

## Trabajo Especial de la Licenciatura en Astronomía

# Sobre la caracterización de cúmulos estelares de las Nubes de Magallanes a partir de sus espectros integrados<sup>1</sup>

Autor: Federico O. SIMONDI ROMERO

Directores: Drs. Andrea V. AHUMADA – Luis R. VEGA-NEME

Septiembre 2021 – Córdoba, Argentina



Sobre la caracterización de cúmulos estelares de las Nubes de Magallanes a partir de sus espectros integrados por [Federico O. Simondi Romero](#) se distribuye bajo una [Licencia Creative Commons Atribución-CompartirIgual 4.0 Internacional](#).

<sup>1</sup> Basado en datos adquiridos en el Complejo Astronómico El Leoncito, operado en acuerdo entre el Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas de la República Argentina y las Universidades Nacionales de La Plata, Córdoba y San Juan.



*A mis padres por darme la vida,  
a Natalia por vivirla conmigo,  
y a Francesco, que vea cumplirse todos sus sueños.*





## Agradecimientos y primeras palabras

Estas primeras palabras, paradójicamente fueron las últimas en ser escritas y son para contarle lector lo que encontrará dentro de este trabajo, no académicamente, sino más bien el detrás de escena. Mucha gente hay detrás de este trabajo, mucha gente hay y hubo alrededor mio apoyando, ayudando, alentando, con sus palabras, pensamientos y obras para que pudiera terminar esta etapa. Una de esas personas, me enseñó que una persona de bien lo primero que hace es agradecer. ¡Pero qué complicados son los agradecimientos! Agradecemos a todos por igual, pero las palabras imponen un orden. Agradezco profundamente al personal del Complejo Astronómico El Leoncito por su trabajo constante que me permitió, y permite a muchos hacer Ciencia para el aporte sobre el conocimiento universal. Agradezco al personal de la Facultad de Astronomía, Matemática, Física y Computación por su buena predisposición siempre a resolver las situaciones de un alumno, siempre con una sonrisa y llevando la calma. Del mismo modo quiero agradecer al Observatorio Astronómico de Córdoba y su personal, en especial al Director Dr. Merchán por su buena predisposición en todo momento, y con él a todos los que forman y formaron parte de esta ilustre institución. Agradezco a mis profesores, de quienes he aprendido mucho, no sólo de lo concerniente a lo académico, sino también en lo que respecta a la vida misma, a ser personas de bien, comprometidas con su profesión, y que la elijen todos los días nuevamente. Tengo el agrado de llamar amigos a muchos de ellos, y tengo el anhelo que ellos piensen de la misma manera. Agradezco también a mis amigos y compañeros de estudio, que fueron punto de apoyo en todo momento del camino, siempre con la mirada objetiva para dar el buen consejo. Mi especial agradecimiento al Tribunal Evaluador conformado por la Dra. Ahumada, la Dra. Parisi y el Dr. Valotto por su labor que sirvió a mejorar este trabajo.

Así como las estrellas tienen su tiempo de gestación antes de convertirse en los objetos brillantes que son, sepa lector que este trabajo tiene horas de gestación, días de trabajo, noches sin dormir, y sobre todo años de esperar salir a la luz, porque tarda en llegar, y al final hay recompensa. Este trabajo es la culminación de una etapa en la vida de este investigador, que fue posible gracias a muchas personas, entre ellas amigos, padres, el equipo de directores que conformaron Andrea y Luis, y sobre todo a Natalia y Francesco que fueron la inspiración a decidir terminar lo comenzado.

Gracias, totales.

## Abreviaturas y acrónimos utilizados

ACS	Advanced camera for surveys
AE	Anchos equivalentes
BA86	Bica & Alloin (1986)
CASLEO	Complejo Astronómico El Leoncito
CA	Cúmulos abiertos
CE	Cúmulos estelares
CG	Cúmulos globulares
DCM	Diagrama color–magnitud
EI	Espectroscopía integrada
FMI	Función inicial de masa
HST	Hubble Space Telescope
KDM2001	Kontizas, Dapergolas, Morgan & Kontizas (2001)
NMM	Nube Mayor de Magallanes
NmM	Nube Menor de Magallanes
NM	Nubes de Magallanes
PES	Población estelar simple
PM	Población múltiple
SWB80	Searle, Wilkinson & Bagnuolo (1980)
SM	Sistema Magallánico
SGA	Supergigante azul
VL	Vía Láctea

## Resumen

Apartir de observaciones realizadas en el Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO), se presentan espectros integrados en la región del visible correspondientes a 10 cúmulos estelares (CE) pertenecientes a las Nubes de Magallanes (NM). Se determinan los parámetros astrofísicos, tales como edad, enrojecimiento y metalicidad, a partir de diferentes métodos, a saber: medición de anchos equivalentes, ajuste de espectros de referencia (*templates*) y síntesis espectral combinando poblaciones estelares simples.

Respecto a los CE pertenecientes a la Nube Mayor de Magallanes (NMM), cuatro de los cinco CE estudiados no presentaban determinaciones previas ni de edad ni metalicidad, por lo que los valores encontrados, son los primeros en su especie. El rango de edades abarca entre los  $300 \times 10^6$  años y los  $800 \times 10^6$  años, en tanto que las metalicidades oscilan entre  $[Fe/H] = 0.00$  y  $[Fe/H] = -0.55$ . Finalmente se pudo construir un nuevo *template* que representa poblaciones estelares de alrededor de  $700 \times 10^6$  años. En relación a los cinco CE pertenecientes a la Nube Menor de Magallanes (NmM), el rango de edades encontrado oscila entre los  $5 \times 10^6$  años y los  $10 \times 10^9$  años, siendo sus metalicidades  $[Fe/H] = -0.09$  y  $[Fe/H] = -1.89$ . Dichos valores de edad concuerdan con los determinados por otros autores utilizando diferentes técnicas. Uno de los espectros obtenidos se presenta además como un nuevo *template* que representa poblaciones estelares con edades cercanas a los  $5 \times 10^9$  años, siendo éste también el primero en su especie.

De esta muestra, dos CE merecen una mención especial. Por un lado *K27* perteneciente a la NmM, sería un CE con una edad cercana a los  $9 \times 10^9$  años, es decir, un nuevo CG de la NmM; y por otro lado *SL 820* correspondiente a la NMM, que albergando una estrella de carbono, permitió un abordaje diferente en su estudio, derivando en la creación de un nuevo *template*.



# Indice

	<b>Pág.</b>
CAPÍTULO 1. INTRODUCCIÓN.....	10
1.1 Las Nubes de Magallanes.....	11
1.2 Cúmulos estelares.....	13
1.3 El sistema de cúmulos estelares de las Nubes de Magallanes.....	14
1.4 Objetivos.....	17
CAPÍTULO 2. CARACTERIZANDO CÚMULOS ESTELARES DE LAS NUBES DE MAGALLANES.....	18
2.1 Fotometría Integrada. Clasificación SWB.....	19
2.2 Aplicaciones de la clasificación SWB.....	21
2.3 Espectroscopía integrada.....	22
2.4 Aplicaciones de la espectroscopía integrada.....	24
CAPÍTULO 3. OBSERVACIONES Y REDUCCIÓN DE DATOS.....	28
3.1 Observaciones.....	28
3.2 Reducción de datos.....	32
3.2.1 Preparación de las imágenes <i>bias</i> y <i>flat-fields</i> .....	34
3.2.2 Procesamiento de las imágenes espectrales.....	35
3.2.3 Extracción del espectro unidimensional.....	36
3.2.4 Calibración en longitud de onda.....	37
3.2.5 Calibración en unidades de flujo y corrección por extinción atmosférica.....	38
3.2.6 Eliminación de raosys cósmicos y combinación de los espectros finales.....	39
CAPÍTULO 4. DATANDO CÚMULOS.....	42
4.1 Método de los anchos equivalentes.....	42
4.2 Método de diagramas diagnóstico y ajuste de AE.....	46
4.3 Método de ajuste por <i>templates</i> .....	49
4.4 Método de la síntesis espectral.....	52
CAPÍTULO 5. RESULTADOS.....	54
5.1 <i>NGC 176</i> .....	55
5.2 <i>Kron 17</i> .....	59
5.3 <i>HW 22</i> .....	62
5.4 <i>Kron 27</i> .....	65
5.5 <i>Bruck 50</i> .....	67
5.6 <i>SL 164</i> .....	71
5.7 <i>SL 396</i> .....	74
5.8 <i>SL 598</i> .....	77
5.9 <i>SL 749</i> .....	79
5.10 <i>SL 820</i> .....	81
5.11 Resumen.....	87
CAPÍTULO 6. RESULTADOS FINALES Y DISCUSIÓN.....	90
6.1 Nube Menor de Magallanes.....	90

6.2 Nube Mayor de Magallanes.....	94
CAPÍTULO 7. SUMARIO Y TRABAJO FUTURO.....	98
ACKNOWLEDGEMENTS.....	100
REFERENCIAS Y BIBLIOGRAFÍA CONSULTADA .....	101
ANEXO I. CLASIFICACIÓN DE ESTRELLAS.....	108
I.1 <i>Kron 17*1</i> .....	108
I.2 <i>NGC 176*1</i> .....	110
I.3 <i>SL 164*1</i> .....	112
I.4 <i>SL 164*2</i> .....	115
I.5 <i>SL 396*2</i> .....	116
ANEXO II. CLASIFICACIÓN DE ESTRELLAS DE CARBONO.....	120
II.1 <i>SL 598*1</i> .....	120
II.2 <i>SL 820*1</i> .....	122
ANEXO III. SÍNTESIS DE STARLIGHT.....	124
ÍNDICE DE TABLAS.....	126
ÍNDICE DE FIGURAS.....	127

*“Hasta el camino más largo empieza  
por el primer paso.”*

# Capítulo 1

## Introducción

El otrora director del Observatorio de Harvard, Solon Bailey publica en 1908 *“A catalogue of bright clusters and nebulae”* (Bailey 1908) realizado a partir de placas fotográficas de una hora de exposición tomadas con lentes Cooke anastigmáticas. En el mismo describe algunos cúmulos estelares pertenecientes a las *Nubes de Magallanes*, así como también otros objetos de interés como *M31* o *“la gran nebulosa en Andrómeda”*. Debemos recordar que al momento de publicarse este catálogo el Universo comprendía sólo nuestra Galaxia y no se tenía conocimiento de otra galaxia en el Universo, de hecho *M31* es descrita en el mencionado catálogo como una *“nebulosa espiral gigante con un núcleo condensado”*. Será en la década del ‘20 cuando Edwin Hubble estudie *M31* y enseñe al mundo que algunos objetos se encuentran fuera de la *Vía Láctea*, siendo realmente galaxias con sistemas propios. Del mismo modo, hasta hace algunos años las *Nubes de Magallanes* eran consideradas galaxias satélites de la *Vía Láctea*, y hoy una de las teorías más aceptadas es que son galaxias pertenecientes a su propio sistema galáctico y que estarían experimentando su primer contacto con nuestra Galaxia (Kallivayalil et al. 2006a; Kallivayalil, van der Marel & Alcock 2006b; Kallivayalil et al. 2013; Parisi 2018 y referencias que allí aparecen). En todo ese tiempo se aceptó que los CE están formados por estrellas que habrían nacido en el mismo tiempo y de la

misma nube molecular, razón por la cual tendrían la misma edad y composición química. Podríamos decir entonces que aquello que damos por sabido limita nuestra mejor interpretación de la realidad.

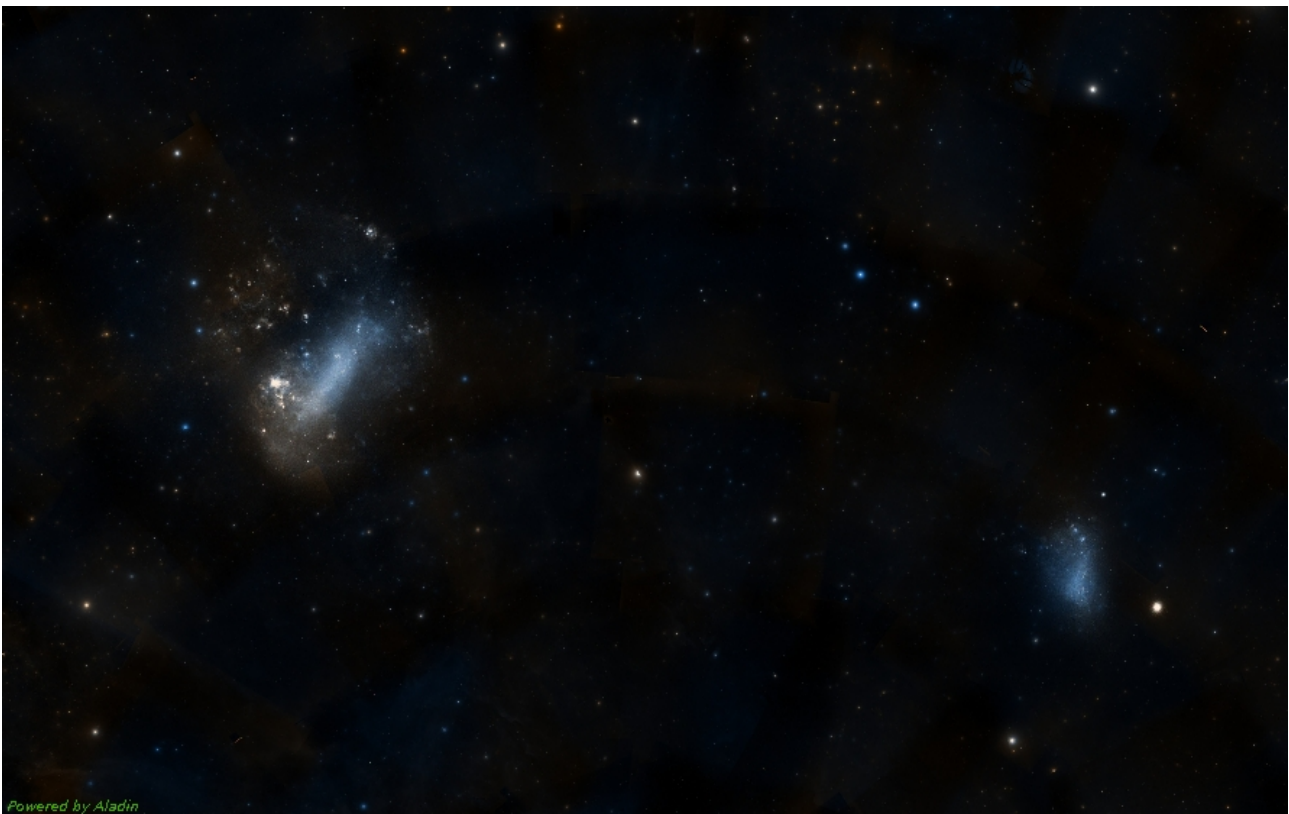
## 1.1 Las Nubes de Magallanes.

La primera mención de la cual se tiene registro de las *Nubes de Magallanes* (NM) data del año 964 d.C. por parte del astrónomo persa al-Sufí en su “*Libro de las estrellas fijas*”, quién en realidad se refirió a una de ellas –la Nube Mayor– como “*buey blanco*”, aunque ya los antiguos habitantes del continente americano las habrían observado y nombrado, pero la tradición oral hace casi imposible tener mayores referencias de ellas. Si bien fueron observadas y registradas por gran cantidad de exploradores europeos en sus viajes al Nuevo Continente, entre ellos Amerigo Vespucci, reciben su nombre en honor a Fernando –o Hernando– de Magallanes, quién en 1519 inició su viaje alrededor del mundo, siendo el primer viaje alrededor del mundo que finalizara Juan Sebastián Elcano, por la muerte del primero en las Filipinas en 1521. Fue durante este viaje que Antonio Pigafetta hizo mención a estos objetos que luego quedaría en la historia (Dennefeld 2020).

Las NM (Figura 1.1) son dos galaxias que forman parte, junto a la *Vía Láctea* (VL), *Andrómeda*, *Triángulo* y otras galaxias menores, del denominado *Grupo Local*, una estructura que abarca una región de 1.5 Mpc de radio, donde se pueden contar más de 50 galaxias con magnitudes absolutas en el intervalo  $-21.1 < M_V < -8.6$  (Binney & Tremaine 2007). Las NM, conocidas como *Nube Mayor de Magallanes* (NMM) y *Nube Menor de Magallanes* (NmM), junto a tres estructuras que las rodean –la Corriente Magallánica, el Puente Magallánico y el Brazo Principal (D’Onghia & Fox 2016)– son parte de lo que se conoce como Sistema Magallánico (SM). La NMM se encuentra a  $(50 \pm 1)$  kpc (Pietrzynski et al. 2019) y posee una barra estelar asimétrica –formada hace aproximadamente  $1 \times 10^9$  años, quizás como consecuencia de interacciones con la NmM– cuyo centro físico no es coincidente con el centro dinámico de la galaxia, un único brazo espiral, y una región de formación estelar en un extremo de la barra (de Vaucouleurs & Freeman 1972). Posee además un disco casi perpendicular a la línea de visión con una gran concentración de estrellas, el cuál presenta una geometría alargada en dirección norte-sur, como consecuencia quizás de perturbaciones de marea producidas en la NMM por la NmM y la VL (van der Marel 2001). Grocholski et al. (2006) determinan un contenido metálico representado por  $[Fe/H] = -0.49$  dex en las estrellas de campo, en tanto que Choudhury et al. (2016) indican una metalicidad promedio  $[Fe/H] = -0.37$  dex. Finalmente, van der Marel & Kallivayalil (2014) calculan la masa total de la galaxia dentro de los 8.7 kpc en  $1.7 \times 10^{10} M_{\odot}$ .



La NmM se encuentra a  $(62.1 \pm 1.9)$  kpc (Graczyk et al. 2020), y en promedio posee una baja metalicidad y una alta fracción de masa que permanece en forma gaseosa (Parisi 2018), y si bien no posee una barra estelar, se denomina así a la parte más brillante del eje principal del cuerpo de la galaxia. En el infrarrojo lejano se observa una estructura joven al este del cuerpo principal – denominada “ala”– formada probablemente como resultado de interacciones con la NMM (Caldwell & Coulson 1986). Las estrellas más jóvenes que  $1 \times 10^9$  años se encuentran en esta región y en la parte central de la galaxia, donde el gas se concentra principalmente. Rubele et al. (2015) muestran que la apariencia irregular de la NmM se debe a la distribución espacial de las poblaciones más jóvenes, mientras que las estrellas más viejas tienen una distribución esferoidal. La masa total de la galaxia, estimada a partir de curvas de rotación, es de  $2.4 \times 10^9 M_{\odot}$  (Stanimirović et al. 2004). Respecto a la metalicidad, la misma presentaría un máximo en  $[Fe/H] = -0.97$  (Choudhury et al. 2020), según estrellas de campo.



**Figura 1.1** Las Nubes de Magallanes. Imagen creada con ©Aladin con color DSS2

La dinámica de las NM no está resuelta al día de hoy, coexistiendo dos teorías que las sitúan como galaxias satélites de la VL desde su formación, o como galaxias que estarían haciendo su primer encuentro con nuestra Galaxia (Parisi 2018, y referencias que allí aparecen). Para la primera teoría –*modelo ligado*– Diaz & Bekki (2011) sugieren que la NMM y la NmM se habrían formado como galaxias satélites de la VL con una gran separación entre ambas. Luego de orbitar por el Halo

Galáctico hace  $4 \times 10^9$  años, la NMM pudo capturar a la NmM formando el sistema binario fuertemente ligado, con un primer encuentro  $2 \times 10^9$  años después y un segundo encuentro que habría generado un *burst* de formación estelar hace  $(100 - 200) \times 10^6$  años –dando origen quizás a el ala de la NmM y al Puente Magallánico–, con su segundo pasaje perigaláctico en la actualidad. En la segunda teoría –*modelo no ligado*–, nos encontramos en el primer pasaje del sistema por las cercanías de la VL (Besla et al. 2012). Según este modelo, las NM han constituido un par de galaxias interactuantes durante una fracción significativa, siendo atraídas por el potencial de la VL hace  $2 \times 10^9$  años. La morfología irregular y la cinemática interna del SM –tanto del gas como las estrellas– se explican naturalmente por las interacciones entre ambas galaxias, sin necesidad de intervención gravitacional por parte de la VL. La Corriente Magallánica sería producto de fuerzas tidales de la NMM sobre la NmM antes de ser capturadas por la VL, y la barra estelar descentrada y deformada, así como la espiral de un solo brazo podrían derivarse naturalmente de una reciente colisión directa entre las NM hace  $(200 - 300) \times 10^6$  años.

Las NM, por su cercanía y sus sistemas de cúmulos, son excelentes laboratorios para observar y ajustar condiciones iniciales de efectos dinámicos en sistemas estelares, en particular en CE. Una referencia obligada en cualquier trabajo que se realice sobre las NM es el texto, si bien ya tiene sus años, “*The Magellanic Clouds*” de B. Westerland (1997). Un recopilación sobre los CE de todo el SM es presentado por Santiago (2009), en tanto que, recientemente, Parisi (2018) realiza un completo breviario de cómo los CE de las NM nos permiten dilucidar sus historias de formación estelar y evolución química.

