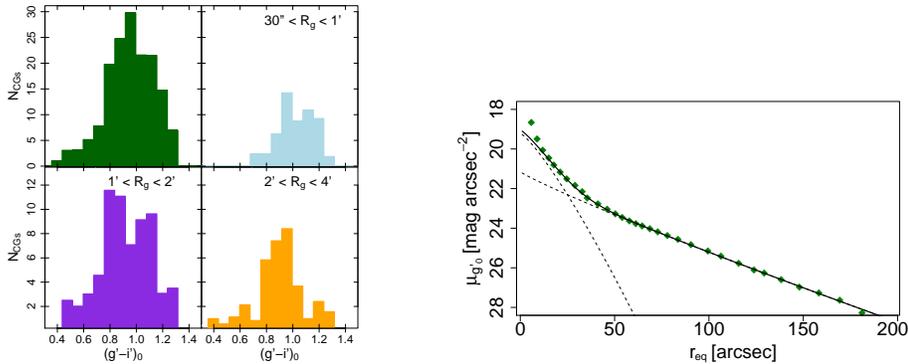


Figura 1. *Izquierda:* Distribución de color de los CGs, para todos los CGs (arriba a la izquierda) y para distintos rangos de R_g . *Derecha:* Perfil de brillo superficial de NGC 3610, con ajuste de dos modelos de Sérsic (líneas de trazos).

- en la zona interna dominan los CGs rojos, mostrando que la falta de CGs azules corresponde básicamente a esta región más cercana a la galaxia.
- en la zona intermedia se observa la clásica distribución bimodal, con valores medios en CGs azules y rojos dentro de lo usual. Además, se nota una extensión de CGs azules hacia colores más azules.
- en la zona externa se estudian por primera vez los CGs más alejados de la galaxia, y se detecta una distribución de color anómala, unimodal, y centrada en colores ‘intermedios’, i.e. entre medio de los clásicos azules y rojos. Por tal motivo, no pueden identificarse con los típicos CGs ‘viejos’. En base a comparaciones con modelos de SSP (poblaciones estelares simples, Bressan et al. 2012) de abundancias $0.5 - 1Z_{\odot}$, esta subpoblación tendría entre $1.5 - 3 \times 10^9$ años, en acuerdo con lo encontrado por Strader et al. (2003, 2004). Por lo que es posible identificar esta subpoblación con cúmulos jóvenes formados como consecuencia de la fusión.

4. Perfil de brillo superficial de NGC 3610

La Figura 1, panel derecho, muestra el perfil de brillo de la galaxia NGC 3610 obtenido con la tarea ELLIPSE de IRAF, expresado como brillo superficial en la banda g' en función del radio equivalente r_{eq} . Se obtiene el mejor ajuste del perfil considerando dos componentes, interna y externa, y utilizando un modelo de Sérsic (Sérsic 1968) para cada una de ellas. Este modelo, expresado en unidades de brillo superficial, tiene tres parámetros libres resultantes del ajuste: brillo superficial central μ_0 , parámetro de escala r_0 , e índice de Sérsic n (parámetro de forma, $n = 1$ corresponde a un perfil exponencial y $n = 4$ a un perfil de de Vaucouleurs). Gracias a la resolución de las imágenes del HST, Whitmore et al. (1997, 2002) han estudiado un pequeño disco interno de $3''$, que no es posible detectar en la imágenes de GMOS. En base a los ajustes del perfil de brillo, se confirma que la componente interna corresponde a un disco, que ya fue detectado por Scorza & Bender (1990), y que se identifica por isofotas elípticas presentes dentro de un radio de $50''$. Tal componente está alineada con el pequeño disco

interno, por lo que probablemente ambos sean parte de la misma estructura. Por otra parte, la componente externa corresponde a un esferoide/bulbo extendido, que se detecta como mínimo hasta $R \sim 3'$ alcanzando un muy bajo nivel de brillo superficial (28 mag/arcsec^2). Esta componente externa estaría asociada con la importante estructura fina presente en la distribución de brillo de NGC 3610, que incluye plumas, *shells* y una estructura en forma de 'X', que se interpretan como secuelas de la fusión reciente. La subpoblación de cúmulos de colores intermedios, jóvenes y ricos en metales, también estaría asociada a esta componente externa.

En el mapa de color ($g' - i'$) no se observa una distribución con simetría axial, sino se detecta un suave gradiente de color sobre toda la extensión de la galaxia (en la misma dirección que los semiejes mayores de las isofotas más internas), que constituye otra evidencia de que NGC 3610 ha sufrido procesos intensos, como la fusión de dos discos propuesta como origen de este remanente.

5. Otras características del sistema de cúmulos globulares

Globalmente, el SCG de NGC 3610 tiene una extensión radial de $\sim 4'$, que corresponde a $\sim 40 \text{ kpc}$ a la distancia adoptada para esta galaxia. A partir de la función de luminosidad obtenida para la población de CGs 'viejos', excluyendo los cúmulos jóvenes, en combinación con la distribución radial proyectada, se calcula que este SCG contiene aproximadamente 500 miembros. Se trata de un sistema relativamente pobre para una galaxia masiva (Harris et al. 2013).

Agradecimientos. Este trabajo es realizado en base a subsidios otorgados por el Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas, Agencia Nacional de Promoción Científica y Tecnológica, y Universidad Nacional de La Plata, Argentina.

Referencias

- Bertin, E., & Arnouts, S. 1996, A&AS, 117, 393
Bressan, A., Marigo, P., et al. 2012, MNRAS, 427, 127
Caso, J.P., Bassino, L.P., et al. 2015, MNRAS, 453, 4421
Garcia, A.M. 1993, A&AS, 100, 47
Goudfrooij, P., Hansen, L., et al. 1994, A&AS, 104, 179
Goudfrooij, P., Schweizer, F., et al. 2007, AJ, 133, 2737
Harris, W.E., Harris, G.L.H., et al. 2013, ApJ, 772, 82
Howell, J.H., Brodie, J.P., et al. R. 2004, AJ, 128, 2749
Muratov, A.L., & Gnedin, O.Y. 2010, ApJ, 718, 1266
Scorza, C., & Bender, R. 1995, A&A, 293, 20
Schweizer, F., & Seitzer, P. 1992, AJ, 104, 1039
Sérsic, J.L. 1968, Atlas de galaxias australes
Strader, J., Brodie, J.P., et al. 2003, MNRAS, 339, 707
Strader, J., Brodie, J.P., et al. 2004, AJ, 127, 295
Tully, R.B., Courtois, H.M., et al. 2013, AJ, 146, 86
Whitmore, B.C., Miller, B.W., et al. 1997, AJ, 114, 1797
Whitmore, B.C., Schweizer, F., et al. 2002, AJ, 124, 147

Estudio multifrecuencia en la zona de RCW 116B

G. Baume^{1,2}, M.A. Corti^{2,3} & J.A. Molina Lera²

(1) *Instituto de Astrofísica de La Plata, CCT La Plata - CONICET - UNLP, Argentina*

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

(3) *Instituto Argentino de Radioastronomía, CONICET, Argentina*

Resumen. A partir de la combinación de datos de diferentes relevamientos en el óptico (VPHAS+), infrarrojo (2MASS, VVV), y radio (SGPS), se realizó un estudio de la región HII RCW 116B y su entorno. Estos datos fueron complementados con información obtenida de la bibliografía de algunos objetos particulares de la zona.

Se llevó a cabo un análisis de las poblaciones estelares y de las estructuras del medio interestelar en esta región evaluando la vinculación entre las diferentes componentes. Se obtuvieron valores preliminares de sus principales características (densidad estelar, distancia, enrojecimiento y tamaño) y se identificaron algunos candidatos a YSOs.

Abstract. A study of the HII region of RCW 116B and its surroundings was performed using a combination of data from different surveys in the optical (VPHAS+), infrared (2MASS, VVV), and radio (SGPS). For some particular objects, these data were complemented with information gathered from the literature.

It was carried out an analysis of the stellar populations and structures of the interstellar medium in this region assessing the possible relation between different components. We obtained preliminary values of the main features (stellar density, distance, reddening and size) and we identified some YSO candidates.

1. Introducción

La nube molecular G345.5+1.0, localizada en el cuarto cuadrante de la Vía Láctea, posee dos emergentes en el infrarrojo (IR) identificados como las fuentes IRAS 16571-4029 e IRAS 16575-4023. En particular, la fuente IRAS 16571-4029 se halla asociada con la región HII (RHII) RCW 116B y con el cúmulo inmerso DBS 113 (Dutra et al. 2003; ver Figura 1).

Estudios realizados en esta zona utilizando técnicas IR (Bik et al. 2005, 2006; Roman-Lopes 2007) y ondas milimétricas (Caswell & Haynes 1987; Lopez et al. 2011) sugieren la vinculación de la nube molecular con la población estelar. Actualmente, en esta zona existen relevamientos modernos en el óptico/IR e hidrógeno neutro (HI). Ellos permiten hacer un estudio más acabado de la composición estelar y su interacción con el medio interestelar (MIE).

2. Datos

Los datos ópticos utilizados provienen del relevamiento VPHAS+ ($u, g, r, i, H\alpha$; Drew et al., 2014), y los datos IR son de los relevamientos VISTA y 2MASS (J, H, K ; Saito et al., 2012; Skrutskie et al., 2006). Por otro lado, los datos en radio son del relevamiento SGPS (HI en 21 cm; McClure-Griffiths et al. 2005).

La zona de interés posee un elevado nivel de concentración estelar con un fondo altamente variable en el IR y con objetos al límite de la detección en las bandas ópticas. Se realizó entonces, fotometría PSF, utilizando IRAF, sobre las imágenes VPHAS+ y VISTA. La calibración fotométrica y astrométrica se efectuó con los catálogos provistos por VPHAS+ y 2MASS. Las bandas ópticas $ugri$ del VPHAS+ fueron transformadas al sistema $UBVRI$ (Jester et al., 2005). Se generó con ello un catálogo de ~ 25400 objetos en el área de $15'0 \times 15'0$ centrada en $\alpha_{J2000} = 17 : 02 : 06.5$, $\delta_{J2000} = -40 : 59 : 48.4$.

Se utilizaron los mapas de HI del SGPS cubriendo la región $\Delta l = 2^\circ$ y $\Delta b = 1^\circ$ centradas en $l = 345.2^\circ$, $b = +1.0^\circ$, seleccionando 41 mapas de velocidad radial ($-32 \text{ km/s} \leq V_{rLSR} \leq 0 \text{ km/s}$).

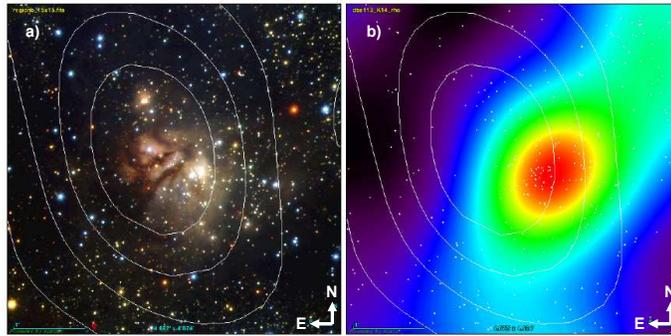


Figura 1. *a)* Imagen JHK (relevamiento VVV) de $4'6 \times 4'6$ en torno a la región HII RCW 116B. *b)* Mapa color de los niveles de densidad estelar en la misma región del panel *a)* indicando el máximo valor en la posición del cúmulo DBS 113. En ambos paneles se superponen las curvas de nivel obtenidas al promediar la T_b de los 41 canales del relevamiento en HI (ver texto) indicando la localización del mínimo en dicha zona.

3. Análisis

En base a la inspección visual de las imágenes en las bandas JHK , se adoptaron las siguientes coordenadas centrales para cada fuente IR: $\alpha_{J2000} = 17 : 00 : 34$, $\delta_{J2000} = -40 : 33 : 36$ para IRAS 16571-4029; y $\alpha_{J2000} = 17 : 01 : 34$, $\delta_{J2000} = -40 : 28 : 11$ para IRAS 16575-4023. Se realizó un mapa de densidad estelar en cada región considerando sólo las fuentes brillantes ($K < 16$) y sobre cada mapa se seleccionó aquella zona que presenta un valor de densidad mayor que el valor medio de toda la región. Los mapas resultantes evidencian una clara sobredensidad estelar en la zona del cúmulo inmerso DBS 113 (IRAS 16571-4029; ver Figura 1), mientras que ella se aprecia en forma leve en torno a la fuente IRAS 16575-4023. El mapa en V_r para $l \sim 345^\circ$ (ver Figura 3) revela un mínimo

Región HII RCW 116B

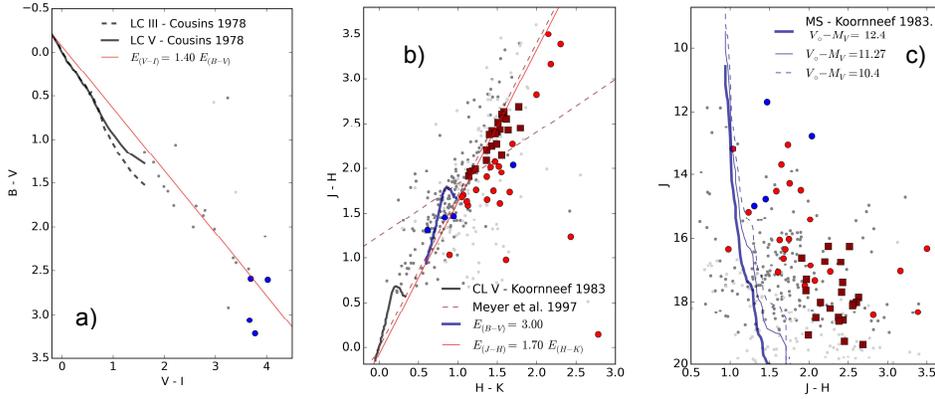


Figura 2. Diagramas fotométricos de la zona de RCW 116B. La curva azul indica la posición de la secuencia principal (MS) para las distancias indicadas en el texto. Los símbolos azules son estrellas de MS, los símbolos rojos claros son objetos con probable exceso IR o candidatos a PMS, y los símbolos rojo oscuro son candidatos a T-Tauri clásicas.

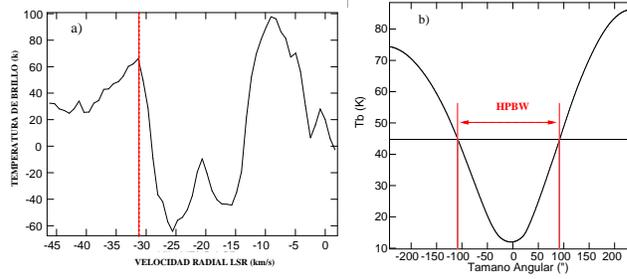


Figura 3. *a)* Perfil de la temperatura de brillo de HI en $l = 345.22^\circ$, $b = 1.02^\circ$. La línea a trazos indica la velocidad radial ($\sim -30 \text{ km/s}$) que se correspondería con la ubicación de la RHII RCW 116B. *b)* Perfil de HI obtenido con un corte diagonal efectuado a 45° del eje N-S. El HPBW (*half power beam width*) del perfil ($\sim 200''$) indica el tamaño angular observado de la fuente.

en la temperatura de brillo (T_b) que se extendería hasta $V_r = -30 \text{ km/s}$. Este valor correspondería entonces a la velocidad radial LSR de la RHII. Aplicando los modelos de rotación galáctica de Fich et al. (1989) y de Brand & Blitz (1993), se obtuvo una distancia cinemática de $3.1 \pm 0.3 \text{ kpc}$. Este valor es superior a los hallados en trabajos previos (1.2 kpc, Caswell & Haynes 1987; y 1.8 kpc, Bronfman et al. 1996). El análisis fotométrico (ver Figura 2) se realizó en cada fuente IRAS sólo con las estrellas que se encuentran dentro de las zonas de mayor densidad. Se determinaron probables estrellas miembros adoptando la distancia cinemática obtenida y un exceso de color $E(B - V) = 3.0$. Para lograr un mejor ajuste sistemático de la MS en todos los diagramas, se adoptó un valor anormal para el enrojecimiento ($R_V = 3.5$). Los objetos seleccionados de cada zona se categorizaron en base al valor del parámetro libre de enrojecimiento ($Q_{IR} = (J - H) - 1.64(H - K)$; Chené et al., 2012), y la relación para estrellas

T-Tauri clásicas (Meyer et al. 1997). De esta forma se distinguieron: estrellas de MS ($Q_{IR} > -0.1$); objetos con probable exceso IR o candidatos a PMS ($Q_{IR} < -0.1$); y candidatos a T-Tauri clásicas. Adoptando tanto la distancia de 3.1 kpc, como los valores dados en trabajos previos (1.2 y 1.8 kpc), se estimaron diversos parámetros para la zona de RCW 116B y DBS 113. Ellos fueron: a) El parámetro de excitación ($\mu = R_S N_e^{2/3}$) de la RHII. Para ello se obtuvo el radio lineal de Strömgren (R_S) como la media geométrica del tamaño angular de la fuente deconvolucionada (Figura 3). La densidad electrónica (N_e) se calculó con un modelo geométrico (Mezger & Henderson 1967) adoptando $T_e = 5000 K$ y $S_\nu = 8.8 Jy$ (estimados del continuo de radio en $\nu = 5 GHz$; Caswell & Haynes 1987). b) Los tipos espectrales de las estrellas mas brillantes ($K < 14$) de DBS 113, desenrojeciendo sus posiciones del diagrama K vs $J - H$, y el parámetro de ionización (U) a partir de las estrellas mas tempranas que B2 (Smith et al. 2002). c) La masa de la RHII con la expresión de Mezger & Henderson (1967).

4. Resultados preliminares

En el mapa de HI no se observa la fuente IRAS 16575-4023, lo cual podría deberse a la resolución (en posición y/o en velocidad) del relevamiento. Se catalogaron varios miembros probables de DBS 113 y de la población estelar en la fuente IRAS 16575-4023. Para la RHII RCW 116B y el cúmulo DBS 113 se obtuvo que $U > \mu$ para las diferentes distancias estimadas (1.2, 1.8 o 3.1 kpc). Esto indicaría que el cúmulo podría ser el generador de la RHII en cualquiera de los tres casos. Por otro lado, la masa de la RHII sería, respectivamente, de 4, 14 o 48 M_\odot .

Agradecimientos. Este trabajo ha sido parcialmente financiado por el PIP 112-201101-00301 de CONICET. Los autores han utilizado la base de datos SIMBAD, herramientas de ALADIN (CDS) y paquetes especiales en Python.

Referencias

- Bik, A., Kaper, L., et al. 2005, A&A, 440, 121
Bik, A., Kaper, L., et al. 2006, A&A, 455, 561
Brand, J., & Blitz, L. 1993, A&A, 275, 67
Bronfman, L., Nyman, L.-A., et al. 1996, A&AS, 115, 81
Caswell, J.L., & Haynes, R.F. 1987, A&A, 171, 261
Chené, A.-N., Borissova, J., et al. 2012, A&A, 545, 54
Drew, J.E., Gonzalez-Solares, E., et al. 2014, MNRAS, 440, 2036
Dutra, C.M., Bica, E., et al. 2003, A&A, 400, 533
Fich, M., Blitz, L., et al. 1989, ApJ, 342, 272
Jester, S., Schneider, D.P., et al. 2005, AJ, 130, 873
López, C., Bronfman, L., et al. 2011, A&A, 534, 131
Meyer, M.R., Calvet, N., et al. 1997, AJ, 114, 288
Mezger, P.G., & Henderson, A.P. 1967, ApJ, 147, 471
McClure-Griffiths, N.M., Dickey, J.M., et al. 2005, ApJS, 158, 178
Roman-Lopes, A. 2007, A&A, 471, 813
Saito, R.K., Hempel, et al. 2012, A&A, 537, 107
Smith, L.J., Norris, R.P.F., et al. 2002, MNRAS, 337, 1309
Skrutskie, M.F., Cutri, R.M., et al. 2006, AJ, 131, 1163

CONTRIBUCIÓN MURAL - POSTER

Fotometría superficial de galaxias de tipo temprano: análisis estadístico de sus parámetros estructurales

J. P. Calderón^{1,2}, L. P. Bassino^{1,2} & S. A. Cellone^{1,2}

(1) *Instituto de Astrofísica de La Plata, CCT La Plata - CONICET - UNLP, Argentina*

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

Resumen. Se presentan resultados preliminares de un estudio estadístico de parámetros estructurales de 138 galaxias elípticas (Es) y lenticulares (S0s) del cúmulo de galaxias de Antlia ($d \sim 35$ Mpc), en base a un catálogo confeccionado con la fotometría superficial de las mismas, obtenido mediante el ajuste de modelos de Sérsic a los perfiles de brillo superficial. En particular, se realiza un análisis de las características de las isofotas en la muestra de galaxias: distribuciones de elipticidad, coeficientes de Fourier a_4 , etc.

Abstract. We present preliminary results of a statistical study of the structural parameters of 138 elliptical (Es) and lenticular (S0s) galaxies in the Antlia cluster ($d \sim 35$ Mpc), based on a catalog built through surface photometry, which was obtained by fitting Sérsic models to the galaxies' brightness profiles. We focus on the isophotal characteristics of the galaxy sample: ellipticity distributions, a_4 Fourier coefficients, etc.

1. Introducción

En este trabajo se analiza la forma de las isofotas de galaxias elípticas (Es) y lenticulares (S0s) de una muestra de 138 galaxias de tipo temprano del cúmulo de galaxias de Antlia. Este cúmulo es el tercero más cercano, a una distancia de 35 Mpc, y posee una abundante población de galaxias de bajo brillo superficial (Calderón et al. 2015) que lo hacen apropiado para estudiar las características evolutivas de galaxias de tipo temprano.

El material observacional consiste en imágenes de 4 campos obtenidas con el telescopio de 4-m de CTIO (Chile), que cubren ≈ 1.5 grados cuadrados. Para confirmar membresía se utilizaron espectros de resolución media GEMINI-GMOS y VIMOS-VLT. Se ajustaron los perfiles de brillo superficial utilizando el modelo de Sérsic, llegando a los objetos más débiles ($M_V \sim -12$ mag) del cúmulo. A partir del modelo, se obtuvieron los parámetros geométricos y estructurales de las galaxias mediante fotometría superficial. Se utilizó la tarea ELLIPSE de IRAF para obtener los parámetros que describen las desviaciones de elipses perfectas (coeficientes de Fourier a_3 y a_4), ángulos de posición y elipticidades en función del radio equivalente del perfil de brillo. En todos los casos, se realizaron ajustes de una sola componente siendo los residuos menores a 0.5 mag. De la muestra total, el 56 % de las galaxias había sido catalogado por FS90, mientras que el resto son galaxias aún no catalogadas en la literatura.

La Figura 1 muestra una composición de los cuatro campos utilizados. Se puede observar la distribución espacial proyectada de los objetos de bajo brillo superficial alrededor de las galaxias más brillantes del cúmulo: NGC 3268 y NGC 3258. Las galaxias Es, dEs y S0s de la muestra están representadas por cruces negras; en círculos rojos y azules se ubican objetos descartados como candidatos a miembro del cúmulo por nuestros criterios de selección. El Norte se encuentra hacia arriba y el Este hacia la izquierda. Este trabajo representa

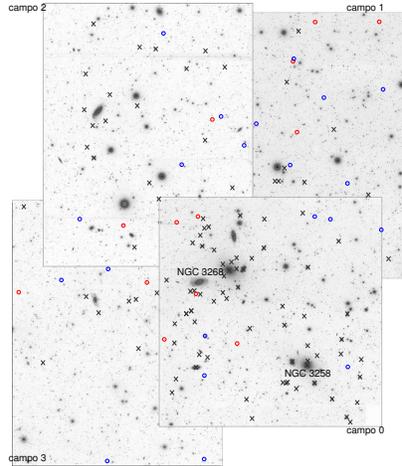


Figura 1. Composición de los cuatro campos del cúmulo de galaxias de Antlia que se utilizaron para la identificación y fotometría superficial de las galaxias que componen la muestra analizada. Las cruces negras representan la ubicación de las galaxias de tipo temprano pertenecientes a la muestra analizada, mientras que los círculos rojos y azules representan objetos descartados como candidatos a miembro del cúmulo por nuestros criterios de selección (Calderón et al. 2015).

la continuación del trabajo de Calderón et al. (2015), en el que se ha publicado el análisis de los resultados obtenidos referentes a las relaciones fundamentales entre parámetros estructurales que siguen las galaxias elípticas.

2. Perfiles de brillo superficial

Debido al número de galaxias de la muestra, se utilizó el software de reducción IRAF¹, automatizando los distintos pasos que requiere el proceso para el cálculo de los perfiles de brillo. Por otro lado, debido a la extensión de los campos MOSAIC II los métodos automáticos de detección suelen no ser efectivos para las galaxias más débiles, por lo que a pesar de la cantidad de objetos en la muestra, optamos por inspeccionar visualmente los campos para la detección de los posibles candidatos, como así también la determinación de los niveles de cielo con los que se corrigió cada perfil.

Para nuestro análisis, seleccionamos las galaxias de tipo temprano con forma elíptica sobre las imágenes. El semieje mayor a fue transformado en el radio

¹IRAF es distribuido por *National Optical Astronomy Observatories (NOAO)*.

equivalente $r = \sqrt{a b} = a\sqrt{1 - \epsilon}$ para todas las galaxias en la muestra. Los valores iniciales para el ajuste de Fourier tales como el centro geométrico, elipticidad inicial y ángulo de posición fueron estimado visualmente para cada galaxia. La intensidad $I(\theta)$ a lo largo de la elipse inicial del ajuste se describe por la serie de Fourier,

$$I(\theta) = I_0 + \sum_{n=1}^N A_n \sin(n\theta) + B_n \cos(n\theta), \quad (1)$$

donde I_0 , es la intensidad media de la elipse, N el orden armónico más alto ajustado, θ el ángulo de posición medido desde el semieje mayor, A_n y B_n las amplitudes armónicas de la serie de Fourier. Estos últimos se obtienen ya normalizados en la salida de ELLIPSE con el semieje mayor a y deben ser convertidos mediante el factor $\sqrt{1 - \epsilon}$ para renormalizar los coeficientes de Fourier al radio equivalente.

$$\frac{a_n}{a} = B_n \sqrt{1 - \epsilon} = B_n \sqrt{b/a}. \quad (2)$$

Una vez que los parámetros iniciales son ajustados, se continúa con la siguiente isofota hasta alcanzar una fracción del ruido del cielo. Los coeficientes A_3 , A_4 , B_3 y B_4 determinan la desviación de la isofota perfecta. La elipticidad y el ángulo de posición no resultan bien definidos en el centro del perfil, a lo que se suma el efecto del *seeing* que ya fue analizado en Calderón et al. (2015).

Los parámetros geométricos de la mayoría de las galaxias de la muestra, como la elipticidad o los coeficientes de Fourier, varían demasiado a lo largo del radio equivalente del perfil, de modo que no podemos tomar un valor característico que represente a cada galaxia (Bender 1989). Para comparar estos parámetros con otras propiedades globales de la galaxia, se calcularon medias pesadas de cada uno en diferentes regiones a lo largo del radio equivalente. Dividimos al perfil de la galaxia en cuatro regiones: región 1, entre el segundo de arco central (r_s) hasta 1.5 del radio efectivo (r_e); región 2, desde 1.5 r_e hasta 3.0 r_e ; región 3, desde 3.0 r_e hasta 4.5 r_e y región 4, desde 4.5 r_e hasta el fin del perfil. Siguiendo a Chaware et al. (2014), se utilizó la siguiente expresión

$$\left\langle \frac{a_4}{a} \right\rangle = \frac{\int_{r_s}^{1.5r_e} \frac{a_4(r)}{a} I(r) \sigma_{\frac{a_4}{a}}(r)^{-2} dr}{\int_{r_s}^{1.5r_e} I(r) \sigma_{\frac{a_4}{a}}(r)^{-2} dr} \quad (3)$$

que representa el valor medio pesado de a_4/a en la región 1, donde σ es la dispersión del parámetro en cuestión e $I(r)$ es la intensidad del perfil para esa dada isofota. Notar que dado que el nivel de brillo de la región 4 está cerca del nivel de cielo, es posible que el ajuste allí no sea muy preciso.