## 1.2 Cúmulos estelares.

En cualquier galaxia, un grupo de estrellas ligadas gravitacionalmente recibirá el nombre de cúmulo estelar (CE). Estos CE pueden contener desde decenas hasta cientos de miles de estrellas. En general se asume que estos objetos se forman de la misma nube primordial, lo que sugiere que cada estrella miembro del CE posee una composición química muy similar y que todas las estrellas se formaron prácticamente al mismo tiempo y en el mismo lugar. Esto permite, en general, compararlos con modelos de poblaciones estelares simples. Este concepto es una herramienta fundamental para entender las propiedades espectrofotométricas de sistemas más complejos como las galaxias. Una población estelar simple (PES) es un conjunto de estrellas nacidas simultáneamente y químicamente homogéneas (Tinsley 1968, Renzini 1981, Bruzual 2010). Los parámetros principales requeridos para describir una PES son: la edad, la composición química y la función inicial de masa. En la Naturaleza, los mejores ejemplos de PES son precisamente los CE,

mientras que las galaxias ciertamente no lo son, puesto que están formadas por estrellas de diferente metalicidad y edad. Sin embargo, una población compleja puede ser expandida siempre en series de PES, y es por esto que debemos comprender a las PES antes de estudiar sistemas más complejos. Sin embargo, en las últimas décadas en estudios sobre cúmulos globulares Galácticos (e.g., Gratton et al. 2012) y en CE de las NM (e.g., Mucciarelli et al. 2009, D’Alessandro et al. 2016) se constata la presencia de poblaciones múltiples (PM), luego confirmadas por medio de diagramas color–magnitud (DCM) a partir de imágenes adquiridas por la *Advanced Camera for Surveys* (ACS) del *Hubble Space Telescope* (HST) (Milone et al. 2016), donde se evidencian secuencias principales extendidas. Asimismo, las PM de un CE son también evidentes desde el punto de vista de la espectroscopía, manifestándose en las conocidas anti-correlaciones entre las abundancias de ciertos elementos químicos livianos en las estrellas de un cúmulo globular (Carretta et al. 2009).

En nuestra Galaxia se clasifica a los CE en dos categorías diferentes: globulares (CG) y abiertos (CA), donde los primeros tienen edades típicas mayores de  $10 \times 10^9$  años (Gratton, Carretta & Bragaglia 2012), poseen simetría aproximadamente esférica, están fuertemente ligados gravitacionalmente y poseen del orden de cientos o miles de estrellas viejas. En cambio, los CA pueden abarcar edades hasta los  $(6 - 8) \times 10^9$  años (Carraro & Chiosi 1994), tienen forma irregular, poseen una cantidad sensiblemente menor de miembros –del orden de unos pocos cientos como máximo–, están más debilmente ligados y son sistemáticamente mucho más jóvenes. En general, una galaxia puede contener desde  $10^2$  hasta  $10^6$  CE (Binney & Tremaine 2007). Esta discriminación entre CG y CA no es tan clara para los CE de las NM. Existen CE con apariencia de CG, pero con edades de  $1.5 \times 10^9$  años (*NGC 1846*, Kamann et al. 2020),  $200 \times 10^6$  años (*NGC 1866*, Testa et al. 1999) y hasta del orden de  $1 \times 10^6$  años (*NGC 2100*, Girardi et al. 1995).

### 1.3 El sistema de cúmulos estelares de las Nubes de Magallanes.

Si bien en el siglo XIX, William Herschel y su hijo *sir* John Herschel ya habrían observado algunos CE de las NM, los primeros estudios sistemáticos de estos objetos, a partir de placas fotográficas obtenidas con el telescopio ADH [Armagh, Dunsink & Harvard] Baker-Schmidt (Observatorio Boyden, Sudáfrica), datan de la década del ‘50 con los primeros estudios de Kron (1956a), Lindsay (1958) y de Vaucouleurs (1959) para CE de la NmM, y de Shapley & Lindsay (1963) para CE de la región interna de la NMM, mientras que Lyngå & Westerlund (1963) hicieron uso de placas fotográfica obtenidas con el telescopio 50/65 cm Schmidt (Estación Uppsala del Sur, Australia) para estudiar CE de la región externa de la NMM. Kron (1956a,b,c) publicó sus resultados en una serie de tres trabajos, y en el último de ellos se refiere a la distribución de los CE

donde describe que un grupo de éstos se ubican en una distribución ligeramente espiral, y que la NmM tendría una forma elíptica, en concordancia con resultados de de Vaucouleurs (1955), aunque luego Lindsay (1958) descarta la presencia del brazo espiral en favor de un efecto tidal provocado por la NMM. Por otra parte, Lyngå & Westerlund (1963) determinan que el sistema de CE de la NMM sería elíptico, y proponen la existencia de distintos subsistemas, como observará años después Bica et al. (1996), agregando además que los centroides de los distintos grupos etarios se encuentran desplazados unos de otros, producto quizás de una severa perturbación que habría sufrido el disco de la galaxia.

Más de 50 años han pasado desde los 69 CE de la NmM catalogados por Kron (1956a), o los 483 de la NMM catalogados por Lyngå & Westerlund (1963), y en todo ese tiempo nuevos CE se han descubierto, aportando más entendimiento a la morfología de las NM. En la actualidad el catálogo más completo del SM ha sido publicado por Bica et al. (2008) a partir del cual, estudiando la estructura a gran escala de las NM mediante la distribución angular de objetos extendidos, encuentran que la distribución actual de CE aporta a la mejor comprensión de la historia evolutiva de las NM. Por otra parte, la NMM posee un pequeño número de CG antiguos –tan viejos como los más viejos de la VL y de las galaxias enanas esferoidales compañeras de la VL (Grebel & Gallagher 2004)– y pobres en metales. Alberga además gran cantidad de CE de edad intermedia menores a  $(3 - 4) \times 10^9$  años, muy poblados y relativamente ricos en metales. Se observan además, dos épocas de formación de CE separadas por un período de inactividad –*age gap*– (Da Costa 2002) entre los  $(4 - 9) \times 10^9$  años (Holtzman et al. 1999, Johnson et al. 1999, Harris & Zaritsky 2009), durante el cuál sólo se habría formado *ESO 121-SC03* ( $9 \times 10^9$  años, Mackey et al. 2006;  $8.9 \times 10^9$  años, Xin et al. 2008), para continuar la formación de manera ininterrumpida durante los últimos  $4 \times 10^9$  años. Grocholski et al. (2006), a partir de metalicidades derivadas mediante la técnica del Triplete del Ca II, determinan las metalicidades de los CE entre  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.3$  y  $[\text{Fe}/\text{H}] = -2$ , con dos grupos diferenciados, uno pobre en metales con metalicidades entre  $-1.3$  y  $-2$ , y un segundo grupo más rico en metales, con metalicidades promedio en  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$ , de donde se desprende que los CE de la NMM cubren un amplio rango de metalicidades. La NMM no presentaría gradiente de metalicidad, y el sistema de CE es consistente con un disco plano rotante (Schommer et al. 1992).

El sistema de CE de la NmM, que en el último catálogo realizado (Bica et al. 2020) llegarían a 626, es también rico y diverso en términos de edades y abundancias, con gran cantidad de CE jóvenes y de edad intermedia, formados de manera continua en los últimos  $10.5 \times 10^9$  años (Glatt et al. 2008a, Parisi et al. 2014) sin rastros de un *age gap* (Santiago 2009). De hecho, la NmM carece de una población significativa de CE ricos, así como de CE viejos y pobre en metales, con edades comparables a las que poseen los CG Galácticos, siendo la única del Grupo Local con esta última

característica. El CE más viejo conocido de la NmM es *NGC 121* ( $10.5 \times 10^9$  años, Glatt et al. 2008b, Parisi et al. 2014), siendo además el único CG de la NmM, y más joven que los CG de la NMM y de la VL. Se desprende de este hecho que la formación de CE en la NmM se retrasó ( $2 - 3$ )  $\times 10^9$  años en comparación con la NMM o la VL, para luego formar CE de manera continua, con dos épocas posibles de enriquecimiento hace  $2 \times 10^9$  años y  $5 \times 10^9$  años (Parisi et al. 2014), con el primer episodio en concordancia con el modelo ligado de Diaz & Bekki (2011), que predice un primer encuentro de las NM en esa época. El segundo episodio de formación hace  $5 \times 10^9$  años es más complicado de analizar, ya que no se observa interacción entre las NM o con la VL en esa época, sin embargo podría ser causado por una fusión que habría sufrido la NmM hace  $7.5 \times 10^9$  años (Tsujiimoto & Bekki 2009), desencadenando la formación estelar y aumentando la formación de CE en la NmM, aunque restan todavía  $2.5 \times 10^9$  años por congeniar con el pico de edad propuesto por Parisi et al. (2014). Los CE de la NmM se encuentran en un rango de metalicidades acotado, con una dispersión  $< 0.8$ , con metalicidades entre  $-1.4$  y  $-0.7$ .

Analizando la formación reciente de CE en ambas galaxias, Glatt et al. (2010) sugieren que la NMM habría experimentado tres épocas de formación hace  $9 \times 10^6$  años,  $125 \times 10^6$  años y  $630 \times 10^6$  años, mientras que la NmM lo habría hecho hace  $6.5 \times 10^6$  años,  $160 \times 10^6$  años y  $630 \times 10^6$  años. Pietrzynski & Udalski (2000) calculan para la NMM tres momentos de formación en  $7 \times 10^6$  años,  $125 \times 10^6$  años y  $800 \times 10^6$  años, mientras que Nayak et al. (2016) encuentra sólo un pico de formación en  $125 \times 10^6$  años. El valor de  $125 \times 10^6$  años está en concordancia con el valor propuesto por el modelo donde las NM orbitan a la VL, que estipula un encuentro hace  $(100 - 200) \times 10^6$  años. En resumen, la tasa de formación de CE en la NmM aumenta si la órbita de la NMM las conduce a un encuentro cercano, mientras que la tasa de formación disminuye nuevamente cuando la NMM se aleja de la NmM.

Distintos autores –entre ellos algunos ya mencionados– han estudiado las propiedades básicas de cientos de CE de ambas galaxias, como edades, metalicidades o masas, a partir de fotometría integrada (e.g., Searle, Wilkinson & Bagnuolo 1980; Bica et al. 1996), espectroscopía integrada (e.g., Bica & Alloin 1986a; Santos et al. 1995; Ahumada et al. 2019) o DCM (e.g., Hodge 1983; Hodge & Flower 1987; Milone et al. 2016; Dondoglio et al. 2021), quizás empujados en la empresa por las palabras de Kron (1957) “*el estudio de cúmulos estelares a través del estudio de su luz integrada es un brazo excitante de la astronomía observacional que aún no ha sido del todo explotado. Los cúmulos estelares son objetos muy brillantes, debido al gran número de estrellas que contienen, y pueden por lo tanto ser observados con telescopios de tamaño moderado, aún a grandes distancias en galaxias cercanas.*”

## 1.4 Objetivos.

El análisis de los espectros integrados de CE y asociaciones estelares ha probado ser una herramienta eficaz y muy fuerte en el estudio de la síntesis de sus PES. Como se mencionó anteriormente, diferentes autores (e.g., Dondoglio et al. 2021) han mostrado la existencia de grupos de estrellas de distintas edades y metalicidades en un mismo CE, lo cual hace sospechar que esto podría ser un común denominador en la vida de los mismos, inquiriendo una revisión de conceptos hasta hoy dados por ciertos. La determinación de enrojecimientos, edades y metalicidades en CE es más eficaz que para estrellas aisladas, por tal motivo son bloques fundamentales en el estudio de formación y evolución de las galaxias, por lo cual una mejor medición de la edad y metalicidad significaría una mejora en distintos resultados, como la relación edad–metalicidad y los gradientes galácticos, pilares fundamentales a la hora de comprender la formación de las galaxias.

En el presente trabajo se abordará el estudio de 10 CE a partir de la técnica de espectroscopía integrada, utilizando diferentes métodos y herramientas –medición de anchos equivalentes de líneas y perfiles espectrales, diagramas diagnóstico, *templates*, código Fast Integrated Spectra Analyzer (FISA, Benitez-Llambay et al. 2012), código Starlight (Cid-Fernandes et al. 2005)– para determinar sus edades, enrojecimientos y metalicidades a partir de sus espectros integrados. Parte de estos espectros integrados corresponden a CE muy bien estudiados, por lo que servirán además para crear nuevos *templates* que representarán las poblaciones estelares de bajas metalicidades, típicas de las NM. Además se determinará si los CE estudiados podrían presentar –o no– PM.

*“Son las teorías las que deben explicar las observaciones.”*

## Capítulo 2

# Caracterizando cúmulos estelares de las Nubes de Magallanes

Desde los primeros catálogos de CE de la Nube Menor de Magallanes (NmM) de Kron (1956a) y Lindsay (1958), y de la Nube Mayor de Magallanes (NMM) de Shapley & Lindsay (1963) y Lyngå & Westerlund (1963), distintos investigadores han intentado caracterizar diferentes parámetros de CE de las Nubes de Magallanes (NM) a partir de variadas técnicas. Alcaino (1978) utilizando fotometría integrada *UBV*, determina entre otros resultados notables que los CE de la NmM catalogados como cúmulos globulares (CG) no revisten características similares a las de los CG de la Vía Láctea (VL). Kontizas et al. (1985), a partir de fotometría *BV* no encuentran relación alguna entre la elipticidad de CE de la NmM –tanto del “disco” como del “halo” con un amplio rango de edades– y la edad de estos, sin embargo observan que las regiones externas de estos cúmulos serían más elípticas que las regiones internas. Estos resultados son luego refrendados por Glatt et al. (2009) haciendo uso de fotometría del *Hubble Space Telescope* (HST), quienes además agregan que esta diferencia en elipticidades entre las regiones podría tener como causa la evolución interna del CE. Para entender la evolución química y dinámica de las NM se necesita una

caracterización de sus CE que incluya la edad de los mismos (e.g., Searle, Wilkinson & Bagnuolo 1980). A continuación nos referiremos a dos clasificaciones de CE, haciendo énfasis en la que utilizaremos para este trabajo.

## 2.1 Fotometría integrada. Clasificación SWB.

Danziger (1973), Alcaino (1978), Zinn (1980) y referencias en ellos, son intentos de caracterizar los CE de las NM dando una clasificación en edad de los mismos. Será a partir de Searle, Wilkinson & Bagnuolo (1980, SWB80) que se podrá encontrar dicha relación según sus índices de color. Los autores utilizan fotometría integrada  $ugvr$  de Gunn (Thuan & Gunn 1976) de 61 CE de las NM, y la hipótesis inicial de que la distribución estadística de temperaturas efectivas y luminosidades de las estrellas de un CE está determinada por dos parámetros: la edad del CE y la composición química del material del cual se formaron. Sin embargo, en esta hipótesis no se tienen en cuenta abundancias químicas secundarias, inhomogeneidades químicas dentro del CE, contaminación de fotosferas estelares como producto de procesos nucleares en sus interiores y efectos estocásticos en las poblaciones de estrellas peculiares y luminosas.

La discusión de la época se centraba en torno a la forma de la secuencia que tendría esta clasificación y del diagrama que la contendría, para lo cual analizan que en una dada galaxia donde la correlación entre la metalicidad y la edad de sus CE sea fuerte, la secuencia sería unidimensional. Por el contrario, si la correlación fuese débil la secuencia sería bi-dimensional. Proponen que el sistema elegido debería utilizar 4 filtros  $-u, g, v, r-$  con los cuales puedan generar 3 colores independientes  $-(u - g), (v - g)$  y  $(g - r)-$  y dos combinaciones lineales de estos colores, libres de enrojecimiento, que permitan calcular los parámetros libres de enrojecimiento  $-Q(u, g, r), Q(v, g, r)-$ . Los filtros  $g$  y  $r$  monitorean regiones espectrales relativamente libres de líneas; el filtro  $v$  observa en una región fuertemente afectada por *blanketing* cerca del *edge* de las líneas de Balmer; y el filtro  $u$  monitorea el flujo en la región de onda corta de la discontinuidad de Balmer.

Finalmente, los autores adoptan las combinaciones lineales publicadas en Zinn (1980), siendo estas:

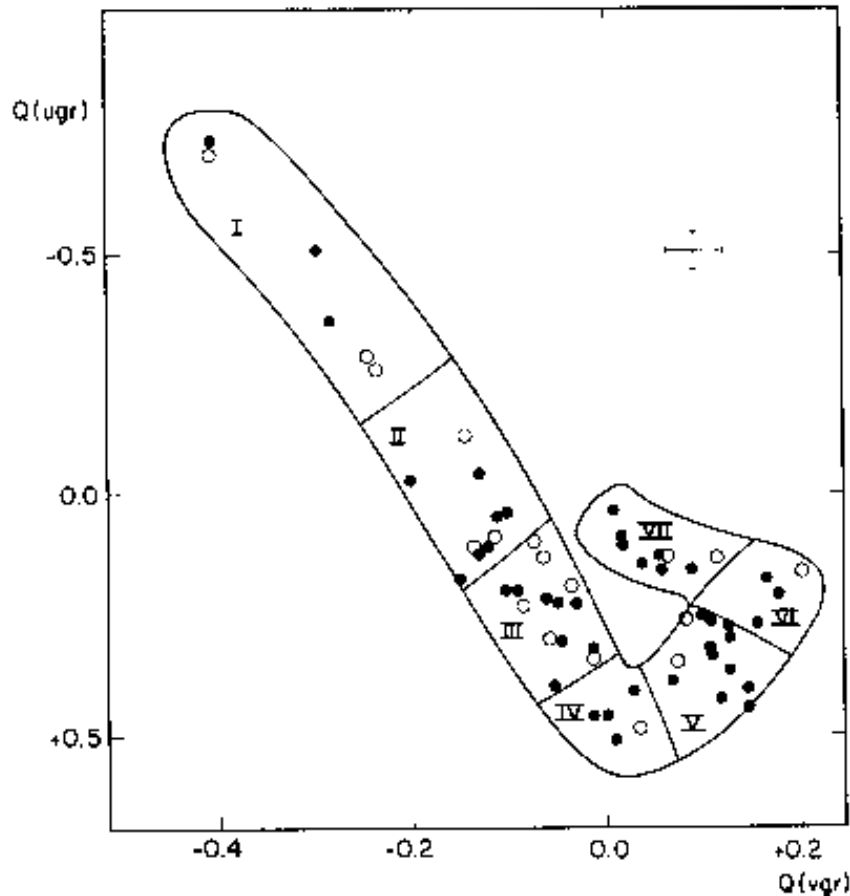
$$Q(u, g, r) = (u - g) - 1.08 (g - r), \quad (2.1)$$

$$Q(v, g, r) = (v - g) - 0.68 (g - r), \quad (2.2)$$

y componen el diagrama  $Q(u, g, r)$  vs.  $Q(v, g, r)$  donde grafican los valores calculados para cada CE de las NM (Fig. 2.1). Una vez graficados los valores, observan la secuencia buscada, la cual es uni-



dimensional y diferente a la secuencia que gobierna a los CG de la VL, lo que sugiere que la relación entre época y composición química promedio del medio interestelar es cualitativamente diferente en sistemas estelares diversos. De hecho, agregan que la correlación sería más fuerte para CE de la NMM, aunque tendría un comportamiento similar para CE de la NmM. A partir de la secuencia –segmentada arbitrariamente desde **SWB I** hasta **SWB VII**– observan que la edad y la composición química varían de manera suave, donde la edad aumenta mientras la metalicidad disminuye.



**Figura 2.1** CE de las NM en el diagrama Q-Q. Círculos blancos y negros representan CE de la NmM y NMM, respectivamente. Figura extraída de SWB80.

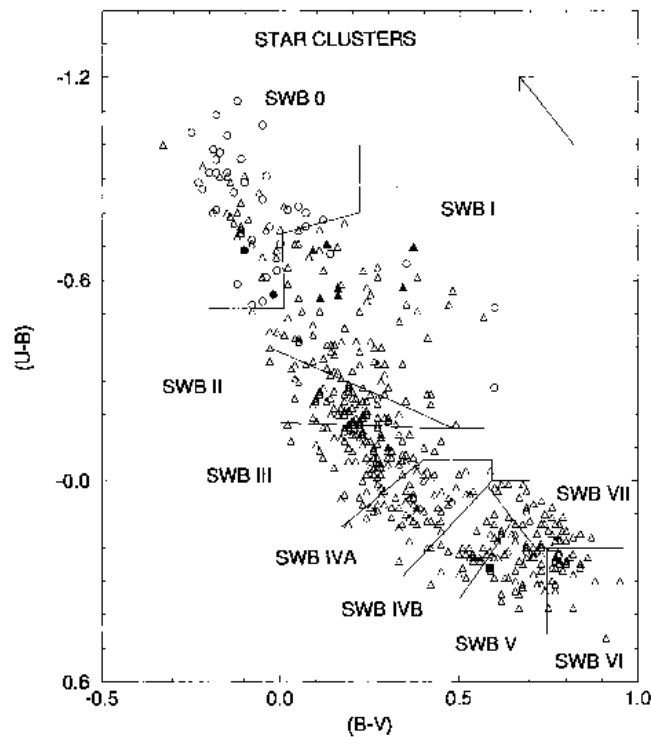
De la comparación con la secuencia de los CG de la VL suponen que los CE de las NM de tipo **SWB VII** serían similares a los CG del Halo de la VL, y que no habría CG ricos en metales. Observan además que CE entre el tipo **SWB I** y **SWB III** no serían sensibles a la abundancia, mientras que aquellos entre el tipo **SWB IV** y **SWB VII** serían sensibles a la edad y la abundancia. Un resultado importante es que la clasificación tiene fallas en algunos CE, sobre todo aquellos que tienen estrellas muy rojas y estrellas de carbono, siendo el caso de las últimas el más complejo por la amplia dispersión de edades en la bibliografía para algunos CE.

## 2.2 Aplicaciones de la clasificación SWB.

Distintos autores (Hodge 1983; Bica et al. 1991; Bica, Claría & Dottori 1992) han aplicado esta clasificación para CE de las NM, mientras que algunos otros han buscado una mejor calibración (Elson & Fall 1985) y en algunos casos la han ampliado (Bica et al. 1996). Elson & Fall (1985) aplicando fotometría integrada *UBV*, realizan una calibración de edad de los tipos **SWB**, determinando un nuevo parámetro *s* para calcular la edad de los CE. Bica et al. (1991) a partir de fotometría integrada *UBV* determinan que existiría un *gap* en el tipo **SWB IV** producida por la primera aparición de estrellas que sufren el *helium flash*, razón por la cual desdoblan el grupo en **SWB IVA** y **SWB IVB**, que luego utilizará Bica et al. (1996). En efecto, a partir de fotometría integrada *UBV* sobre 624 CE y asociaciones estelares de la NMM, determinan el tipo **SWB** de cada uno de ellos. Además amplían la clasificación agregando el tipo **SWB 0** (Fig. 2.2) para cúmulos muy jóvenes, embebidos mayormente en gas en emisión, y dan una nueva calibración de edad para los tipos **SWB** (Tabla 2.1). Pero en palabras de SWB80, será necesaria la espectroscopía integrada para aclarar el panorama.

**Tabla 2.1** Clasificación **SWB** y calibración de edades según Bica et al. (1996)

Tipo <b>SWB</b>	Edad [ $\times 10^6$ años]
0	0 – 10
I	10 – 30
II	30 – 70
III	70 – 200
IV A	200 – 400
IV B	400 – 800
V	800 – 2000
VI	2000 – 5000
VII	5000 – 16000



**Figura 2.2** Diagrama color-color de CE de la NMM. Los triángulos representan objetos sin emisión de gas y los círculos con emisión de gas. Los círculos negros son regiones HII muy excitadas y los triángulos negros son CE con estrellas rojas supergigantes. El cuadrado negro representa el cúmulo Reticulum. La flecha indica un desrojecimiento  $E(B-V) = 0.20$ . Figura extraída de Bica et al. (1996).

### 2.3 Espectroscopía integrada.

La mayor parte de las determinaciones de edad, enrojecimiento y metalicidad realizadas en CE se basan en el análisis de diagramas color-magnitud (DCM, Hodge 1983; Hodge & Flower 1987; Glatt et al. 2010) y en observaciones de estrellas individuales (Grocholski et al. 2006). Sin embargo la técnica de la espectroscopía integrada (EI) aplicada a estos objetos puede proveer información acerca de las cantidades antes mencionadas.

La EI es una técnica observacional que permite estudiar CE –y cualquier otro objeto– de diámetro angular pequeño, forniendo información confiable sobre sus edades, enrojecimientos y metalicidades, como atestiguan Schiavon et al. (2005) con CG de la VL; Ahumada et al. (2007) con cúmulos abiertos (CA) de la VL; Ahumada et al. (2019) con CE de la NMM; Sakari et al. (2016) con CG de *M31*; Colucci et al. (2017) con CE de *Fornax*; y Bastian et al. (2019) con *SC G114* de la galaxia distante *NGC 1316*, entre otros. Cid Fernandes & González Delgado (2010), a partir de ajustes de modelos sintéticos a espectros integrados de CE de la NMM y de la NmM, obtienen enrojecimientos, edades y metalicidades comparables a los determinados por trabajos anteriores. Asa'd et al. (2013) encuentran que espectros integrados en el rango del visible, al ser comparados

con modelos computacionales de alta resolución, suministran predicciones de edad de buen acuerdo, mostrando que el método por espectroscopía es más robusto al resolver el problema de la degeneración edad-extinción. Ambos estudios le agregan confiabilidad a los parámetros astrofísicos obtenidos a partir de la EI.

La EI se basa en el concepto de síntesis de poblaciones estelares –introducido por Tinsley (1968)–, dado que esta técnica permite analizar poblaciones estelares compuestas usando una base de espectros patrones –o *templates*– y una grilla de propiedades espectrales integradas, parametrizada por la edad y metalicidad. Es requisito que los diámetros angulares de los CE sean pequeños, ya que los espectros integrados deben reflejar de la manera más clara posible la síntesis de las poblaciones de estrellas que forman parte de un determinado agregado. CE viejos o de edades intermedias con muchas gigantes rojas, por ejemplo, deben reflejar la presencia de estas estrellas en sus espectros integrados. Análogamente, los espectros integrados de CE jóvenes deben presentar continuos en la región del azul en los cuales se destaquen claramente líneas comparativamente intensas de la serie de Balmer. De hecho, los espectros integrados de CE son el reflejo de la proporción relativa exacta de estrellas con diferentes masas que nacieron en la nube de gas con la metalicidad correspondiente. Por lo tanto, las proporciones relativas de estrellas evolucionadas como función de la edad y metalicidad son implícitamente las correctas. Además, con CE se cubren más órdenes de magnitud en metalicidad que con estrellas de secuencia principal y estrellas evolucionadas. Finalmente, esta técnica está libre de cualquier supuesto sobre la función de masa inicial y detalles de la evolución estelar.

Cuando se trabaja con técnicas espectroscópicas no se coloca el detector en el plano focal del telescopio, sino que en su lugar se coloca la ranura del espectrógrafo. La diferencia fundamental entre la espectroscopía individual de una estrella y la EI de un CE, radica en que en el primer caso se enfoca el telescopio hacia una única estrella y se hace incidir la luz de la misma sobre la ranura del espectrógrafo. Luego, la luz pasa a través de los distintos elementos ópticos del espectrógrafo e incide sobre el CCD, formando el espectro de la estrella. El espectro así obtenido es la imagen de la ranura del espectrógrafo, distribuida en sus distintas longitudes de onda.

En el caso de la técnica de la EI, se enfoca el telescopio hacia un CE, y si este excede el alto de la ranura se sectoriza el CE y se toman distintas exposiciones de cada sector moviendo lentamente el telescopio en la dirección de la declinación, y luego se las combina con un procesador de imágenes. Lo que se obtiene entonces es el espectro de la luz integrada de todo el sistema estelar y no de una única estrella. En ocasiones algunas estrellas dominan la imagen espectral integrada y es fácil determinar la contribución de cada una de ellas al espectro total.

## 2.4 Aplicaciones de la espectroscopía integrada.

Trabajo precursor en utilizar la EI para CE es Bica & Alloin (1986a, BA86a), ya que previamente se estudiaba la síntesis de poblaciones estelares en galaxias a partir de estrellas individuales (van den Bergh 1975, Tinsley & Gunn 1976, Pagel & Edmunds 1981, Pickles 1985). Otros autores (Faber 1972, Ciani et al. 1984) usaron una base compuesta de espectros estelares y espectros integrados de CG para detectar posibles poblaciones de baja metalicidad en la síntesis (Faber 1972, Ciani et al. 1984). La gran cantidad de especies estelares requeridas y la necesidad de contar con tres parámetros fundamentales (temperatura efectiva  $T$ , gravedad superficial  $g$ , y abundancia metálica  $Z$ ) dificultaba la resolución de dichas síntesis, en comparación con los dos parámetros necesarios en la EI –edad y metalicidad–. BA86a utilizan solamente espectros integrados de baja dispersión de CE de una muestra de 63 objetos –CG y CA compactos y ricos en metales, ambos de la VL, así como regiones HII; CG rojos de edad intermedia y CG azules, ambos de las NM– con edades comprendidas entre  $1 \times 10^6$  años y  $1.65 \times 10^{10}$  años, y con metalicidades  $-2.1 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq 0.1$  y enrojecimientos conocidos. Con el objetivo de crear un sistema de clasificación de CE –tanto en edad como en metalicidad– construyen una grilla con las mediciones de anchos equivalentes (AE) de perfiles metálicos y líneas de Balmer medidos sobre los espectros de los CE de la muestra.

El rango de longitud de onda ( $\Delta\lambda$ ) sobre el que trabajan es (3780–7690) Å y lo dividen en 70 ventanas consecutivas de amplitud variable entre 24 Å y 190 Å. Los autores determinan los causantes principales de la absorción en cada ventana y detectan absorciones débiles, por lo general debidas a bandas moleculares de estrellas rojas. En la Fig 2.3 se presenta la tabla de ventanas espectrales definidas en BA86a, donde la primera columna es el número (#) de ventana; la segunda columna es el rango de longitud de onda; la tercera columna es la razón entre el AE –definido como  $W$ , de *width*– y el rango de longitud de onda; y la cuarta columna son los causantes principales de la absorción en cada ventana. Las ventanas fueron seleccionadas según los perfiles espectrales fácilmente identificables y según se observaran perfiles de absorción en común entre los CE de la base así como en núcleos galácticos.

Los AE de los perfiles espectrales y el continuo se estudian en función de la edad y metalicidad, y observan que las líneas metálicas y las bandas moleculares presentan esencialmente el mismo comportamiento con la metalicidad. En particular, muestran la influencia de puntos de *turn-off* más jóvenes en los AE para perfiles en la parte azul del espectro, ya que dado que en la mayoría de los CE la mayor parte de la luz proviene de estrellas localizadas cerca del *turn-off* en los DCM (SWB80), las estrellas en el extremo superior de la secuencia principal realzan el continuo.

Esto genera que en gráficos AE vs. metalicidad las distribuciones dependan de la edad. Para la parte roja del espectro la relación AE vs. metalicidad tiende a ser de valor simple, independiente de la edad.

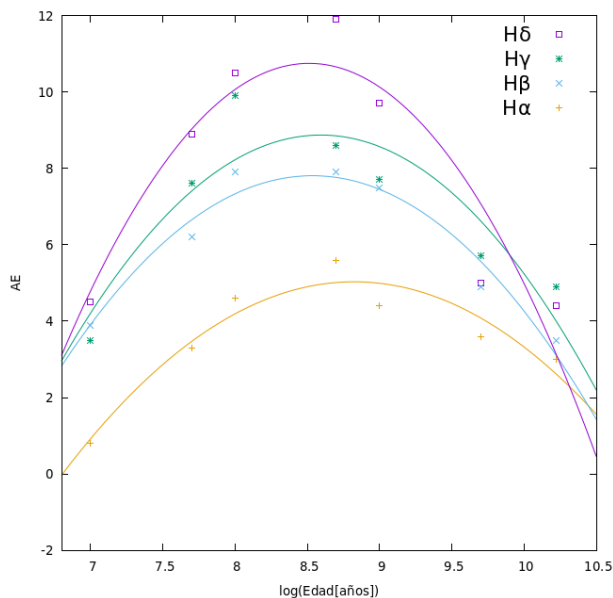
#	$\Delta\lambda$ (Å)	W/ $\Delta\lambda$	ABSORBERS	#	$\Delta\lambda$ (Å)	W/ $\Delta\lambda$	ABSORBERS
1	3780-3814	0.13	H10 ; CN Lband	36	5244-5314	0.03	FeI ; TiO ; CaI ; TiI
2	3814-3862	0.19	H9 ; CN Lband ; FeI ; MgI ; HeI	37	5314-5364	0.02	FeI ; TiO ; CN ; CaI
3	3862-3908	0.18	H8 ; CN Lband ; FeI ; SiI ; HeI	38	5364-5420	0.02	FeI ; MnI
4	3908-3952	0.20	CaII K	39	5420-5460	0.02	TiO ; FeI ; MnI
5	3952-3988	0.26	CaII H ; He	40	5460-5516	0.02	MgH ; TiO ; C <sub>2</sub> ; MnI ; CN
6	3988-4020	0.04	FeI ; HeI	41	5516-5562	0.01	MgH ; CaOH ; C <sub>2</sub> ; MgI ; MnI
7	4020-4058	0.03	FeI ; HeI	42	5562-5630	0.01	MgH ; FeI ; CaI ; TiO ; C <sub>2</sub> ; CN
8	4058-4082	0.06	FeI ; SrII	43	5630-5676	0.01	TiO ; C <sub>2</sub> ; FeI
9	4082-4124	0.13	H $\delta$	44	5676-5726	0.02	TiO ; NaI ; MgI ; FeI
10	4124-4150	0.08	FeI	45	5726-5800	0.02	TiO ; CN ; FeI
11	4150-4214	0.06	CN	46	5800-5848	0.00	TiO
12	4214-4244	0.06	CaI	47	5848-5880	0.01	TiO ; CN ; TiI ; HeI ; CaI
13	4244-4284	0.07	FeI ; CrI	48	5880-5914	0.07	NaI ; TiO ; TiI
14	4284-4318	0.14	CH Gband ; FeI ; CrI	49	5914-5950	0.03	TiO ; C <sub>2</sub> ; TiI ; FeI
15	4318-4364	0.12	H $\gamma$ ; FeI ; FeII	50	5950-6002	0.02	TiO ; CN ; C <sub>2</sub>
16	4364-4420	0.06	FeI ; C <sub>2</sub> ; FeII ; TiII	51	6002-6056	0.01	TiO ; CaOH ; C <sub>2</sub> ; FeI
17	4420-4450	0.06	FeI ; CaI	52	6056-6108	0.01	TiO ; MgH ; CaI ; FeI
18	4450-4484	0.04	TiO ; MgII ; CaI ; HeI	53	6108-6156	0.03	CN ; C <sub>2</sub> ; FeI ; TiO
19	4484-4510	0.01	CH ; CN	54	6156-6210	0.05	TiO ; CaI ; C <sub>2</sub> ; CN ; FeI
20	4510-4568	0.03	FeI ; BaI ; FeII ; TiII	55	6210-6274	0.06	TiO ; FeI
21	4568-4622	0.02	FeI ; TiO ; CaI ; FeII ; TiII ; CN	56	6274-6322	0.06	TiO ; FeI ; CN
22	4622-4668	0.02	FeI ; TiO	57	6322-6386	0.03	TiO ; CaH ; FeI ; CN
23	4668-4698	0.02	TiO ; C <sub>2</sub>	58	6386-6474	0.02	TiO ; CaI ; FeI ; CN
24	4698-4750	0.02	FeI ; C <sub>2</sub> ; MgI ; TiI ; NiI ; HeI	59	6474-6540	0.04	FeI ; BaII ; CaI ; TiO ; CN
25	4750-4802	0.03	MgH ; TiO ; FeI ; MnI ; NiI	60	6540-6586	0.06	Ha ; TiO ; FeI
26	4802-4846	0.03	TiO ; MgH ; CN ; MnI	61	6586-6670	0.02	TiO ; FeI ; CN
27	4846-4884	0.11	H $\beta$ ; TiO ; FeI	62	6670-6736	0.02	TiO ; CaI ; FeI
28	4884-4908	0.04	FeI	63	6736-6858	0.02	TiO ; CN ; FeI ; CaH
29	4908-4950	0.03	FeI ; FeII ; CN ; HeI	64	6858-6934	0.09	Atmospheric O <sub>2</sub>
30	4950-4998	0.03	FeI ; TiO ; TiI	65	6934-7050	0.02	CaH ; CN ; FeI
31	4998-5064	0.04	FeI ; TiO ; CN ; FeII ; TiI ; HeI	66	7050-7158	0.03	TiO ; CN ; CaI ; FeI ; HeI ; NiI
32	5064-5130	0.03	FeI ; C <sub>2</sub>	67	7158-7274	0.09	TiO+Atmospheric H <sub>2</sub> O
33	5130-5156	0.05	MgH ; FeI ; C <sub>2</sub> ; CN	68	7274-7464	0.03	TiO ; VO ; CN ; FeI
34	5156-5196	0.08	MgI+MgH ; C <sub>2</sub> ; TiO	69	7464-7580	0.01	CaH ; FeI
35	5196-5244	0.04	MgH ; FeI ; CrI ; CN	70	7580-7690	0.29	Atmospheric O <sub>2</sub>

**Figura 2.3** Ventanas espectrales definidas en BA86a. En la columna 3, W refiere a anchos equivalentes.

En las ventanas que contienen las líneas de Balmer desde  $H\alpha$  hasta  $H\delta$ , la dependencia en la edad es similar para cualquier línea, con un valor máximo de AE alrededor de los  $4 \times 10^8$  años (Fig. 2.4) debido a que el punto de *turn-off* de estrellas de tipo espectral A domina el espectro –como en *NGC 1831* y *NGC 1868*–. En estas ventanas, el efecto de las metalicidades, en caso de existir, es débil. Para una dada edad,  $AE(H\alpha)$  es siempre menor que  $AE(H\beta)$ ,  $AE(H\gamma)$  o  $AE(H\delta)$  ya que el continuo es dominado por estrellas de tipo tardío que contribuyen muy poco en la absorción. Los AE de CE viejos y pobres en metales se solapan con los AE de CE más jóvenes que  $5 \times 10^7$  años. En las líneas desde  $H\epsilon$  hasta  $H10$ , fuertemente combinadas con líneas metálicas, se observa un comportamiento metálico.

Los autores corrigen los espectros integrados por enrojecimiento interestelar utilizando la ley normal de enrojecimiento de Seaton (1979)  $A_\lambda = 0.65 \cdot E(B-V) \cdot (1/\lambda - 0.35)$  y los normalizan en  $5870 \text{ \AA}$ . Una parte de éstos se presenta en el Fig 2.5, donde podemos ver en la imagen izquierda CG

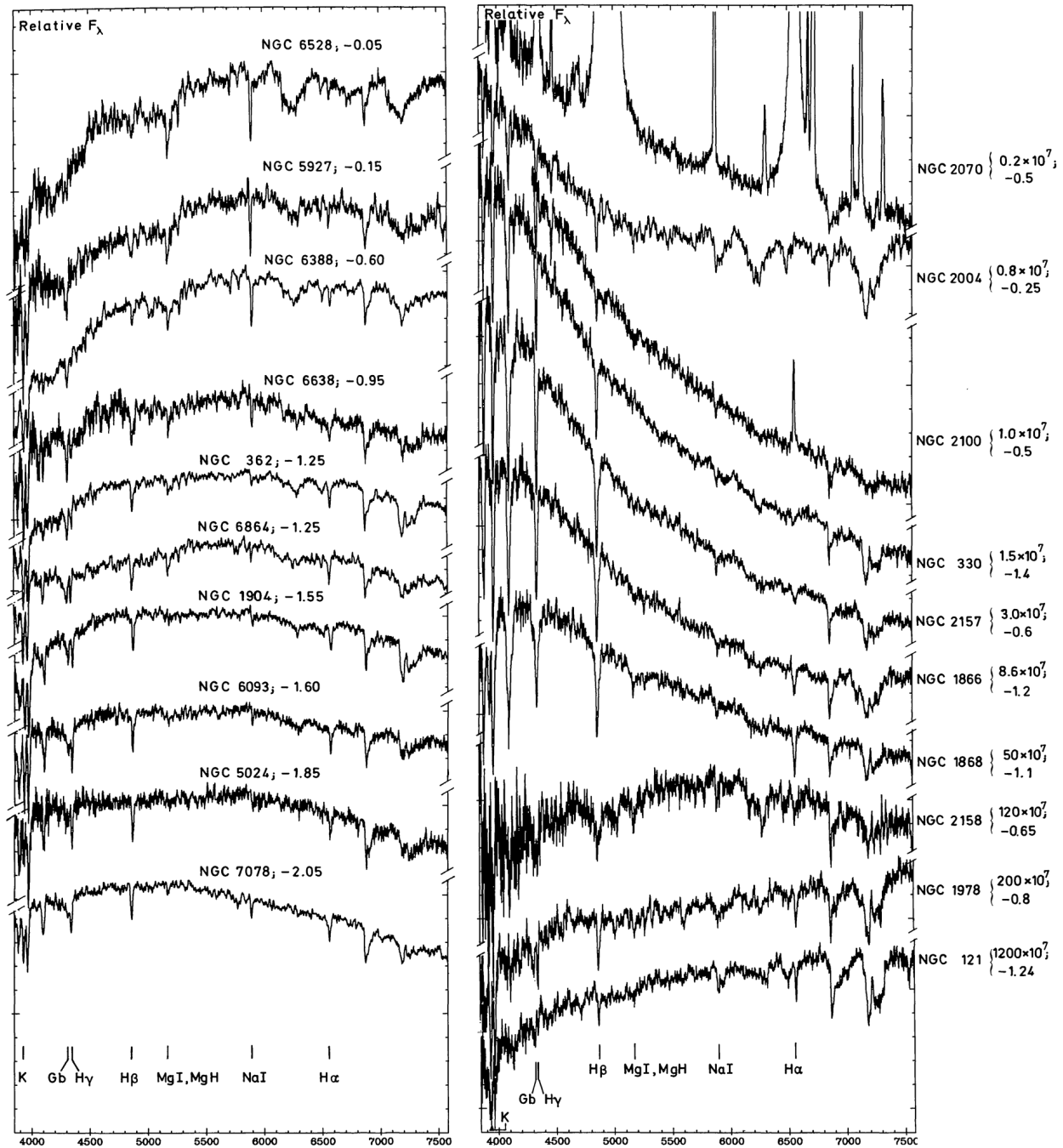
de la VL –con metalicidades decrecientes de arriba hacia abajo–, es decir todos objetos que superan los  $10 \times 10^{10}$  años, y sobre la imagen derecha tenemos objetos estelares jóvenes –con edades crecientes de arriba hacia abajo–, menores a  $12 \times 10^9$  años, siendo *NGC 121* el objeto más viejo en ese sector. Del análisis de la figura se desprende que el parámetro que rige la secuencia entre los CG será la metalicidad, mientras que en el caso de los objetos estelares jóvenes el parámetro que gobierne la secuencia será la edad. Se observa además que CG ricos en metales –como *NGC 5927* y *NGC 6528*– exhiben razones de continuo azul/rojo más bajas, lo cual surge tanto del efecto *blanketing* de numerosas absorciones metálicas hacia el azul, como de la ausencia de estrellas de la rama azul horizontal –o *BHB*, por sus siglas en inglés–. Por el contrario, el *BHB* prominente en CE pobres en metales –como *NGC 7078*– sube y aplana la parte final del azul del continuo, y fortalece las líneas de Balmer. La contribución de puntos de *turn-off* más azules y brillantes en CE jóvenes fortalece la parte azul del continuo. Las razones de continuo azul/rojo para CE más jóvenes que  $\sim 10^9$  años son mayores que para aquellos CE viejos pobres en metales –como *NGC 7078*–. Por tal motivo, no sólo las líneas de Balmer, sino también el continuo son importantes para distinguir entre poblaciones jóvenes y poblaciones viejas pobre en metales.