3. Resultados

En la Figura 2(a) se muestra la relación obtenida para la elipticidad en cada una de las regiones (1 a 4, de arriba hacia abajo) para toda la muestra. A medida que tomamos regiones más alejadas del centro del perfil se observa un aumento en la dispersión de la relación y un agrupamiento alrededor de $\epsilon \sim 0.1$ y $\epsilon \sim 0.2$. Por otro lado, se observa un exceso de valores positivos del coeficiente a_4 del 10% en la región 1 distribuidos a lo largo de todo el rango de variación

de ϵ , que se mantiene aproximadamente constante hasta la región 3, mientras que en la región 4 cambia la tendencia y predominan los valores negativos del coeficiente que determina el tipo de isofotas. Aunque las regiones son tomadas de forma distinta en Chaware et al. (2014), nuestros resultados son similares en cuanto a la tendencia global de que las isofotas centrales tienen forma de disco ($a_4/a > 0$) mientras que las exteriores de caja ($a_4/a < 0$). Por último, en la figura se diferencian en rojo las galaxias dEs de la muestra que parecen trazar la relación. Mientras las galaxias más brillantes de la muestra se ubican en valores cercanos a cero en a_4/a , las más débiles toman los valores extremos en todo el rango de variación de ϵ . La relación entre el índice n de Sérsic y el coeficiente a_4 se presenta en la Figura 2(b). Al igual que en el caso anterior, la dispersión de la relación se hace mayor a medida que se toman rangos más alejados del centro de la galaxia. Por otro lado, las galaxias con índice de Sérsic mayores tienden a tener menores desviaciones de las elipses perfectas (Hao et al. 2006). Por último, se presenta la relación entre la magnitud total integrada y el coeficiente a_4/a en la Figura 2(c). En el rango de magnitudes de las dEs ($M_{T1} > -17$ mag), se observa una leve tendencia a tener desviaciones hacia isofotas de tipo disco, que se mantiene hasta $4.5 r_e$. Mientras que para las galaxias más brillantes de la muestra, la tendencia es poseer isofotas de desviación casi nula dentro del mismo rango de variación.

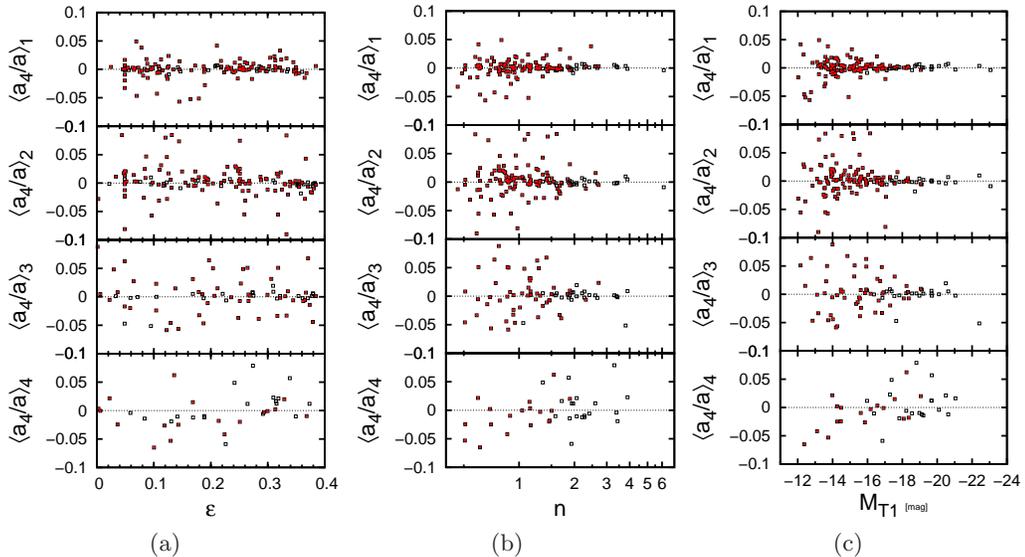


Figura 2. Relaciones entre el coeficiente a_4 y la elipticidad (a), el índice de Sérsic (b) y la luminosidad (c) a lo largo de las regiones estudiadas del perfil de brillo superficial.

Referencias

- Bender, R., Surma, P., et al. 1989, *A&A*, 217, 35
 Calderón, J.P., Bassino, L.P., et al. 2015, *MNRAS*, 451, 791
 Chaware, L., Cannon, R., et al. 2014, *ApJ*, 787, 102
 Hao, C.N., Mao, S., et al. 2006, *MNRAS*, 1339, 1350

Espectroscopía de la binaria simbiótica PU Vul

V. A. Cúneo^{1,2}, S. Kenyon³ & M. Gómez^{1,2}

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

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

(3) *Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics, Cambridge, EE.UU.*

Resumen. En el presente trabajo se expone un análisis espectroscópico preliminar de la nova simbiótica PU Vul, con datos recopilados durante más de 20 años de observaciones. Con el objetivo de realizar un análisis global de la evolución del sistema desde su estallido en 1979, se determinan temperaturas y luminosidades de la nebulosa a lo largo de su evolución y se consideran diferentes escenarios para el sistema. Este análisis permitirá determinar la geometría de la binaria y ayudará a comprender los procesos que tienen lugar en este sistema en permanente cambio.

Abstract. We introduce a preliminary spectroscopical analysis of the symbiotic nova PU Vul, with data collected over 20 years. With the objective of analyzing the evolution of the system since its 1979 outburst, we calculated temperatures and luminosities of the nebula through its evolution and considered different scenarios for the system. This analysis will allow us to determine the geometry of the binary star and it will help to understand the processes that take place in this system in permanent change.

1. Introducción

PU Vul es una nova simbiótica descubierta en el estallido de 1979 (Kozai et al. 1979; Argyle et al. 1979). Durante el estallido ($V \sim 9$ mag), que duró aproximadamente 7 – 8 años, el sistema atravesó un profundo mínimo en 1980, donde el brillo decayó a $V \sim 5$ mag. Luego el sistema comenzó a disminuir lentamente su brillo, sufriendo un segundo mínimo en 1994 y un tercero en 2007, observado solo en la banda U (Shugarov et al. 2012).

Durante la primera fase del estallido, se observó un espectro óptico correspondiente a una supergigante tipo F (Yamashita et al. 1982). Más tarde, el espectro evolucionó al de una estrella tipo A, con las líneas de Balmer ocasionalmente en emisión, después al de una estrella tipo B y finalmente al de una estrella tipo Wolf Rayet (ver, por ejemplo, Kenyon 1986). Durante esta transformación, se observaron además bandas de emisión de TiO prominentes, características de estrellas gigantes tipo M. Estos datos demostraron que el sistema se compone de una gigante M6 pulsante y una enana blanca eruptiva (ver, por ejemplo, Kenyon 1986; Tatarnikova et al. 2011).

En esta contribución se reportan determinaciones de temperaturas y luminosidades de la nebulosa a lo largo de su evolución durante 20 años y se consideran diferentes escenarios para el sistema.

2. Datos espectroscópicos

Entre 1984 y 1992, Scott Kenyon obtuvo 21 espectros ópticos (3500 – 6200 Å y 5800 – 8400 Å) de PU Vul de baja resolución con el Intensified Reticon Scanner (IRS) y el CCD GoldCam montados en el espectrógrafo Blanco del telescopio de 0.9 mts de KPNO. Entre 1994 y 2014, P. Berlind y M. Calkins, entre otros, obtuvieron 432 espectros ópticos (3800 – 7500 Å) de baja resolución con el espectrógrafo FAST, montado en el telescopio Tillingast de 1.5 m del Observatorio Fred L. Whipple, Arizona, EEUU. Para reducir y calibrar en flujo los espectros, se utilizaron las tareas estándar del paquete de reducción IRAF.

La Figura 1 muestra 8 espectros de PU Vul tomados con el espectrógrafo FAST luego del segundo mínimo. Se observa que las características espectrales variaron considerablemente en este período. De septiembre de 1994 a junio del 2000, las líneas de H I (como H β y H δ) se intensificaron en relación a las líneas de [O III] vecinas. Entre septiembre de 1994 y junio de 1996, la línea de He II (4686 Å) también se volvió más intensa. Para junio del 2005 el espectro se enriqueció, presentando emisión intensa de [Fe VII] (6087 Å) y de la banda O VI de Raman en 6830 Å. Para septiembre del 2007, la línea de He II (4686 Å) resultó más fuerte que H β . Después de junio del 2009, líneas altamente ionizadas y las líneas de emisión nebulares decayeron considerablemente. Del 2005 al 2009, la intensidad de [O III] (5007 Å) se volvió comparable a H β . Sin embargo, el flujo de esta línea era menor al 30 % del de H β en mayo del 2011 y menor al 10 % en junio del 2014. A lo largo de este período, la intensidad de He II (4686 Å) relativa a H β cayó en un factor de 3 a 4.

3. Análisis

Para analizar la variabilidad de algunas líneas de interés como H β (4861 Å), He I (4471 Å) y He II (4686 Å), se midieron anchos equivalentes y se determinaron flujos. No se observó ninguna variación periódica de los anchos debidos al movimiento orbital, o un aumento o disminución secular con el tiempo. Este resultado era esperado, ya que los anchos equivalentes también están afectados por la pulsación de la gigante. Tampoco se observó una variación periódica de los flujos o señal de los eclipses.

Se emplearon dos métodos diferentes para estimar temperaturas a partir de los flujos en las líneas de He I (4471 Å), He II (4686 Å) y H β . El primero fue desarrollado por Iijima (1981) y da la temperatura directamente a partir de una expresión que involucra los flujos mencionados. El segundo método, fue desarrollado por Kenyon (1986), y utiliza el número de fotones ionizantes de H y He II, cuyo cociente se relaciona con el cociente de los flujos en H β y He II (4686 Å), como indicador de temperatura. Estas temperaturas se utilizaron para determinar las luminosidades en las líneas He II (4686 Å) y H β . En la Figura 2 se observan las luminosidades calculadas utilizando los dos conjuntos de temperaturas descritos arriba (rojo para el método de Iijima y verde para el método de Kenyon), en comparación con las luminosidades de Kato et al. (2012), para el He II (4686 Å, a la izquierda) y para H β (a la derecha), para

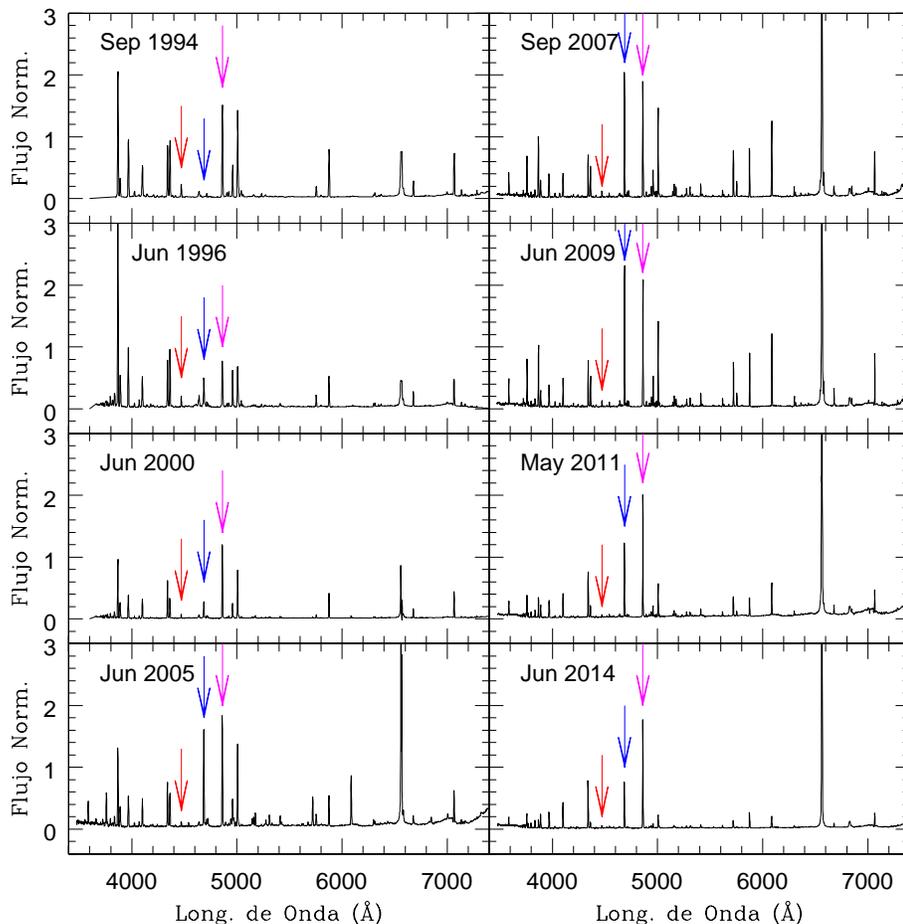


Figura 1. Espectros de PU Vul obtenidos entre 1994 y 2014. Los flujos, relativos a $H\beta$, fueron normalizados a un valor de 2. Las flechas indican las líneas de interés: He I($\lambda 4471$) en rojo, He II($\lambda 4686$) en azul y $H\beta$ en magenta.

una distancia de 4.7 Kpc (Kato et al. 2012). Se observa que las luminosidades estimadas son sistemáticamente menores que las de Kato et al.

4. La nebulosa ionizada: Progreso en su caracterización

Taylor & Seaquist (1984) propusieron diferentes escenarios para una nebulosa ionizada donde la estrella fría produce una pérdida de masa uniforme y esféricamente simétrica y la estrella caliente está embebida en el viento. El método utilizado para calcular las luminosidades asume que la nebulosa absorbe todos los fotones de la componente caliente. Ésta es la situación usual en binarias simbióticas y corresponde al primer escenario propuesto por estos autores. Sin embargo, las luminosidades aquí determinadas son menores que las estimadas

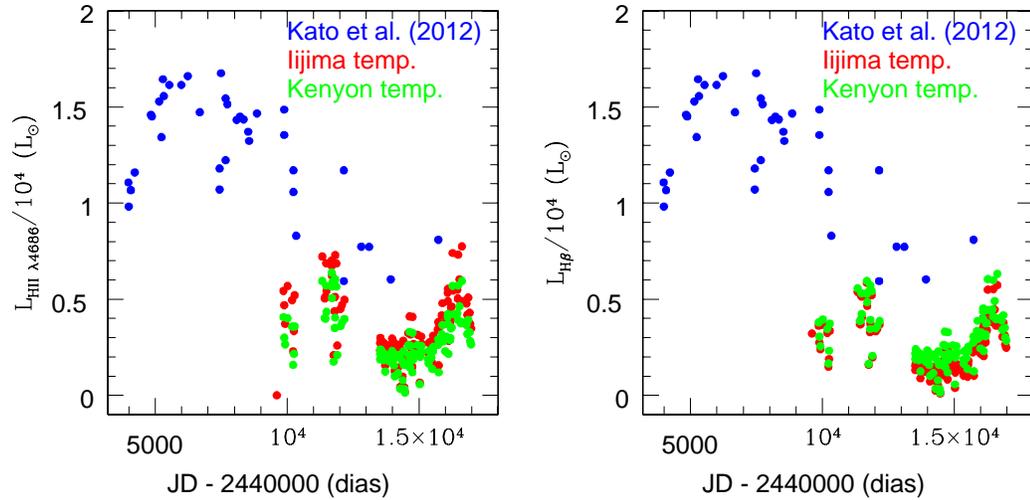


Figura 2. Luminosidades calculadas a partir de los flujos en las líneas de He II (4686 Å, izquierda) y H β (derecha) en función del tiempo para los diferentes métodos utilizados, en comparación con las estimadas por Kato et al. (2012).

por Kato et al. (2012) en un factor de ~ 2.5 . Esto sugiere que la nebulosa podría no ser lo suficientemente masiva como para absorber todos los fotones emitidos por la componente caliente, por lo que muchos podrían escapar sin ionizar. Esta nueva situación se encuentra entre los casos 2 y 3 de Taylor & Seaquist (1984).

Para analizar este nuevo escenario, se estudiará la medida de la emisión ($n_e n_p V$) con el objetivo de encontrar una combinación de parámetros que reproduzca los flujos medidos, a partir de modelos que consideran diferentes densidades. En particular se planea utilizar el código Cloudy (Ferland et al. 2013). Además, se estudiará la evolución temporal de la masa total de la nebulosa y la tasa de pérdida de masa como función de la densidad del viento, con el objetivo de comprender la geometría y el proceso de evolución de la misma.

Referencias

- Argyle, R.W., Liller, W., Schwartz, G., et al., 1979, IAU Circ, 3348
 Ferland, G.J., Porter, R.L., van Hoof, P.A.M., et al., 2013, RMxAA, 49, 137
 Iijima, T., 1981, Photometric and Spectroscopic Binary Systems, ed. E.B. Carling & Z. Kopal. Dordrecht: D. Reidel Publishing Co., 517
 Kato, M., Mikolajewska, J., & Hachisu, I., 2012, ApJ, 750, 5
 Kenyon, S.J., 1986, AJ, 91, 563
 Kozai, Y., Kuwano, Y., Mattei, J., et al., 1979, IAU Circ, 3344
 Shugarov, S., Chochol, D., & Kolotilov, E., 2012, BaltA, 21, 150
 Tatarnikova, A.A., Tatarnikov, A.M., Esipov, V.F., et al., 2011, Astron. Rep., 55, 896
 Taylor, A.R., & Seaquist, E.R., 1984, ApJ, 286, 263
 Yamashita, Y., Maehara, H., & Norimoto, Y., 1982, PASJ, 34, 269

CONTRIBUCIÓN MURAL - POSTER

No evidence for tidal tails from short period pulsating stars on the outskirts of ω Centauri

J. G. Fernández-Trincado¹, L. Vega-Neme², K. Vieira³, J. A. Gómez-López⁴, & T. Verdugo⁵

(1) Institut Utinam, Université de Franche-Comté, OSU THETA Franche-Comté-Bourgogne, Observatoire de Besançon, Besançon Cedex, France

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

(3) Centro de Investigaciones de Astronomía, AP 264, Mérida 5101-A, Venezuela

(4) Laboratoire d'Astrophysique de Marseille, Université de Provence, CNRS, 13388 Marseille, France

(5) Instituto de Astronomía, Universidad Nacional Autónoma de México, Ensenada, México

Resumen. En este trabajo estudiamos observaciones en múltiples épocas a lo largo de diferentes campos (~ 50 grados cuadrados) alrededor del sistema estelar ω Centauri, con el objetivo de indentificar estrellas variables de corto período. En este sentido, nosotros reportamos períodos en el rango de 0.03 a 1 día, para observaciones en las bandas I y V de ~ 600 fuentes que exhiben fuertes señales de variabilidad en nuestros datos, incluyendo 125 estrellas variables de tipo SX Phoenicis, 28 binarias eclipsantes, 3 estrellas de tipo W UMa, 167 δ Scuti, y otras estrellas de tipo aún no determinado. En este estudio se ha encontrado evidencia marginal sobre la existencia de estructuras externas al sistema estelar ω Centauri en forma de *colas de marea* o *sobredensidades* de estrellas pulsantes de corto período.

Abstract. We explored multi-epoch observations along different fields (~ 50 sq. deg.) surrounding the ω Centauri stellar system, looking for short-period variable stars. We report periods in the range from 0.03 to 1 day, in I and V bands observations, for ~ 600 sources that exhibit strong signs of variability in our data, including 125 variable SX Phoenicis stars, 28 eclipsing binaries, 3 W UMa-type variable stars, 167 δ Scuti stars, and others of ambiguous classification. This study found marginal evidence for tidal tails and/or overdensities from short-period pulsating stars surrounding the ω Centauri stellar system.

1. Introduction

A number of recent papers based on photometric and spectroscopic data have claimed the existence of stellar *overdensities* (e.g., Leon et al. 2000; Marconi et al. 2014), and *extended tidal debris* (Da Costa & Coleman 2008; Fernández-Trincado et al. 2013; Anguiano et al. 2015; Fernández-Trincado et al. 2015a,b),

beyond ω Centauri tidal radius, some of them associated *with stars evaporated from the cluster*. All of these studies base their conclusions on the analysis of radial velocities, precise distances and star counting along different fields around the ω Centauri stellar system. However, despite the enormous progress that has been made in exploring the external regions of cluster, definitive evidence for *tidal tails* expected from the escape of individual stars (see Leon et al. 2000), remains elusive to date. ω Centauri is a large reservoir of variable stars of different types (e.g. Clement et al. 2001; Kaluzny et al. 2004; Olech et al. 2005; Weldrake et al. 2007; Navarrete et al. 2015; Fernández-Trincado et al. 2013; Marconi et al. 2014; Fernández-Trincado et al. 2105a,b; Braga et al. 2016), therefore if the above mentioned structures exist, we should be able to find pulsating variable stars (even with a limited number of observations) along the outer regions of ω Centauri’s stellar system, specially near the cluster itself.

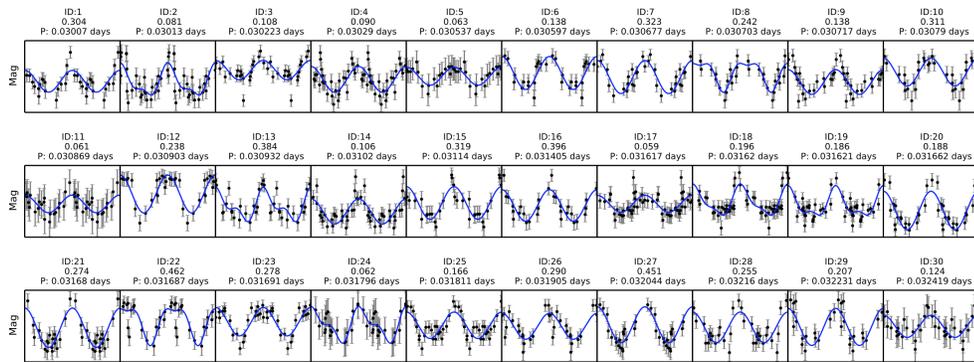


Figure 1. Light curves of typical variable stars identified in this work. The full time series data is available in a public repository at <https://github.com/Fernandez-Trincado/OmegaCentauriVariability>. A portion is shown here for guidance regarding its form and content.

2. Data and Results

This study made use of multi-epoch photometric data from the main RR Lyrae survey toward the ω Centauri stellar system by Fernández-Trincado et al. (2015a) (hereafter Paper I), to make an updated census of short-period variable stars (SX Phoenicis, eclipsing binaries, δ Scuti stars, and other unknown type variables). The survey covers $\sim 500\,000$ sources ranging in V-band from 12.5 mag to 20 mag and in I-band from 11 mag to 19 mag, with an average of 16 observations per location during 25 nights between 2010 and 2013, covering ~ 50 sq. deg. of sky. The time-series I and V-band photometry (Johnson system) was obtained using the QUEST camera (see Baltay et al. 2002) installed at the 1.0 m Jürgen Stock telescope (1.5-m aperture Schmidt Camera) and the 1.0-m Reflector telescope at the National Astronomical Observatory of Llano del Hato, Venezuela. For a more detailed discussion on the main survey, photometric reductions and

astrometric calibrations, we refer the reader to Paper I¹. The I and V-band photometry was calibrated using zero-point corrections estimated by matching point sources with DENIS survey (Epchtein et al. 1997) and APASS survey (Henden et al. 2012), respectively, as explained in Paper I.

- **Variability:** The method used to identify variable sources in our data is similar to the one presented in Paper I, and consists in performing χ^2 tests on each source independently for both the I and V-band. We have selected only sources whose probability is $P(\chi^2 < 0.01)$, which corresponds to 99% confidence level of being variable (see Vivas et al. 2004, Watkins et al. 2009, Vivas & Mateo 2013).
- **Search for short period variable stars:** To search for periods for all I and V-band light curves of the variable sources collected in the previous step, we performed a Fourier analysis to find the best fit in periodicity for each light curve. The n th-order Fourier fitting equation used has the usual form (e.g., Deb & Singh 2009):

$$m(t) = A_0 + \sum_{i=1}^{i_{max}} A_i \cos[2\pi i \Phi(t) + \phi_i] \quad (1)$$

where $m(t)$ is the expected value of the visual magnitude, A_i are the amplitudes, ϕ_i the phases, and $\Phi(t)$ is the phase of the observation described in Ngeow et al. (2003) as:

$$\Phi(t) = \frac{(t - t_0)}{P} - \text{Int} \left(\frac{t - t_0}{P} \right) \quad (2)$$

The final sample contains ~ 600 periodic variable sources, 125 of them were classified as type SX Phoenicis stars, 28 as eclipsing binaries, 3 as W UMa-type variable stars, 167 as δ Scuti stars, and others were considered ambiguous. A subset of light curves and its best-fit of the Fourier decomposition of eq. (1) are shown in Figure 1.

3. Conclusions

We extended our previous study (Paper I), to identify and classify other short-period variables (mainly SX Phoenicis and δ Scuti stars) within the footprint of the main RR Lyrae survey towards the ω Centauri stellar system. Based on their distances, derived from their corresponding Period-Luminosity relationships, we found marginal evidence for tidal tails on the outskirts of ω Centauri, i.e., $< 3\%$ of the pulsating stars discovered in this work are at the projected distance of the cluster. Dynamical models², distances, proper motions and kinematics data

¹The data reduction pipeline custom made for the 1.0-m Reflector telescope can be found at <https://github.com/Fernandez-Trincado/DataReductionPy>

²<https://fernandez-trincado.github.io/GravPot16/>

will be combined to produce a more complete characterization of these stars in a future paper. All the results summarized here are discussed in length by Fernández-Trincado (in preparation).

Acknowledgments. J.G.F-T is currently supported by Centre National d'Etudes Spatiales (CNES) through PhD grant 0101973 and the Région de Franche-Comté and by the French Programme National de Cosmologie et Galaxies (PNCG). J.A.G-L acknowledges financial support from Consejo Nacional de Ciencia y Tecnología (CONACYT) of Mexico. This research was made possible through the use of the AAVSO Photometric All-Sky Survey (APASS), funded by the Robert Martin Ayers Sciences Fund.