**Figura 2.4** Anchos equivalentes de las líneas de Balmer –en orden ascendente  $H\alpha$ ,  $H\beta$ ,  $H\gamma$  y  $H\delta$ – en función de la edad. Se muestra el ajuste realizado por el autor. Datos extraídos de Bica & Alloin (1986b)

El efecto del *reddening* intrínseco se puede observar fácilmente en regiones HII –como *NGC 2070*–. Junto al *reddening* interno, el efecto de la rápida evolución estelar alrededor de  $10^7$  años –como *NGC 2004*– disminuye la pendiente del continuo por el desarrollo de una importante

población de supergigantes rojas. Luego de esta edad, el CE se liberaría de polvo y en consecuencia exhibe un continuo muy azul.



**Figura 2.5** Espectros integrados de una muestra de objetos estelares seleccionados. Sobre la margen izquierda se presentan CG de la VL y sobre la margen derecha objetos estelares, entre los que se pueden contar regiones HII, CA de la VL y CE de las NM. Figura extraída de BA86a.

A la luz de las pruebas sobre la utilidad y los beneficios de esta técnica, en el próximo capítulo presentaremos los CE observados con la EI y distintos métodos para determinar edades, enrojecimientos y metalicidades.



*“nec variat lux  
fracta colerem”*

## Capítulo 3

# Observaciones y reducción de datos

La señal que emite un objeto atraviesa un sistema de observación –también llamado “*cadena de observación*”– luego del cual se extraerá la información contenida en la señal. Sólo por fines pedagógicos, para lograr una mejor comprensión del lector ajeno a ciertos términos, presentamos un diagrama de tal sistema. Debemos recordar que en la astronomía la señal que recibimos –hasta que logramos detectar ondas gravitacionales– es luz. En el caso de la EI la señal es la luz de un CE, es decir que un espectro integrado será un promedio ponderado por brillo sobre los espectros estelares individuales de un CE (Santos et al. 1995).

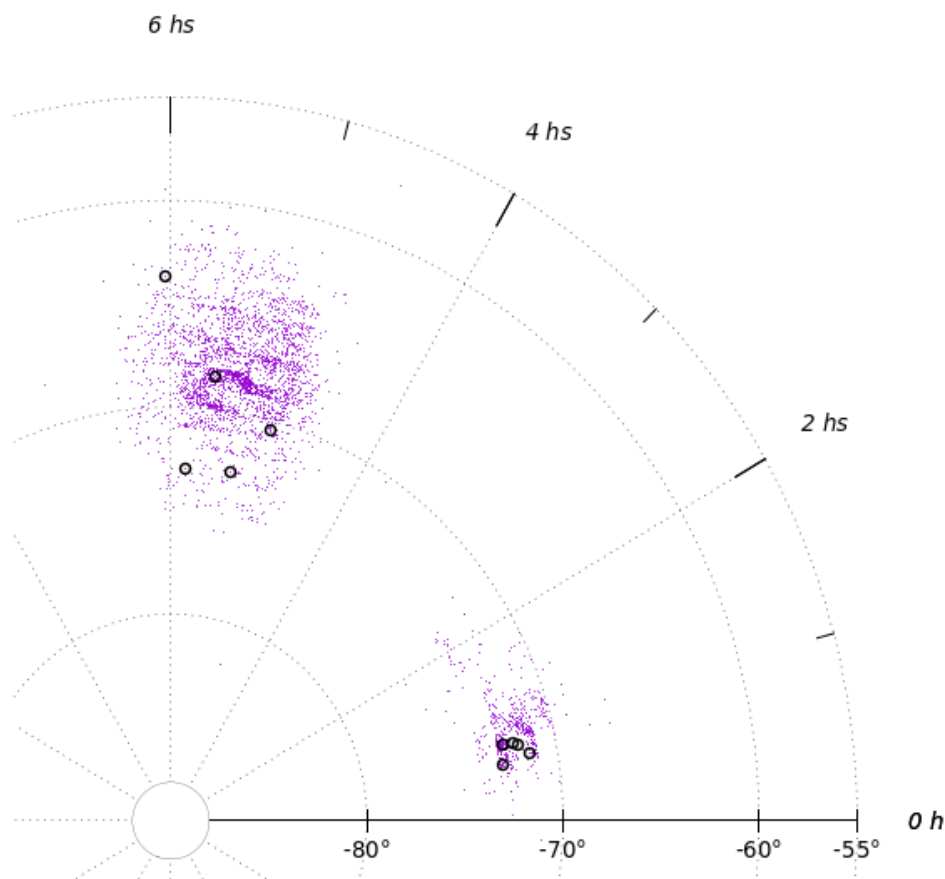
### **Cadena de observación**

señal → colector → codificador → detector / amplificador / cuantificador → registrador → datos

### 3.1 Observaciones.

Los datos utilizados en el presente trabajo son parte de un relevamiento espectroscópico sistemático de CE de las NM que se lleva a cabo en CASLEO. Las observaciones de cinco CE de la NMM y cinco CE de la NmM (Fig 3.1) fueron realizadas haciendo uso del telescopio reflector Ritchey-Chrètien “*Jorge Sahade*” de 2.15 metros de diámetro y razón focal:  $f/ 8.5$  del mencionado

observatorio, las noches del 24 y 31 de octubre, y 1° de noviembre de 2019, utilizando una cámara CCD con un chip *Tektronik* de 1024 x 1024 pixels acoplada al espectrógrafo REOSC en modo simple. La configuración del CCD adoptada correspondió a una ganancia de  $1.98 e^- / ADU$  y un ruido de lectura de  $7.4 e^-$ .

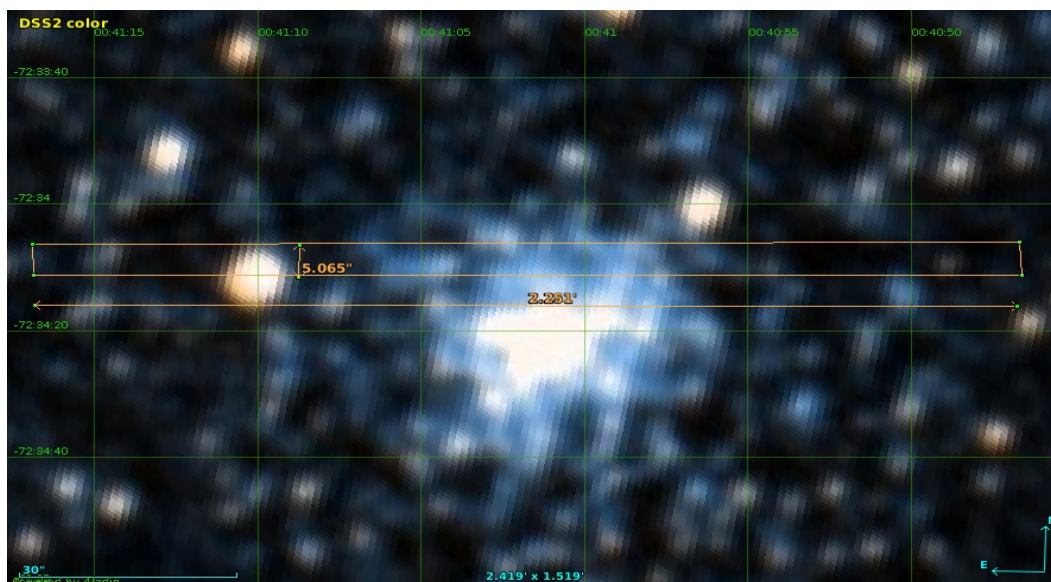


**Figura 3.1** Distribución espacial de los CE de las NM en violeta, obtenidos de Bica et al. (2008). En círculos negros se grafican los CE estudiados en este trabajo.

Recordemos que cuando se trabaja con técnicas espectroscópicas no se coloca el detector en el plano focal del telescopio, sino que en su lugar se coloca la ranura del espectrógrafo –en este caso una ranura de  $2.25' \times 5''$  (Fig. 3.2)–. La óptica del espectrógrafo más la cámara del CCD forman una imagen de la ranura sobre el detector, de tal manera que se registra además la imagen de la porción de cielo incluida en la ranura. Al interponer un elemento dispersor –en este caso una red– la imagen de la ranura ocupa una posición diferente en el detector para cada longitud de onda. Para las observaciones se usó una red de 300 líneas/mm con ángulo de red de  $4^\circ 20'$  que significó un rango espectral útil entre (3800–6800) Å con una dispersión de  $140 \text{ Å/mm}$  ( $3.46 \text{ Å/pix}$ ).

La ranura se orienta perpendicularmente a la dirección de la dispersión quedando así en el sentido paralelo a la ranura el perfil espacial del objeto, y en el otro sentido la información

espectral, como se muestra en la Fig. 3.3, donde se aprecia la imagen espectral de una región de un CE de la muestra *–Kron 17–*. Para las observaciones la ranura se orientó en el sentido de la ascensión recta, por lo cual la luz se dispersó en el sentido de la declinación, siendo éste además el sentido de desplazamiento del telescopio para las distintas exposiciones. Debido a los diámetros angulares de los CE observados, todos fueron sectorizados, por lo cual se realizaron distintas exposiciones *–scanning–* de los sectores *–para cada sector se tomaron dos exposiciones para luego poder corregir por rayos cósmicos–* de un CE desplazando el telescopio en declinación para dicho fin, como se ejemplifica en la Fig. 3.4. La altura de la ranura fue de 5", resultando en una resolución de 14 Å, según la medición del FWHM (por su nombre en inglés: *full width at half maximum*) de las líneas espectrales de las lámparas de comparación.

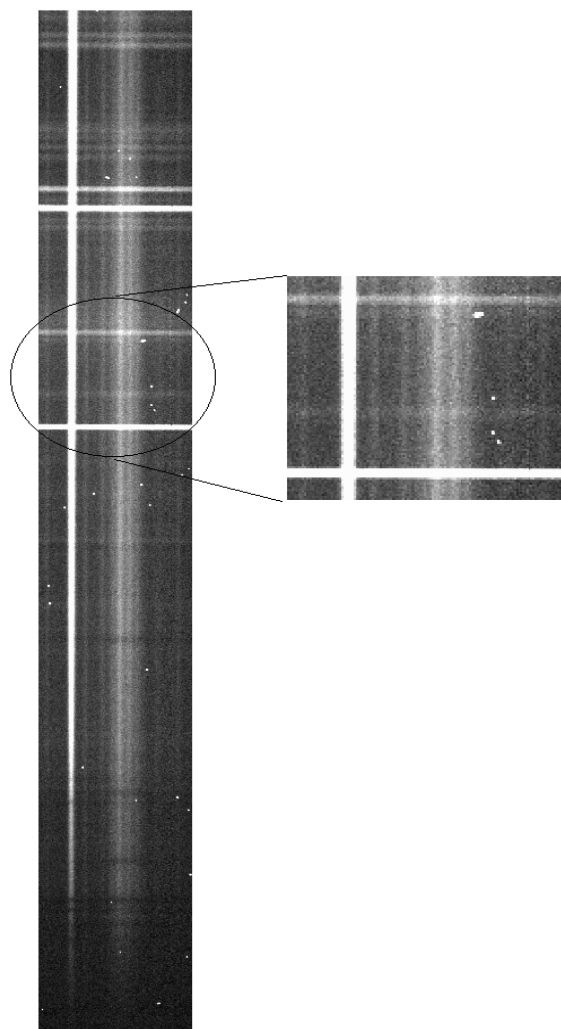


**Figura 3.2** Representación de la región de cielo abarcada por la ranura para el caso de Kron 17. Notar la estrella comprendida por la ranura hacia la izquierda. Para fines prácticos se muestran las dimensiones de la ranura *–2.25' x 5"–*. Imagen generada con ©Aladin en color DSS2.

Para poder reconocer los perfiles de absorción o emisión en los espectros finales de los CE observados en el proceso de reducción, se deben observar lámparas de comparación *–en este caso lámparas de Cu-Ne-Ar–* que van a funcionar como espectros patrón al momento de calibrar en longitud de onda el espectro del CE observado. Además de lámparas de comparación, se tomaron cada noche 10 imágenes de *bias* y *flat-fields* de cielo y de cúpula que luego se usaron en la reducción con el paquete IRAF<sup>2</sup> (*Image Reduction and Astronomy Facilities*). Además se tomaron algunos *dark* para corroborar que las cuentas correspondientes a estas exposiciones resultaran semejantes a las que se obtienen con las exposiciones de tiempo cero. Estas exposiciones se

<sup>2</sup> “Software confeccionado y actualizado continuamente por el grupo de programación IRAF del National Optical Astronomy Observatories (NOAO), Tucson (Arizona, EE.UU.)”

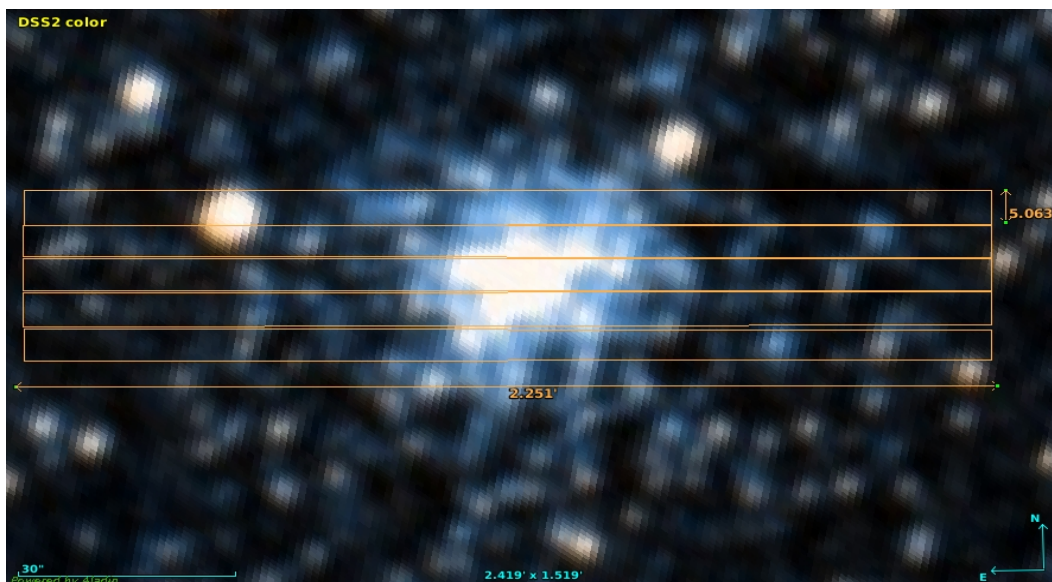
realizaron todas las noches, intercalando lámparas de comparación entre las exposiciones de los objetos; las exposiciones de *bias*, *dark* y *flat-fields* se realizaron al principio de cada noche de observación. Para calibrar los espectros en flujo, todas las noches se observaron estrellas estándar espectrofotométricas LTT 2412 y LTT 7987 (Stone & Baldwin 1983) al comienzo y al final de la noche de observación.



**Figura 3.3** Imagen espectral –ya reducida– de la región comprendida por la ranura que se muestra en la Fig 3.2. Hacia la izquierda se distingue la imagen espectral de la estrella más brillante del campo. Sobre la derecha se aprecia la ampliación de la región espectral, donde los puntos blancos son rayos cósmicos.

Por último, en la Tabla 3.1 se detallan las observaciones de los CE con sus designaciones (1); posiciones en coordenadas ecuatoriales ( $\alpha, \delta$ ) (2,3); diámetro angular  $D$  en segundos de arco (4); fecha de observación (5); tiempo total de exposición en segundos (6); y razón señal-ruido (S/N) total –es decir sobre el espectro total integrado– medida  $\sim 5300 \text{ \AA}$  (7). A continuación se detalla el proceso de reducción de las imágenes. Es de destacar que los CE seleccionados presentan pequeño

diámetro angular, ya que éstos son los más apropiados para llevar a cabo observaciones espectroscópicas integradas. Esto se debe a que tanto el CE como las porciones del cielo que lo circundan deben extenderse a lo largo de toda la ranura. Además para efectuar la reducción de las imágenes espectrales, debe realizarse la sustracción del espectro del cielo, el cual se encuentra inevitablemente superpuesto al del objeto. Esta operación requiere obtener el espectro del cielo a partir de las porciones laterales de la imagen espectral del objeto. En consecuencia, la sustracción del cielo podrá realizarse si las porciones exteriores de la ranura han sido iluminadas por la radiación del cielo adyacente al objeto y en ocasiones, la sustracción del espectro del cielo puede resultar una tarea difícil de llevar a cabo.



**Figura 3.4** Representación de los sectores observados para el caso de Kron 17. El telescopio se desplazó en declinación –de arriba hacia abajo en la imagen– y se realizaron dos exposiciones por sector para corregir por rayos cósmicos. Se muestran las dimensiones de la ranura. Imagen generada con ©Aladin en color DSS2.

### 3.2 Reducción de datos.

La reducción de los espectros fue realizada completamente por el autor de este trabajo, usando el paquete IRAF siguiendo el procedimiento estándar (Massey 1997). Las etapas de reducción de imágenes que se llevaron a cabo son:

- Preparación del *bias* y *flat-fields*;
- Procesamientos de las imágenes espectrales: *trim*, corrección por *overscan-bias* y *flat-fields*;
- Extracción del espectro unidimensional;
- Calibración de los espectros en longitud de onda;
- Calibración de los espectros en unidades de flujo y corrección por extinción atmosférica;
- Eliminación de rayos cósmicos y combinación de los espectros finales.

**Tabla 3.1** Lista de cúmulos estelares estudiados en el presente trabajo, datos obtenidos de Bica et al. (2008)

Cúmulo	$\alpha$ [hh mm ss]	$\delta$ [° ' "]	D [ ' x ' ' ]	Fecha	Exp [seg]	S/N
NGC176, K12, L16, ESO29-SC2, RZ13	00 35 58.8	-73 09 57	1.2x1.2	01/11/2019	6000	25
K17, L26, RZ28	00 41 01.2	-72 34 22	1.1x1.1	01/11/2019	6000	35
HW22, RZ49	00 46 45.2	-72 03 46	0.6x0.6	31/10/2019	6900	18
K27, L36, RZ55	00 48 13.6	-73 51 44	1.7x1.7	24/10/2019	6000	16
B50	00 49 02.5	-73 21 57	0.55x0.55	31/10/2019	6000	30
SL164, KMHK409	04 59 24.0	-71 33 23	1.2x1.2	24/10/2019	7200	21
SL396, LW187, KMHK796	05 19 36.0	-73 06 40	1.3x.13	24/10/2019	3000	27
SL598	05 35 50.0	-69 36 14	1.1x1.1	31/10/2019	4800	23
SL749,LW317,KMHK1449	05 50 00.0	-73 02 51	1.6x1.6	01/11/2019	5400	8
SL820/823, LW362, ESO86-SC51, KMHK1596	06 02 17.0	-64 19 46	1.7x1.5	01/11/2019	3600	15

A continuación se describen en detalle cada una de las etapas de reducción mencionadas anteriormente.

### 3.2.1 Preparación de las imágenes *bias* y *flat-fields*.

#### **Imagen *bias***

Los *bias* son imágenes de tiempo de exposición nulo y representan el punto cero o nivel de referencia a partir del cual se efectúan las lecturas del CCD –o nivel de precarga–. El *bias* es pues una cantidad intrínseca de cada CCD y por esta razón es necesario corregirlo o eliminarlo en cada una de las imágenes adquiridas. Para reducir las incertezas del valor obtenido pixel a pixel, es conveniente obtener numerosos *bias* y luego combinarlos. Sin embargo, no deberían variar de manera significativa con el tiempo.

Para corroborar que el valor del *bias* no haya cambiado a lo largo de la noche, o para corregirlo en caso de que existan variaciones, suele utilizarse un indicador de este cambio llamado *overscan*. Éste está conformado por columnas adicionales ficticias en un extremo de las imágenes, las cuales brindan información acerca del ruido de lectura de la electrónica del detector. Si la electrónica no introduce un ruido apreciable, entonces el nivel de cuentas del *overscan* será semejante al del *bias*.

En cada noche de observación se obtuvieron un total de 10 *bias* y se examinaron cuidadosamente cada una de las imágenes obtenidas. Luego de comprobar que los *bias* combinados para cada una de las noches resultaron semejantes, se procedió a crear un único *bias*, representativo de todo el turno de observación.

#### **Imagen *flat***

Por lo general, la respuesta de los pixeles del detector no es homogénea. Es decir, no todos los pixeles responden con igual eficiencia frente a señales idénticas. Existen también otras imperfecciones instrumentales, como la presencia de polvo en la trayectoria de la luz que ingresa al espectrógrafo o problemas en el sistema óptico. Estas imperfecciones pueden dar lugar a una respuesta “aparente” no uniforme de los pixeles del detector. Esta sensibilidad o factor de respuesta del CCD en cada pixel es determinada utilizando las imágenes denominadas *flat*.

Los *flat* pueden obtenerse observando una fuente perfectamente uniforme. Uno de los *flat* que suele tomarse se denomina *flat* de cúpula. Para obtenerlo se expone el CCD a la luz de una pantalla blanca uniformemente iluminada, o bien a la luz reflejada sobre alguna región interior de la

cúpula iluminada con la luz difusa uniforme. Cuando el CCD se expone a una región del cielo en el crepúsculo, se obtiene la imagen denominada *flat* de cielo.

Se obtuvieron *flat* de cielo y de cúpula durante todas las noches de observación, los cuales fueron analizados con la tarea *imstatistics* previo a su combinación con la tarea *flatcombine*. Al comprobar que los *flat* combinados, tanto de cúpula como de cielo, eran semejantes para cada noche, se creó una única imagen para cada tipo de *flat*.

A continuación se muestra de manera resumida el procedimiento seguido para corregir las imágenes obtenidas durante las observaciones.

### 3.2.2 Procesamiento de las imágenes espectrales.

El paso siguiente a la obtención y preparación del *bias* y *flat* consiste en corregir las imágenes obtenidas. Todas las imágenes fueron desafectadas por su propio *overscan* y luego recortadas al mismo tamaño, de manera de operar luego uniformemente con las mismas. Las imágenes de calibración fueron corregidas por diferentes efectos. El *bias* no fue procesado por ninguna imagen de calibración, ya que sólo representa el punto cero de lectura del CCD. Al *flat* se le debe restar el *bias*, en tanto que a las observaciones se le deben restar el *bias*, dividiendo luego la imagen resultante por el *flat-final*. Todas estas operaciones se realizaron utilizando la tarea *ccdproc* de IRAF.

Respecto a la corrección por *flat-field*, fue necesario primero calibrar la respuesta del CCD en la dirección de la dispersión. Para ello, se creó una imagen normalizadora que modela el *flat* de cúpula a lo largo del eje de la dispersión con la tarea *response*. Seguidamente, se tuvieron en cuenta las variaciones en la dirección espacial de las imágenes espectrales, para lo cual se trabajó con el *flat* de cielo, luego de corregirlo por la imagen normalizadora. Utilizando la tarea *illumination*, este *flat* de cielo normalizado permitió crear una función que corrige el patrón de iluminación a lo largo de la ranura, y así obtener un *flat-final* que tiene en cuenta tanto el comportamiento del CCD en la dirección de la dispersión como en la dirección espacial.

Una vez obtenidas las imágenes de calibración, se procesaron las imágenes observadas utilizando nuevamente la tarea *ccdproc*. En la Fig 3.3 se presenta el resultado final de aplicar todas las correcciones mencionadas para el caso de *Kron 17*. Habiendo corregido todas las imágenes espectrales por las diferentes calibraciones, se prosiguió a convertirlas en espectros unidimensionales, es decir a sumar para cada longitud de onda la luz del objeto distribuida en la ranura. Este proceso se presenta en detalle en la siguiente sección.



### 3.2.3 Extracción del espectro unidimensional.

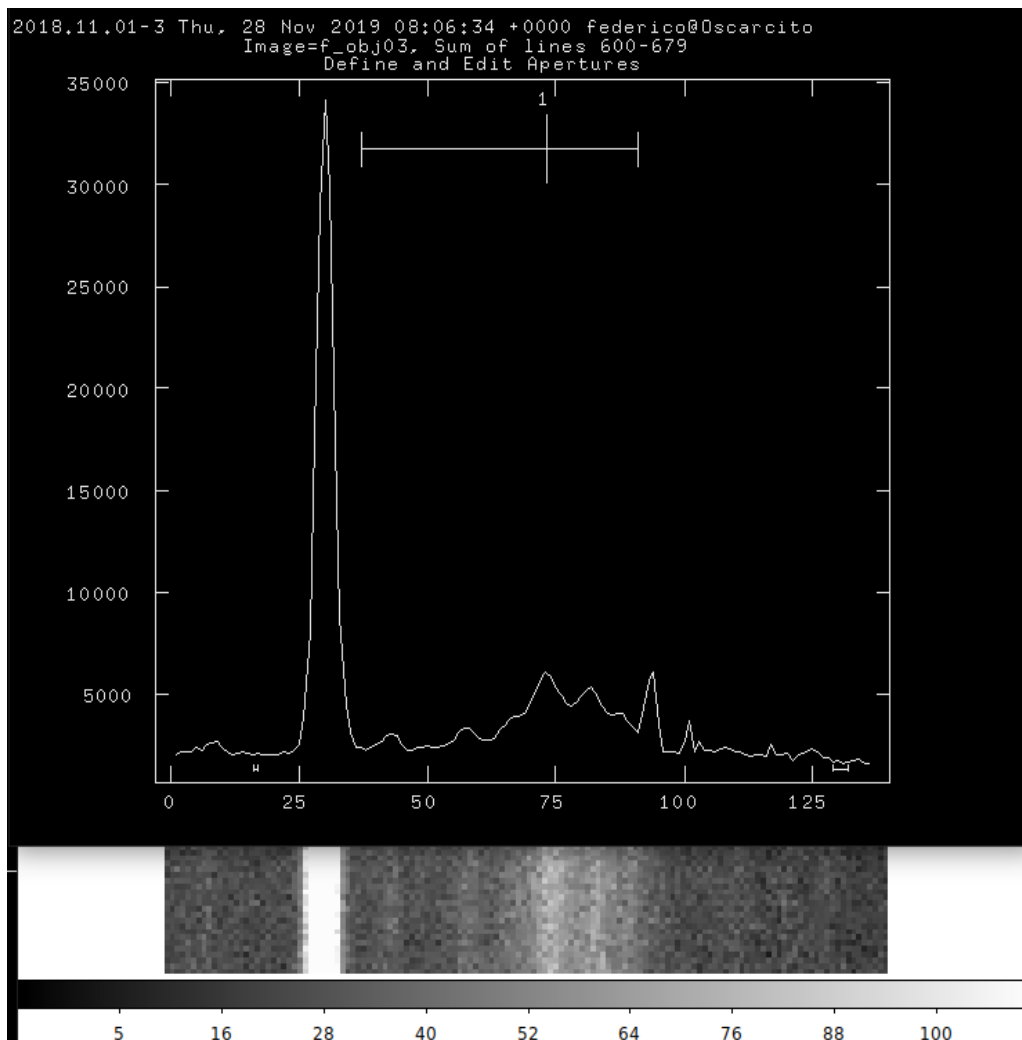
Como se mencionó anteriormente, una vez calibrada la imagen del espectro de interés, y para poder analizarla, es necesario extraer el espectro. Este proceso se llevó a cabo siguiendo las etapas que se describen a continuación:

**1. Definición de las aperturas:** En el caso de la espectroscopía en el modo de dispersión simple, la apertura debe elegirse de manera que incluya completamente el perfil del objeto, con el menor fondo de cielo posible *–background–*. Conjuntamente deben definirse regiones fuera del objeto que permitan ajustar el espectro del cielo, ya que es necesario sustraer tanto las líneas de emisión como el continuo del espectro del cielo a cada uno de los espectros de las observaciones. Esta es una tarea muy delicada que afecta la medición de los AE de los diferentes perfiles espectrales. Es preciso integrar la mayor parte posible de la señal introduciendo el menor ruido posible. Una apertura estrecha dejaría afuera la contribución de la luz correspondiente a las alas del perfil espacial del objeto, mientras que una demasiado grande, extendida más allá de los límites del objeto, incluiría ruido proveniente de pixeles no expuestos, disminuyendo así la calidad del espectro. En la Fig 3.5 se presenta el perfil espacial de la imagen espectral de la Fig 3.3, junto con la apertura definida en el proceso. Se aprecia además el programa visualizador DS9 el cuál, junto con imágenes de SIMBAD, servían de apoyo para la mejor definición de la apertura. La región para definir el *background* se estudiaba con la tarea *imexamime* de IRAF.

**2. Trazado de las aperturas:** Habiendo definido el tamaño de la apertura, es necesario sumar la luz dentro de la misma para cada una de las columnas. Debido a que la ranura no suele estar perfectamente alineada con las filas de pixeles del CCD, el centro del perfil del objeto no siempre cae en la misma columna. Por esta razón se debe ajustar una función a ese desplazamiento, tarea que por lo general se realiza usando una estrella brillante, típicamente una estrella estándar.

**3. Extracción del espectro:** Esta tarea consiste en sumar las cuentas de los pixeles que están dentro de la apertura centrada y restar luego el nivel del fondo de cielo.

Asimismo, estos pasos fueron aplicados a las imágenes obtenidas de las lámparas de comparación *–excepto la sustracción del fondo del cielo–*, las cuales fueron luego utilizadas para realizar la correspondiente calibración en longitud de onda.

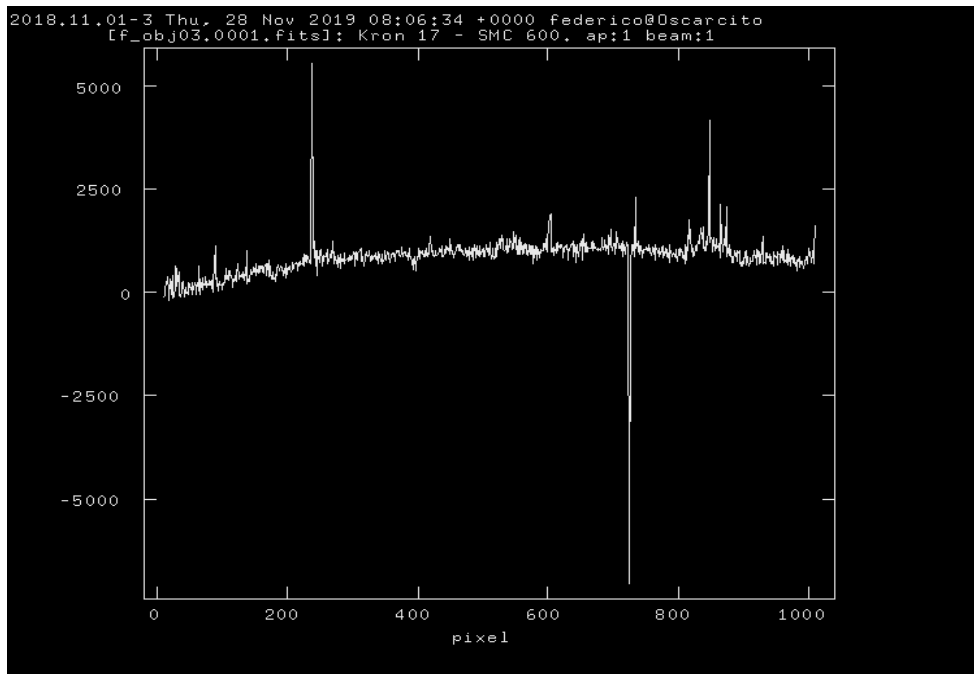


**Figura 3.5** Perfil espacial de la imagen espectral de la Fig 3.3. En la parte superior se observa la apertura definida donde se integrará la imagen para obtener el espectro unidimensional. Se aprecia además el programa visualizador DS9, que junto a imágenes de SIMBAD servían de apoyo para la mejor definición de la apertura.

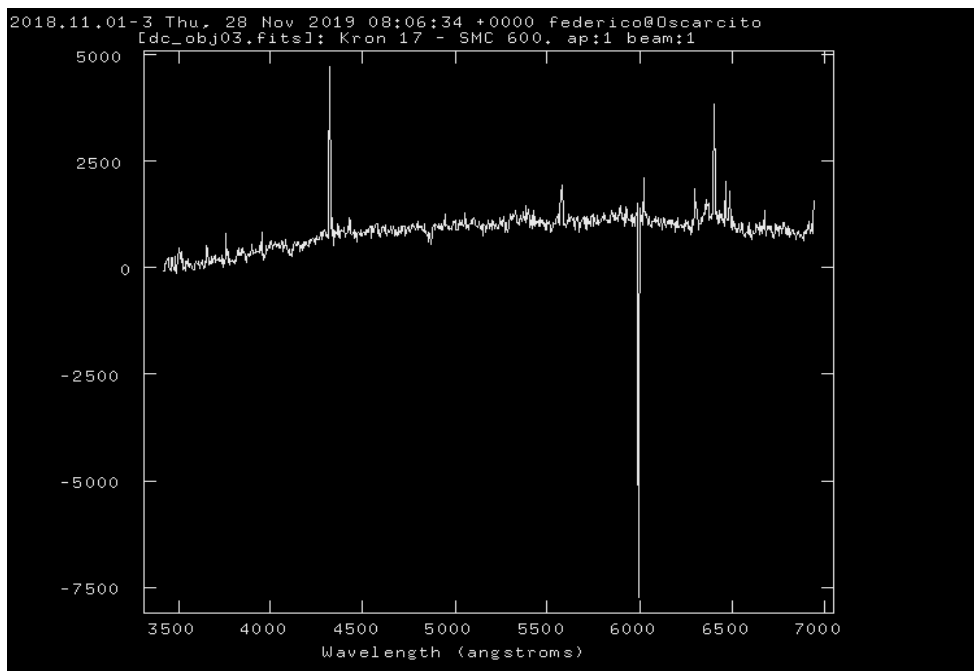
A partir del trazado de aperturas se obtuvieron los espectros unidimensionales de los objetos, como el que se presenta en la Fig 3.6, y de las lámparas de comparación de Cu-Ne-Ar. Para estos procesos se utilizó la tarea **apall** de IRAF.

### 3.2.4 Calibración en longitud de onda.

Para realizar la calibración en longitud de onda fue preciso encontrar un ajuste de la posición en píxeles de las diferentes líneas de emisión de los espectros de las lámparas de comparación de Cu-Ne-Ar con sus verdaderas longitudes de onda, obtenidas éstas últimas de un atlas de calibración. Para ello se utilizó la tarea **identify**. Luego mediante la tarea **refspectra** se asignó a cada observación su correspondiente lámpara de comparación, y con la tarea **dispcor** se creó el nuevo espectro ya calibrado en longitud de onda, como se muestra en la Fig 3.7.



**Figura 3.6** Espectro unidimensional sin calibrar de la región de la Fig 3.3.



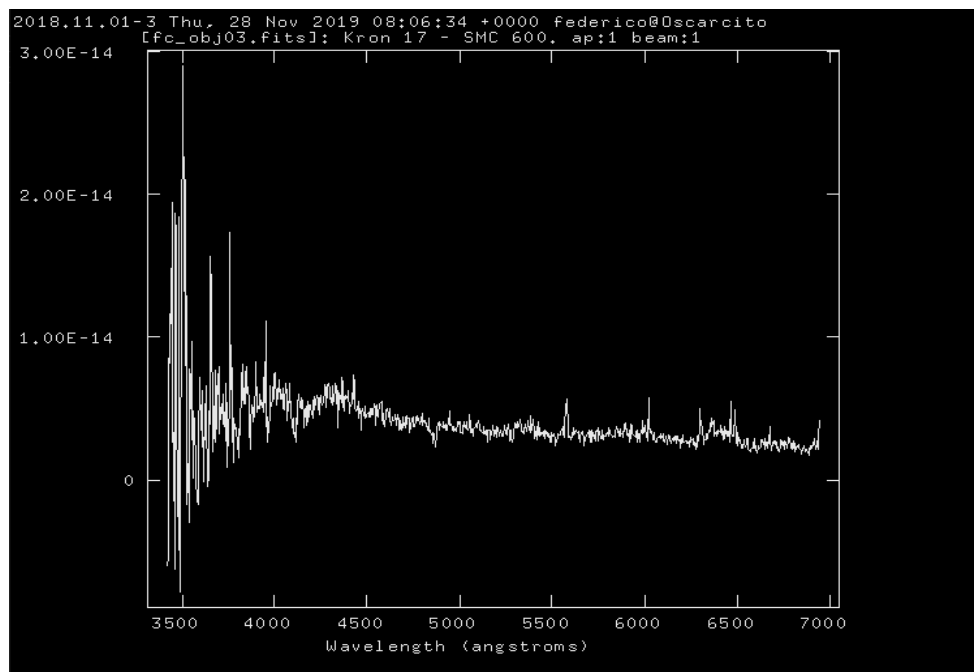
**Figura 3.7** Espectro unidimensional de la región de interés, calibrado en longitud de onda.

### 3.2.5 Calibración en unidades de flujo y corrección por extinción atmosférica.

Puesto que la intensidad de cada espectro resulta en cuentas, el siguiente paso consiste en transformar estas cuentas a unidades de flujo. Así, el espectro representa la distribución de flujo del objeto afectada por extinción atmosférica, el cual debe ser corregido. Por otra parte, persisten todavía imperfecciones debidas a que tanto la eficiencia cuántica del detector como la transmisión

instrumental varían en función de la longitud de onda. En esta etapa del proceso de reducción, se intenta minimizar estas imperfecciones, además de llevar el flujo instrumental a unidades de flujo en el sistema estándar.

La función de transformación se obtuvo comparando el número de cuentas obtenidas en los espectros de los CE con las correspondientes cuentas obtenidas en los espectros de estrellas estándar, cuyo flujo es bien conocido. Para ello, luego de calibrar en longitud de onda los espectros de las estrellas estándar, se utilizó la tarea *standard* que asocia puntos del continuo observado con valores de flujo de la estrella estándar catalogada. Con estos puntos, la tarea *sensfunction* permite ajustar la función de sensibilidad para corregir los espectros observados, suponiendo la existencia de linealidad entre número de cuentas y flujo. Esta función denominada “función sensibilidad” fue aplicada a los espectros individuales de cada uno de los CE observados, teniendo en cuenta además los efectos de la extinción atmosférica. Pueden apreciarse los cambios que produce el aplicar esta función, si se compara el espectro que se muestra en la Fig 3.8 con el de la Fig 3.7, donde éste último sólo tiene la calibración de longitud de onda. Esta última tarea fue *calibrate*.



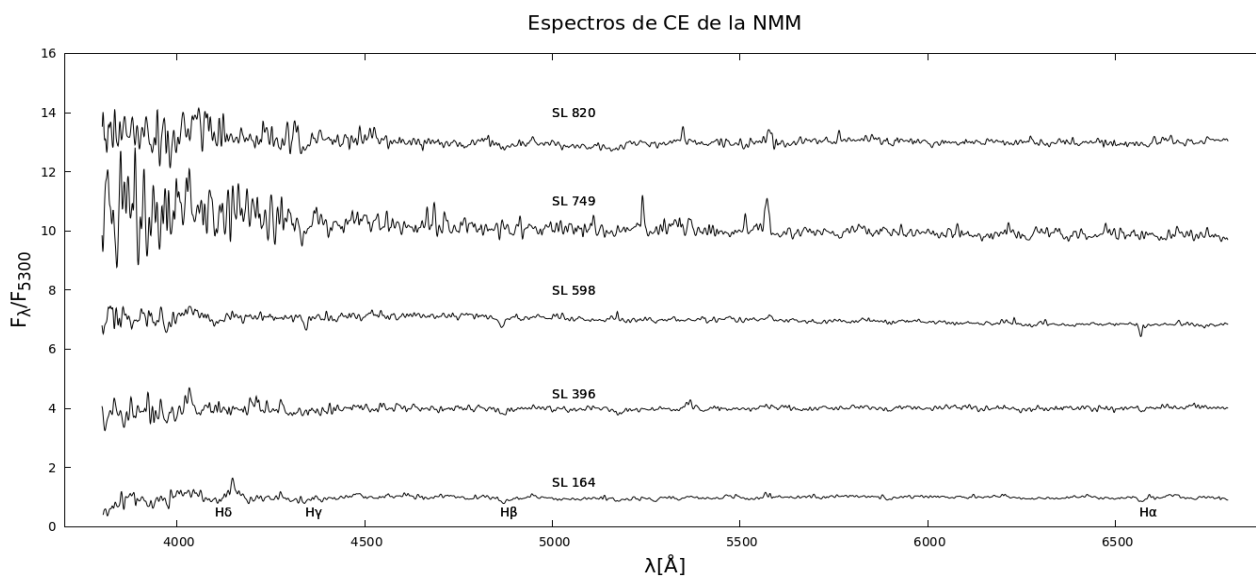
**Figura 3.8** Espectro calibrado por longitud de onda y flujo, y corregido por extinción atmosférica de la región de interés.

### 3.2.6 Eliminación de rayos cósmicos y combinación de los espectros finales.

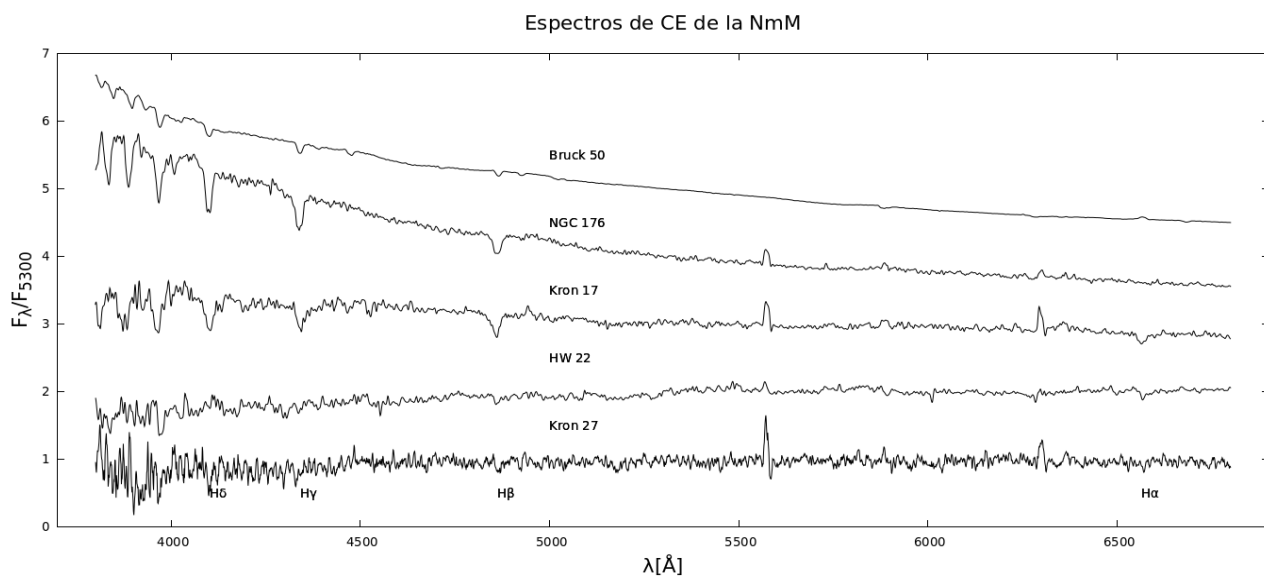
Una vez que se dispone de los espectros calibrados en flujo, resta combinar los espectros individuales obtenidos para cada objeto para mejorar la razón señal/ruido (S/N) de los espectros finales. Este proceso se realiza con la tarea *scombine*, la cual permite además eliminar puntos no deseados utilizando diferentes algoritmos.