References

- Anguiano, B., Zucker, D. B., Scholz, R. D., et al., 2015, *MNRAS*, 451, 1229
Baltay, C., Snyder, J. A., Andrews, P., et al., 2002, *PASP*, 114, 780
Braga, V. F., Stetson, P. B., Bono, G., et al., 2016, *AJ*, 152, 170
Clement, C. M., Muzzin, A., Dufton, Q., et al., 2001, *AJ*, 122, 2587
Da Costa, G. S., & Coleman, M. G., 2008, *AJ*, 136, 506
Deb S., & Singh H. P., 2009, *A&A*, 507, 1729
Epchtein, N., de Batz, B., Capoani, L., et al., 1997, *The Messenger*, 87, 27
Fernández-Trincado, J. G., Vivas, A. K., Mateu, et al., 2013, *Mem. Soc. Astron. It.*, 84, 265
Fernández-Trincado, J. G., Vivas, A. K., Mateu, C. E., et al., 2015a, *A&A*, 574, A15
Fernández-Trincado, J. G., Robin, A. C., Vieira, K., et al., 2015b, *A&A*, 583, A76
Henden, A. A., Levine, S. E., Terrell, D., et al., 2012, *J. Amer. Assoc. Variable Star Observers*, 40, 430
Kaluzny, J., Olech, A., Thompson, I. B., et al., 2004, *A&A*, 424, 1101
Leon, S., Meylan, G., & Combes, F., 2000, *A&A*, 359, 907
Marconi, M., Musella, I., Di Criscienzo, M., et al., 2014, *MNRAS*, 444, 3809
Navarrete, C., Contreras Ramos, R., Catelan, M., et al., 2015, *A&A*, 577, A99
Ngeow C.-C., Kanbur S. M., Nikolaev S., et al., 2003, *ApJ*, 586, 959
Olech A., Dziembowski W. A., Pamyatnykh A. A., et al., 2005, *MNRAS*, 363, 40
Vivas, A. K., & Mateo, M., 2013, *AJ*, 146, 141
Vivas, A. K., Zinn, R., Abad, C., et al., 2004, *AJ*, 127, 1158
Watkins, L. L., Evans, N. W., Belokurov, V., et al., 2009, *MNRAS*, 398, 1757
Weldrake, D. T. F., Sackett, P. D., & Bridges, T. J., 2007, *AJ*, 133, 1447

***Jets* estelares con perfiles en “S”: binaridad vs precesión**

L. V. Ferrero^{1,2}, L. García¹, G. Gunthardt¹ & M. Gómez^{1,2}

(1) Observatorio Astronómico de Córdoba, UNC, Argentina

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

Resumen. Los *jets* estelares MHO 1502 y MHO 2147 presentan marcados perfiles en forma de “S”, los cuales pueden observarse en las imágenes en H₂ (2.12 μm) obtenidas con el instrumento GSAOI+GeMS del telescopio GEMINI Sur. Con el objetivo de indagar sobre la causa de dicha morfología, en este trabajo se emplea el formalismo desarrollado por Masciadri & Raga (2002), que contemplan el movimiento de precesión del *jet*, o el movimiento orbital de la fuente asociada al mismo, en el caso de que se trate de un sistema binario. Se discute la bondad de los ajustes logrados para ambos casos y se derivan parámetros característicos de los modelos adoptados.

Abstract. The stellar jets MHO 1502 and MHO 2147 present remarkable “S-shape” profiles that can be seen in H₂ (2.12 μm) images recently obtained with GSAOI+GeMS at the GEMINI South Telescope. In this contribution, we use a simple formalism developed by Masciadri & Raga (2002) that proposes a precessing jet or the orbital motion of a binary exciting source to reproduce the jet profile. We discuss the goodness of each fit and derive model parameters.

1. Introducción

Los *jets* estelares, asociados a las fases iniciales de formación de las estrellas, presentan una amplia variedad de formas, desde altamente colimados hasta perfiles helicoidales o en “S”. Ejemplos de este último grupo son los *jets* MHO 1502 y MHO 2147, los cuales presentan una notable morfología sinusoidal que puede observarse en las curvas de nivel de las imágenes en H₂ (1-0, 2.122 μm) de la Figura 1. Estas imágenes fueron tomadas con el instrumento GSAOI+GeMS del telescopio GEMINI Sur (Ferrero et al. 2015a, b), con una resolución de 0.14” para MHO 1502 y de 0.09” para MHO 2147.

MHO 1502 está situado en la nube molecular Vela D (d = 700 pc, Liseau et al. 1992), en el cúmulo denso IRS 16, asociado a la región HII 263.619–0.533. Se ha propuesto a [SEC2010] IRAC 18064 como la fuente excitante de este *jet* (Giannini et al. 2013). Por su parte, MHO 2147 está ubicado en la región de Ophiucus (d = 3.23 kpc, Molinari et al. 1996). Varricatt (2011) propone a un objeto detectado en 24 μm, y asociado a la fuente IRAS 17527–2439, como la fuente excitante del *jet*. A su vez, esta fuente podría tener una contraparte en 2 μm, identificada como fuente “A” en el trabajo mencionado. En esta contribución se emplean dos modelos sencillos, desarrollados por Masciadri &

Raga (2002), uno de precesión y otro de binaridad, para reproducir los perfiles de estos *jets*.

2. Análisis

Las imágenes de MHO 1502 y MHO 2147 fueron procesadas con el programa THELI (Schirmer 2013; Erben et al. 2005), el cual permitió obtener la astrometría de los nodos de MHO 1502 empleando estrellas de referencia del catálogo de 2MASS e imágenes de ISAAC. Para el caso de MHO 2147, además de 2MASS, se utilizaron imágenes de VISTA. El perfil de este último, fue delineado midiendo sucesivos puntos de referencias a lo largo del *jet*, incluyendo las regiones terminales del mismo. En ambos casos, y a los fines de modelar los perfiles de los *jets*, se determinaron coordenadas *offset* con respecto al centro de simetría de cada objeto (ver Figura 1, cruces celestes). Para el modelado se empleó el formalismo desarrollado por Masciadri & Raga (2002), para un *jet* balístico de velocidad constante v_j , que se desplaza sobre el plano del cielo. El caso del modelo de movimiento orbital es expresado por la siguiente ecuación:

$$\left(\frac{x}{r_0}\right) = \kappa \left(\frac{z}{r_0}\right) \sin \left[\kappa \left(\frac{z}{r_0}\right) - \psi \right] + \cos \left[\kappa \left(\frac{z}{r_0}\right) - \psi \right], \quad (1)$$

en la cual se considera que la fuente excitante pertenece a un sistema binario, que describe un movimiento circular de radio r_0 , período orbital τ_0 , velocidad orbital $v_0 = 2\pi r_0/\tau_0$, frecuencia orbital ω . El tiempo t determina el instante en el que se emite el nodo. Además $\kappa = v_0/v_j$ y $\psi = \omega t$. Para el modelo de precesión, la trayectoria depende de la frecuencia de precesión ν y del semi-ángulo de apertura del cono de precesión del eje del *jet*, β . Este movimiento puede ser expresado por:

$$x = z \tan \beta \cos [v(t - z/v_j \cos \beta)]. \quad (2)$$

Para determinar del conjunto óptimo de parámetros que mejor reproducen el perfil de cada *jet* se minimizó el valor de χ^2 mediante el algoritmo de Levenberg-Marquardt.

Tabla 1. Parámetros resultantes del modelado de los *jets*

| Modelo | Parámetros | MHO 1502 | MHO 2147 |
|-----------|----------------------------|----------|----------|
| Orbital | r_0 (UA) | 551 | 5875 |
| | T_0 (años) | 1463 | 8167 |
| | v_0 (km/s) | 11.23 | 21.47 |
| | χ^2 ($\times 10^7$) | 2.2 | 330 |
| Precesión | β (deg) | 6.5 | 17 |
| | T_p (años) | 1438 | 21915.5 |
| | χ^2 ($\times 10^7$) | 3.1 | 59 |

2.1. Resultados

La Tabla 1 lista los parámetros obtenidos para ambos modelos en cada caso, para una velocidad de eyección de 100 km/s. La Figura 1 muestra los mejores ajustes

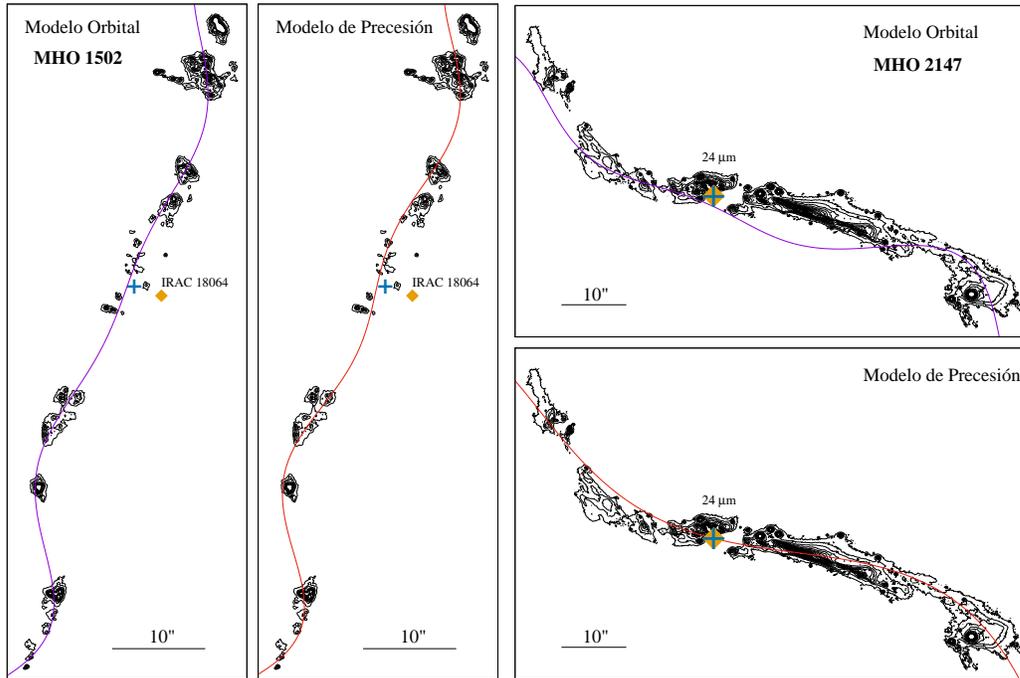


Figura 1. Curvas de nivel en H_2 de MHO 1502 y MHO 2147, a las que se le han superpuesto el mejor ajuste obtenido para el modelo orbital (curva violeta) y de precesión (curva roja). La cruz celeste indica la posición central para MHO 1502 ($\alpha(J2000.0)=08^h45^m34.86^s$, $\delta(J2000.0)=-43^\circ51'55.86''$) y MHO 2147 ($\alpha(J2000.0)=17^h55^m48.91^s$, $\delta(J2000.0)=-24^\circ40'19.90''$) y el rombo naranja las respectivas fuente excitantes propuestas en la literatura. El Norte está hacia arriba y el Este hacia la izquierda.

del modelo orbital y de precesión para MHO 1502 y MHO 2147, respectivamente. Para el caso de MHO 1502, la fuente excitante propuesta en la literatura (IRAC 18064) no se alinea con el eje del *jet* (ver también Giannini et al. 2013). Esto pone en duda la identificación de esta fuente como la responsable de la emisión del *jet*. En la zona adyacente al *jet*, de Luca et al. (2007) detectan varias fuentes en $2 \mu\text{m}$, todas ellas dentro de una zona extensa con emisión en 1.2 mm (Massi et al 2007). Sin embargo, ninguna de ellas puede, en principio, ser asociada al *jet*. Por este motivo la identificación de la fuente excitante permanece incierta. Por el contrario, para el caso de MHO 2147, el centro del *jet* se corresponde con la posición de la fuente excitante, detectada en $24 \mu\text{m}$ por Varricatt (2011).

En la Figura 1 se evidencia que, para MHO 1502, ambos modelos (orbital y precesión) reproducen satisfactoriamente el perfil del mismo; mientras que para MHO 2147, el modelo que mejor ajusta la morfología del *jet* es el de precesión. Es notable que mientras el modelo orbital presenta una simetría reflexiva con respecto al plano orbital, el modelo de precesión posee una simetría puntal con respecto a la posición de la fuente, la cual puede apreciarse mejor en el caso de MHO 2147.

Jets con las características de los mostrados en la Figura 1 usualmente están asociados a objetos de Clase I, con edades de alrededor de 10^5 años. Los períodos listados en la Tabla 1 resultan entonces compatibles con este límite

superior. Más aún, en el caso de MHO 2147, el período de precesión obtenido de $\sim 2.2 \times 10^4$ años es comparable con los determinados para otras estrellas masivas jóvenes, tales como la fuente IRAS 20126+4140 ($\sim 7M_{\odot}$, con un período de precesión de 2×10^4 años, Cesaroni et al. 2005). Por su parte, el radio orbital obtenido para MHO 1502 (551 UA) se corresponde con los tamaños típicos de discos circumbinarios de estrellas masivas en formación (rango de entre 500 y 2×10^4 UA, Cesaroni et al. 2007). Por lo tanto, los valores de los parámetros proporcionados por los modelos obtenidos son coherentes con los determinados para otras estrellas de alta masa en formación.

Considerando que la longitud total del *jet* MHO 2147 es la observada en la Figura 1 y adoptando una velocidad de 100 km/s, el tiempo dinámico del mismo resulta ser de aproximadamente 7.4×10^3 años. Comparando este valor con el de T_p (ver Tabla 1) se infiere que la fuente sólo ha completado el 34 % de su ciclo de precesión. De la misma forma, para MHO 1502, se obtiene que el tiempo dinámico es de 2.9×10^3 años, lo que implica que la fuente ha completado 2 vueltas, tanto en el caso de movimiento orbital como en el de precesión.

En la literatura se han propuesto diferentes hipótesis sobre las causas del efecto de precesión. Una de ellas es la del efecto tidal ejercido sobre el disco de la fuente del *jet*, producto de la presencia de una compañera cuya órbita no sea coplanar (Terquem et al. 1999, Shepherd et al. 2000). Esta explicación ha sido recientemente sugerida para el caso de G35.20–0.74N (Beltrán et al. 2016). Dicho efecto resulta particularmente interesante para MHO 2147, dado que este *jet* es asociado con otro prácticamente perpendicular al mismo, mucho más tenue, denominado MHO 2148 (Varricatt 2011, Ferrero et al. 2015a). Por lo tanto podría tratarse de un sistema binario no-coplanar, como el conocido HH 111 (Reipurth et al. 2000).

Referencias

- Beltrán, M.T., Cesaroni, R., et al. 2016, A&A, 593, 49
Cesaroni, R., Neri, R., et al. 2005, A&A, 434, 1039
Cesaroni, R., Galli, D., et al. 2007, Disks around Young O-B (Proto)Stars: Observations and Theory, prpl.conf, 197
de Luca, M., Giannini, T., et al. 2007, A&A, 474, 863
Erben, T., Schirmer, M., et al. 2005, AN, 326, 432
Ferrero, L.V., Gómez, M., et al. 2015a, BAAA, 57, 114
Ferrero, L.V., Gómez, M., et al. 2015b, BAAA, 57, 126
Giannini, T., Lorenzetti, D., et al. 2013, ApJ, 767, 147
Liseau, R., Lorenzetti, D., et al. 1992, A&A, 265, 577
Masciadri, E. & Raga, A.C. 2002, ApJ, 568, 733
Massi, F., de Luca, M., et al. 2007, A&A, 466, 1013
Molinari, S., Brand, J., et al. 1996, A&A, 308, 573
Reipurth, B., Yu, K.C., et al. 2000, AJ, 120, 1449
Schirmer, M. 2013, ApJS, 209, 21
Shepherd, D.S., Yu, K.C., et al. 2000, ApJ, 535, 833
Terquem, C., Eislöffel, J., et al. 1999, ApJ, 512, 131
Varricatt, W.P. 2011, A&A, 527, 97

CONTRIBUCIÓN MURAL - POSTER

Photometric study of eclipsing binary systems using data from the VVV Survey

L. V. Gramajo^{1,2}, T. Palma^{1,2,3,4}, I. Dékány⁵ & J. J. Clariá^{1,2} D. Minniti^{3,4} J. Alonso-García^{3,6}

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

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

(3) *Instituto Milenio de Astrofísica, Santiago, Chile*

(4) *Universidad Andrés Bello, Santiago, Chile*

(5) *Astronomisches Rachen-Institut (ARI) - Universität Heilderberg, Alemania*

(6) *Unidad de Astronomía, Universidad de Antofagasta, Antofagasta, Chile*

Resumen. Presentamos resultados sobre nuestro estudio de candidatos a sistemas binarios eclipsantes recientemente descubiertos fotométricamente en el campo de los cúmulos abiertos Galácticos Antalova 1, ESO 393-SC15 y NGC 6250. Para el análisis de nuestra muestra, utilizamos la nueva versión del código de Wilson & Devinney y el código interactivo ‘Physics Of Eclipsing Binaries (PHOEBE)’. La muestra seleccionada incluye posibles sistemas binarios eclipsantes observados en las regiones internas del bulbo y del disco dentro del relevamiento VVV (Vista Variables in the Vía Láctea). Nuestros principales resultados demuestran que los sistemas observados resultaron ser binarias *detached* o binarias de doble contacto con excentricidades de alrededor de 10^{-4} , inclinaciones de aproximadamente 70° y temperaturas superficiales que oscilan entre 3000 K y 8500 K.

Abstract. We present results of our study of eclipsing binary system candidates recently discovered photometrically in the field of the Galactic open clusters Antalova 1, ESO 393-SC15 and NGC 6250. For the analysis of our sample, we used the new version of the Wilson & Devinney code and the “Physics Of Eclipsing Binaries” (PHOEBE) interactive code. The selected sample consists of possible eclipsing binary systems observed in the inner regions of the Galactic bulge and disk within the VVV (Vista Variables in the Vía Láctea) Survey. Our main results show that the observed systems turned out to be detached or double-contact binaries with eccentricities of about 10^{-4} , inclinations of approximately 70° and surface temperatures ranging between 3000 K and 8500 K.

1. Sample description

From a recent previous search of variable stars in the field of open clusters projected on the inner regions of the Galactic bulge and disk (Palma et al.

2016), we selected a group of suspected candidates whose light curves, periods, and amplitudes appear to be coherent with those of eclipsing binary systems. As can be seen in Figure 1, both primary and secondary peaks are clearly seen, so that the observed light variations suggest an eclipsing binary scenario. Those selected systems lie in the field of the Galactic open cluster NGC 6250. Their coordinates are given in Table 1, as well as those for the open clusters Antalova 1 and ESO 393-SC15.

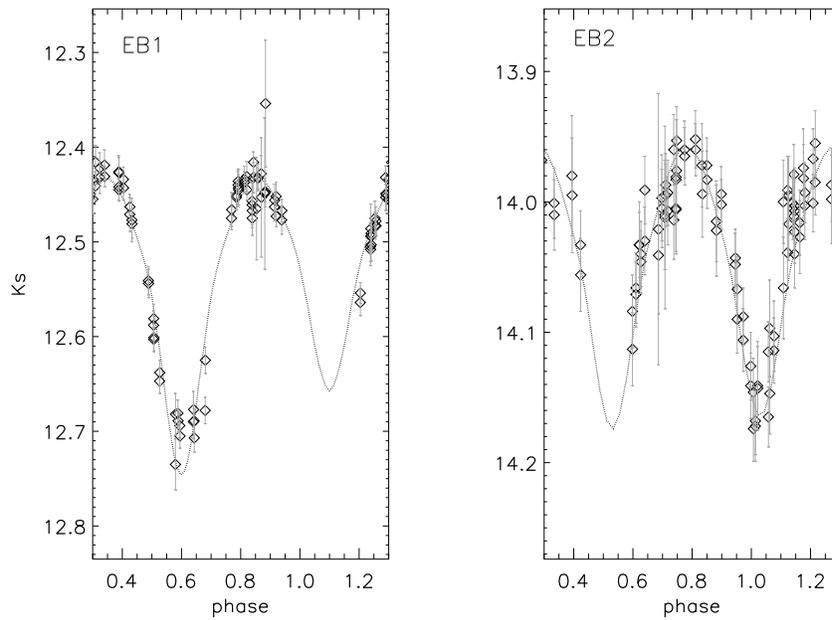


Figure 1. Solid lines represent the best fittings of the observed light curves for the eclipsing binary stars EB1 and EB2 discovered in the field of the open cluster NGC 6250 (see Table 2). Diamonds stand for the observed $\langle K_s \rangle$ magnitudes taken from the VVV Survey.

Table 1. Equatorial coordinates and classification of eclipsing binary stars.

| Eclipsing Binary | RA [hms] | DEC [dms] | Cluster field | Object Type |
|------------------|-------------|-------------|---------------|----------------|
| EB1 | 16:57:21.74 | -45:45:15.6 | NGC 6250 | Double-contact |
| EB2 | 16:58:07.55 | -45:45:03.1 | NGC 6250 | Double-contact |
| EB3 | 17:29:14.26 | -31:27:32.2 | Antalova 1 | Detached |
| EB4 | 17:29:16.09 | -31:27:11.2 | Antalova 1 | Detached |
| EB5 | 17:29:31.07 | -31:25:01.1 | Antalova 1 | Double-contact |
| EB6 | 17:43:36.74 | -34:17:06.4 | ESO-393-SC15 | Double-contact |
| EB7 | 17:43:40.77 | -34:16:20.5 | ESO-393-SC15 | Double-contact |

2. Analysis

In our general search for variable stars within the VVV Survey (Minniti et al. 2010) currently in progress, the possible candidates were subjected to a frequency analysis. Signal detection was performed using both the Generalized Lomb-Scargle (GLS; Zechmeister & Kurster 2009) and the Phase Dispersion Minimization (PDM; Stellingwerf 1978) algorithms. Phase-folded light curves with their resulting preliminary periods were then visually inspected to select the best solution and to reject spurious signals resulting from various systematics, e.g., rotating diffraction spikes of nearby saturated stars. The light curve fits were optimized by applying an iterative procedure which includes the following steps: outlier rejection, aperture optimization and determination of the optimal order of the best-fitting Fourier sum. Then, the periods were refined by a non linear least-squares method. The mean apparent Ks magnitudes of the stars and the total amplitudes of the light curves were computed from the final Fourier solutions. In order to determine the physical parameters of the eclipsing binaries, we first used the Wilson & Devinney (WD) code (Wilson and Van Hamme 2014). This code operates in two steps while fitting the light curves, i.e., the LC (a subjective iteration) and the DC (an objective iteration) processes. The LC procedure is based on parameters previously determined from theory or observations (Wilson 1994a, 1994b, 2001, 2006). On the other hand, the DC is the differential calculus which aims to better determine the geometrical and physical parameters of the systems by reducing possible associated errors. Light curves were first analyzed by the LC procedure using known parameters, such as the period. The output file was then used as the input for the DC procedure. The effectiveness of the WD code is not particularly favorable since it is time consuming so, as we intend to study many objects, we searched for another method. Currently, there are several graphical user interface programs that can be used for a scientific study of these objects. Among them, we tested the PHOEBE (PHysics Of Eclipsing BinariEs, see <http://phoebe-project.org/1.0/?q=node/79>) program. This is a tool for modeling eclipsing binary stars based on photometric and spectroscopic (radial velocity) data, which is also based on the WD code. As in the WD code, PHOEBE can determine parameters associated with the physical and geometrical conditions of the system, as well as the parameters of the binary components to which we have access since we determined the values associated with the obtained light-curves.

3. Initials results

We used both WD and PHOEBE codes for our analysis and probed different classification modes. Taking into account the shape of the light curves, we conclude that the systems involved are either detached or close-contact binary systems. The best fittings of the corresponding light curves of the eclipsing binaries EB1 and EB2 discovered in the field of NGC 6250 are shown in Figure 1, while those of the eclipsing binaries discovered in the fields of Antalova 1 and ESO 393-SC15 are shown in Palma et al. (2016). Table 2 shows the resulting parameters that could be obtained from the current analysis. M2/M1 represents the mass ratio between the components. We would like to point out that, in

general terms, the seven studied systems exhibit almost circular orbits, their eccentricities being about 5×10^{-4} . The stars involved seem to have solar or higher than solar surface temperatures. The current study is the first attempt to obtain parameters for photometrically newly discovered eclipsing binary systems, using data of the VVV Survey. We plan to extend this study and increase our sample with the purpose of better defining the behavior of binary systems.

Table 2. Model and fixed parameters for eclipsing binary stars.

| Eclipsing Binary | EB1 | EB2 | EB3 | EB4 | EB5 | EB6 | EB7 |
|----------------------------|---------|---------|---------|---------|---------|---------|---------|
| Period (days) | 0.97833 | 1.34082 | 1.79564 | 38.0 | 0.51627 | 9.95217 | 0.59805 |
| Inclination ($^{\circ}$) | 63 | 59 | 73 | 75 | 77 | 50 | 68 |
| Eccentricity | 0.00001 | 0.00010 | 0.00405 | 0.00006 | 0.00933 | 0.00003 | 0.00001 |
| T_1 (K) | 4600 | 5600 | 2900 | 8410 | 3245 | 3340 | 4800 |
| T_2 (K) | 7100 | 5900 | 2420 | 5020 | 2945 | 2915 | 3500 |
| M_2/M_1 | 1.15 | 1.01 | 0.97 | 0.69 | 0.80 | 0.80 | 0.90 |

References

- Minniti, D., Lucas, P.W., et al. 2010, *New Astron.*, 15, 433
 Palma, T., Minniti, D., et al. 2016, *New Astron.*, 49, 50
 Stellingwerf, R.F. 1978, *ApJ*, 224, 953
 Wilson, R.E. 1994a, *International Amateur-Professional Photoelectric Photometry Communication*, 55, 1
 Wilson, R.E. 1994b, *PASP*, 106, 921
 Wilson, R.E. 2001, *Information Bulletin on Variable Stars*, No. 5076, #1
 Wilson, R.E. 2006, *Astrophysics of Variable Stars*, Pecs, 349, 71
 Wilson, R.E. & Van Hamme, W. 2014, *ApJ*, 780, 151
 Zechmeister, M. & Kurster, M. 2009, *A&A*, 496, 577 .

CONTRIBUCIÓN MURAL - POSTER

A formal approach to compute density profiles and CMD fitting in stellar associations

M. Lares^{1,2,3}, L. Gramajo^{1,3} & B. Sánchez^{1,2}

(1) *Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas, Argentina*

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

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

Resumen. Un cúmulo estelar se puede caracterizar por un conjunto de parámetros (distancia, enrojecimiento, edad y metalicidad) cuya estimación es fundamental para estudios sobre su formación y evolución. El diagrama color-magnitud es el recurso fundamental para tales estimaciones, pero requiere de una cuidadosa limpieza de los campos para desafectar la contribución de estrellas de campo. En general, para ello se discretizan arbitrariamente de los datos, ignorando las fuentes de error que estos procedimientos involucran y asignando probabilidades de pertenencia aleatoriamente. Luego, el ajuste de las isocronas al conjunto de los puntos seleccionados en el diagrama se realiza visualmente. Este enfoque es por lo tanto subjetivo y no se condice con los principios de la ciencia reproducible. Aquí proponemos un enfoque formal para estimar el perfil de densidad proyectado, calcular la densidad de probabilidad en el diagrama color-magnitud y encontrar el modelo de isocrona más adecuado.

Abstract. A star cluster can be characterized by a set of fundamental parameters (distance, reddening, age, and metallicity), whose estimation is valuable for a variety of studies related to their formation and evolution. The main diagnostic tool to obtain them is the Color-Magnitude Diagram (CMD), but a careful field cleaning must be performed previously to isolate the contribution of stars in the clusters from stars in the background. Several procedures have been proposed to reduce this contamination, which implement binning schemes to estimate membership probabilities. However, the choice of the bin sizes is arbitrary, the uncertainties in magnitudes and colors are usually not taken into account, and the memberships are assigned informally on a star-by-star basis. Then, the fitting of isochrones to the scatter plot of selected stars is made by eye. This approach is therefore subjective and does not comply with the principle of reproducible science. Here we propose a formal approach to estimate the projected density profile, to compute the statistical distribution in the CMD, and to find the best fit isochrones to the CMD.