Si alguna línea del cielo no resultó adecuadamente corregida o si se advierte la presencia de rayos cósmicos en los espectros combinados, pueden efectuarse entonces tareas denominadas de “cosmética”. Éstas consisten en comparar el espectro final con los espectros individuales y de esta manera determinar qué características son inherentes al objeto, eliminando aquellas que no lo sean. Por esta razón, cuando se desea obtener el espectro de un determinado objeto, es conveniente realizar dos o más exposiciones del mismo.

En este trabajo se obtuvieron espectros integrados de 10 CE, cuyos espectros finales se muestran a continuación (Fig 3.9 y Fig 3.10). Todos estos espectros han sido calibrados en unidades de flujo, normalizados a la unidad en aproximadamente 5300 Å y desplazados por constantes arbitrarias para facilitar su visualización y comparación. Se puede observar la regular calidad de los espectros correspondientes a SL 749, SL 820 y Kron 27, los cuales presentan la menor S/N de la muestra (Tabla 3.1). Las diferentes distribuciones y pendientes de los continuos que se observan en estos espectros, como así también la diversidad en la presencia y profundidad de las líneas espectrales se deben a las características astrofísicas propias de cada uno de estos CE.



**Figura 3.9** Espectros integrados de CE de la NMM. Se marcan las regiones correspondientes a las primeras cuatro líneas de Balmer. Los espectros han sido normalizados en 5300 Å y desplazados por constantes arbitrarias para una mejor visualización.



**Figura 3.10** Espectros integrados de CE de la NmM. Idem Fig 3.9.

*“...pues si un día es el siglo de las flores,  
una noche es la edad de las estrellas.”*

## Capítulo 4

# Datando cúmulos

En el capítulo anterior hemos presentado las observaciones espectrales de los CE sobre los que trabajaremos, pero resta todavía determinar sus propiedades astrofísicas. En este capítulo presentaremos las herramientas que nos permitirán completar este trabajo. En el capítulo siguiente presentaremos los resultados de aplicar estos métodos a nuestra muestra de CE.

### 4.1 Método de los anchos equivalentes.

El primer método para determinar una primera estima de las edades de los CE es el “método de los anchos equivalentes” desarrollado en BA86a y Bica & Alloin (1986b, BA86b) y que ya hemos discutido en el Capítulo 2. A partir de una muestra de 63 CE con edades, metalicidades y enrojecimientos conocidos, y de las mediciones de AE de los perfiles espectrales contenidos en las 70 ventanas consecutivas (ver Fig 2.3), construyen una tabla de doble entrada que permite estimar las edades de los CE a partir de los AE medios de las primeras cuatro líneas de Balmer (Tabla 4.1). Existen diversos fenómenos que deben ser tenidos en cuenta al momento de utilizar la tabla provista para estimar edades. Por ejemplo, se debe prestar especial cuidado al utilizar los AE de las líneas de

Balmer, puesto que es una función bivaluada con la edad. Las ventanas seleccionadas para este trabajo se presentan en la Tabla 4.2.

**Tabla 4.1** Anchos equivalentes medios de las primeras 4 líneas de Balmer en función de la edad. Imagen extraída de Bica & Alloin (1986b).

Age	H $\alpha$	H $\beta$	H $\gamma$	H $\delta$
1.65 10 <sup>10</sup>	3.0 ± 0.5	3.5 ± 0.9	4.9 ± 1.8	4.4 ± 1.8
5 10 <sup>9</sup>	3.6 ± 0.5	4.9 ± 0.7	5.7 ± 1.8	5.0 ± 1.8
10 <sup>9</sup>	4.4 ± 0.5	7.5 ± 0.7	7.7 ± 1.0	9.7 ± 1.8
5 10 <sup>8</sup>	5.6 ± 0.5	7.9 ± 0.5	8.6 ± 0.8	11.9 ± 1.1
10 <sup>8</sup>	4.6 ± 0.8	7.9 ± 0.5	9.9 ± 0.3	10.5 ± 1.1
5 10 <sup>7</sup>	3.3 ± 1.6	6.2 ± 0.5	7.6 ± 0.3	8.9 ± 1.1
10 <sup>7</sup>	0.8 ± 1.6	3.9 ± 0.5	3.5 ± 0.3	4.5 ± 1.1

**Tabla 4.2** Ventanas seleccionadas, definidas en Bica & Alloin (1986a)

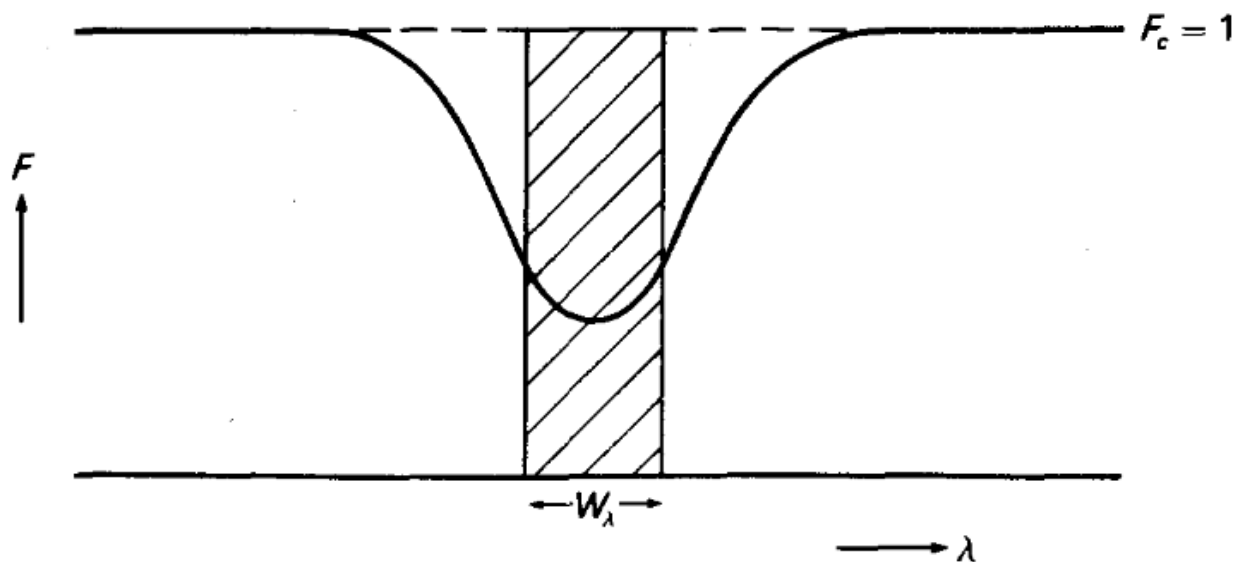
Número de ventana	Rango espectral (Å)	Agentes de absorción
#4	[3908 – 3952]	CaII K
#9	[4082 – 4134]	H $\delta$
#14	[4284 – 4318]	Banda G (CH), FeI, CrI
#15	[4318 – 4364]	H $\gamma$ , FeI, FeII
#27	[4846 – 4884]	H $\beta$ , TiO, FeI
#34	[5156 – 5196]	MgI+MgH, C <sub>2</sub> , TiO
#60	[6540 – 6586]	H $\alpha$ , TiO, FeI

Un estudio sobre el origen del continuo y líneas del espectro estelar, así como los fenómenos que afectan los perfiles de éstas –recordemos que si bien estudiamos espectros integrados de CE, promediamos los aportes de distintas poblaciones estelares– excede los objetivos de este trabajo, razón por la cual sólo recordaremos que las interacciones entre átomos y fotones –denominadas *transiciones radiativas*– del tipo *bound-bound* resultarán en una serie de infinitas líneas espectrales que se aproximan cada vez más a medida que nos acercamos al límite de la serie espectral (Astronomía General, Clariá, 2007). El límite de la serie se encontrará en la longitud de onda resultante de las interacciones del tipo *bound-free*, observadas en los espectros como quiebres –o “saltos”– del continuo, mientras que el continuo será producido por las interacciones del tipo *free-*



free. En caso que el lector quisiera ahondar en este tema puede encontrar un estudio más detallado en “El espectro continuo de las atmósferas estelares” (Clariá & Levato, 2008).

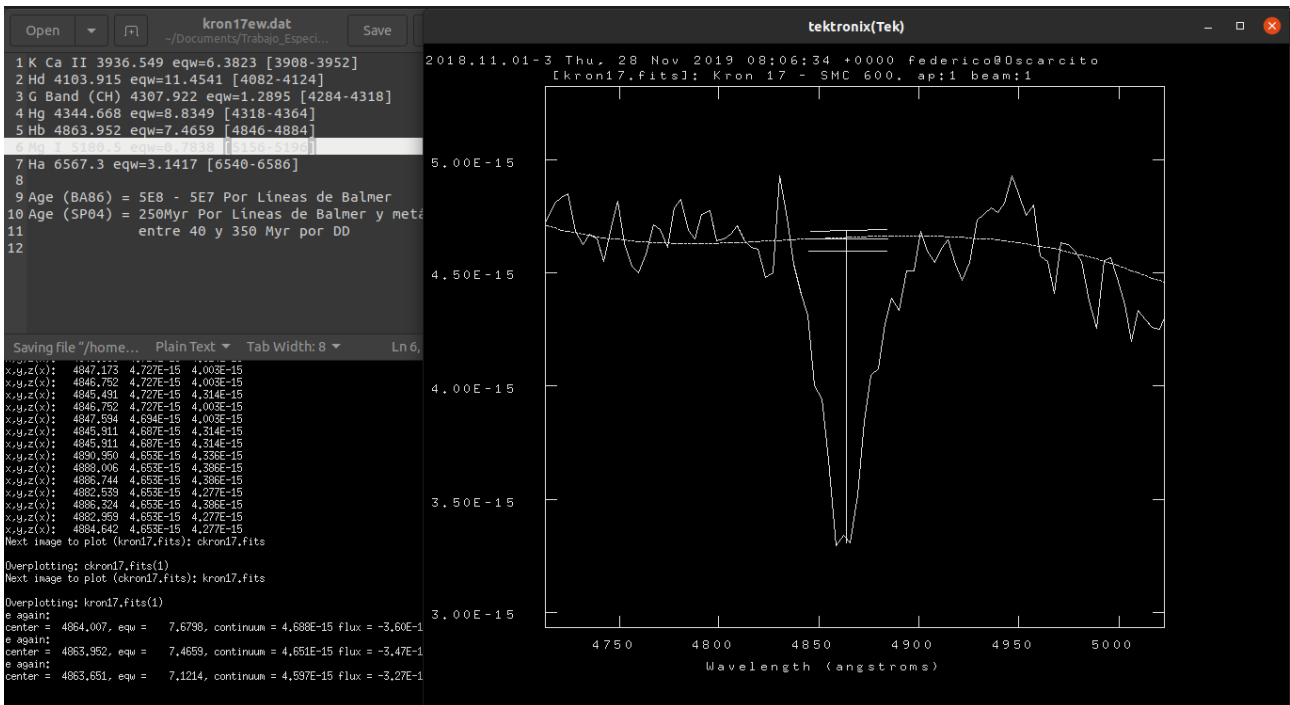
El AE de un perfil espectral se define como “el área total en la línea dividida por el valor del continuo en la línea” (*Introduction to stellar astrophysics*, Böhm-Vitense, 1989), es decir el lado  $d$  –en la Fig 4.1 representado por  $W_\lambda$ – de una línea espectral rectangular que produce la misma absorción en el espectro. En casos de líneas de emisión, este valor es negativo.



**Figura 4.1** Esquema del ancho equivalente  $-W_\lambda$  en la figura– de una línea. Extraído de ©*Introduction to Stellar Astrophysics*, de Böhm-Vitense.

La medición del AE se realizó con ayuda de la herramienta  $e^3$  de la tarea *splot* de IRAF sobre el continuo ajustado con IRAF dentro del rango de la ventana definida en BA86a, comprobando el mejor valor del AE según se midiera sobre, por debajo o por encima del continuo, como se ejemplifica en la Fig 4.2. El valor final se tomaba del mejor ajuste observado del continuo. El error promedio arrojado por este procedimiento fue menor a 1 Å. Los valores obtenidos de AE para los 10 CE se presentan en la Tabla 4.3, de la cuál se observan valores negativos para H $\alpha$  en NGC 176 y Bruck 50, así como también para la banda G en Bruck 50. Estos valores negativos dan cuenta de líneas de emisión en dichas ventanas, siendo un indicio de la edad joven de estos CE.

3 La tarea  $e$  permite medir el AE entre dos puntos del continuo seleccionados alrededor del perfil espectral. Se sustrae el continuo y se determina el flujo a partir de la suma de cada pixel y la suma parcial de los pixels de los extremos. Se obtiene como resultado el centro del perfil, el valor del continuo local, el flujo por encima o por debajo del mismo y el AE.



**Figura 4.2** Proceso de medición del AE para la ventana #27, correspondiente a (H $\beta$ , TiO, FeI) para Kron 17. Note las tres mediciones, sobre el continuo, por encima y por debajo del mismo. El error promedio fue siempre menor a 1 Å.

**Tabla 4.3** Anchos equivalentes medidos.

Cúmulo	CaII K <sup>1</sup>	H $\delta$ <sup>2</sup>	Banda G (CH) <sup>3</sup>	H $\gamma$ <sup>4</sup>	H $\beta$ <sup>5</sup>	MgI <sup>6</sup>	H $\alpha$ <sup>7</sup>	S <sub>H</sub> <sup>a</sup>	S <sub>M</sub> <sup>b</sup>
NGG 176	2.85	6.22	1.53	6.93	5.15	0.19	-0.51	18.30	4.58
K 17	6.38	11.45	1.29	8.83	7.47	0.79	3.25	27.75	8.46
HW 22	10.61	3.25	4.91	3.72	2.73	1.48	3.63	9.70	17.00
K 27	18.52	8.38	4.42	7.85	6.04	5.44	4.76	22.27	28.38
B 50	1.47	2.06	-0.01	1.78	1.03	0.16	-1.50	4.87	1.62
SL 164	9.88	8.57	3.52	5.71	4.40	3.62	5.33	18.68	17.02
SL 396	15.76	5.86	7.83	6.84	4.90	5.46	4.11	17.60	29.06
SL 598	10.49	9.12	2.59	7.39	7.38	2.95	7.25	23.90	16.02
SL 749	16.58	8.63	5.46	10.50	8.58	10.52	10.99	27.71	32.57
SL 820	15.25	14.94	10.69	12.00	8.40	4.68	6.20	35.34	30.61

Las ventanas definidas en Bica & Alloin (1986a) son <sup>1</sup>[3908 – 3952] Å, <sup>2</sup>[4082 – 4134] Å, <sup>3</sup>[4284 – 4318] Å, <sup>4</sup>[4318 – 4364] Å, <sup>5</sup>[4846 – 4884] Å, <sup>6</sup>[5156 – 5196] Å, <sup>7</sup>[6540 – 6586] Å, <sup>a</sup> y <sup>b</sup> corresponden a la suma (H $\beta$  + H $\gamma$  + H $\delta$ ) y (MgI + Banda G + CaII K), respectivamente.

## 4.2 Método de diagrama diagnóstico y ajuste de AE.

Santos & Piatti (2004), a partir de AE de una muestra de 95 CE –comprendida por CG y CA de la Galaxia, y CE de las NM– con un amplio espectro de edades y metalicidades determinadas previamente, realizan un ajuste entre la suma de los AE de las líneas de Balmer  $S_H$  –donde  $S_H = H\delta + H\gamma + H\beta$ – y la suma de los AE de los perfiles metálicos  $S_M$  –donde  $S_M = \text{CaII K} + \text{Banda G (CH)} + \text{MgI}$ – con la edad y la metalicidad  $[\text{Fe}/\text{H}]$  de los CE de la muestra (Fig 4.3). En particular, el ajuste entre  $S_M$  y la edad resulta más preciso que entre  $S_H$  y la edad donde, al igual que BA86a y BA86b, encuentran una función bivaluada con la edad. No encuentran correlación entre  $S_H$  y la metalicidad, mientras que si lo hacen entre  $S_M$  y  $[\text{Fe}/\text{H}]$ . Los ajustes en edad están limitados hasta  $\log t < 0.8$  –donde  $t$  está en  $\times 10^9$  años–, mientras que el rango del ajuste en metalicidad es  $-2.0 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.07$ . Los ajustes extraídos de Santos & Piatti (2004) y Santos et al. (2006) son:

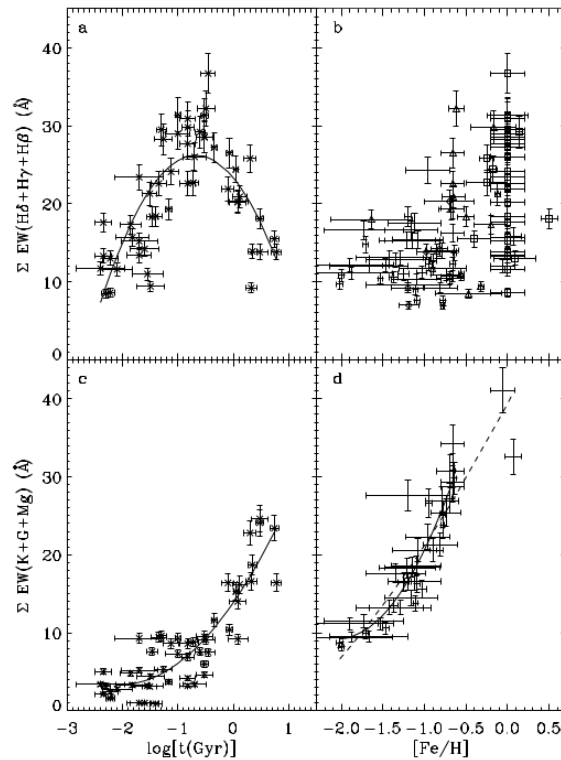
$$[\text{Fe}/\text{H}] = (-2.48 \pm 0.98) + (0.088 \pm 0.097) \cdot S_M + (-0.0008 \pm 0.0022) \cdot [S_M]^2, \quad (1)$$

$$\log t = (-2.18 \pm 0.38) + (0.188 \pm 0.80) \cdot S_M + (-0.0030 \pm 0.0032) \cdot [S_M]^2, \quad (2)$$

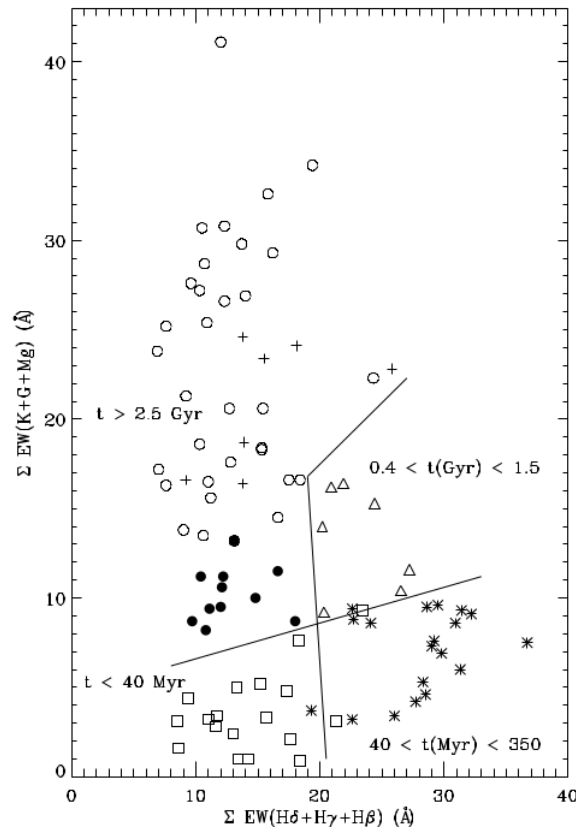
$$\log t = \frac{-(-8.56 \pm 0.35) \pm \sqrt{(-8.56 \pm 0.35)^2 - 4 \cdot (-6.35 \pm 0.18) \cdot ((23.32 \pm 0.20) - S_H)}}{2 \cdot (-6.35 \pm 0.18)}. \quad (3)$$

Los autores confeccionan además un diagrama diagnóstico (DD) (Fig 4.4), el cual a partir de los valores de  $S_M$  y  $S_H$  calculados permite distinguir cuatro regiones de edad, siendo éstas  $t < 40 \times 10^6$  años;  $40 \times 10^6$  años  $< t < 350 \times 10^6$  años;  $0.4 \times 10^9$  años  $< t < 1.5 \times 10^9$  años; y  $2.5 \times 10^9$  años  $< t$ . Un resultado notable del diagrama es que, aún cuando CG Galácticos –edades mayores a los  $10 \times 10^9$  años– y CE de edad intermedia  $-2.5 \times 10^9$  años  $< t < 10 \times 10^9$  años– comparten la misma región, se pueden distinguir tres zonas diferenciadas para CG Galácticos con  $[\text{Fe}/\text{H}] > -1.4$  –círculos blancos–; CG Galácticos con  $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -1.4$  –círculos negros–; y CE de edad intermedia –cruces–. La importancia del resultado radica en que dada la imposibilidad de ajustar edades de CG con el método propuesto por encontrarse fuera del corte del ajuste, este diagrama permitiría estimar edades y  $[\text{Fe}/\text{H}]$  luego de ubicarlos en el espacio de los AE.