1. Estimating the projected radial density profile

The radial profile of a star cluster is characterized by a set of measurements of the projected radial distances to the cluster center estimate. If we assume

that the radial profile follows an unknown probability distribution function, the set of N_c measured radii is in fact the set $\{R_1, R_2, \dots, R_{N_c}\}$ of identically distributed random variables, whose parent distribution is to be determined. Often in practice, for example in a photometric field, the radial distances of stars are contaminated by background stars, following an unknown signal-to-background ratio. Let S be the set of all projected radii relative to the cluster center estimate in a photometric field. This set includes the stars in the cluster and the stars in the background, without distinction between them. Each value can be considered as a realization of a random variable that follows the same underlying distribution function, with contributions from the cluster (i.e., the signal), and from the background. Let N be the number of objects in S up to a given maximum radius R_{max} . The star cluster under study which is in the center of the field comprise a subset C of N_c unknown stars. The number of stars up to a given radius from the center can be computed from the data as: $n(r) = |\{r' \in S / r' < r\}|$, which allows to compute the empirical cumulative distribution function (ECDF, $\hat{F}_R(r)$) of the random variable r . This is an estimator of the underlying cumulative distribution function, defined as the probability of randomly drawing a value of the variable R less or equal than a given value r : $F_R(r) = P(r' \in S / r' \leq r)$; $\hat{F}_R(r) = n(r)/N$. By the law of large numbers, the ECDF approaches the cumulative distribution when the sample size becomes large (Figure 1). The estimated cumulative distribution is related by definition to the probability density by:

$$\int_a^b \hat{f}_R(r) dr = \hat{F}_R(b) - \hat{F}_R(a) = P_R(a < r < b)$$

The ECDF(r) of all the stars in a field centered at a cluster is the sum of the contributions of the cluster and background ECDFs, whose difference as a function of r needs to be inferred. Assuming a uniform background, the background cumulative distribution can be modeled by $\hat{F}_R^b(r) = f_N + \alpha r^2$ where f_N and α are the coefficients resulting from a least squares fit to the background, at sufficiently large distances to the cluster. The first term is due to the excess of stars with respect to the background, given by the presence of the star cluster, and is indeed an estimate of the fraction of stars in the field that belong to the cluster. Finally, we estimate the ECDF of cluster stars radii as the difference between the full measured cumulative profile and the modeled background profile: $\hat{F}_R^s(r) = \hat{F}_R(r) - \hat{F}_R^b(r)$. Since this is affected by a noise component, we expand it as a sum of orthogonal functions. A suitable basis is that composed by a set of orthogonal harmonic functions plus a linear term. The maximum number of terms (M) is chosen so that the mean behavior of the distribution is reproduced, but the high frequency component given by the finite sampling is filtered. Then, the probability density distribution estimate is obtained by a simple differentiation:

$$\hat{F}_R(r) = r + \sum_{k=1}^M a_k \sin(k \lambda r) \Rightarrow \hat{f}_R(r) = 1 + \sum_{k=1}^M a_k k \lambda \cos(k \lambda r),$$

which gives the probability of having a star (in the observed field) at a distance r from the cluster center. From the previous equations, the cumulative profile of the cluster is estimated by $\hat{F}_R^s(r) = \hat{F}_R(r) - (f_N + \alpha r^2)$. According to this, the

probability of having a star belonging to the star cluster at a distance $[r, r + \delta r]$ from the cluster center estimate, is given by: $\Delta(r, r + \delta r) = \frac{\hat{F}_R^s(r + \delta r) - \hat{F}_R^s(r)}{A(r + \delta r) - A(r)}$ where $A(r)$ is the area enclosed in a circle of radius r . The curvature of the sky is neglected since the angular coverage of the region in study is small, so the formula of the area of a circle is that of a circle in a plane.

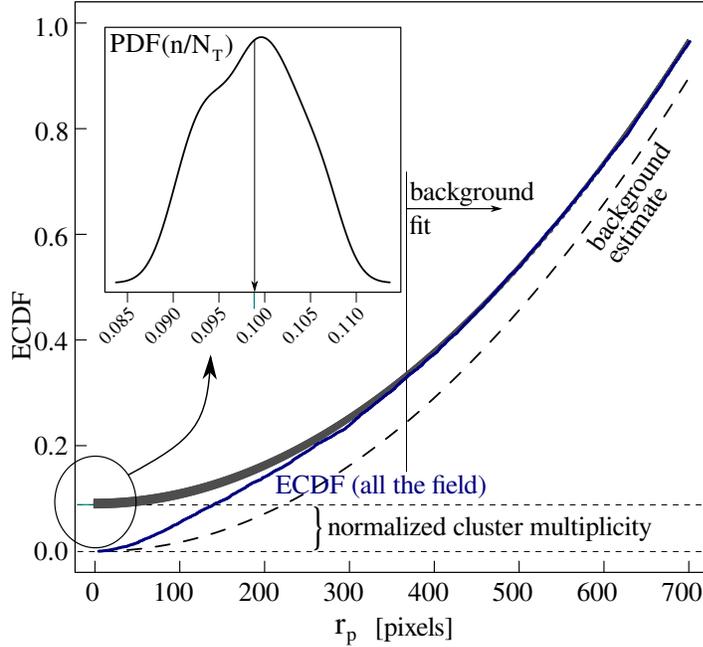


Figure 1. Scheme explaining the procedure to obtain the statistical estimation of the cluster multiplicity and the projected density profile.

2. Estimating the statistical CMD

We construct a smooth function that is an estimate of the color-magnitude distribution of the stars in the star cluster. A single star in the field is an outcome (radius, color, magnitude) from the vector random variable $X=(R,C,M)$. The total sample of stars in the field is then the collection of N identically distributed random variables X . If a star is either in the cluster or in the background, then the set of all stars in the sample, S , can be expressed as $S = C + B$, where C is the set of cluster stars and B is the set of background stars. Let $R_{\vec{x}}$ be a region within the range of values of X , and $A_R = \{\vec{x}/\vec{x} \in R_{\vec{x}}\}$. The probability of finding a star in this region is given by

$$P(A_R) = \int_{R_{\vec{x}}} \hat{f}_X(\vec{x}) d\vec{x}. \quad \text{The probability of finding a cluster star that is not}$$

in the background is: $P(\{\vec{x} \in S/\vec{x} \notin B\}) = \int_{R_{\vec{x}}} (1 - f_X^b) d\vec{x}$, and the probability of finding a star that belongs to the cluster in a given region R_{CM} of

the CMD: $P((c, m) \in R_{CM}^s) = P((c, m) \in R_{CM} \wedge (c, m) \notin R_{CM}^b)$ which in terms of the density functions is equivalent to $\hat{f}_{CM}^s = \hat{f}_{CM} (1 - \hat{f}_{CM}^b)$

3. Formal fitting of isochrones to the CMD

We define a parametric model in order to describe the physical parameters of an observed cluster. The model parameters can be fitted by comparing the predicted structures in the color-magnitude diagram density distribution to the estimated distribution resulting from the background subtraction procedure. The main features on the CMD can be described by a simple stellar population, i.e., a set of stars with a common age and metallicity. A simple stellar population can be generated from a theoretical isochrone, thus using the parameters of the isochrone as the model parameters. To a first approximation, a plausible model can be set by fixing the distance modulus, the age of the isochrone, the metallicity and the reddening. The distance modulus is an estimate of the distance to the cluster, and his impact on the CMD is just a vertical shift with respect to a zero-distance theoretical isochrone. Although the reddening also affects the distance determination, it is simpler to disentangle the contribution of the reddening and treat it separately. Therefore, there are components of reddening both in color and magnitude.

The goodness-of-fit between data and models is a key ingredient of the fitting process. Although there is not a unique way to define this function, it must satisfy several conditions to be a useful indicator of the degree to which data is expected to be a random realization of the model distribution, i.e., the probability of the data given the model. It is worth mentioning, for example, that it must be defined in the interval $[0, 1]$, with greater values for model predictions that resemble the observables. In addition, the surface should not be shallow, since that would give rise to overestimated confidence intervals. It should also be noticed that the Likelihood function is different to the probability of the model given the data, which is formally the posterior probability, $P(M|D; \theta)$, in the Bayes theorem. The Likelihood function is usually defined, following the idea of a χ^2 formulation, in terms of the distances of points to a given curve representing the model. Since we have constructed estimates of the multivariate density distributions, such an approach can not be used. Instead, we define a goodness-of-fit measure on the basis on the similarities between the reduced distributions and the synthetic distribution of a given model. Since both are smooth functions normalized to the total volume under the likelihood hypersurface, we use the sum of the quadratic residuals between model and observed bin heights as a measure of likelihood. If we assume that the measures of all bins are independent, then the joint probability of obtaining an observed matrix like the matrix resulting from the data is the product of all individual probabilities: $P(data|Model) = \prod_{i=1}^{N_{bins}} N(\mu = B_i^{obs} - B_i^{teo}, \sigma)$, where N is the Normal function. This value is chosen so that the Likelihood surface has a conspicuous peak around the best model. Once this function is defined, it can be used to make the fitting process by Monte Carlo Markov chains.

Análisis de las variaciones de los tiempos de eclipse en sistemas binarios de post y pre secuencia principal

F. Lovos^{1,2}, L. Saker^{1,2} & M. Gómez^{1,2}

(1) Observatorio Astronómico de Córdoba, UNC, Argentina

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

Resumen. La técnica de variación del tiempo de eclipse (ETV, por sus siglas en inglés), permite la detección de un tercer cuerpo sub-estelar en sistemas binarios eclipsantes que experimentan variaciones en la cadencia del mínimo. En este trabajo, se analizan las variaciones de ETVs que inducirían planetas circumbinarios con masas entre $1M_T$ - $10M_J$, en sistemas constituidos por una componente evolucionada (enana blanca o sub-enana B) y una enana de secuencia principal, y sistemas binarios formados por estrellas T-Tauri. Para ello, se utilizan los formalismos de Pribulla et al. (2012) y Goździewski et al. (2015), que permiten calcular la semi-amplitud (K) del diagrama (O-C) y el cambio del periodo (ΔP). Se analiza la factibilidad de detectar estas variaciones desde la Estación Astrofísica de Bosque Alegre (EABA) y el Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO).

Abstract. The eclipsing time variation (ETV) technique allows the detection of a sub-stellar third body in eclipsing binary systems that show variation in the cadence of the minimum. In this contribution, we analyze the variations in ETVs that circumbinary planets with masses between $1M_E$ - $10M_J$ would produce in binary systems composed of an evolved (white or B sub-) dwarf and a main sequence dwarf and systems composed of T Tauri stars. We apply the formalisms of Pribulla et al. (2012) and Goździewski et al. (2015) that give the semi-amplitude (K) of the (O-C) diagram and the change in the period (ΔP). We analyze the feasibility of detecting these variations from the Estación Astrofísica de Bosque Alegre (EABA) and the Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO).

1. Introducción

La técnica de variación del tiempo de eclipse (ETV, *Eclipse Timing Variation*), en el caso de sistemas binarios eclipsantes (SBEs), permite la detección de un tercer objeto (enana marrón o planeta extrasolar) a partir de las variaciones en la cadencia del mínimo. Si bien la mayoría de las detecciones de planetas extrasolares en SBEs se han realizado en sistemas formados por estrellas de secuencia principal (ver por ejemplo Doyle et al. 2011, Welsh et al. 2014), la búsqueda y detección de cuerpos sub-estelares asociados a sistemas en diferentes etapas evolutivas, permitiría investigar tanto las primeras etapas del proceso de formación planetaria como su evolución y adaptación a las fases evolutivas de post secuencia principal. En este trabajo se presenta un análisis de ETVs que

inducirían planetas circumbinarios, en SBEs constituidos por una componente evolucionada (enana blanca o sub-enana B) y una enana de secuencia principal, y sistemas con ambas componentes de pre secuencia principal (no detectados al presente). El objetivo es inferir la factibilidad de detectar estas variaciones desde la Estación Astrofísica de Bosque Alegre (EABA) y el Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO).

2. Método

La presencia de un tercer cuerpo, produce un efecto de atraso o adelanto del tiempo medio de los eclipses, ocasionando una modulación periódica en el diagrama Observado–Calculado (O–C)¹. Considerando sistemas circumbinarios compuestos por dos cuerpos estelares y un planeta, en órbitas vistas de canto ($i \sim 90^\circ$) y circulares ($e \sim 0$), el formalismo de Pribulla et al. (2012) predice una semi-amplitud de:

$$K[s] = \frac{M_{plan}G^{1/3}}{c} \left[\frac{P_{plan}}{2\pi(M_{pri} + M_{sec})} \right]^{2/3}, \quad (1)$$

para las variaciones del diagrama (O–C), con un periodo igual al periodo orbital del cuerpo planetario (P_{plan}), donde M_{plan} es la masa del mismo, M_{pri} y M_{sec} son las masas de las estrellas primaria y secundaria respectivamente, G la constante de gravitación y c la velocidad de la luz. El cambio en el periodo, relativo al periodo de la binaria (P_{bin}), se puede expresar mediante la relación de Goździewski et al. (2015):

$$\frac{\Delta P}{P_{bin}} = 4\pi \frac{K}{P_{plan}}. \quad (2)$$

3. Sistemas binarios de post y pre secuencia principal

Se consideraron dos sistemas de post secuencia principal con planetas circumbinarios: uno con una enana blanca y una enana de secuencia principal (EB+dM), y el otro constituido por una sub-enana B y una enana de secuencia principal (SdB+dM). En la Tabla 1 se listan los correspondientes parámetros estelares y orbitales. La Figura 1 muestra un esquema a escala del sistema EB+dM. Se estima que cualquier planeta en la fase previa a la envoltente común, por motivos de estabilidad, debe haberse formado con un semieje mayor superior a 3.5 UA (Holman & Wiegert 1999). La alternativa es que se trate de una segunda generación de planetas, originada a partir de un disco formado por la expulsión de material durante la fase envoltente común. A partir de esto se adoptaron dos P_{plan} , de 400 y 10000 días.

Se analizaron dos sistemas de pre secuencia principal (A y B) para dos P_{bin} , de aproximadamente 7 a 3500 días, representativos de este tipo de SBEs (Mathieu

¹Otros efectos que también pueden producir variaciones en el diagrama (O–C), tales como: transferencia de masa y mecanismo Applegate, no son considerados en esta aproximación. La forma del diagrama (O–C) permite discernir entre los mismos.

Análisis de ETVs en sistemas binarios de post y pre secuencia principal

et al. 1994, Harris et al. 2012). Los parámetros estelares adoptados son los típicos para estrellas T Tauri. Se tuvieron en cuenta características planetarias de los SBEs de la misión Kepler (Welsh et al. 2014) y el criterio de estabilidad de órbita circumbinaria de Welsh et al. (2014, $a_{plan} \sim 2-4$ veces a_{bin}). Se adoptó un semieje planetario de 3 veces el semieje de la binaria. La Tabla 1 lista los parámetros estelares y planetarios adoptados. La Figura 1 muestra un esquema a escala de las órbitas para el sistema A.

Tabla 1. Parámetros estelares y orbitales de los sistemas

| Parámetros | Post secuencia principal | | Pre secuencia principal | |
|---|--------------------------|-------------|-------------------------|--------------|
| | EB+SP | SdB+SP | Sistema A | Sistema B |
| $M_{pri} [M_{\odot}]$, $M_{sec} [M_{\odot}]$ | 0.76 , 0.30 | 0.47 , 0.12 | 0.80 , 0.56 | 0.80 , 0.56 |
| $a_{bin} [UA]$, $a_{plan} [UA]$ | 0.0006 , - | 0.003 , - | 0.08 , 0.24 | 5.00 , 15.00 |
| $P_{bin} [días]$, $P_{plan} [días]$ | 0.19 , - | 0.11 , - | 7.08 , 36.80 | 3499 , 18182 |

4. Resultados

Se emplearon las ecuaciones 1 y 2 para SBEs en post y pre secuencia principal para cuatro masas planetarias: 1 M_T , 1 M_J , 5 M_J y 10 M_J . El valor de K es mayor a medida que se incrementa la masa y el periodo planetario. En las Tablas 2 y 3 se muestran los resultados.

Tabla 2. Resultados para SBEs de post secuencia principal

| M_{plan} | K [seg] | EB+SP | | SdB+SP | |
|-------------------------|-----------|-----------------------|----------------------|-----------------------|--|
| | | $\Delta P/P_{bin}$ | K [seg] | $\Delta P/P_{bin}$ | |
| $P_{plan} = 400$ días | | | | | |
| 1 M_T | 0.002 | 5.5×10^{-10} | 2.2×10^{-3} | 8.3×10^{-10} | |
| 1 M_J | 0.486 | 1.7×10^{-7} | 0.724 | 2.6×10^{-7} | |
| 5 M_J | 2.430 | 8.8×10^{-7} | 3.620 | 1.3×10^{-6} | |
| 10 M_J | 4.860 | 1.7×10^{-6} | 7.240 | 2.6×10^{-6} | |
| $P_{plan} = 10000$ días | | | | | |
| 1 M_T | 0.013 | 1.9×10^{-10} | 1.9×10^{-2} | 2.8×10^{-10} | |
| 1 M_J | 4.158 | 6.1×10^{-8} | 6.194 | 9.0×10^{-8} | |
| 5 M_J | 20.792 | 3.0×10^{-7} | 30.971 | 4.5×10^{-7} | |
| 10 M_J | 41.585 | 6.1×10^{-7} | 61.943 | 9.0×10^{-7} | |

Tabla 3. Resultados para SBEs de pre secuencia principal

| M_{plan} | K [seg] | SISTEMA A | | SISTEMA B | |
|------------|-----------|----------------------|-----------|----------------------|--|
| | | $\Delta P/P_{bin}$ | K [seg] | $\Delta P/P_{bin}$ | |
| 1 M_T | 0.003 | 9.9×10^{-9} | 0.157 | 1.2×10^{-9} | |
| 1 M_J | 0.084 | 3.3×10^{-7} | 5.250 | 4.2×10^{-8} | |
| 5 M_J | 0.420 | 1.6×10^{-6} | 26.250 | 2.1×10^{-7} | |
| 10 M_J | 0.840 | 3.3×10^{-6} | 52.500 | 4.2×10^{-7} | |

Para SBEs de post secuencia, la masa mínima detectable de un planeta con un P_{plan} de 400 días es de 10 M_J para SdB+dM (que origina un $K \sim 4$ seg),

mientras que para EB+dM no sería factible detectar un cuerpo adicional. Si se aumenta el P_{plan} a 10000 días, una masa $5 M_J$ produce valores de $K > 30$ seg, tanto para SdB+dM como EB+dM. Valores de este orden han sido previamente observados, incluso desde CASLEO (Qian et al. 2012).

Para SBEs de pre secuencia, sería factible detectar planetas de más de una masa de Júpiter con órbitas de más de 18200 días (sistemas de tipo B). No siendo detectables en sistemas del tipo A (de corto periodo). Binarias de pre-secuencia con $a_{bin} > 300$ UA poseen discos circumbinarios con masas entre $0.01-0.03 M_{\odot}^2$, siendo menos masivos en binarias más cercanas (Bromley & Kenyon, 2015). Por lo tanto, es más probable la existencia de planetas circumbinarios de largo periodo, los cuales serían preferentemente detectados por este método.

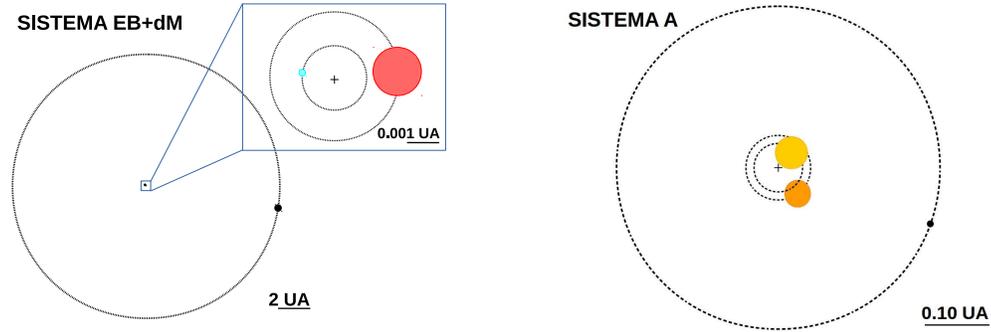


Figura 1. *Izquierda:* Esquema a escala de la órbita de un planeta (círculo negro) con periodo de 10000 días, en un sistema EB+dM. El radio de la enana blanca (círculo color celeste) y el de la estrella de secuencia principal (círculo rojo) se muestran a una escala 10 y 500 veces mayor, respectivamente.

Derecha: Configuración a escala de las órbitas para el sistema A de SBEs de pre-secuencia principal. Los radios estelares y planetario se muestran a una escala 5 veces mayor. Los círculos amarillo, anaranjado y negro representan las órbitas de la primaria, de la secundaria y del protoplaneta, respectivamente.

Referencias

- Bromley, B.C. & Kenyon, S.J. 2015, ApJ, 806, 42
 Doyle, L.R., Carter, J.A., et al. 2011, Sci, 333,1602
 Goździewski K., Slowikowska, A., et al. 2015, MNRAS, 448, 1118
 Harris, R.J., Andrews, S.M., et al. 2012, ApJ, 751, 115
 Holman M.J., & Wiegert P.A. 1999, AJ, 117, 621
 Mathieu, R.D. 1994, ARA&A, 32, 465
 Pribulla, T., Vanko, M., et al. 2012, Astronomische Nachrichten, 333, 754
 Qian, S.-B., Liu, L., et al. 2012, MNRAS, 422, 24
 Weidenschilling, S.J. 1977, Ap&SS, 51, 153
 Welsh, W.F., Orosz, J.A., et al. 2014, IAUS, 293, 125

²Un valor de $0.01 M_{\odot}$ es el mínimo requerido para la formación planetaria en el Sistema Solar (Weidenschilling 1977).

CONTRIBUCIÓN MURAL - POSTER

Clasificación espectral de estrellas centrales de nebulosas planetarias

M. B. Mari¹, A. Perez¹, C. Oviedo¹ & W. Weidmann^{2,3}

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

(2) Observatorio Astronómico de Córdoba, UNC, Argentina

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

Resumen. Se presentan los espectros originales de una muestra de 12 estrellas centrales de nebulosas planetarias (ECNP) que fueron obtenidos con GMOS-GEMINI. Con nuestros espectros mostramos que estas estrellas son, en la mayoría de los casos, estrellas del tipo O. Con estos resultados incrementamos el número de ECNP con tipo espectral conocido.

Abstract. The original spectra of a sample of 12 central stars of planetary nebulae (CSPN) which were obtained with GMOS-GEMINI are presented. With our spectra show that these stars are, in most cases, O type stars. With these results we increase the number of CSPN with known spectral type.

1. Introducción

Actualmente se conocen unas 3500 nebulosas planetarias galácticas (NP) de las cuales sólo en una pequeña fracción se ha podido determinar el tipo espectral de la estrella central (ECNP). Hasta el momento 492 ECNP tienen una descripción de su tipo espectral Weidmann & Gamen (2011).

El hecho de que se tenga tan poca información del tipo espectral de estas estrellas es debido, principalmente, a que son objetos débiles (ver Tabla 1) y además la contaminación por líneas nebulares que enmascaran, por ejemplo, las líneas del Hidrógeno. Esto hace que se requieran grandes telescopios y una razonable resolución espectral.

Con el objeto de incrementar el número de ECNP con tipo espectral conocido es que hemos encarado una campaña de observación con los telescopios GEMINI. Hasta el momento hemos observado más de 50 objetos en ambos hemisferios. En esta oportunidad mostramos doce (ver Tabla 1) objetos en los que hemos identificado sus tipos espectrales.

2. Observación y reducción

Los objetos que presentamos fueron observados en los programas GS-2015A-Q-98, GS-2015B-Q-103 y GS-2016A-Q-101. En todos los casos se usó la red de B600 con una ranura de 1" ($R \approx 1700$). Los datos fueron reducidos con IRAF siguiendo el procedimiento estándar. En los casos en los que fue posible (tamaño angular superior a 12") se restó la emisión nebular.

La Figura 1 muestra una superposición de los objetos estudiados en el diagrama HR, junto con modelos de masas solares.

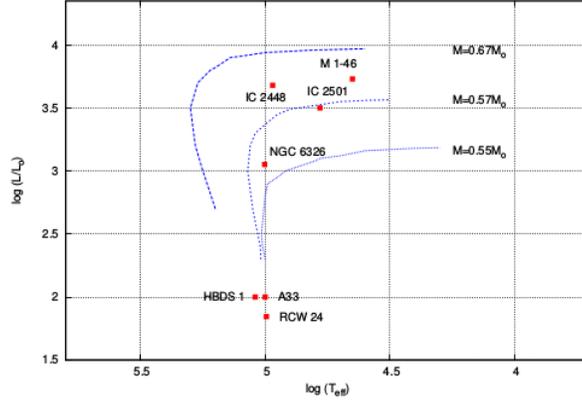


Figura 1. Diagrama HR. Los modelos para las masas 0.67 y 0.57 M_{\odot} fueron tomadas de Vassiliadis & Wood (1993) mientras que el modelo de 0.55 M_{\odot} es de Schoenberner (1983).

3. Resultados

Tabla 1. Parámetros físicos y tipo espectral de las ECNP estudiadas. (1): Acker et al. (1992), (2): Tylanda et al. (1991), (3): Frew et al. (2006), (4): Shaw & Kaler (1989), (5): Guerrero et al. (1996), (6): Mendez et al. (1985), (7): Schonberner & Drilling (1984), (8): Amnuel et al. (1989), (9) Herald & Bianchi (2011), (10): Stanghellini et al. (1993), (11): Kastner et al. (2012).

| Objeto | PN G | mag v | Ref. | T_{eff} $\times 10^4$ k | Ref. | log L/L_{\odot} | Ref. | Tipo Espectral |
|----------|------------|----------|------|------------------------------|------|----------------------|------|-------------------|
| M 2-19 | 000.2–01.9 | - | - | - | - | - | - | O3-4 |
| SB 20 | 014.8–08.4 | - | - | - | - | - | - | O3 |
| M 1-46 | 016.4–01.9 | 12.83 | (1) | 4.50 | (5) | 3.7 | (5) | O6 ((f)) |
| A 51 | 017.6–10.2 | 15.42 | (1) | - | - | - | - | O3-5 |
| M 1-14 | 234.9–01.4 | 14.09 | (2) | - | - | - | - | O5-8 |
| A 33 | 238.0+34.8 | 15.50 | (1) | 10.00 | (6) | >1.9 | (4) | O3-5 |
| RCW 24 | 258.5–01.3 | 18.21 | (3) | 9.50 | (3) | 1.8 | (3) | DA |
| HBDS 1 | 273.6+06.1 | 12.47 | (1) | 11.00 | (7) | 2.0 | (7) | O3-6 |
| IC 2501 | 281.0–05.6 | 14.48 | (4) | 6.00 | (8) | >3.4 | (4) | O3-4 |
| IC 2448 | 285.7–14.9 | 13.94 | (2) | 9.50 | (9) | 3.7 | (9) | O3 |
| NGC 6326 | 338.1–08.3 | 16.10 | (2) | 10.00 | (10) | 3.1 | (10) | O? |
| Lo 16 | 349.3–04.2 | - | - | 15.80 | (11) | - | - | O3-6 |

En la Figura 2 se muestran los espectros obtenidos de los objetos estudiados, con las siguientes conclusiones derivadas:

IC 2501: es una NP con intensas líneas nebulares, que enmascaran las líneas de la estrella ionizante, de hecho no podemos asegurar que la ECNP sea rica en H.

Clasificación espectral de estrellas centrales de nebulosas planetarias

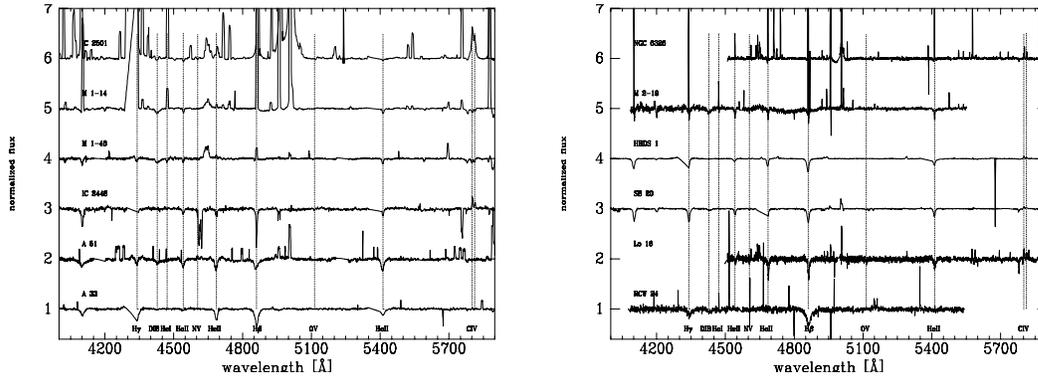


Figura 2. Espectros GMOS-GEMINI de estrellas centrales de nebulosas planetarias.

Las líneas del HeII son visibles, lo que sugiere una estrella O, más aún, también se distingue la absorción del NV lo que indica una estrella central muy caliente. Sugerimos un tipo espectral O3-4.

M 1-14: no podemos asegurar que la ECNP tenga absorción de H, la presencia del He II sugiere un estrella O, en tanto que la absorción del CIV indica que el objeto no es muy caliente Weidmann et al. (2015), sugerimos un tipo espectral O5-8.

M 1-46: estrella tipo O, clasificada previamente como tipo WELS Weidmann & Gamen (2011), las líneas de Balmer y del HeII están visibles. La presencia de HeI en 4471 Å y las emisiones en torno a 4650 Å permiten subclasificar esta estrella como una O6((f)).

IC 2448: estrella tipo O, las líneas de Balmer y del HeII están visibles. Se destaca una fuerte absorción de NV en 4606-19 Å indicando un estrella O muy temprana, lo que es consistente con la intensa emisión de CIV en 5801-12 Å. Por otra parte la presencia de OVI en emisión en 5290 Å sugiere un objeto muy caliente. Clasificamos esta estrella como una O3.

A 33 y **A 51:** las estrellas centrales de estas nebulosas muestran líneas de la serie de Balmer y del He II, típicas de las estrellas O. Las líneas de absorción son más anchas que las nebulares indicando un objeto evolucionado, como se sugiere de su posición en el diagrama HR (ver Figura 1). Si bien no podemos especificar un subtipo, lo intensa de las líneas de absorción del HeII sugieren un objeto temprano, las clasificamos como O3-5.

NGC 6323: apenas se insinúan líneas de absorción del H y HeII, clasificamos este objeto como posible estrella tipo O.

M 2-19: muestra líneas del H y He II claramente visibles, lo que sugiere una estrella del tipo O(H). Se insinúa una absorción del NV, lo que sugiere un objeto caliente. Sugerimos un tipo espectral O3-4.

SB 20: se ven claras líneas del H y HeII. La presencia de NV y el OV en absorción, sumado a la emisión del CIV sugieren una estrella O muy temprana. Clasificamos esta estrella como una O3.

Lo 16 y **HBDS 1:** ambas ECNP muestran líneas del H y He II, además en ambos casos hay emisión de CIV, indicando objetos calientes. Sugerimos un

tipo espectral O3-6. En el caso de HBDS1 la presencia de emisiones del NV en 4604-19 y 4944 Å lo hacen muy interesante.

RCW 24: muestra solo líneas de la serie de Balmer, considerablemente más anchas que las líneas nebulares. Clasificamos esta estrella como una posible enana blanca del tipo DA, si bien la luminosidad de esta estrella es algo elevada comparándola con la población de enanas blancas (ver Figura 1).

Referencias

- Acker A., et al., 1992, The Strasbourg-ESO Catalogue of Galactic Planetary Nebulae. Parts I, II.
- Amnuel P. R., Guseinov O. K., Rustamov I. S., 1989, *Ap&SS*, 154, 21
- Frew D. J., Parker Q. A., Russeil D., 2006, *MNRAS*, 372, 1081
- Guerrero M. A., et al., 1996, *ApJ*, 464, 847
- Herald J. E., Bianchi L., 2011, *MNRAS*, 417, 2440
- Kastner J. H., et al., 2012, *AJ*, 144, 58
- Mendez R. H., Kudritzki R. P., Simon K. P., 1985, *A&A*, 142, 289
- Schoenberner D., 1983, *ApJ*, 272, 708
- Schoenberner D., Drilling J. S., 1984, *ApJ*, 278, 702
- Shaw R. A., Kaler J. B., 1989, *ApJS*, 69, 495
- Stanghellini L., Corradi R. L. M., Schwarz H. E., 1993, *A&A*, 279, 521
- Tylenda R., et al., 1991, *A&AS*, 89, 77
- Vassiliadis E., Wood P. R., 1993, *ApJ*, 413, 641
- Weidmann W. A., Gamen R., 2011, *A&A*, 526, A6
- Weidmann W. A., Méndez R. H., Gamen R., 2015, *A&A*, 579, A86

CONTRIBUCIÓN MURAL - POSTER

Implementación de un nuevo algoritmo de identificación de fuentes estelares en el código SACAMAN

D. C. Merlo¹ & S. Gurovich^{1,2}

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

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

Resumen. Se presenta una versión mejorada del módulo de identificación de fuentes estelares en el código cuasi-automático SACAMAN, el cual permite obtener magnitudes YZJHKs-VVV para un conjunto de objetos de interés. El procedimiento utiliza un algoritmo de proximidad, insuñiendo un tiempo de procesamiento $\simeq 70$ veces menor que el método de aproximaciones y conteos sucesivos de la versión anterior. Este código está siendo utilizado en el estudio de variabilidad de estrellas de carbono pertenecientes al bulbo galáctico.

Abstract. An improved version of the identification stellar sources module in the quasi-automatic SACAMAN code is presented, which allows to obtain YZJHKs-VVV magnitudes for a set of predefined objects. The procedure uses a proximity algorithm $\simeq 70$ less time-consuming than the previous method of successive and counting approximation. This code is being applied to the study of variability of carbon stars belonging to the Galactic Bulge.

1. Introducción

Las estrellas de carbono (CSs) son estrellas gigantes frías evolucionadas que presentan material circunestelar en forma de *shells*, granularidad amorfa, discos o nubes. Uno de sus fenómenos característicos es la variabilidad y el análisis de la misma permite explicar las propiedades físicas y los procesos que tienen lugar en sus atmósferas, como así también determinar su estado evolutivo (Alksne et al. 1991).

El relevamiento VVV provee una excelente oportunidad para llevar adelante estudios precisos de variabilidad, ya que nos brinda fotometría infrarroja profunda y multi-épocas que permiten construir curvas de luz de alta calidad (Merlo 2015, 2016). Debido a la gran cantidad de datos que el mismo brinda, elaboramos un código que permite obtener para tal fin las magnitudes YZJHKs de cada objeto de interés.

2. Procedimiento

En la Figura 1 se muestra el procedimiento general del código. El mismo consta de tres módulos: *Descarga – Identificación – Tabulación* (Merlo 2016).

El procedimiento se inicia introduciendo en un *script* genérico el código numérico que permite la descarga de los catálogos, previamente gestionado en la

plataforma CASU, el *tile* de trabajo y las coordenadas de catálogo de la fuente de interés. Posteriormente se lo ejecuta en consola y automáticamente lleva a cabo cada uno de los módulos para lo cual requiere conectividad Internet permanente. Las corridas del código fueron realizadas en grupos de 8 a 10 fuentes, debido a imprevisibles cortes de la conexión a Internet.

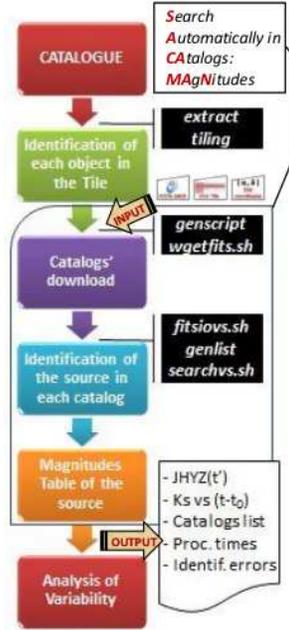


Figura 1. Diagrama de flujo del código. En los rectángulos negros se indican los programas usados en cada etapa (*scripts.sh* y códigos Fortran). Ver detalles en Merlo (2016).

2.1. Catálogos

Los catálogos fotométricos utilizados fueron obtenidos a partir de las imágenes VVV ya procesadas puestas a disponibilidad del grupo colaborador por CASU (*Cambridge Astronomical Survey Unit*). Las mismas contienen las posiciones, los flujos y algunas mediciones de forma obtenidas con diferentes aperturas, que incluye la clasificación morfológica más probable.

Cada unidad de observación que brinda el telescopio VISTA, de cuatro metros de diámetro, se denomina “*tile*”, y consiste de 6 campos individuales de calado denominados “*stacks*” (ligeramente desplazados), cada uno de éstos a su vez conformados por las 16 imágenes obtenidas en cada uno de los CCDs del instrumento, convenientemente superpuestos para producir la imagen final.

Toda la fotometría para este trabajo está basada en los catálogos *pawprint stack* CASU 1.3. Estos fueron elegidos en vez de los catálogos *tiles* más profundos ya que, en estos últimos, se han realizado correcciones fotométricas a través del *CASU Vista Data Flow System* con el objetivo de aplanar diferencias espaciales que pudieran aparecer en cada uno de los detectores. Estas correcciones se han

determinado para degradar aleatoriamente la precisión fotométrica de algunas fuentes puntuales (Irwin 2011).

La ventaja del uso de los catálogos *stacks* radica en el hecho de disponer de mayor cantidad (6x) de datos fotométricos (épocas) para la fuente de interés, lo cual redundará en una mejor calidad de las curvas de luz construidas a partir de ellas.

2.2. Versiones

Se ha desarrollado una familia de versiones, las cuales se diferencian principalmente en el algoritmo de búsqueda de fuentes como así también en el tipo de archivos de catálogo utilizado.

Las versiones 1.x utilizan el procedimiento de búsqueda por aproximaciones sucesivas, en el cual se va restringiendo el campo alrededor de la coordenada de catálogo y contando las fuentes incluidas, deteniéndose el proceso cuando no se encuentra ninguna fuente (ver Figura 2a).

En cambio las versiones 2.x hacen uso de un procedimiento de minimización de distancia a las coordenadas de catálogo. En el mismo se identifican las fuentes estelares halladas en un campo centrado en dichas coordenadas y se calculan las distancias angulares respectivas a ellas, seleccionándose aquella fuente que disponga del menor valor (ver Figura 2b).

A su vez, las versiones x.0 utilizan los catálogos provenientes de las baldosas o *tiles* (Merlo 2016), mientras que las versiones x.5 los catálogos *stacks*.

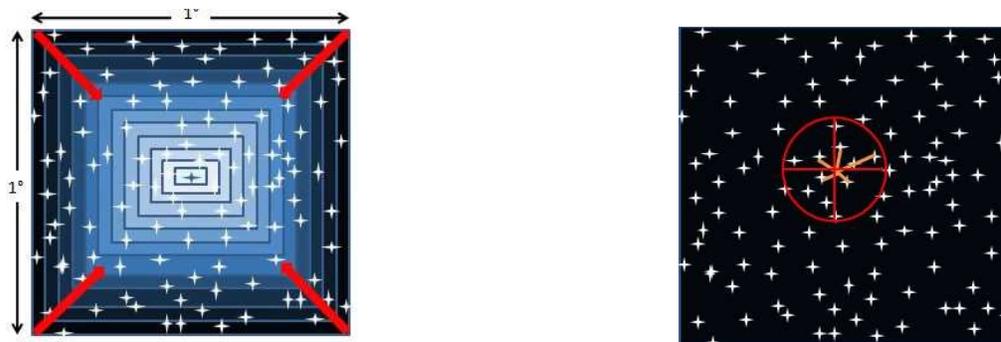


Figura 2. *a* (Izquierda): Descripción esquemática del procedimiento de aproximaciones y conteos sucesivos.
b (Derecha): Procedimiento actual de mínima distancia.

3. Resultados

En relación a los tiempos de procesamiento, y a modo de ejemplo, en un campo con 396 catálogos *stacks*, el nuevo proceso de identificación (versión 2.5) insumió 7^m ($\simeq 1$ seg/cat), mientras que en otro campo, con 77 catálogos *tiles*, el anterior proceso de identificación (versión 1.0) necesitó $1,5^h$ ($\simeq 70$ seg/cat).

Los gráficos de la Figura 3 muestran, en trazo continuo, los nuevos valores (s2) de las magnitudes Ks de las CS halladas, comparados con las versiones

anteriores 1.0 y 1.5 (s). Las estrellas pertenecen a los *tiles* del bulbo galáctico *b221* y *b223*.

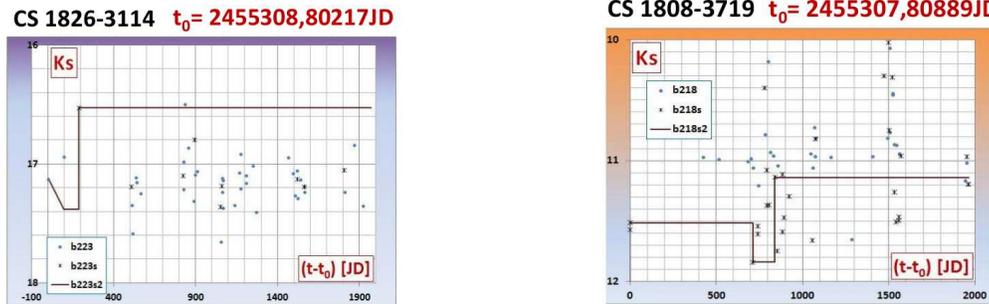


Figura 3. *a* (Izquierda): Variabilidad Ks de la estrella CS 1826-3114. *b* (Derecha): Variabilidad Ks de la estrella CS 1808-3719.

4. Conclusiones

Los tiempos de procesamiento obtenidos disminuyeron significativamente, lográndose además optimizar el proceso de detección e identificación eliminando muchos falsos positivos.

5. Perspectivas futuras

Este código se encuentra en etapa de depuración y ampliación, las cuales una vez implementadas el mismo será puesto a disposición de toda la comunidad interesada en utilizarlo.

Recientemente se ha finalizado el procedimiento de descarga y obtención de las magnitudes YZJHKs-VVV de todas las estrellas de carbono pertenecientes al bulbo de la Vía Láctea, por lo que se ha iniciado el proceso de análisis de variabilidad. Una vez finalizado, se llevará adelante un procedimiento similar con las CSs pertenecientes a la zona del disco galáctico cubierto por el relevamiento VVV.

Cabe destacar, finalmente, que este relevamiento tendrá próximamente una extensión denominada VVV-X, el cual ampliará un poco más la zona cubierta por el VVV. Por ello tenemos previsto continuar nuestro estudio utilizando los nuevos y valiosos catálogos que surgirán del mismo.

Referencias

- Alksne, Z. et al., 1991, “Properties of Galactic Carbon Stars”, Orbit Book Co.
- Irwin, M.J., 2011, comunicación privada.
- Merlo, D., 2015, BAAA, 57, 111.
- Merlo, D., 2016, 7VVV Workshop, 29-1/03, Antofagasta, Chile (<http://vvvsurvey.org/type/gallery/jp-carousel-1101>)

CONTRIBUCIÓN MURAL - POSTER

Búsqueda de objetos estelares jóvenes (YSOs) en cúmulos abiertos. Minería de datos utilizando relevamientos en el infrarrojo.

J. A. Molina Lera^{1,2}, G. Baume^{1,2} & R. Gamen^{1,2}

(1) *Instituto de Astrofísica de La Plata, CCT La Plata - CONICET - UNLP, Argentina*

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

Resumen. Hemos correlacionado información fotométrica de los relevamientos 2MASS, WISE y SDSS para una muestra de cúmulos abiertos caracterizando sus poblaciones de estrellas jóvenes (YSOs). Para estudiar esta gran cantidad de objetos desarrollamos un código en lenguaje Python. Utilizando mapas de densidad estelar, hemos redefinido los centros de los cúmulos y optado por una geometría libre para seleccionar en cada región, el conjunto de estrellas que conforman la zona de estudio. En este trabajo, presentamos un análisis preliminar para los cúmulos IC 5146, NGC 6823 y FSR 0223. Bajo ciertas hipótesis los resultados muestran discrepancias entre la edad publicada y la cantidad de candidatos a YSOs detectados en FSR 0223.

Abstract. We have correlated photometric data from 2MASS, WISE and SDSS surveys for a set of open clusters characterizing their young stellar objects (YSOs) population. To study this large sample, we develop a code in Python language. From stellar density maps we have redefined the clusters centers. By using free geometry we select, for each region, a set of stars in order to establish the study area. In this work, we present a preliminary study of clusters IC 5146, NGC 6823 and FSR 0223. Under certain hypothesis FSR 0223 results show discrepancies between the published age and the number of detected YSOs candidates.

1. Introducción

Los cúmulos estelares han sido reconocidos desde hace tiempo como laboratorios importantes para la investigación astrofísica. Su análisis a partir de datos fotométricos en el infrarrojo medio y cercano utilizando relevamientos como 2MASS (Cutri et al. 2003) y WISE (Cutri et al. 2013), han permitido estudiar la naturaleza de la población de estrellas de pre-secuencia. La detección y confirmación de YSOs en agrupaciones estelares resultan entre otras cuestiones, una herramienta importante en la estimación de sus edades y la comprensión de los procesos de formación estelar.

2. Candidatos a objetos de estudio

Hemos correlacionado los datos fotométricos de los relevamientos 2MASS, WISE y SDSS (Ahn et al. 2012), utilizando los parámetros fundamentales para cúmulos abiertos del catálogo publicado por Dias et al. (2002). Presentamos aquí un estudio preliminar realizado sobre los siguientes objetos:

- IC 5146: un complejo nebuloso, considerado como en estado de transición entre una nebulosa de reflexión y una región de HII en la constelación de Cygnus (Nunes et al. 2016).
- NGC 6823: cúmulo estelar rodeado por la nebulosa de refracción (NGC 6820) y situado en una región de HII (Riaz et al. 2012).
- FSR 0223: (Froebrich D. et al. 2007) cúmulo estelar localizado en una región HII y correlacionado con la fuente IRAS 20178+4046 (Beichman et al. 1988).

3. Metodología y análisis

Con el objetivo de trabajar haciendo uso de una gran cantidad de datos, desarrollamos un conjunto de tareas en lenguaje Python que nos permiten interactuar con diversos módulos, y realizar un análisis homogéneo y sistemático.

Para cada candidato a objeto de estudio, el código lee sus parámetros del catálogo de Dias et al. (2002). A partir de las coordenadas del centro y el radio, obtiene los datos de los relevamientos 2MASS, WISE y SDSS. Correlaciona estos datos utilizando las coordenadas de cada objeto con una precisión de $\sim 3''$. Posteriormente construye un mapa de densidad espacial utilizando únicamente las fuentes brillantes ($J < 14$), estableciendo las coordenadas de máxima densidad y el valor medio de la distribución. Sobre este mapa, grafica un conjunto de curvas de nivel y determina aquella que caracteriza la densidad media del cielo. Finalmente, define la zona de estudio al seleccionar aquellos datos que se encuentra dentro de la curva de nivel antes mencionada.

Para cada zona de estudio realiza los diagramas fotométricos utilizando el resto de los parámetros del catálogo. A su vez, selecciona aquellas fuentes que presentan un enrojecimiento anormal mediante la relación para estrellas T-Tauri Clásicas (Meyer et al. 1997) y nos permite observar sobre el mapa de densidad la localización de estos objetos.

4. Resultados preliminares y trabajo a futuro

Presentamos en este trabajo los resultados preliminares del análisis y estudio de tres agrupaciones estelares, haciendo uso de los relevamientos 2MASS y WISE.

Utilizando los criterios mencionados en la Sec. 3, hemos construimos el mapa de densidad estelar y los diagramas fotométricos de las tres agrupaciones (ver Figura 1). A su vez, calculamos las coordenadas de máxima densidad adoptándolas en cada caso, como centro del cúmulo. En las tres agrupaciones hemos detectado candidatos a YSOs y calculado el factor CF (ver Tabla 1). El mismo se obtiene como el cociente entre la cantidad de estrellas seleccionadas (puntos grises) y las identificadas como candidatos a YSOs (cuadrados rojos oscuros y

Búsqueda de objetos jóvenes en cúmulos abiertos

círculos rojos), y da indicios del grado de evolución o edad de la agrupación estelar. Tanto para IC 5146 como para NGC 6823, los resultados concuerdan con el hecho de ser agrupaciones estelares jóvenes que habitan regiones de abundante gas molecular o HII.

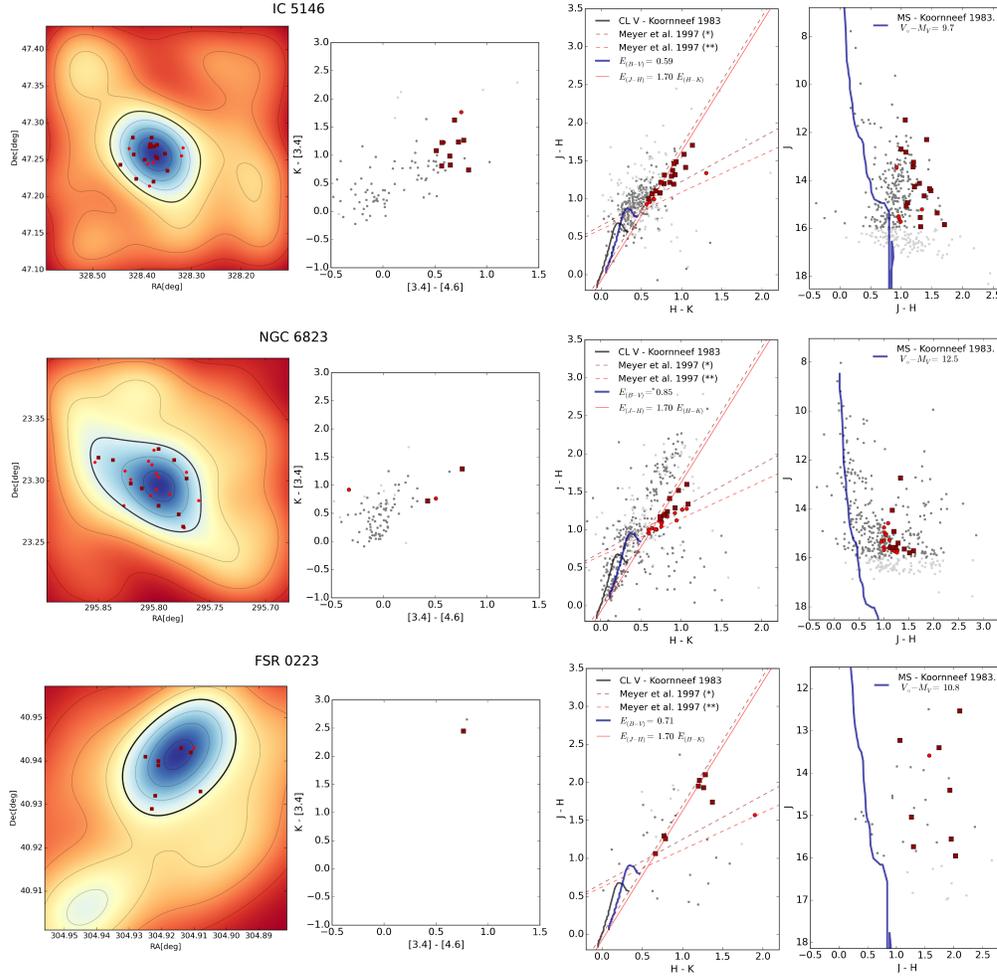


Figura 1. *Izquierda:* Mapa de densidad construido con fuentes 2MASS ($J < 14$).

Derecha: En los diagramas fotométricos, los puntos grises representan los datos 2MASS y WISE con $J < 16$ o error $er_J < 0.09$. Las curvas en negro y azul ilustran la posición de referencia para las estrellas de secuencia principal (MS) o secuencia principal de edad cero (ZAMS). Las curvas continuas rojas representan la dirección de enrojecimiento. Las curvas punteadas en rojo corresponden al criterio de Meyer et al. (1997) para valores medios(*) y extremos(**) del método. Los candidatos a YSO seleccionados a partir del criterio mencionado anteriormente se representan con cuadrados(*) y círculos(**) en rojo oscuro y rojo, respectivamente.

A su vez, tanto los valores de CF como las edades estimadas para ambos casos resultan similares. Es interesante también destacar, a pesar de los erro-

res involucrados en las estimaciones de ambos parámetros, que el valor de CF aumenta al aumentar la edad. Este resultado es consistente con la idea de que el proceso de formación estelar disminuye al evolucionar el cúmulo abierto. En dicha dirección, la abundante cantidad de candidatos a YSOs detectados en FSR 0223 sería contradictoria con la edad presentada en el catálogo de Dias et al. (2002).

Como trabajo a futuro pretendemos extender este estudio al resto de los cúmulos abiertos seleccionados y corroborar el método de detección de YSOs mediante datos espectroscópicos. A su vez, utilizando los datos del relevamiento SDSS realizaremos nuevas estimaciones de sus parámetros fundamentales.

Tabla 1. Parámetros de los cúmulos abiertos.

| | IC 5146 | NGC 6528 | FSR 0223 |
|---|----------|------------|----------|
| ESTE TRABAJO (coordenadas de máxima densidad) | | | |
| α_{J2000} | 21:53:30 | 19:43:11 | 20:19:40 |
| δ_{J2000} | 47:15:26 | 23:17:46 | 40:56:40 |
| CF | 21.9 | 22.5 | 6.2 |
| DIAS ET AL. (2002) | | | |
| α_{J2000} | 21:53:24 | 19:43:09 | 20:19:40 |
| δ_{J2000} | 47:16:00 | 23:18:00 | 40:55:40 |
| r ['] | 10 | 3 | 0.9 |
| $E_{(B-V)}$ | 0.59 | 0.85 | 0.71 |
| $V_o - M_V$ | 9.65 | 12.5 | 10.77 |
| Edad [a.] | 10^6 | $10^{6.5}$ | 10^9 |

Agradecimientos. Este trabajo ha sido parcialmente financiado por los PIPs 112-201101-00301, 112-201201-00298 de CONICET. Los autores han utilizado la base de datos Vizier, SIMBAD, herramientas de ALADIN (CDS) y paquetes especiales en Python.

Referencias

- Ahn C.P., et al., 2012, ApJS, 203, 21
 Beichman C.A., Neugebauer G., Habing H.J. et al., IRAS catalogs and atlases, 1988, 1
 Cutri R.M., et al., 2003, 2MASS All Sky Catalog of point sources
 Cutri R.M., et al., 2013, AllWISE Data Release
 Dias W.S., Alessi B.S., Moitinho A., et al., 2002, A&A, 389, 871
 Froebrich D., Scholz A. & Raftery C.L., MNRAS, 2007, 374, 399
 Koornneef J. 1983, A&A, 128, 84
 Meyer M.R., Calvet N. & Hillenbrand L.A. 1997, AJ, 114, 288
 Nunes N.A., Bonatto C. & Bica E., 2016, Ap&SS, 64
 Riaz B., Martín E.L., Tata R., et al., 2012, MNRAS, 1887, 1912

CONTRIBUCIÓN MURAL - POSTER

Búsqueda de estrellas variables en el campo del cúmulo abierto NGC 6250 mediante el relevamiento VVV

C. Oviedo¹, T. Palma^{2,3,4}, C. Chavero^{4,5}, I. Dékány⁶, J. J. Clariá^{4,5} & D. Minniti^{2,3}

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

(2) *Instituto Milenio de Astrofísica, Santiago, Chile*

(3) *Universidad Andrés Bello, Santiago, Chile*

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

(5) *Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas, Argentina*

(6) *Astronomisches Rachen-Institut (ARI) - Universität Heilderberg, Alemania*

Resumen. Presentamos resultados preliminares obtenidos a partir de una búsqueda de estrellas variables en el campo del cúmulo abierto NGC 6250, proyectado sobre el disco galáctico. Nuestro estudio se basa en el análisis de datos fotométricos en las bandas J, H y Ks obtenidos con el telescopio VISTA de 4.1 m del relevamiento VVV (Vista Variables in the Vía Láctea). Con las curvas de luz obtenidas, los períodos y amplitudes correspondientes, realizamos una primera clasificación de las nuevas estrellas variables detectadas. Presentamos además el diagrama color-magnitud (J-Ks, Ks) del cúmulo NGC 6250.