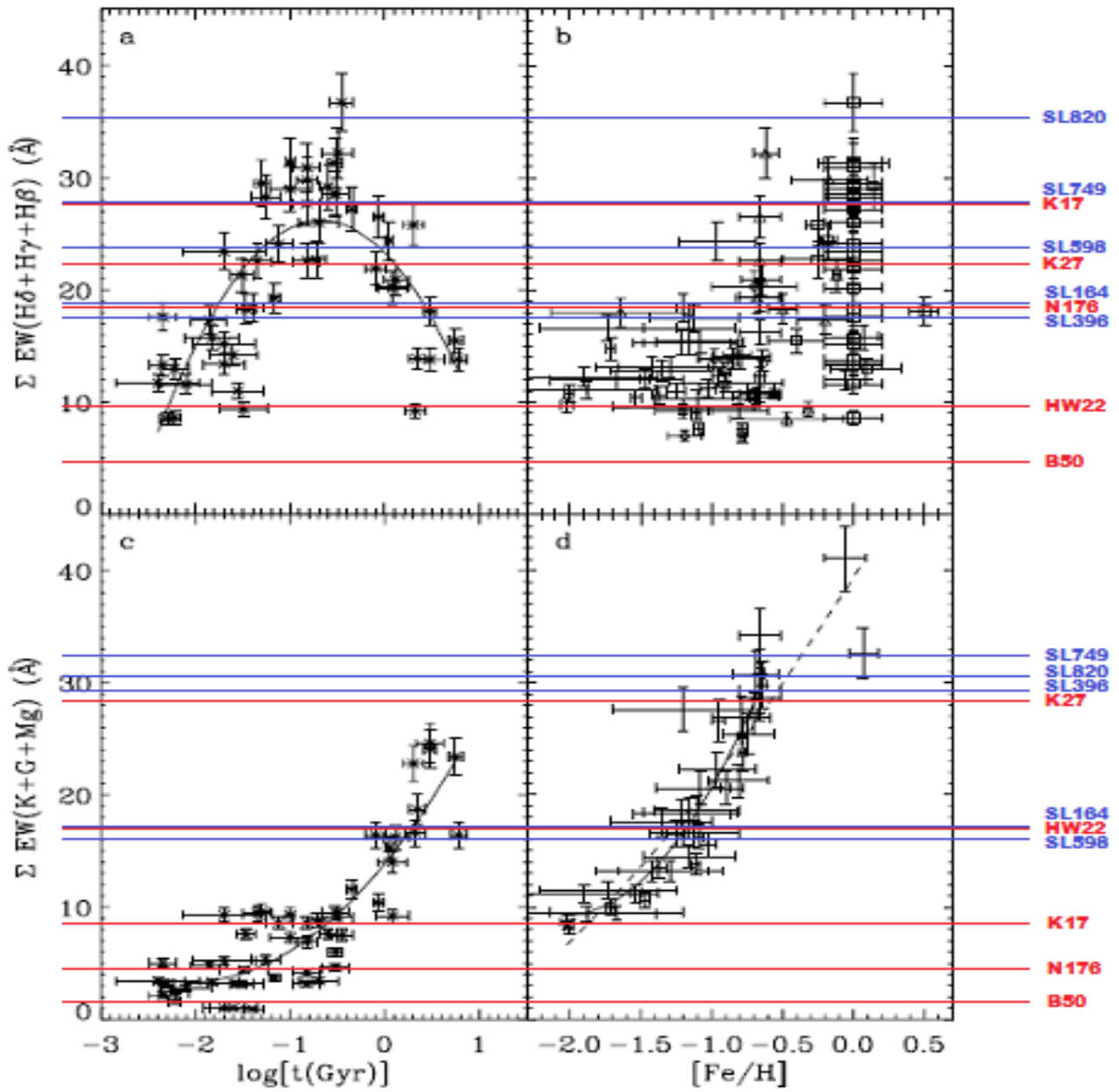
En las Fig 4.5 y Fig 4.6 presentamos nuestras mediciones de AE para los CE de la muestra superpuestas a los gráficos de Santos & Piatti (2004), que nos permiten obtener otros indicadores de edad y metalicidad. Se corrobora a partir de estos gráficos la amplitud de edades de la muestra, con CE tan jóvenes como *Bruck 50* y *NGC 176*, y algunos tan viejos como por ejemplo *HW 22*.



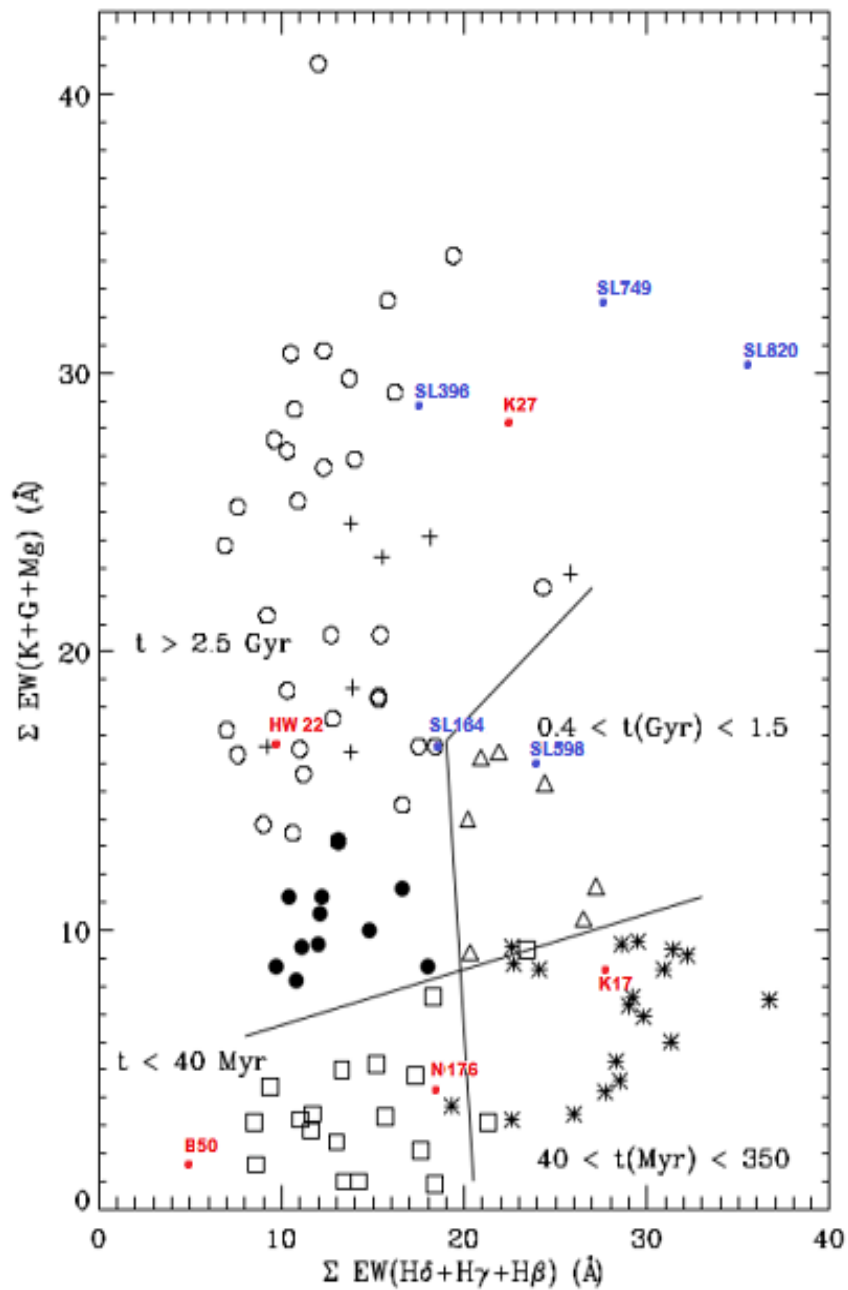
**Figura 4.3** Ajustes entre las sumas de los AE de los CE de la muestra de Santos & Piatti (2004) y sus edades y  $[Fe/H]$ . a)  $S_H$  vs. edad; b) correlación no hallada entre  $S_H$  y  $[Fe/H]$ ; c)  $S_M$  vs. edad; y d)  $S_M$  vs.  $[Fe/H]$ . Extraído de Santos & Piatti (2004).



**Figura 4.4** Diagrama diagnóstico propuesto por Santos & Piatti (2004). Círculos negros son CG Galácticos con  $[Fe/H] \leq -1.4$ ; círculos blancos representan CG Galácticos con  $[Fe/H] > -1.4$ ; y cruces son CE de edad intermedia. Extraído de Santos & Piatti (2004)



**Figura 4.5** Resultados de AE de los CE de la muestra superpuestos a los ajustes de Santos & Piatti (2004). En azul se grafican los AE de los CE de la NMM y en rojo de la NmM.



**Figura 4.6** Resultados de AE de los CE de la muestra superpuestos en el diagrama diagnóstico de Santos & Piatti (2004). La escala de colores es como en la Fig 4.5.

### 4.3 Método de ajuste por *templates*.

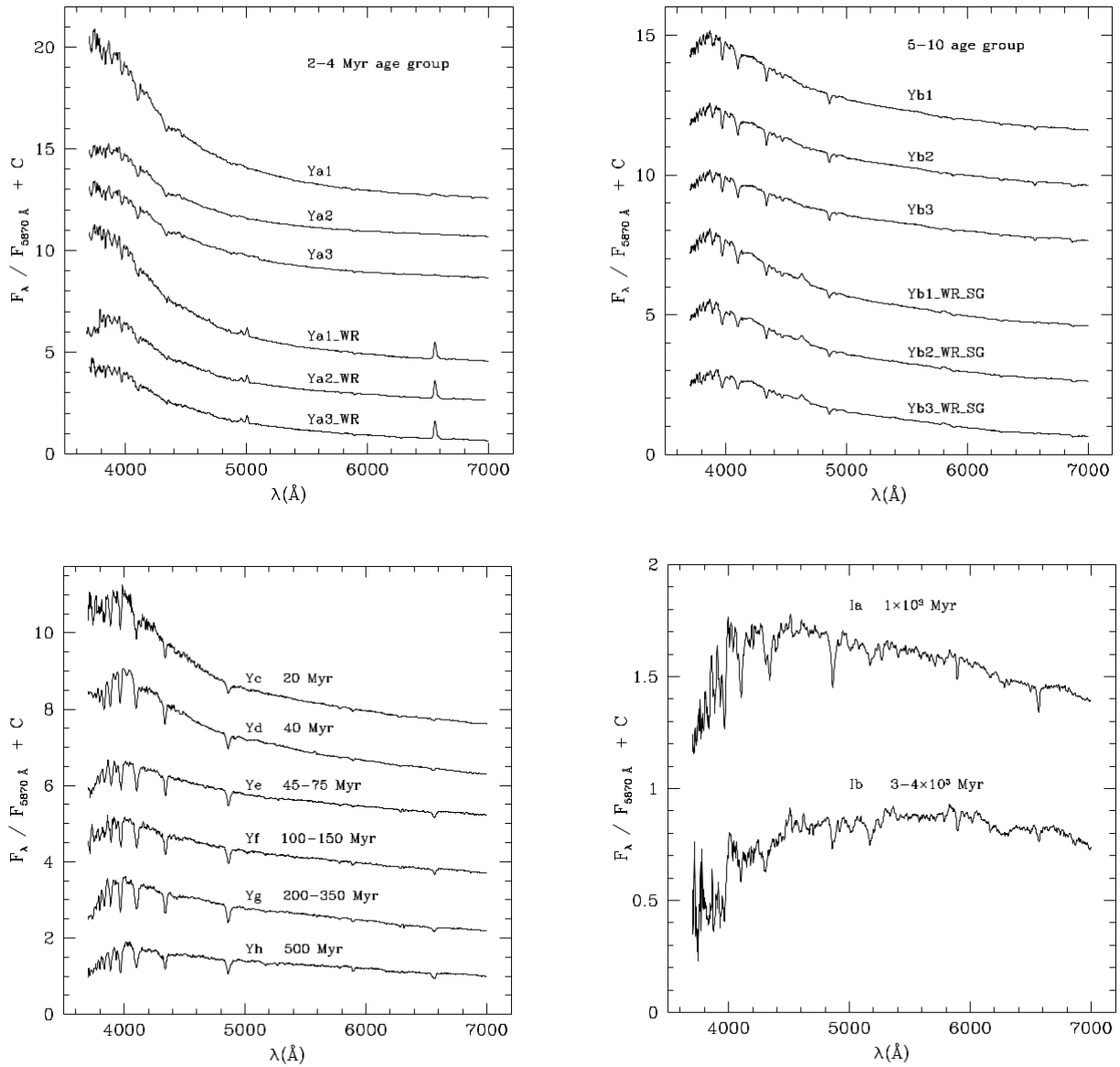
Hasta aquí hemos utilizado los AE de los perfiles espectrales de los espectros integrados reducidos. El método de ajuste por *templates* nos permite trabajar sobre el espectro integrado de un CE como un todo, no sólo sobre los perfiles espectrales y sus profundidades, sino también sobre las pendientes de sus continuos.

Un *template* –o espectro patrón– es un espectro real construido a partir de las combinaciones de espectros integrados de CE observados con edades y metalicidades similares. En consecuencia,

los *templates* presentan características –como profundidad de perfiles de absorción, presencia de perfiles de emisión, o pendientes del continuo– únicas que representan una determinada edad y, en el caso de los CE más viejos, una determinada metalicidad. Partiendo entonces de CE con características conocidas –como la edad, metalicidad y enrojecimiento– se pueden estimar estos parámetros para un CE observado a partir de la comparación de su espectro con distintos *templates*.

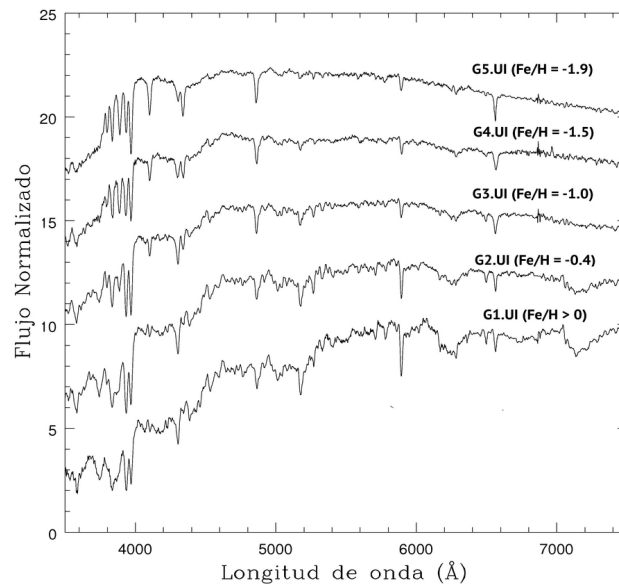
Distintas librerías de *templates* se han construido en las últimas décadas. Vale mencionar a Santos et al. (1995) quienes crean una librería de *templates* a partir de espectros integrados de CE de las NM, motivo por el cual las metalicidades típicas de estos espectros patrones son subsolares. Una falencia de dicha librería la encontramos en el escueto rango espectral trabajado –entre 3600 Å y 5800 Å–, así como la baja amplitud de edades cubiertas –hasta los  $170 \times 10^6$  años–. Otra librería disponible es la construida, y finalmente utilizada en este trabajo, por Piatti et al. (2002) a partir de CA de la Galaxia, presentando un mayor rango espectral –entre 3600 Å y 7400 Å– y mayor amplitud en edades –entre  $(2 - 4) \times 10^6$  años y  $(3 - 4) \times 10^9$  años–. Si bien los *templates* (Fig 4.7) de dicha librería son típicamente de metalicidad solar, hemos entendido a partir del análisis de BA86a que el parámetro que gobierna los espectros integrados de CE jóvenes y de edad intermedia es, justamente, la edad y no la metalicidad, razón por la cual hemos seleccionado esta librería para el estudio de nuestros espectros integrados. Respecto a los *templates* que representan las edades más viejas, correspondientes a los CG de nuestra Galaxia, hemos utilizado los *templates* de la base de Bica (1988) que se muestran en la Fig. 4.8.

FISA (Benítez-Llambay et al. 2012) –del inglés *Fast Integrated Spectra Analyzer*–, una poderosa herramienta desarrollada en los últimos años para comparar espectros integrados con diversos *templates* utiliza distintas librerías, entre las que se encuentra la creada por Piatti et al. (2002). Esta herramienta computacional permite ajustar el espectro integrado observado a un *template*, minimizando la función  $\chi^2$ , que se define como la “*sumatoria de los cuadrados normalizados de los flujos residuales*”, siendo estos últimos las restas entre el espectro integrado observado en una dada longitud de onda y el *template* en la misma longitud de onda. Al ser  $\chi^2$  función de los excesos de color  $E(B - V)$ , el mejor ajuste también arroja el valor del exceso de color más probable.



**Figura 4.7** *Templates normalizados en 5870 Å de librería de Piatti et al. (2002). Arriba a la izquierda: templates Ya# y Ya#\_WR con presencia de estrellas Wolf-Rayet con edades entre (2 – 4)  $\times 10^6$  años; arriba a la derecha: templates Yb# y Yb#\_WR\_SG con presencia de estrellas Wolf-Rayet y supergigantes con edades entre (5 – 10)  $\times 10^6$  años; abajo a la izquierda: templates Yc (20  $\times 10^6$  años); Yd (40  $\times 10^6$  años); Ye ((47 – 75)  $\times 10^6$  años); Yf ((100 – 150)  $\times 10^6$  años); Yg ((200 – 350)  $\times 10^6$  años); Yh (500  $\times 10^6$  años); abajo a la derecha: templates Ia (1  $\times 10^9$  años); Ib ((3 – 4)  $\times 10^9$  años).*





**Figura 4.8** *Templates con edades correspondientes a CG Galácticos ( $13.5 \times 10^9$  años) con metalicidades conocidas (Bica 1988).*

#### 4.4 Método de la síntesis espectral.

La síntesis espectral es una herramienta muy completa a la hora de analizar espectros integrados, ya que al mismo tiempo que obtenemos un *template sintetizado* adecuado, podemos recuperar información concerniente a las poblaciones estelares que podrían estar presentes en los CE. Como resultado de la síntesis de poblaciones estelares, donde entendemos a la síntesis como la “*composición de un todo mediante la combinación de sus partes*”, encuentra sus fundamentos en la síntesis evolutiva y en la síntesis empírica.

En la síntesis evolutiva se parte de distintos parámetros –función inicial de masa (FIM), enriquecimiento químico, tasa de formación estelar y tasa de pérdida de masa estelar– y se estudian las distintas isócronas –o caminos evolutivos de las estrellas– y modelos de atmósferas estelares para construir una biblioteca de espectros estelares de diferentes abundancias y temperaturas, abarcando el diagrama HR –o diagrama Hertzsprung-Russell, una secuencia de los estadios evolutivos de las estrellas–. Finalmente, de la integración de las contribuciones de las estrellas individuales se obtienen distintos parámetros para ser comparados con los espectros observados, de donde se puede inferir la edad e historia de formación estelar de los CE. Distintos autores han contribuido en su desarrollo, desde Crampin & Hoyle (1961), hasta Le Borgne et al. (2004), con importantes referentes como Tinsley (1968, 1972, 1973), y Bruzual & Charlot (1993, 2003), entre otros.

La síntesis empírica por el contrario intenta modelizar el espectro observado como una combinación de espectros individuales de estrellas o de CE, los cuales luego forman una base de

espectros que contribuirán al espectro total en diferentes proporciones  $x_j$ . Los comienzos de esta metodología se remontan a Whipple (1935) quien midió y comparó los colores e intensidades de líneas de absorción de estrellas y galaxias, y luego le continuaron otros autores como Baum (1959), Spinrad & Taylor (1971), y Faber (1972) en el campo de la fotometría, y Bica (1988) en el campo de la espectroscopía. Esta metodología es la empleada cuando trabajamos con *templates* y AE.

Luego, Cid Fernandes et al. (2001, 2004) desarrollan un nuevo algoritmo para la combinación de espectros observados, que mezcla resultados de AE y de Bica (1994) con formulaciones probabilísticas para obtener las contribuciones  $x_j$  y la extinción  $A_V$  en la banda V. Finalmente, el código STARLIGHT (Cid Fernandes et al. 2005) ajusta espectros observados como una combinación lineal de espectros –síntesis empírica– de poblaciones estelares simples (PES) –síntesis evolutiva–. Renzini (1981) define a las PES como un conjunto de estrellas *contemporáneas y químicamente homogéneas*. Bruzual & Charlot (2003) construyen una base de PES utilizando isócronas de Padova –desarrolladas por el grupo Padova (Girardi et al. 2000)–, FIM de Chabrier (2003) con límites de 0.1 y 100  $M_{\odot}$  y librería estelar STELIB (Le Borgne et al. 2003). De esta manera, el ajuste creado por STARLIGHT es un espectro sintético extinguido –al contrario de FISA que desenojece el observado– con base real, y con información de las contribuciones  $x_j$  de cada PES.