Abstract. We present preliminary results obtained from a search of variable stars in the field of the open cluster NGC 6250, projected onto the Galactic disk. Our study is based in the analysis of photometric near-infrared data in the J, H and Ks bands obtained with the 4.1 m VISTA telescope of the VVV (Vista Variables in the Vía Láctea). With the obtained light curves, and the corresponding periods and amplitudes, we performed a first classification of the new variables detected. We also present the color-magnitude diagram of the open cluster NGC 6250.

1. Proyecto

El principal propósito del presente proyecto consiste en la búsqueda de estrellas variables en campos de cúmulos abiertos altamente enrojecidos, proyectados sobre el disco de la Vía Láctea. La detección de estrellas variables en cúmulos abiertos puede suministrar información relevante sobre determinadas características de los cúmulos a los cuales estas variables pertenecen.

El proyecto consiste, inicialmente, en detectar en la banda Ks del infrarrojo cercano las variables que se ubican en el campo del cúmulo en estudio. Una vez reconocidas dichas variables, obtenemos sus respectivas curvas de luz y determinamos los correspondientes períodos y magnitudes medias. Luego, con la información previa obtenida, realizamos una primera clasificación de las variables teniendo en cuenta la forma de la curva de luz obtenida, el período estimado y la amplitud de la variación detectada. En una próxima etapa de este mismo

proyecto, es nuestra intención evaluar la posible vinculación física a los cúmulos de las variables reportadas en la presente contribución. Dicha evaluación la realizaremos teniendo en cuenta principalmente la posición de las variables descubiertas en los diagramas color-magnitud y color-color y los movimientos propios (y eventualmente velocidades radiales) disponibles. Nuestro análisis pretende incluir, además, la redeterminación de los parámetros fundamentales del cúmulo (enrojecimiento, distancia, edad y metalicidad).

1.1. Descripción de los datos

Los datos observacionales obtenidos en el presente estudio forman parte del relevamiento *Vista Variables in the Vía Láctea* (VVV, Minniti (2010); Saito (2012); Hempel (2014)). Este relevamiento cubre una región de 562 grados cuadrados en el cielo en la cual se ha obtenido fotometría multicolor en las bandas ZYHJKs para unas mil millones de fuentes estelares. Las imágenes han sido obtenidas con la cámara VIRCAM del telescopio VISTA de 4.1 m, la cual consiste en un arreglo de 16 detectores que produce una imagen combinada de $11.6' \times 11.6'$ y una escala de $0.34''/\text{pixel}$.

1.2. Resultados

En este trabajo presentamos resultados obtenidos en el cúmulo abierto NGC 6250 cuyos parámetros fundamentales reportados por Kharchenko (2013) se consignan en la Tabla 1. NGC 6250 también conocido como Cr 320 (Collinder (1931)) o BH 206 (van den Bergh & Hagen (1975)), es un cúmulo joven de unos 26 millones de años (Tabla 1), ubicado en la constelación de Ara, clasificado como II3r en el sistema de Trumpler (1930). Cabe destacar que el catálogo de Kharchenko (2013) complementa su estudio en el óptico con datos del infrarrojo cercano del 2MASS (Two-Micron All-Sky Survey, Skrutskie (2006)). Nótese, sin embargo, que la magnitud límite en la banda Ks del 2MASS es aproximadamente 14, mientras que con el telescopio del VVV pueden alcanzarse al menos 3 magnitudes más débiles en esta misma banda.

Usando el código DoPhot (Schechter (1993); Alonso-García (2012)), realizamos la fotometría PSF sobre las imágenes obtenidas en las bandas del VVV. Para la búsqueda de variabilidad, utilizamos la *pipeline* de variabilidad desarrollada por Dékány, procedimiento detallado en Alonso-García, J., Dékány, I., Cadelan, M., et al. (2015) dicha *pipeline* incluye los algoritmos denominados GLS (*Generalized Lomb Scargle*; Zechmeister & Kurster (2009)) y PDM (*Phase Dispersion Minimization*; Stellingwerf (1978)). Estos algoritmos permiten realizar una primera estimación de los períodos de las variables reconocidas. Con ellos realizamos iteraciones sucesivas para ajustar las curvas de luz, identificando al final del proceso alrededor de un centenar de posibles estrellas variables en el campo de NGC 6250. Éstas han sido observadas en 45 épocas durante cuatro años. En este trabajo sólo presentamos los resultados para siete variables del total detectado. La Figura 1 muestra las curvas de luz de estas variables, en tanto que la Tabla 2 resume los parámetros obtenidos. Para las variables V4 y V6 (Tabla 2), un análisis complementario permitió comprobar que ambas son “binarias de contacto”. Lamentablemente, no pudimos definir el tipo de variable de la denominada V5, motivo por el cual la clasificamos como INDEF. (indefinida) en la Tabla 2. Finalmente, si bien pudimos identificar como sistemas binarios

Estrellas variables en el campo del cúmulo abierto NGC 6250 mediante VVV

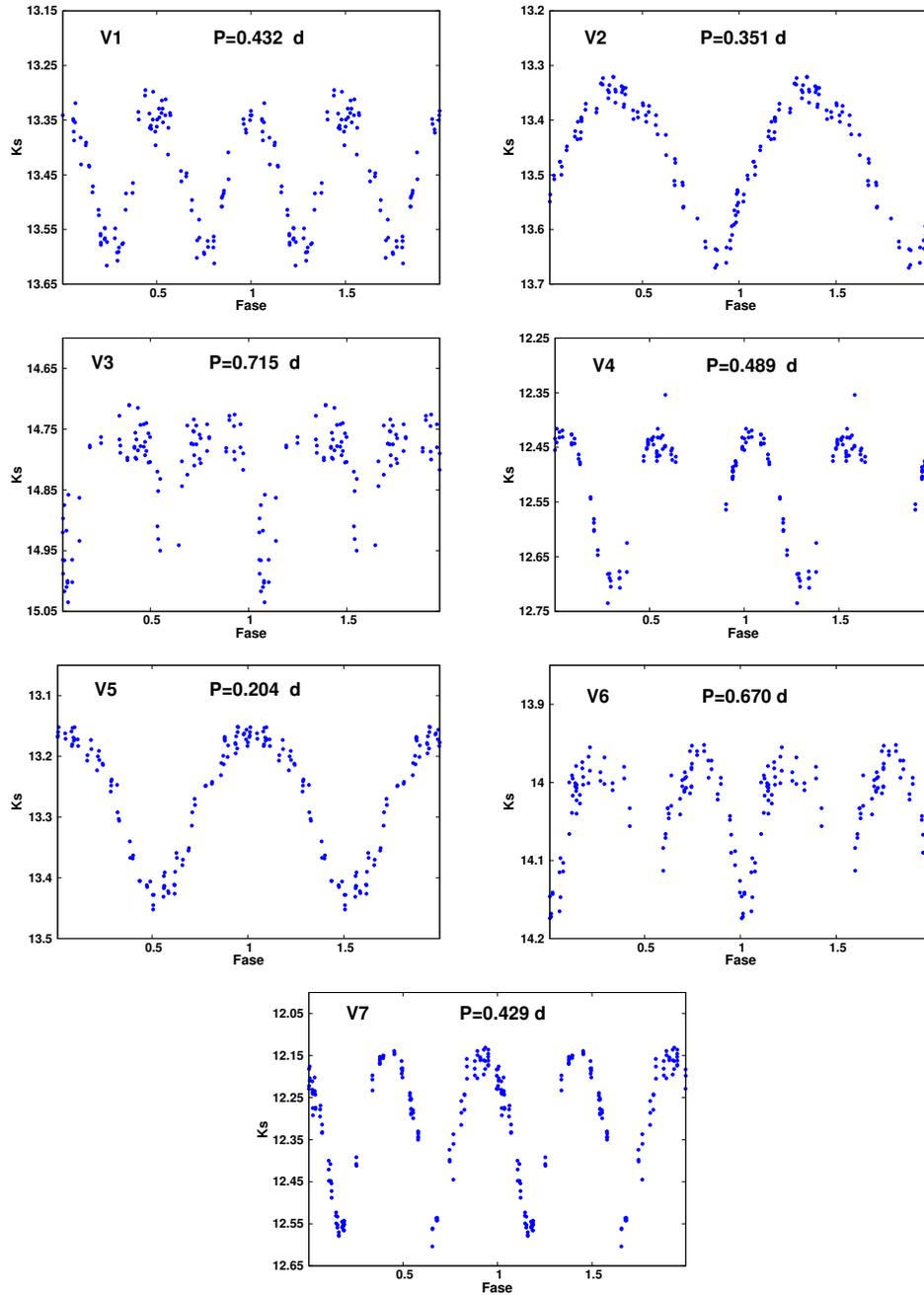


Figura 1. Curvas de luz obtenidas para 7 de las variables descubiertas en el campo del cúmulo abierto NGC 6250. En la porción superior se indica en negro, en cada caso, el período determinado.

las variables V1, V3 y V7 (Tabla 2), no pudimos determinar el tipo de sistema binario que conforman.

Tabla 1. Parámetros fundamentales de NGC 6250 tomados de Kharchenko (2013).

| α_{2000} [hms] | δ_{2000} [° '"] | l [°] | b [°] | Radio ['] | Dist. [pc] | E(B-V) [mag] | Log(t) [años] |
|--------------------------|---------------------------|----------|----------|--------------|---------------|-----------------|------------------|
| 16:57:57.6 | -45:35:00 | 340.670 | -1.926 | 15.3' | 940 | 0.385 | 7.420 |

Tabla 2. Parámetros fundamentales de las variables seleccionadas. T: Período, A: Amplitud. Clasificación: (1): Bin, (2): RR, (3): INDEF.

| | α_{2000} [hms] | δ_{2000} [° '"] | Dist. ['] | T [días] | A [mag] | Ks [mag] | J-Ks [mag] | H-Ks [mag] | |
|----|--------------------------|---------------------------|--------------|-------------|------------|-------------|---------------|---------------|-----|
| V1 | 16:57:14.00 | -46:7:38.73 | 0.21242 | 0.432 | 0.298 | 13.540 | 0.576 | 0.108 | (1) |
| V2 | 16:57:40.60 | -45:48:50.00 | 0.1534 | 0.351 | 0.229 | 13.465 | 0.884 | 0.343 | (2) |
| V3 | 16:58:44.70 | -45:57:10.45 | 0.1963 | 0.715 | 0.370 | 14.818 | 1.816 | 0.638 | (1) |
| V4 | 16:57:21.70 | -45:45:15.61 | 0.2462 | 0.489 | 0.311 | 12.484 | 0.642 | — | (1) |
| V5 | 16:57:59.40 | -45:47:5.28 | 0.1654 | 0.204 | 0.298 | 13.270 | 1.020 | 0.333 | (3) |
| V6 | 16:58:07.50 | -45:45:3.06 | 0.2034 | 0.670 | 0.297 | 14.019 | 1.171 | 0.399 | (1) |
| V7 | 16:58:01.30 | -45:42:46.29 | 0.2376 | 0.429 | 0.431 | 12.327 | 1.036 | — | (1) |

Agradecimientos. Agradecemos a los miembros tanto del Comité Organizador como del Comité Científico de las “Terceras Jornadas de Astrofísica Estelar” por el magnífico trabajo realizado producto del cual pudimos disfrutar una excelente y muy cálida reunión científica.

Referencias

- Alonso-García, J. 2012, AJ, 143, 70
 Alonso-García, J., Dékány, I., & Catelan, M., et al. 2015, AJ, 149, 99
 Collinder, P. 1931, Medd. Lunds Astron. Obs. 2
 Hempel, M. 2014, Msngr, 155, 29
 Kharchenko, N.V. 2013, A&A, 558, 53
 Minniti, D. 2010, NewA, 15, 433
 Saito, R.K. 2012, A&A, 537, 107
 Schechter, P.L. 1993, PASP, 105, 1342
 Skrutskie, M.F. 2006, AJ, 131, 1163
 Stellingwerf, R.F. 1978, ApJ, 224, 953
 Trumpler, R.J. 1930, Lick Obs. Bull., 14, 154
 van den Bergh, S. & Hagen, G.L. 1975, AJ, 80, 11
 Zechmeister, M. & Kurster 2009, A&A, 496, 577

CONTRIBUCIÓN MURAL - POSTER

Viewing angles of the Magellanic Clouds obtained via cluster analysis

G.I. Perren^{1,2} & R.A. Vázquez^{1,2}

(1) *Instituto de Astrofísica de La Plata, CCT La Plata - CONICET - UNLP, Argentina*

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

Resumen. Realizamos un estudio sobre los ángulos de rotación (o visión) de las Nubes Mayor y Menor de Magallanes (L/SMC), basado en las posiciones y distancias estimadas de 239 cúmulos estelares.

Abstract. We performed a study of the viewing angles of the Large and Small Magellanic Clouds (L/SMC), based on the estimated position and distance of 239 observed star clusters.

1. Introduction

The recently introduced Automated Stellar Cluster Analysis (ASteCA, Perren et al. 2015) package is employed to analyze 150 star clusters located in the LMC, and 89 in the SMC. All clusters are observed in the CT_1 Washington photometric system (Canterna 1976). Distance moduli are obtained in an homogeneous and semi-automatic way by ASteCA. Three different methods are applied to derive the position and inclination angles of both Clouds, with varying degrees of freedom.

By fitting the distance modulus as a free parameter, we can obtain individual distance values for each observed cluster. With these values plus their center coordinates, we can estimate their deprojected (i.e., real) distances to the galaxy center, without the need to force the cluster to reside on a plane with arbitrary rotation (viewing) angles.

Based on the distance moduli of the 239 star clusters, we can estimate the viewing angles of each galactic disk. These are the position and inclination angles, (Θ, i) respectively, as defined in van der Marel & Cioni (2001). Each one represents a rotation of an (x,y,z) system defined with its origin on the center of the galaxy, and its (x,y) plane representing the plane of the sky (that is: the plane perpendicular to the line of vision). The position angle Θ rotates the (x,y) plane around a line that points towards the observer (the z axis). The inclination i is the angle between the plane of the sky and the tilted plane of the galaxy disk.

2. Methods

The three methods employed to obtain the (Θ, i) pair for the S/LMC, are summarized. For all of them, a Monte Carlo algorithm is applied to assign errors for both estimated viewing angles.

Method 1 (M1): models the disk of a galaxy as a 2-dimensional plane (thus flat) that pivots around a fixed origin, given by the coordinates and distance to the center of that galaxy. Forcing a cluster to be positioned over this plane, allows us to obtain its deprojected distance to the galaxy’s center. The concordance correlation coefficient (*CCC*, Cox 2006) is then used to derive the (Θ, i) values which produce the deprojected distances for our set of clusters, that best matches those found for the set employing the distance moduli estimated by **ASteCA**.

Method 2 (M2): assumes a plane that pivots around the same origin as **M1**, but lifts the condition that it must be flat (i.e., it doesn’t force all clusters to be positioned directly on it). Using the distance moduli obtained by **ASteCA**, we calculate the averaged sum of the perpendicular distances ($\overline{|d_p|}$) of our clusters, to a given plane defined by a (Θ, i) pair. Minimizing $\overline{|d_p|}$ across all the defined planes, gives the values for (Θ, i) that best estimate the galaxy’s disk rotation angles.

Method 3 (M3): this is the more general method, as it fits the 3-dimensional positions of our set of clusters (estimated using **ASteCA**’s assigned distance moduli values for each of them) to a non-fixed plane. This means that the fitted disk of the galaxy is not forced to pivot around the galaxy’s assumed origin, and the clusters are also not required to lay directly on the fitted planes. As in **M2**, we minimize the perpendicular distances $\overline{|d_p|}$ to estimate the of angles (Θ, i) that define the best fit plane for the S/LMC.

All three methods are applied on subsets of clusters, separately for each galaxy. These subsets are generated by filtering the clusters, according to a minimum projected angular distance to the center of their corresponding galaxy. We separate our observed clusters in 9 subsets, using the minimum angular distances: $[0^\circ, 0.5^\circ, 1^\circ, 1.5^\circ, 2^\circ, 2.5^\circ, 3^\circ, 3.5^\circ, 4^\circ]$.

3. Preliminary results

In Figure 1 we show the results from the three methods, as a density map of the statistical parameters used to asses the best fits for each pair of viewing angles. The subset of clusters used to obtain these best fit viewing angles is that which groups clusters with a projected angular distance greater than 1° . This means that the central parts of the S/LMC are not considered.

In Figure 2 we show the results obtained for the S/LMC galaxies, left and right figures respectively. The best values found for each (Θ, i) viewing angle are displayed in the top and bottom rows. The plotted points represent subsets of clusters, generated by filtering their angular (i.e, projected) distances to the center of their parent galaxy. The top x axis displays the number of clusters in each subset after filtering the entire set of 150 LMC clusters, and 89 SMC clusters. The bottom x axis shows the minimum angular distance ρ_{min} used to filter the clusters. Each point corresponds to the value of either angle (Θ, i) , for a given method. The symbols that identify the three methods can be seen in the top right corner of the top left plot. The colors of each point are associated to the colorbar shown on the right, which maps the averaged sum of perpendicular

Viewing angles of the Magellanic Clouds

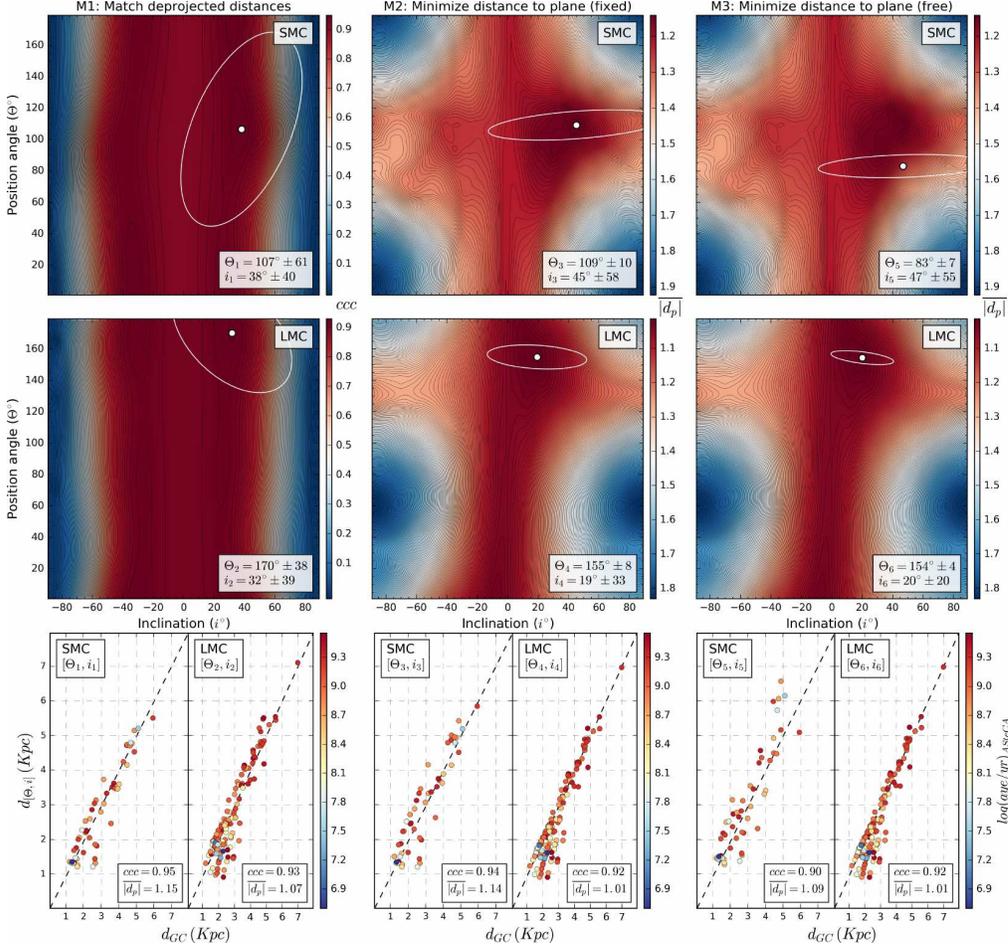


Figure 1. *Left panels:* (Θ, i) density map for the **M1** method applied in the SMC (upper panel) and the LMC (middle panel). The bottom panel shows the deprojected distance for this subset of clusters (minimum angular distance 1°) found with **ASteCA** (x axis), and with the best fit angles obtained with **M1** (y axis). *Central panels:* idem for **M2**. *Right panels:* idem for **M3**.

distances $\overline{|d_p|}$, to the best fit plane found. This plane is determined by the obtained best fit values for both viewing angles (for a given galaxy, method, and subset). A small $\overline{|d_p|}$ value indicates the clusters in the subset are located, on average, close to the best fit plane (for a given method and galaxy).

The position and inclination angles found for the SMC show a large dispersion for the different subsets of clusters. In both cases, the values obtained are positioned mostly below the gray area that represents the range of values found in the literature. The (Θ, i) values closer to the literature are those found between 1° and 3° , i.e. excluding the central region but not too far away. Note that the number of clusters drops significantly beyond 1° , which can affect the statistics. No clear trend is discernible for either angle in the SMC. For the LMC, the values for both viewing are much closer to the region of values found in the literature.

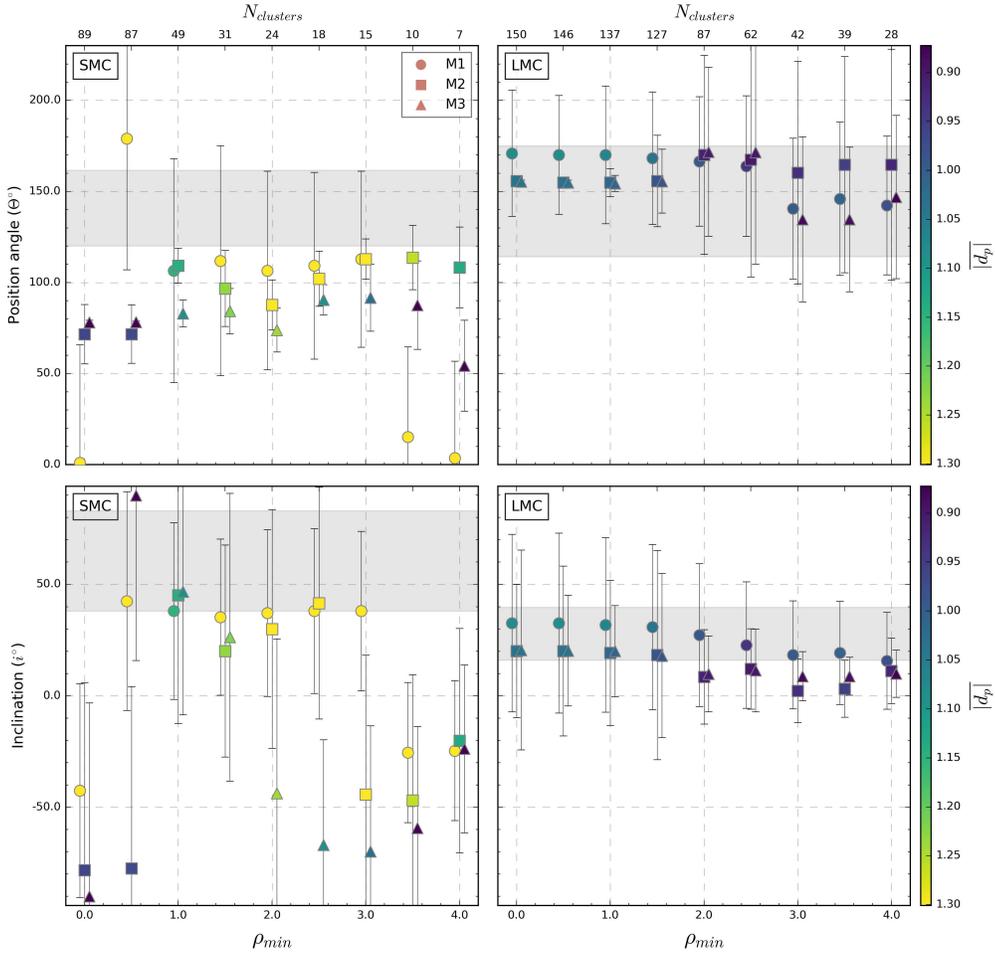


Figure 2. *Top panels:* position angle Θ obtained for each galaxy, for the different subsets of clusters. *Bottom panels:* idem top row, for the inclination angle i . Symbols identifying the three different methods are shown in the top right corner of the top left panel.

Unlike what happens for the SMC, we can see a clear trend towards smaller values for clusters located farther away from the center of the galaxy. This decrease is mostly visible for the inclination angle, beyond an angular distance of 1.5° .

References

- Canterna R. 1976, AJ, 81, 228
 Cox N.J. 2006, Geomorphology, 76, 346
 Perren G.I., Vázquez R.A., & Piatti A.E. 2015, A&A, 576, A6
 van der Marel R.P. & Cioni M.L. 2001, AJ, 122, 1826

CONTRIBUCIÓN MURAL - POSTER

Formación estelar jerárquica en dos galaxias del grupo Sculptor: NGC 300 y NGC 247

M. J. Rodríguez¹, G. Baume^{1,2} & C. Feinstein^{1,2}

(1) *Instituto de Astrofísica de La Plata, CCT La Plata - CONICET - UNLP, Argentina*

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

Resumen. A través de imágenes de archivo obtenidas con la cámara ACS/HST, hemos podido trazar la estructura jerárquica en dos galaxias pertenecientes al grupo Sculptor: NGC 300 y NGC 247. Para esto, hemos trazado isocontornos a distintos niveles de densidad estelar y hemos complementado nuestros resultados con la identificación de agrupaciones estelares jóvenes hecha en trabajos anteriores. Para visualizar más fácilmente los lazos entre las estructuras identificadas a diferentes niveles de densidad, se han construido los dendrogramas o diagramas de estructura de árbol para cada galaxia, los cuales muestran que la mayoría de estructuras detectadas a bajas densidades se dividen en otras más compactas y densas.

Abstract. From archive images obtained with the ACS/HST camera, we have been able to trace the hierarchical structure in two galaxies belonging to the Sculptor group: NGC 300 and NGC 247. In order to do this, we have traced isocontours at different levels of stellar density. We have complemented our results with the identification of young stellar clusters carried out in previous works. To easily visualize the ties among structures identified at different density levels, we have constructed dendrograms or tree diagrams for each galaxy, which show that most structures detected at low densities are divided into others more compact and dense.

1. Introducción

Los cúmulos estelares jóvenes tienden a formar parte de estructuras de mayor tamaño y menor densidad, como las asociaciones OB y complejos estelares, los cuales a su vez se encuentran dentro de estructuras aún mayores como los brazos espirales. Este comportamiento es resultado de una formación estelar jerárquica de la galaxia anfitriona.

En particular NGC 300 y NGC 247 son dos galaxias espirales pertenecientes al grupo Sculptor, el cual es el grupo de galaxias más cercano al Grupo Local. Estas galaxias cercanas, se encuentran a una distancia de 1.93 Mpc y 3.6 Mpc respectivamente (Bresolin et al. 2005; García-Varela et al., 2008). Con lo cual es posible estudiar su población estelar joven con telescopios de excelente resolución angular.

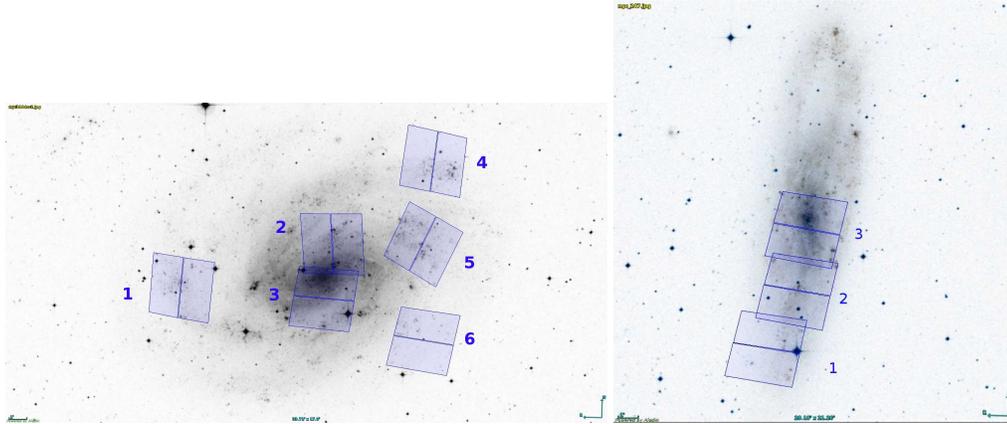


Figura 1. Imágenes tomadas del DSS de las galaxias NGC 300 (*izquierda*) y NGC 247 (*derecha*). Se indican los campos observados con la cámara ASC/WFC utilizados en este trabajo. Credit: Rodríguez et al., A&A, 594, A34, 2016, reproduced with permission ©ESO.

2. Datos

Se utilizaron imágenes de 6 campos de la galaxia NGC 300, y 3 campos de la galaxia NGC 247 (ver Figura 1), de la cámara ACS/WFC del Telescopio Espacial Hubble. Las observaciones fueron obtenidas en las bandas F475W, F606W y F814W para NGC 247, y en F435W, F55W y F814W para NGC 300. Tanto las imágenes utilizadas como sus respectivas tablas fotométricas (Dalcanton et al. 2008) fueron obtenidas de la base de datos del Telescopio Espacial ¹.

3. Identificación de estructuras jóvenes

Con el objetivo de detectar las estructuras estelares jóvenes en las galaxias estudiadas, se seleccionaron las estrellas azules y brillantes de cada galaxia. Para NGC 300 se seleccionaron estrellas que cumplieran: $F555W < 25$, $(F435W - F555W) < 0.25$ y $(F555W - F814W) < 0.25$. Y para NGC 247 que cumplieran con: $F606W < 25$, $(F475W - F606W) < 0.25$ y $(F606W - F814W) < 0.25$.

En base a la selección anterior se realizaron los correspondientes mapas de densidad estelar. Ellos se construyeron a partir de varios histogramas combinados con el método drizzle (Fruchter & Hook 2002). En el proceso se emplearon intervalos de $8'' \times 8''$ y un paso de $2''$.

Sobre los mapas creados se superpusieron contornos utilizando la tarea ‘cont’ de ALADIN, tomando 4 valores de intensidad (40, 80, 110 y 145, ver Figura 2), lo que equivale a diferentes niveles de densidad sobre los mapas creados.

¹STScI (<https://archive.stsci.edu>)

Formación estelar jerárquica en dos galaxias del grupo Sculptor

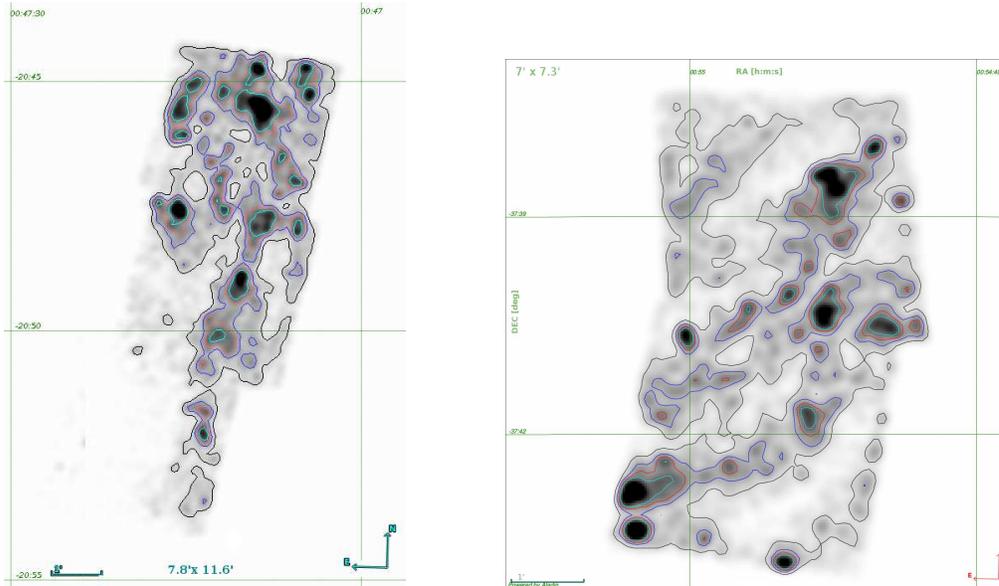


Figura 2. Mapas de densidad para los 3 campos de NGC 247 (*izquierda*) y para la región central de NGC 300 (*derecha*). Los contornos superpuestos corresponden a diferentes niveles de densidad estelar expresados en estrellas por cada intervalo de $8'' \times 8''$: curvas en negro = 40, curvas en azul = 80, curvas en rojo = 110, curvas en turquesa = 145. Credit: Rodríguez et al., A&A, 594, A34, 2016, reproduced with permission ©ESO.

4. Resultados

De los mapas de densidad mostrados en la Figura 2, se puede observar que en ambas galaxias la población estelar azul, asociada con estrellas jóvenes, traza la estructura espiral de la galaxia. Además la forma en que los contornos de distintas densidades se agrupan unos dentro de otros señalan que esta población presenta una estructura jerárquica, en la cual estructuras más compactas y densas se ven contenidas dentro de estructuras de mayor tamaño y menor densidad. Para visualizar mejor los lazos entre estructuras, en la Figura 3 mostramos los llamados dendrogramas o diagramas de estructura de árbol (Gouliermis et al. 2010). Estos diagramas revelan la forma en la que las estructuras detectadas en el nivel de menor densidad se van ramificando en estructuras más densas a través de los cuatro niveles de densidad mencionados anteriormente (Sec. 3). Agregamos un último nivel de densidad (nivel 5) que indica las asociaciones estelares o cúmulos jóvenes detectadas con el método *Path Linkage Criterion* (PLC, Battinelli 1991) en trabajos previos (Rodríguez et al. 2016a y 2016b). Estas asociaciones son demasiado compactas para ser detectadas en los mapas de densidad donde el tamaño de los pixels es de 2 arcseg, e indicarían el anteúltimo escalón en la formación estelar jerárquica seguido por las estrellas múltiples.

Agradecimientos. Los datos en los que se basa este trabajo fueron obtenidos del MAST dependiente del STScI. Este trabajo ha sido realizado como parte del PIP 112-201101-00301 de CONICET.

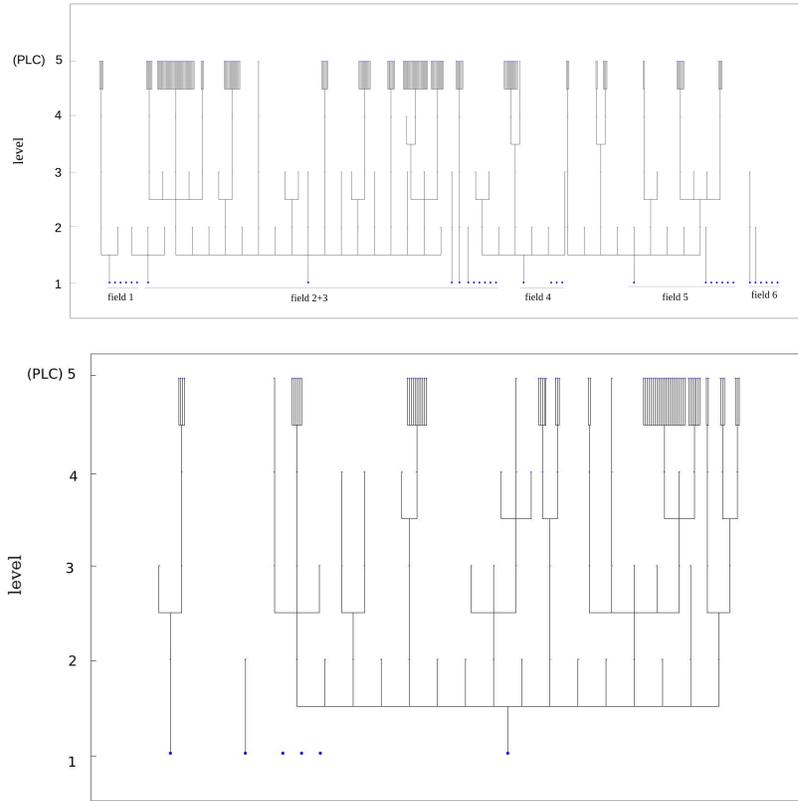


Figura 3. Dendrogramas de las estructuras jóvenes detectadas a diferentes niveles de densidad para NGC 300 (*panel superior*) y NGC 247 (*panel inferior*). Nivel 1,2,3 y 4 corresponden a valores expresados en estrellas por bin de $8'' \times 8''$ de 40, 80, 110 y 145 respectivamente. El nivel 5 corresponde a los cúmulos más compactos detectados en trabajos previos mediante el método PLC. Los círculos azules en la parte inferior indican las estructuras detectadas al nivel más bajo de densidad, muchas de ellas no se siguen detectando en niveles de mayor densidad. Credit: Rodríguez et al., A&A, 594, A34, 2016, reproduced with permission ©ESO.

Referencias

- Battinelli, P. 1991, A&A, 244, 69
 Bresolin, F., Pietrzyński, G., Gieren, W., et al. 2005, ApJ, 634, 1020
 Dalcanton, J., Williams, B., & ANGST Collaboration, 2008, The ACS Nearby Galaxy Survey Treasury: 9 Months of ANGST, ed. H. Jerjen and B. S. Koribalski, 115
 Fruchter, A. S. & Hook, R. N. 2002, PASP, 114, 144
 García-Varela A., et al., 2008, AJ, 136, 1770
 Gouliermis, D. A., Schmeja, S., Klessen, R. S., et al., 2010, ApJ, 725, 1717
 Rodríguez, M. J., Baume G. & Feinstein, C., 2016a, A&A, 594, A34.
 Rodríguez, M. J., Baume G. & Feinstein, C., 2016b, BAAA, 58, 165.

CONTRIBUCIÓN MURAL - POSTER

La primera Enana ultra-compacta confirmada en el grupo de NGC 5044

M. C. Scalia^{1,2}, C. Escudero^{1,2}, F. Faifer^{1,2}, L. Sesto^{1,2} & A. Smith
Castelli^{1,2}

(1) *Instituto de Astrofísica de La Plata, CCT La Plata - CONICET - UNLP, Argentina*

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

Resumen. En el siguiente trabajo confirmamos como miembro del grupo NGC 5044, un objeto que por sus propiedades fotométricas constituye la primer Enana ultra-compacta “UCD” (por sus siglas en inglés) detectada en dicho grupo. La misma se encuentra asociada a la galaxia masiva NGC 5044 y fue identificada empleando datos Gemini+GMOS. Se presentan los resultados preliminares de un análisis de poblaciones estelares, basado en espectros obtenidos mediante el mismo instrumento. Dicho análisis indica que se trata de un objeto masivo ($M_V \sim -12.3$ mag), con una edad mayor a 10×10^9 años, con metalicidades y abundancias $[Z/H] \sim -1$ y $[\alpha/Fe] \sim 0.3$, respectivamente.

Abstract. In the present work we confirm as a member of the group NGC 5044, an object which due to its photometric properties constitutes the first UCD detected in this group. It is associated with the massive galaxy NGC 5044 and was identified using Gemini+GMOS data. We present the preliminary results of an analysis of stellar populations, based on spectra obtained by the same instrument. This analysis indicates that this is a massive object ($M_V \sim -12.3$ mag), older than 10×10^9 years, with metallicity and abundances $[Z/H] \sim -1$ and $[\alpha/Fe] \sim 0.3$, respectively.

1. Introducción

Las galaxias enanas ultra compactas (UCDs, por sus siglas en inglés) son objetos estelares con características compartidas entre los cúmulos globulares (CGs) y las galaxias enanas (colores, metalicidades, etc.), poseen tamaños característicos de $7 \leq R_e \leq 100$ pc, y luminosidades de $-13.5 \leq M_V \leq -11$ mag (Mieske 2006). Aunque su mecanismo de formación sigue siendo objeto de debate, los escenarios actuales sugieren que podría tratarse de cúmulos estelares masivos, o de núcleos de galaxias enanas desmembradas por efecto de marea (por ejemplo, Longmore et al. 2014, Brodie et al. 2011, Hilker 2009, Pfeffer et al. 2014). En este trabajo nos hemos centrado en el análisis de una candidata a UCD (NGC5044-UCD1, $\alpha_{J2000} = 13^h 15^m 35.7^s$; $\delta_{J2000} = -16^\circ 23' 24''$) localizada en el sistema de CGs de la galaxia elíptica masiva NGC 5044 ($M_B = -21.2$ mag). Esta galaxia, ubicada a una distancia de 35.7 ± 5 Mpc (valor medio proporcionado por NED) y con una velocidad radial sistémica $V_r = 2782$ km/s, es el objeto central del grupo conocido como NGC 5044. Este grupo (también considerado como un pequeño cúmulo de galaxias) cuenta con unas 150 galaxias miembro, en su mayoría enanas (Fer-

guson y Sandage 1990). NGC 5044 presenta un sistema de CGs rico (cerca de 5000 miembros) y varios candidatos a UCD (Scaglia et al. 2016).

A partir del análisis fotométrico de cuatro campos profundos obtenidos con Gemini+GMOS, y del análisis espectroscópico de uno de ellos, hemos sido capaces de confirmar la presencia de una UCD ($M_V \sim -12.3$ mag) a través de la determinación de su velocidad radial.

2. Análisis de la velocidad radial

La velocidad radial (V_r) de este objeto fue inicialmente calculada a partir de los datos espectroscópicos utilizando el método de correlación cruzada de Fourier a través de la tarea FXCOR de IRAF. Para ello, se usaron como patrón de comparación los modelos de síntesis de poblaciones estelares de la librería MILES (Vazdekis et al. 2010). En particular, consideramos dos modelos diferentes ($[Z/H] = -1.31$ y $[Z/H] = 0.00$ dex), con una FMI (función de masa inicial) unimodal, de pendiente 1.3 y edad 12×10^9 años. Alternativamente, se utilizó el código “penalized pixel fitting” (pPXF) (Cappellari & Emsellem 2004) para obtener la cinemática de la UCD, utilizando varios modelos de poblaciones estelares obtenidos de las librerías ELODIE de Prugniel et al. (2007) ($-2.0 \leq [Z/H] \leq 0.0$ y $0.1 \leq \text{edades} \leq 15 \times 10^9$ años).

Con ambos métodos, se obtuvieron resultados similares en la velocidad radial ($V_r \sim 2965$ km/s). En el panel izquierdo de la Figura 1 se muestra el espectro integrado de NGC5044-UCD1 (línea negra) y el mejor ajuste realizado por el pPXF (línea roja). La línea verde muestra el residuo, que ha sido desplazado a 0.6 para una mejor visualización.

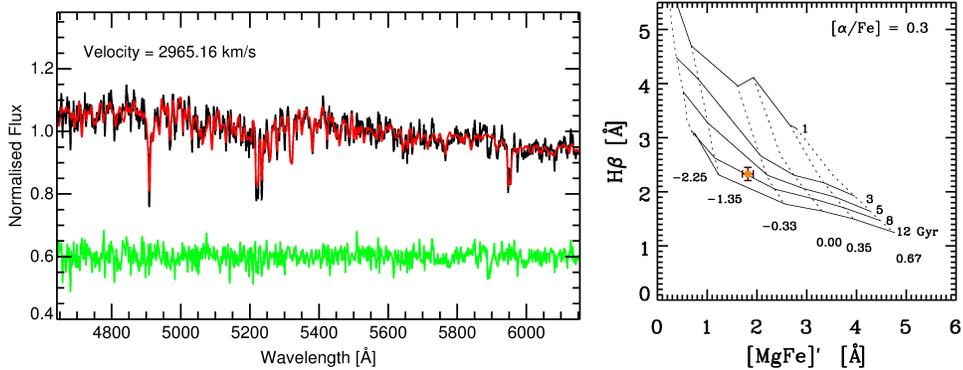


Figura 1. *Izq.*: Espectro integrado de NGC5044-UCD1. *Der.*: Diagrama de diagnóstico $H\beta$ vs $[Mg/Fe]$ (ver texto).

3. Índices de Lick

Con el fin de determinar la edad, metalicidad y abundancia de elementos α de la UCD, se utilizó el método de minimización de χ^2 de Proctor & Sansom

(2002) y Proctor et al. (2004). Este método estima los parámetros mencionados anteriormente, a través del ajuste de varios índices de Lick/IDS utilizando los modelos de poblaciones estelares simples (SSP) de Thomas et al. (2003, 2004), mediante un proceso de minimización de χ^2 . En este trabajo se consideraron los índices $H\delta A$, $H\delta F$, $H\gamma A$, G4300, Fe4383, $H\beta$, Fe5015, Mgb, Fe5270, Fe5335 y Fe5406, que proveen resultados aceptables para el estudio de cúmulos globulares (CGs) extragalácticos (Norris et al. 2006). Mediante dicho análisis se determinó una edad de $10.5 \pm 1.0 \times 10^9$ años, una metalicidad $[Z/H] = -0.91 \pm 0.04$ dex y una abundancia de elementos α $[\alpha/Fe] = 0.28 \pm 0.06$. Simultáneamente, construimos un diagrama de diagnóstico $H\beta$ vs $[Mg/Fe]$ (ver Figura 1, panel derecho), donde $[Mg/Fe] = [Mgb (0.72 \cdot Fe5270 + 0.28 Fe5335)]^{0.5}$ (Thomas et al. 2003). En la misma figura se superponen los modelos de Thomas et al. (2003, 2004) correspondientes a $[\alpha/Fe] = 0.3$, de acuerdo con el valor estimado previamente. Como se puede ver, NGC5044-UCD1 (círculo naranja) resulta ser un objeto antiguo con baja metalicidad.

4. Historia de formación estelar

Estudiamos la historia de formación estelar (SFH por sus siglas en inglés) de NGC5044-UCD1 utilizando la técnica de ajuste espectral completo implementada dentro del código pPXF. En este caso hemos utilizado la función de regularización para obtener una solución suave de la combinación lineal de los modelos SSP en el espectro de la UCD (McDermid et al. 2015). Se utilizaron las librerías de modelos MILES de Vazdekis et al. (2015), adoptando una abundancia de elementos α de $[\alpha/Fe] = 0.4$, de acuerdo con el valor previamente obtenido en el análisis de los índices de Lick. Estos modelos abarcan una amplia gama de edades ($0.03 - 14 \times 10^9$ años) y metalicidades ($[Z/H] = -2.27$ a 0.4 dex). La Figura 2 muestra una comparación entre la SFH obtenida mediante este procedimiento para la UCD estudiada aquí, y una UCD perteneciente al sistema de CGs de NGC 3923 (Norris et al. 2012). Janz et al. (2015) obtuvieron para NGC3923-UCD1 una edad y metalicidad (pesadas por luminosidad) de $10.05^{+2.28}_{-1.87}$ y $[Z/H] = -0.29 \pm 0.06$, así como $[\alpha/Fe] = 0.24 \pm 0.04$. Estos valores y la SFH obtenida se muestran en el panel derecho de la Figura 2, e indican que NGC3923-UCD1 tiene propiedades típicas de un CG masivo. Por otro lado, NGC5044-UCD1 muestra propiedades integradas similares a las de NGC3923-UCD1, pero su SFH parece ser más prolongada en metalicidad (desde ~ -1.3 a 0.0 dex) que la de NGC3923-UCD1.

5. Conclusiones

A partir del análisis fotométrico de cuatro campos profundos obtenidos con Gemini+GMOS, y del análisis espectroscópico de uno de ellos, pudimos confirmar la presencia de una UCD ($M_V \sim -12.3$ mag) en el sistema de CGs de NGC 5044, a través de la determinación de su velocidad radial. Posteriormente, se analizó la historia de formación estelar utilizando dos métodos: la medición de los índices de Lick/IDS y la técnica de ajuste espectral completo. Ambos métodos muestran resultados consistentes (dentro de los errores), indicando que esta UCD presenta una población estelar antigua. Además, el amplio rango de metalicidades obte-

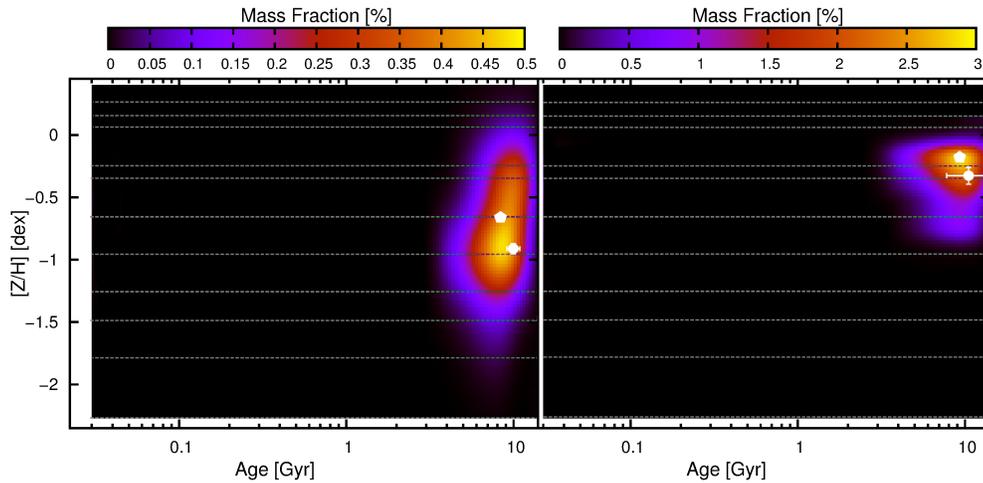


Figura 2. SFH de NGC5044-UCD1 (*Izq.*) y NGC3923-UCD1 (*Der.*) obtenidas utilizando pPXF. Los contornos en escala de colores indican el peso de cada modelo SSP, que es equivalente a la distribución de masa de edad cero de la SFH. Los círculos blancos indican la edad y metalicidad (pesadas por luminosidad) obtenidas mediante los índices de Lick. Los pentágonos blancos muestran la edad y metalicidad obtenidas por el ajuste espectral completo.

nido mediante el método de ajuste espectral completo, podría estar indicando la presencia de una población estelar compleja.

Referencias

- Brodie, J., Romanowsky, A., Strader, J., et al., 2011, *AJ*, 142, 199
 Cappellari & Emsellem, 2004, *PASP*, 116, 138
 Ferguson, H. & Sandage, A., 1990, *AJ*, 100, 1
 Hilker, M., 2009, *Rev. Modern Astron.*, 21, 199
 Janz, J., Forbes, D., Norris, M., et al., 2015, *MNRAS*, 449, 1716
 Longmore, S., Kruijssen, J., Bastian, N., et al., 2014, *Protostars & Planets VI*, 291
 McDermid, R., Alatalo, K., Blitz, L., et al., 2015, *MNRAS*, 448, 3484
 Mieske, S., Hilker, M., Infante, L., et al., 2006, *AJ*, 131, 2442
 Norris M., Sharples R. & Kuntschner H., 2006, *MNRAS*, 367, 815
 Norris M., Gebhardt K., Sharples R., et al., 2012, *MNRAS*, 421, 1485
 Pfeffer, J., Griffen, B., Baumgardt, H., et al., 2014, *MNRAS*, 444, 3670
 Proctor & Sansom, 2002, *MNRAS*, 333, 517
 Proctor, R., Forbes, D. & Beasley, M. 2004, *MNRAS*, 355, 1327
 Prugniel Ph., Soubiran C., Koleva M., et al., 2007, *astro-ph/0703658*
 Scaglia, M. C., Faifer, F., Smith Castelli, A., et al., 2016, *BAAA*, 58, 39
 Thomas, D., Maraston, C., & Bender, A., 2003, *MNRAS*, 339, 897
 Thomas, D., Maraston, C., & Korn, A., 2004, *MNRAS*, 351, L19
 Vazdekis, A., Sánchez-Blázquez, P., Falcón-Barroso, J., et al., 2010, *MNRAS*, 404, 1639
 Vazdekis A., Coelho P., Cassisi S., et al., 2015, *MNRAS*, 449, 1177

Estudio polarimétrico en la región de Centauro: NGC 5662

M. M. Vergne^{1,2}, C. Feinstein^{1,2}, R. E. Martínez¹ & A. M. Orsatti¹

(1) *Instituto de Astrofísica de La Plata, CCT La Plata-CONICET-UNLP, Argentina*

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

Resumen.

En el presente trabajo se muestran los resultados preliminares de las observaciones polarimétricas obtenidas en las bandas BVRI sobre una muestra de 70 estrellas en la dirección al cúmulo abierto NGC 5662 en la región de Centauro.

Abstract.

This paper shows the preliminary results of the polarimetric observations obtained in the BVRI bands on a sample of 70 stars towards the region of the open cluster NGC 5662 in Centaurus.

1. Introducción

NGC 5662 es un cúmulo de edad intermedia (7.9×10^7 años), se trata de una concentración de estrellas de tipo A y B de secuencia. El cúmulo presenta una distribución peculiar de estrellas probablemente miembros, dentro de un diámetro lineal de aproximadamente 6.9 pc y a una distancia media de 790 pc (Clariá et al., 1991). El enrojecimiento interestelar es variable a lo largo del cúmulo, incrementándose desde el norte al sur, siendo el valor medio de $E_{B-V} = 0.31$ mag. El uso de la polarización para el estudio del medio interestelar (ISM, *interstellar medium*) es importante por dos razones, nos permite investigar la naturaleza del ISM y la estructura del campo magnético galáctico (global y local). La luz proveniente de las estrellas pasan a través de una o varias nubes compuestas de granos de polvo interestelar, los cuales tienden a alinearse con el plano galáctico (PG). En particular, los cúmulos abiertos jóvenes y medianamente jóvenes resultan ser excelentes candidatos para ser estudiados con esta técnica. Varios de ellos presentan parámetros físicos derivados de la fotometría y la espectroscopía, que complementados con los parámetros polarimétricos brindan información relevante acerca de la distribución del polvo interestelar a lo largo de la línea de la visual a los cúmulos, sobre la eficiencia y el tamaño de los granos de polvo que polarizan la luz estelar y las variaciones del campo magnético en dirección a los cúmulos. Dadas las características de NGC 5662 es de nuestro interés llevar a cabo un estudio polarimétrico del mismo como parte del relevamiento que venimos realizando sobre cúmulos galácticos del Hemisferio Sur.

2. Observaciones

Una muestra de 70 estrellas fueron observadas en la región del cúmulo NGC 5662 con el telescopio de 2.15 m del Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO, San Juan) complementado con el polarímetro CASPROF. Los datos polarimétricos (polarimetría óptica lineal) se obtuvieron durante tres turnos de observación, siendo cada estrella observada a través de los filtros de banda ancha B, V, R, I.

3. Análisis

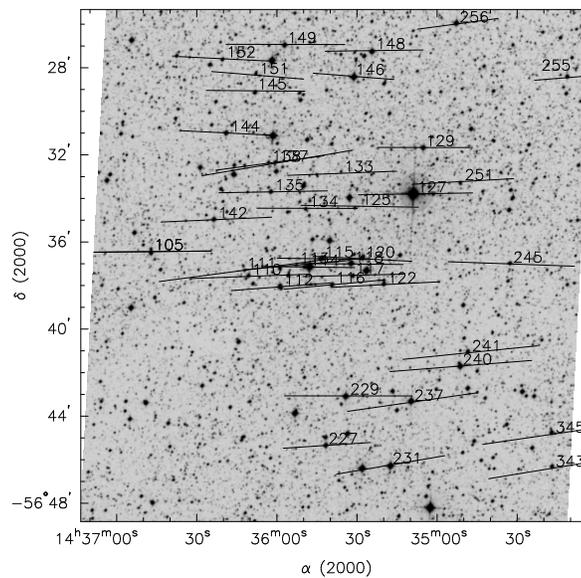


Figura 1. Proyección de los vectores de polarización (filtro V de Johnson) de las estrellas observadas en la región de NGC 5662.

La Figura 1 muestra los vectores de polarización de las estrellas observadas, superpuestos a la proyección del cielo en la banda-V. La longitud de los vectores son proporcionales al grado de polarización P_V (%) y sus inclinaciones son dadas por el ángulo θ_V . La inclinación del PG en esta región es de 67° , con lo cual se observa, que en la mayoría de las estrellas, los vectores de polarización no están alineados al PG. Esto último indica que ha habido una perturbación reciente afectando al polvo y al campo magnético en la dirección al cúmulo.

3.1. Plano de Stokes

Los parámetros de Stokes $Q_V = P_V \cos(2\theta_V)$ y $U_V = P_V \sin(2\theta_V)$ son las componentes del sistema ecuatorial del vector polarización P_V . El grado de polarización medido de una estrella depende de la cantidad acumulada de granos de polvo alineados que se ubican a lo largo de la línea de la visual al cúmulo, pudiendo ser similar, inferior o superior dependiendo si las estrellas son miembro, *foreground* o *background* del cúmulo. Con respecto al ángulo de polarización de los miembros, éstos deberán ser similares entre ellos, pero diferentes respecto

a las estrellas *foreground* y las del *background*, dado que la luz proveniente de estas últimas podrán tener contribuciones de componentes de polvo adicionales o diferentes. Para una interpretación correcta de este plano, las estrellas miembros deberán mostrarse agrupadas en el plano, mientras que las no miembros mostrarán una distribución dispersa. Con respecto a las estrellas que presenten algún indicio de polarización intrínseca cabe la posibilidad de que se dispersen en el plano al azar, con lo cual se las deja de lado al momento de sacar conclusiones. Por todo lo descrito, el plano de Stokes es una herramienta muy útil para definir la pertenencia de una estrella al cúmulo como también para delinear la distribución de capas de polvo y el rol de las mismas en la polarización. En la Figura 2 se observa una amplia dispersión de las estrellas miembros, esto puede deberse a que muchas de ellas poseen una componente de polarización intrínseca o que existe polvo intracúmulo.

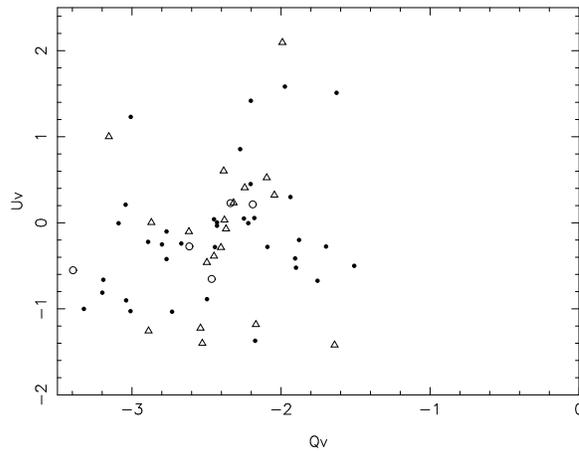


Figura 2. Plano de Stokes, indicando con círculos llenos los miembros, con triángulos los no miembros y con círculos vacíos sin datos de pertenencia. $Q_V = 0.0$ y $U_V = 0.0$ representan la vecindad solar carente de polvo.

3.2. Eficiencia polarimétrica

La razón de P_V/E_{B-V} mide la eficiencia de polarización del ISM, dependiendo fuertemente de la eficiencia de alineamiento de los granos de polvo, la intensidad del campo magnético y la cantidad de depolarización. Esta última se debe a que la polarización resultante de la luz, al pasar a través de varias capas de polvo, puede incrementarse o decrecer dependiendo de la orientación del campo magnético en cada una de las capas. Es bien conocido que la eficiencia para el ISM difuso no puede exceder el límite superior empírico dado por $P_V = 9 E_{B-V}$ y para el ISM promedio, según Serkowski et al. (1975), sigue la relación media $P_V = 5 E_{B-V}$. Más recientemente fue estimada la eficiencia polarimétrica para el ISM difuso general (Fosalba et al., 2002), $P_V = 3.5 E_{B-V}^{0.8}$, aunque sólo es válida para $E_{B-V} < 1.0$ mag. La Figura 3 muestra la eficiencia polarimétrica para NGC 5662, donde la línea llena representa el límite superior empírico (9), la línea con trazos la eficiencia media del ISM (5) y la línea punteada la correspondiente al ISM difuso dada por Fosalba et. al (2002). Los triángulos sobre el eje P_V son estrellas no miembros para las cuáles no se dispone del E_{B-V} .

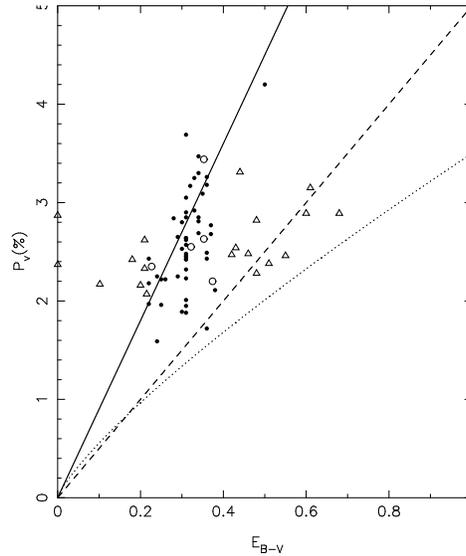


Figura 3. Eficiencia polarimétrica, los símbolos son equivalentes a los de la Figura 2. La línea llena representa el límite superior empírico (9), la línea con trazos la eficiencia media del ISM (5) y la línea punteada la correspondiente al ISM difuso dado por Fosalba et. al (2002). Los triángulos sobre el eje P_V son estrellas a las que no se les ha podido calcular el E_{B-V} .

4. Resultados preliminares

Nuestros datos revelan hasta el momento que: 1) Los vectores de polarización se encuentran en su mayoría no alineados con el PG en la dirección a NGC 5662, estimándose una orientación promedio, sólo para los miembros del cúmulo, de $91^\circ.3$, probablemente debido a la presencia de una o varias nubes de polvo interestelar entre el Sol y el cúmulo; 2) La eficiencia promedio estimada para NGC 5662 es de aproximadamente 8 (%/mag) resultando superior a la eficiencia normal del ISM (5) para un exceso de color de 0.31 mag. También se observa una alta eficiencia en las estrellas de *foreground*, en ambos casos puede deberse a la presencia de una o varias componentes de polvo delante de ambos grupos, producto de un gran ordenamiento de los granos que las forman (Figura 3). En cambio las estrellas del *background* (triángulos cercanos a la recta de 5) muestran una eficiencia normal posiblemente debido a la depolarización producida por capas de polvo por detrás del cúmulo con diferente orientación del campo magnético; 3) La amplia dispersión en la polarización y en las orientaciones de los miembros del cúmulo posiblemente se pueden explicar por la presencia de polvo intracúmulo o por el hecho de que varios miembros presentan componentes de polarización intrínseca.

Referencias

- Clariá J.J., Lapasset E., et al. 1991, MNRAS, 249, 193
 Fosalba, P., Lazarian, A., et al. 2002, ApJ, 564, 762
 Serkowski, K., Mathewson, D.S., et al. 1975, ApJ, 196, 261

Conferencia de divulgación

Hacia la búsqueda de otras Tierras habitadas

J. G. Funes, S. J.¹

(1) *Universidad Católica de Córdoba, Argentina*

1. Introducción

Ha sido un honor y un gusto poder participar de las Terceras Jornadas de Astrofísica Estelar organizadas para homenajear al Dr. Juan J. Clariá por quién tengo un gran respeto como docente, investigador y, por sobre todo, como ser humano. Los organizadores me solicitaron que dictara la conferencia para el público. Este texto resume el tema que expuse.

Hace unos años tuve el privilegio que Dante Minniti y Juan J. Clariá me pidieran que escribiera el prólogo del libro “Nuevos Mundos: Hacia la búsqueda de otras Tierras” (Minniti & Clariá 2014).

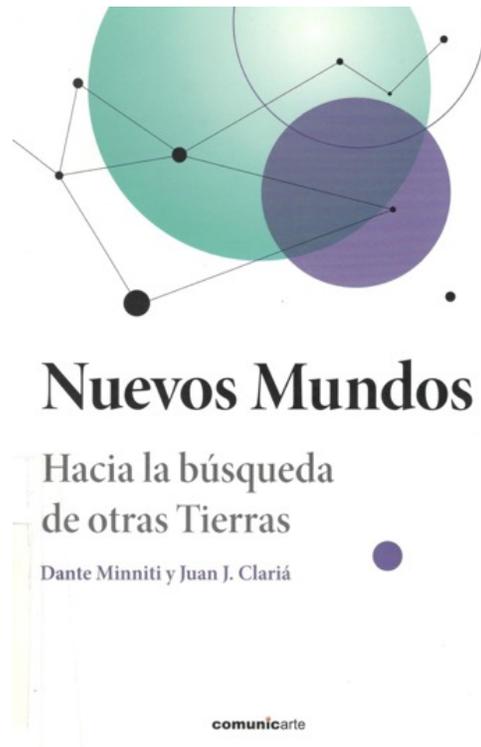


Figura 1.

Allí escribía sobre los autores: “El lector, interesado en estos temas, encontrará una guía ordenada y clara que le permitirá adentrarse en este campo que fascina a los astrónomos y que todavía tiene tantas preguntas por responder.

La seriedad y profundidad del conocimiento científico, que los autores poseen de estos temas, es la garantía de este trabajo siempre desafiante.” Y concluía mi presentación del siguiente modo: “Creo que de aquí a algunos siglos, cuando el Capitán Kirk se apreste a iniciar su Viaje a las Estrellas, seguramente habrá cargado, en el navegador del Enterprise, el mapa de rutas de Clariá y Minniti. Al lector le deseo un buen viaje a las estrellas en búsqueda de otras Tierras.”

La búsqueda de otros mundos habitados es una constante en la historia del pensamiento científico, filosófico y religioso. La búsqueda de vida inteligente en el cosmos, con la fascinación que suscita en la opinión pública, presenta nuevos desafíos y nuevas fronteras para la ciencia, la filosofía y la religión. El potencial descubrimiento de una civilización extraterrestre podría tener un gran impacto en la comprensión de nuestra propia civilización.

Podemos preguntarnos por qué la vida extraterrestre inteligente es tan fascinante. La posible existencia de vida inteligente en el Universo ofrece referencias implícitas a los grandes temas humanos que han sido retomados en muchas películas de ciencia ficción. Me he divertido en crear una breve lista de estos temas con referencia a películas conocidas. La lista es incompleta, pero sirve para dar una idea del impacto que este tema tiene en el imaginario colectivo.

- ¿Estamos solos? ¿Es éste el único momento y el único lugar en el Universo donde la vida ha evolucionado en inteligencia? (Contact, Encuentros cercanos del tercer tipo)
- La lucha mítica entre la luz y las tinieblas, entre el bien y el mal (La guerra de las galaxias).
- La esperanza de vida después de la muerte (Contact, Interstellar).
- La revelación divina, los ángeles, las personas llevadas a los cielos, etc. (Contact, Encuentros cercanos del tercer tipo).
- La intervención de los mediadores de mundos lejanos, la entrega de mensajes morales que despiertan la conciencia de los humanos (El día que paralizaron la Tierra, E.T., el extraterrestre).
- La humanidad podría recobrar su unidad de origen y sus objetivos comunes en el caso de una potencial amenaza cósmica (Independence Day, Mars Attacks, con mucha ironía).
- Conflictos entre la humanidad y una civilización extraterrestre (La guerra de los mundos, Avatar)

A juzgar de mi experiencia con los medios de comunicación, creo que la ciencia ficción en el cine y en la literatura puede ser una excelente oportunidad para tratar los temas apenas mencionados en el contexto de la extensión universitaria.

2. El proyecto OTHER

La búsqueda científica de la vida extraterrestre inteligente plantea cuestiones que requieren una cuidadosa reflexión que considere diversas disciplinas. ¿Qué es la

vida? ¿Cómo se ha originado? ¿Cómo describir un ser inteligente? ¿Y uno espiritual? ¿Qué es una civilización? ¿Sobre qué principios se basa? ¿Somos la primera y única civilización tecnológicamente avanzada en la historia del Universo?

Para responder estas cuestiones, con un grupo de colegas del Observatorio Astronómico de Córdoba, hemos comenzado el proyecto OTHER (Otros mundos, la Tierra, la Humanidad y el Espacio Remoto). Esta iniciativa intenta ser un laboratorio de ideas que busca dar un enfoque interdisciplinario a la búsqueda de otros mundos habitados. Este proyecto, como tantos otros que, intentan dar una respuesta al interrogante sobre si estamos solos en el cosmos, está enraizado en el deseo de explorar propio de la especie *Homo Sapiens*, como Aristóteles ya señalaba hace miles de años. “Todos los hombres tienen naturalmente el deseo de saber.”

3. Un poco de historia

La pregunta por la existencia de otros mundos no es ciertamente nueva. Ya Alberto Magno (1193-1280) comentaba: “Puesto que una de las cuestiones más maravillosas y nobles en la Naturaleza es si hay un mundo o muchos... Nos parece deseable investigar al respecto” (Cf. Crowe 1999a). Desde el tiempo de los filósofos griegos el debate sobre la pluralidad de los mundos fue más intenso entre epicúreos (a favor de la pluralidad) y aristotélicos (a favor de la unicidad). Nicolás de Cusa (1401-1464) sostuvo la idea de otros mundos habitados, especulando sobre la naturaleza de los extraterrestres.

Por las serias consecuencias históricas que produjo, merece una especial mención el pensamiento de Giordano Bruno (1548-1600). Este pensador adoptó el heliocentrismo de Nicolás Copérnico (1473-1543) transformándolo en una visión del Universo infinito y eterno con estrellas, semejantes al Sol, con mundos circundantes y habitados. Bruno criticó la idea de Copérnico porque éste se detuvo en la matemática, no enfrentando los problemas filosóficos de la nueva visión del mundo. Así para Bruno, la Tierra es un planeta semejante a otros que pueden ser denominados “otras Tierras” (Cf. Fantoli 2008). Otro punto que se puede evidenciar en el pensamiento de Bruno es que niega la noción de “centro” en un Universo infinito. Por motivo de espacio sólo mencionó que es importante considerar la idea de otros mundos habitados en el pensamiento de Johannes Kepler y de Galileo Galilei (1564-1642) (Cf. Fantoli, 2008 y Crowe 1999b).

Menos conocido es el caso del jesuita Angelo Secchi (1818 - 1878), astrónomo, uno de los fundadores de la astrofísica moderna, Director del Observatorio del Colegio Romano, que fue el primero en clasificar estrellas en clases espectrales. Secchi en el siglo XIX ya se había ocupado de la existencia de otros mundos habitados, de la cual estaba convencido. Escribía Secchi: “Pero lo creado que contempla el astrónomo, no es simplemente una masa de materia incandescente. Es un cuerpo prodigioso y allí donde cesa el resplandor de la materia, comienza la vida. Aunque esto no es observable a sus telescopios, sin embargo, a partir de la analogía con nuestro globo podemos argumentar la existencia de vida en general en los otros. La constitución atmosférica de otros planetas en algunos lugares es semejante a la nuestra. Esas estrellas similares a nuestro Sol, nos convencen de que esos cuerpos, o se encuentran en un estadio similar a nuestro sistema, o atraviesan períodos ya recorridos, o están por recorrer” (Secchi 1877). Ya en el

siglo XIX Secchi, como muchos científicos hoy, estaba convencido que vivimos en un Universo favorable a la vida: “La vida llena el Universo, y con la vida va asociada la inteligencia. Así como abundan seres inferiores a nosotros, es posible que en otras condiciones existan seres inmensamente más capaces que nosotros” (Secchi 1870).

4. El *Big Bang* y la vida

Como señala Paul Davies, el fenómeno de la vida es más notable que los otros procesos que dan lugar a planetas, estrellas, galaxias, etc. (cf. Davies 1999). Aún hoy se desconocen los procesos físicos y químicos que pueden transformar materia en organismos vivos. Los científicos piensan que la vida se podría formar en todo lugar donde las condiciones lo permitan. Por tanto la vida estaría escrita en las leyes de la naturaleza. Si esto fuera así, esta concepción de vida tendría profundas implicaciones filosóficas y religiosas.

Nuestra galaxia contiene más de cien mil millones de estrellas. Si los planetas son una característica común de estas estrellas, nos preguntamos si la vida es también una característica común de las mismas. ¿Es la Tierra un caso único o un fenómeno común? En este sentido como señala Martin Rees: “La posición más crucial en el espacio y el tiempo (aparte del mismo (*Big Bang*) estaría aquí y ahora” (Rees 2003).

Aunque la opinión generalizada en la comunidad científica considera que la Tierra no es el único caso donde la vida podría haberse desarrollado, existe alguna opinión “disidente” que merece ser estudiada porque podría arrojar luz para la investigación de la vida en el Universo. En el libro “*Rare Earth*”, Ward & Brownlee (2003) sostienen que la vida inteligente y la vida animal podrían ser extremadamente raras en nuestra galaxia y en el Universo.

5. La detección de exoplanetas. Otras Tierras

Los exoplanetas están fuera del alcance de nuestras sondas espaciales y la única opción posible en las próximas décadas, si no siglos, es el estudio de forma remota mediante el análisis espectroscópico de la luz reflejada o transmitida por organismos vivientes y observada a través de telescopios.

El descubrimiento del primer exoplaneta que orbita la estrella 51 Pegasi, similar a nuestro Sol, se remonta a 1995 (Mayor & Queloz 1995). En la actualidad, el número de sistemas planetarios conocidos sigue creciendo. El sitio <http://exoplanets.org/> es una base de datos que contiene información muy útil sobre los exoplanetas. En el momento de escribir este texto, el número de planetas confirmados es 1642, mientras que el número de candidatos no confirmados observados por la misión Kepler de la NASA es de 3786.

Un objetivo muy importante en la búsqueda de exoplanetas se refiere al descubrimiento de otras Tierras - planetas similares a la Tierra en masa, diámetro, orbitando alrededor de una estrella semejante al Sol en la zona habitable; región del espacio alrededor de una estrella donde puede existir agua líquida en la superficie del planeta. Vale la pena notar que también pueden existir “zonas habitables galácticas”, es decir, las regiones de la Galaxia que son hospitalarias a la formación de mundos habitables.

El telescopio espacial Kepler ha sido diseñado específicamente para detectar en una región de la Vía Láctea planetas similares a la Tierra o cerca de la zona habitable. Utilizando este telescopio, los astrónomos han descubierto el primer planeta de dimensiones similares a aquéllas de la Tierra en órbita alrededor de una estrella en la zona habitable. El descubrimiento del planeta Kepler 186F confirma la existencia de planetas “terrestres” en la zona habitable de otras estrellas (Bolmont et al. 2014).

Considerando el número de exoplanetas descubiertos, parece que la gran mayoría de estrellas en nuestra galaxia es, al menos potencialmente, capaz de tener planetas donde la vida se habría desarrollado. De todos modos, no sabemos si el fenómeno “planeta Tierra” es raro o común.

Como ha señalado Seager (2012), experta mundial en el tema de exoplanetas: “Cuando y si encontraremos que otras Tierras son comunes y veremos que en algunos de estos planetas hay señales de vida, entonces habremos finalmente completado la revolución copernicana - un cambio definitivo y conceptual de la Tierra y la humanidad, lejos del centro del Universo. La detección y caracterización de mundos habitables son la promesa y la esperanza de la búsqueda de planetas extrasolares.”

6. Astrobiología

La Astrobiología, el estudio de la vida en el Universo, es una disciplina científica de frontera con implicaciones filosóficas, sociales y religiosas. Como miembro de la Academia Pontificia de las Ciencias propuse una semana de estudio sobre Astrobiología que se realizó en el 2009. Éste fue un tema muy apropiado para la Academia Pontificia puesto que se basa en una colaboración multidisciplinaria. En el discurso inaugural el Cardenal Giovanni Lajolo, realizó un elogio de esta disciplina afirmando: “Es un sector que requiere el conocimiento científico más profundo, así como el uso de técnicas de investigación altamente sofisticadas, ya que a menudo significa proceder sobre la base de escasa evidencia y hacer suposiciones que requieren la verificación estricta. Significa recurrir a resultados basados en aspectos extremos de la posibilidad de la vida en la Tierra, y estudiar cómo verificar su presencia en otros planetas o exoplanetas. Esto significa estudiar al límite si y cómo podrían verificarse la existencia de formas de inteligencia extraterrestre y cómo ponerse en contacto con ellos. Esta es una tarea que requiere de integridad científica ... La astrobiología es un caso intenso e indispensable de una amplia investigación multidisciplinaria. En la investigación ... al científico también se le debe permitir la posibilidad de caminar por senderos que no siempre conducen a resultados positivos” (Lajolo 2012).

En la Semana de Estudio se trataron los siguientes temas: origen de la vida, habitabilidad en el tiempo, vida y ambiente, búsqueda de vida, formación de planetas extrasolares e inteligencia extraterrestre. Y en entre otras, se llegó a las siguientes conclusiones: los orígenes de la vida y el entorno en el que la vida apareció siguen escapando a nuestra comprensión, la vida tiene una sorprendente capacidad de adaptación a los ambientes más extremos del planeta y podría existir una forma de vida basada en el metano y etano líquido, en vez del agua líquida.

7. El futuro

Es muy difícil en ciencia poder predecir lo que sucederá con la búsqueda de vida inteligente en el Universo, cuándo podremos establecer el primer contacto. Todo lo que podemos hacer es esperar y seguir buscando por señales que nos envíe ET, sabiendo que la búsqueda nos ayuda a comprender mejor nuestros orígenes y nuestra identidad de Homo Sapiens.

Como afirma Martin Rees, el futuro puede depender de nosotros: “La profundidad del cosmos tiene un futuro potencial que podría incluso ser infinito. ¿Estas vastas extensiones de tiempo podrán llenarse de vida, o serán tan vacías como vacíos fueron los primeros mares estériles de la Tierra? La elección puede depender de nosotros, en este siglo” (Rees 2003).

Referencias

- Aristóteles, “Metafísica”, libro 1, capítulo 1, línea 980a21.
- Bolmont, E. et al., 2014, ApJ, 793, 3
- Crowe, M. J., 1999a, “*The Extraterrestrial Life Debate*”, Dover Publications, Inc. Mineola, New York, 6, 1750-1900.
- Crowe, M. J., 1999b, Ibid, 8.
- Davies, P., 1999, “*The Fifth Miracle: The Search for the Origin and Meaning of Life*”
- Fantoli, A., 2008, “*Extraterrestri: Storia di un’idea dalla Gracia a oggi*”, Carocci editore, Roma, 44
- Fantoli, A., 2008, “*Extraterrestri: Storia di un’idea dalla Gracia a oggi*”, Carocci editore, Roma, 51
- Lajolo, G., 2012, Inauguration of the Study Week on Astrobiology, “*Frontiers of Astrobiology* edited by Impey, C., Lunine, J. & Funes, J., Cambridge University Press, New York.
- Mayor, M. & Queloz, D., A 1955, Nature, 378, 355.
- Minniti, D. & Clariá, J. J., 2014, “Nuevos Mundos: hacia la búsqueda de otras tierras”, Comunicarte, Córdoba.
- Rees, M., 2003, “*Our Final Hour*”, iBooks, <https://itun.es/us/X9EXw.1>, Basic Books, New York, chapter 1.
- Seager, S., 2012, “*Searches for Habitable Exoplanets*”, in *Frontiers of Astrobiology*, eds. C. Impey, J. Lunine & J. Funes, Cambridge University Press, New York, 246.
- Secchi, A., 1870, “*Le Soleil*”, Gauthier-Villars, Parigi, 418.
- Secchi, A., 1877, “*Le Stelle*”, Dumolard, Milano, 337.
- Ward, P. D. & Brownlee, D., 2003, “*Rare Earth: Why Complex Life is Uncommon in the Universe*”, Copernicus Books, New York

Índice alfabético

- Ahumada, A. V., 1, 44
Alonso-García, J., 91, 134
Angeloni, R., 73
Araudo, A., 55
- Bassino, L. P., 61, 110, 118
Baume, G. L., 114, 154, 166
Bica, E. L. D., 12
- Calderón, J. P., 118
Carraro, G., 49, 97
Carrasco-González, C., 55
Caso, J. P., 110
Cécere, M., 55
Cellone, S. A., 118
Chavero, C., 158
Clariá, J. J., 44, 91, 97, 134, 158
Cohen, R., 32
Córsico, A. H., 13
Corti, M. A., 114
Cummings, J., 32
Cúneo, V. A., 102, 122
- De Colle, F., 55
Dékány, I., 91, 134, 158
Di Mille, F., 73
- Escudero, C. G., 61, 67, 170
Esquivel, A., 55
- Faifer, F. R., 61, 67, 170
Feinstein, C., 166, 174
Fernández-Trincado, J. G., 126
Ferrero, L. V., 102, 130
Forte, J. C., 23
Funes S. J., J. G., 180
- Gamen, R., 154
García, L., 79, 85, 130
Geisler, D., 32, 97
Gómez, M. N., 79, 85, 102, 122, 130, 142
Gómez-López, J. A., 126
Gonzalez, N. M., 67
Gramajo, L. V., 97, 134, 138
Grocholski, A., 97
Gunthardt, G., 130
Gurovich, S., 150
- Heo, J., 73
- Hobson, M. J., 79
- Jofré, J. E., 79, 85, 102
- Kenyon, S., 122
- Lares, M., 138
Lee, H., 73
Lovos, F., 102, 142
- Mari, M. B., 146
Martínez, R. E., 174
Mauas, P., 102
Mauro, F., 32
Merlo, D. C., 150
Minniti, D., 91, 134, 158
Molina Lera, J. A., 114, 154
- Oddone, M. A., 44
Orsatti, A. M., 174
Oviedo, C. G., 146, 158
- Palma, T., 44, 73, 91, 134, 158
Parisi, M. C., 97
Perez, A., 146
Perren, G.I., 162
Petrucci, R., 79, 85, 102
- Rodríguez, L. F., 55
Rodríguez, M. J., 166
- Saker, L., 102, 142
Sánchez, B., 138
Sarajedini, A., 97
Scalia, M. C., 170
Sesto, L., 170
Smith Castelli, A. V., 67, 170
- Tang, B., 32
- Vázquez, R.A., 162
Vega Neme, L. R., 44, 126
Velázquez, P., 55
Verdugo, T., 126
Vergne, M. M., 174
Vieira, K., 126
Villanova, S., 32, 97
- Weidmann, W., 146