Para este trabajo usamos una base de 150 PES que proviene de los modelos de Bruzual & Charlot (2003), y fueron computadas con los siguientes ingredientes: librerías MILES + Martins<sup>4</sup>, isócronas de Padova, y una FIM de Chabrier (2003). Las edades (en años) son 1  $\times 10^6$ ; 3.16  $\times 10^6$ ; 5.01  $\times 10^6$ ; 6.61  $\times 10^6$ ; 8.71  $\times 10^6$ ; 10  $\times 10^6$ ; 14.45  $\times 10^6$ ; 25.12  $\times 10^6$ ; 40  $\times 10^6$ ; 55  $\times 10^6$ ; 101.52  $\times 10^6$ ; 160.9  $\times 10^6$ ; 286.12  $\times 10^6$ ; 508.8  $\times 10^6$ ; 904.79  $\times 10^6$ ; 1.27805  $\times 10^9$ ; 1.434  $\times 10^9$ ; 2.5  $\times 10^9$ ; 4.25  $\times 10^9$ ; 6.25  $\times 10^9$ ; 7.5  $\times 10^9$ ; 10  $\times 10^9$ ; 13  $\times 10^9$ ; 15  $\times 10^9$ ; y 18  $\times 10^9$  y las abundancias (en unidades de  $Z_{\odot}$ ) son 0.005; 0.02; 0.2; 0.4; 1 y 2.5.

Para todos los CE de la muestra se realizó un primer ajuste con las 150 PES, reduciendo luego el número de éstas en los siguientes ajustes, según las contribuciones significativas sobre el total. Además, la base reducida no contó en ningún caso con abundancias más altas que la solar.

---

4 La librería “MILES + Martins” es una mezcla de *Medium resolution INT Library of Empirical Spectra* (Sánchez-Blázquez et al. 2006) con “Martins” (Martins et al. 2005), con la resolución de MILES.

“... y dijo Dios que sea la luz,  
y fue la luz...”

## Capítulo 5

# Resultados

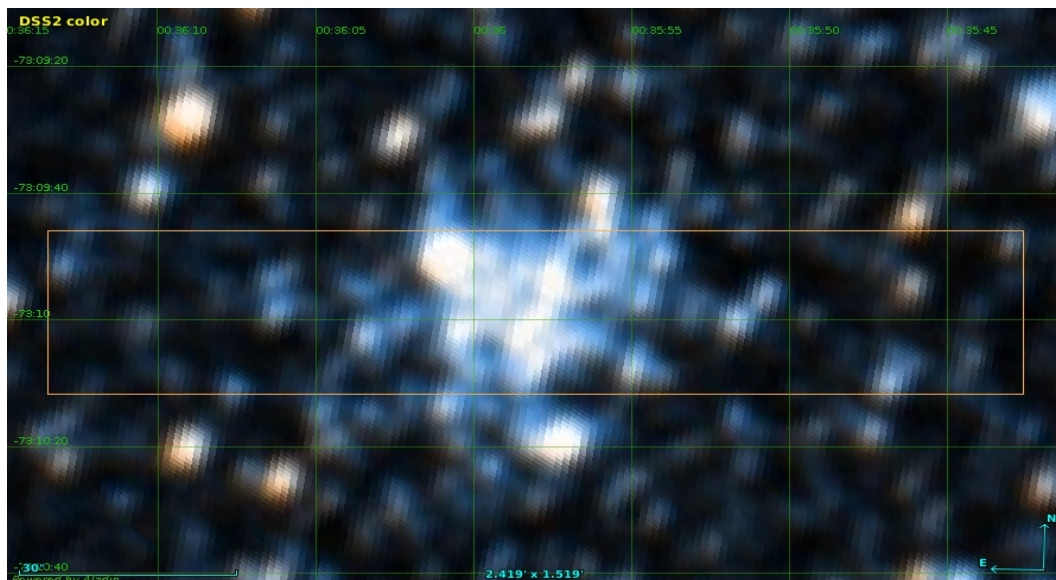
Habiendo introducido al lector en el estudio de la EI, y las bondades de ésta a la hora de observar CE de diámetro angular pequeño en sistemas estelares vecinos, así como cualquier otro objeto de diámetro angular pequeño, y habiendo presentado las herramientas y métodos disponibles al día de hoy para la mejor interpretación de nuestro entorno, estamos listos para dar luz a los resultados.

Es de recordar que a partir de los AE de las líneas de Balmer –el lector puede recurrir a la Tabla 4.2 para revisar estos valores– podemos obtener dos valores de edad diferentes, motivo por el cual sólo presentaremos el valor más razonable. Cuando nos refiramos a las contribuciones significativas, nos referiremos a aquellas que aportan, de acuerdo a Cid Fernandes et al. (2005), más del 4% –salvo excepciones–. Finalmente, presentaremos para cada CE las estimaciones de edad según el método de AE de BA86a y BA86b, el ajuste presentado por Santos & Piatti (2004) y su DD, el ajuste por *templates* y el ajuste de STARLIGHT. Al final del capítulo ofrecemos una tabla con todos los parámetros de los CE determinados. En el capítulo siguiente presentaremos los valores finalmente adoptados de edad y [Fe/H] para cada CE en tablas, así como una tabla con las comparaciones de éstos con valores de la bibliografía consultada.

## 5.1 NGC 176

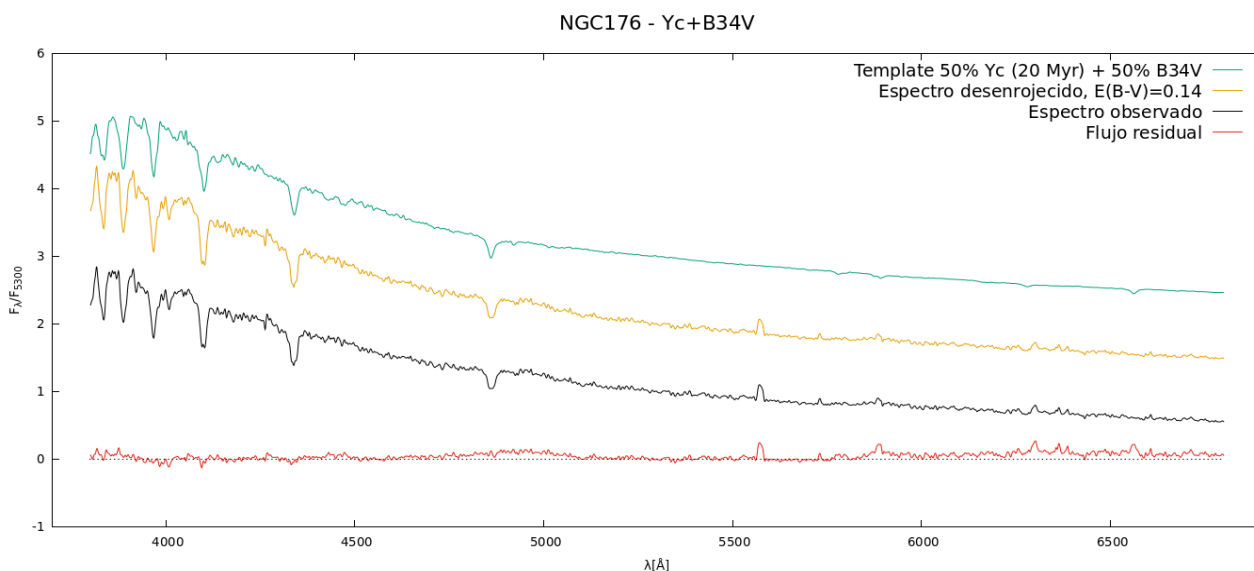
Este objeto catalogado por Kron (1956a) –*Kron 12*– y Lindsay (1958) –*Lindsay 16*– pertenece a la Nube Menor de Magallanes (NmM). En la Fig 5.1 se presenta la región observada de 2.25' x 25'' en color DSS2, donde se aprecia la naturaleza azul del objeto y la presencia de estrellas brillantes, que según Kron (1956a) serían azules gigantes y podrían no pertenecer al CE, algo que refrenda Hodge & Flower (1987) a través del diagrama color–magnitud (DCM) del objeto. A través de su espectro integrado, que fuera presentado en la Fig 3.10, nos damos cuenta que estamos ante la presencia de un CE joven por la elevación del continuo hacia la región azul del espectro, así como la emisión en H $\alpha$ . Esta emisión podría tener relación con la nebulosidad observada en la Fig 5.1, hecho que es notado por Nail et al. (1953) aunque desestimado por Kron (1956a).

Una primera estimación de la edad la obtenemos a partir de la Tabla 4.1 y los AE de las líneas de Balmer medidos que presentáramos en la Tabla 4.3. De los dos rangos de edades obtenidos, el que más se condice con el espectro integrado de *NGC 176* es (10 – 50) x10<sup>6</sup> años. A partir de los ajustes de Santos & Piatti (2004) –ecuaciones 4.2 y 4.3– y las sumas S<sub>M</sub> y S<sub>H</sub>, podemos inferir que el objeto tendría 41.5 x10<sup>6</sup> años o 16.2 x10<sup>6</sup> años, respectivamente. La metalicidad calculada haciendo uso de la ecuación 4.1 arroja un valor [Fe/H] = –2.1, o también Z/Z<sub>⊙</sub> = 0.008. Otra comprobación de la edad, se obtiene a partir del DD de la Fig 4.5 y las S<sub>M</sub> y S<sub>H</sub>. A partir de dicho diagrama el objeto tendría una edad  $t < 40$  x10<sup>6</sup> años.



**Figura 5.1** El rectángulo naranja delimita la región observada de 2.25' x 25'' de NGC 176. Imagen obtenida con ©Aladin en color DSS2.

Otra estimación de la edad proviene del análisis del espectro integrado (Fig 5.2), el que se realizó con FISA ajustando un *template* Yc de Piatti et al. (2002) –que representa una edad de  $20 \times 10^6$  años– en un 50%, combinado con el espectro de una estrella B34V obtenido de Silva & Cornell (1992) en el 50% restante. Este *template* fue seleccionado en base a la edad obtenida con el método de AE y DD, pero además por el buen ajuste obtenido en las líneas de Balmer y la pendiente del continuo. De notar es el flujo residual alto –en comparación con el total– en la región de H $\alpha$  producto de la emisión en la línea. La adición del espectro de la estrella se realizó luego de reducir el espectro observado de la estrella más brillante de la región observada, que permitió un mejor ajuste del espectro integrado. Finalmente el exceso de color arrojado por FISA fue  $E(B - V) = 0.14$ .



**Figura 5.2** Ajuste del espectro integrado observado –en negro– de NGC 176, con un *template* Yc al 50% y el espectro de una estrella B34V al 50% –en celeste–. En amarillo se muestra el espectro integrado desenrojecido – $E(B-V) = 0.14$ – y en rojo el flujo residual. Espectros normalizados a la unidad en 5300 Å.

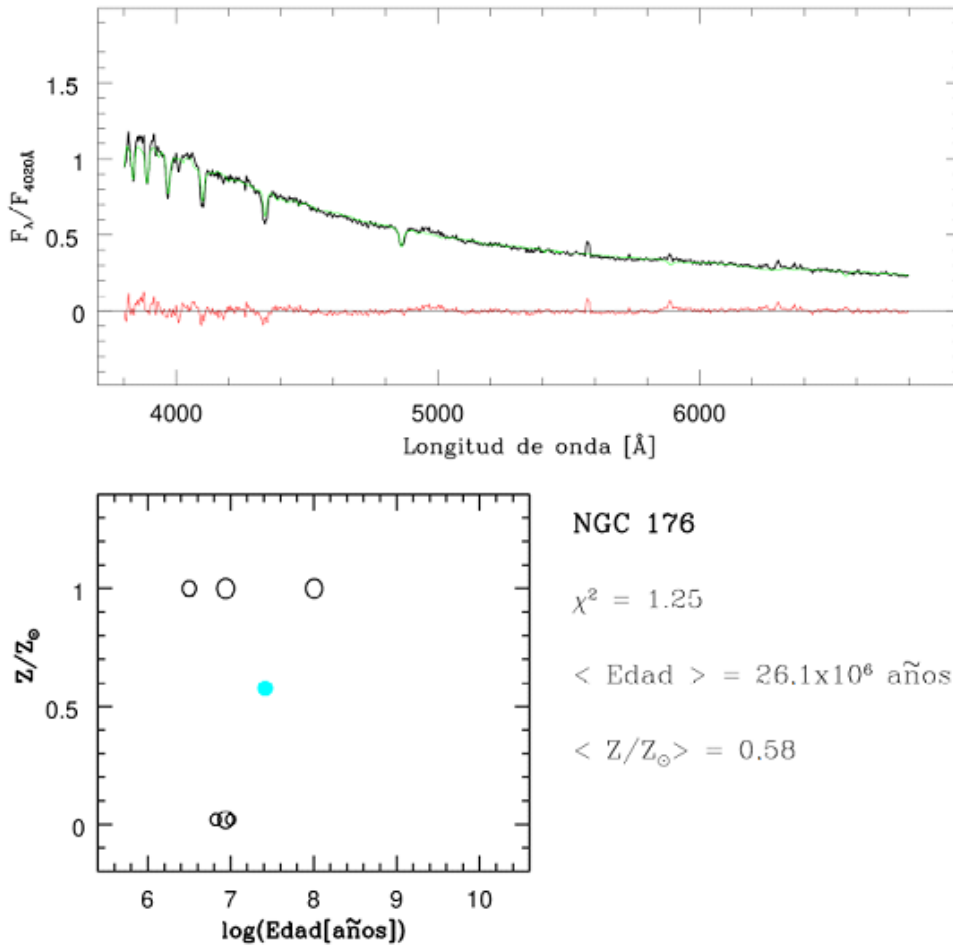
El último método que empleamos es la determinación de edades a través de STARLIGHT. El espectro ajustado final (Fig 5.3, imagen superior) representa de buena manera al espectro observado, con mejor ajuste en la región del rojo que en la del azul. Se observa una pequeña diferencia en la región del azul y en la profundidad de las líneas de Balmer, producto quizás de la ausencia de un *template* que asemeje a la estrella en la base utilizada. La extinción derivada del ajuste es  $A_V = 0.38$ , que se corresponde con un exceso de color  $E(B - V) = 0.12$ , similar a la obtenida por FISA. De los datos de edad de las PES y las contribuciones más significativas (Fig 5.3, imagen inferior), se obtuvo una edad promedio del CE de  $26.10 \times 10^6$  años, y una abundancia  $\langle Z/Z_{\odot} \rangle = 0.58$ , o  $[Fe] = -0.24$ . Entre las PES que STARLIGHT seleccionó para sintetizar el espectro de este CE, la población más vieja tendría una edad cercana a  $0.1 \times 10^9$  años y una metalicidad solar. En

la imagen inferior de la Fig 5.3 se grafica la abundancia relativa “ $Z/Z_{\odot}$ ” vs. el logaritmo de la edad “ $\log(\text{Edad})$ ” para cada PES, donde el tamaño del círculo representa el aporte de cada PES sobre el espectro sintético final. Además se presenta con el círculo celeste el valor promedio calculado a partir de la síntesis espectral final. El valor de  $\chi^2$  es una medida de la bondad del ajuste realizado, como fuera definido en el capítulo anterior.

Alcaino (1978) determina, a partir del índice de color  $(B - V) = -0.06$  y  $(U - B) = -0.35$ , que este objeto sería un CA –hecho que refrenda Hodge & Flower (1987)– y jóven. Hodge (1983), a partir de DCM publicados por otros autores, y de identificar el *tip* de la secuencia principal –o punto más alto de la misma en un DCM– y de medir la magnitud de la estrella azul más evolucionada con mayores probabilidades de ser miembro, determina una edad de  $(0.46 \pm 0.01) \times 10^9$  años, aunque este valor será modificado por Hodge & Flower (1987), haciendo uso de secuencias fotoeléctricas *UBV* y aplicando los mismos métodos que en el trabajo anterior. Es de notar que en Hodge & Flower (1987) publican una edad –columna 7 de su Tabla II– de sólo  $0.07 \times 10^9$  años a partir del índice de color  $(U - B)$  de Hodge (1983) –no publicado–, aunque luego adoptan la edad de  $(0.40 \pm 0.20) \times 10^9$  años. Elson & Fall (1985), a partir de fotometría *UBV* determinan un valor del parámetro  $s = 20$ , según la clasificación SWB, que correspondería con una edad de  $\log(t) = 7.4$ , ó  $25 \times 10^6$  años.

Mackey & Gilmore (2003), con fotometría en el rango visual del *HST*, y McLaughlin & van der Marel (2005) con los resultados de este último, determinan una edad de  $\log(t) = 8.3$ , es decir alrededor de  $0.2 \times 10^9$  años, aunque los primeros dejan en claro que a partir de un DCM de su autoría no publicado, la edad de éste podría ser menor. Los mismos autores determinan además una metalicidad  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.6$ , similar a la obtenida por Da Costa & Hadzimitriou (1998). McLaughlin & van der Marel (2005) publican además el índice de color  $(B - V) = -0.01 \pm 0.18$ , valor similar al encontrado por Alcaino (1978). Rafelski & Zaritsky (2005), con datos de fotometría integrada y ajustes automáticos de isócronas con valores de  $Z = 0.004$  y  $Z = 0.008$  para GALEV (Anders & Fritze-von Alvensleben 2003) y  $Z = 0.001$ ,  $Z = 0.004$  y  $Z = 0.008$  para Starburst99 (Leitherer et al. 1999), determinan un rango de edades entre  $(4 - 88) \times 10^6$  años, destacándose el rango entre  $(4 - 22) \times 10^6$  años obtenido según Starburst99 con una  $Z = 0.004$ .

Trabajos más recientes, como el de Glatt et al. (2010) con fotometría *BV* determinan una edad  $\log(t) = 8.2$ , ó  $160 \times 10^6$  años y un exceso de color  $E(B - V) = 0.10$ . Nayak et al. (2018), con fotometría *VI* de OGLE III (Udalski et al. 2008) realizan un ajuste semi-automático de isócronas de Marigo et al. (2008) y determinan una edad de  $\log(t) = 7.64$ , ó  $43 \times 10^6$  años y un exceso de color  $E(V - I) = 0.14$ .



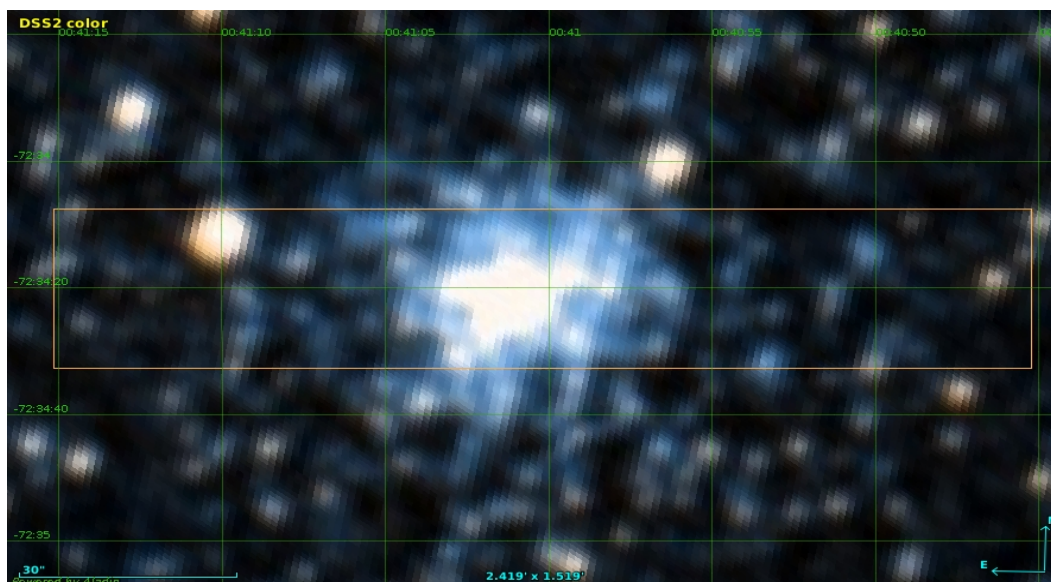
**Figura 5.3** Ajuste de NGC 176 realizado con STARLIGHT. **Imagen superior:** espectro sintetizado en verde y espectro integrado observado en negro, normalizados en 4020 Å. En rojo se grafica el flujo residual. **Imagen inferior:** Distribución  $Z/Z_{\odot}$  vs.  $\log(\text{edad})$  de PES con aporte en el espectro sintetizado. El tamaño de los círculos blancos cuantifica el aporte de cada PES. El punto celeste representa el promedio de edad y metalicidades que se muestran hacia la derecha.

A partir de los resultados de este trabajo, y de las comparaciones con los trabajos expuestos *ut-supra*, determinamos como edad más razonable para NGC 176,  $25 \times 10^6$  años, con  $E(B - V) = 0.14$ . Consideramos que la alta edad provista por Hodge (1983) y Hodge & Flower (1987) no se condice con el espectro integrado del objeto además de obtener una edad de  $70 \times 10^6$  años y no considerarla en el promedio. Además en Hodge & Flower (1987) no realizan un ajuste razonable de las estrellas de *background*. Dado que los ajustes por isócronas son sensibles al valor de  $Z$  seleccionado, así como a la construcción del modelo, y que ya nos hemos referido al beneficio del ajuste por *templates* versus el ajuste a través de DCM, el valor de Glatt et al. (2010) podría estar sobrevaluado. Si bien Mackey & Gilmore (2003) también realizan ajustes por isócronas, dejan la puerta abierta a que la edad del objeto sea menor, como encuentran Rafelski & Zaritsky (2005) a

partir del mismo método. El valor de exceso de color  $E(B - V)$  está en concordancia con el calculado por Glatt et al. (2010) y Nayak et al. (2018), validando nuestros resultados. Por el contrario, el valor provisto de metalicidad  $[Fe/H]$  según el ajuste de Santos & Piatti (2004) no puede ser tomado en cuenta, ya que el ajuste realizado por los autores es válido para CE con edad mayor a  $10 \times 10^9$  años, por lo cual estaríamos más de acuerdo en un valor cercano al provisto por STARLIGHT.

## 5.2 Kron 17

Este CE catalogado por Kron (1956a) y Lindsay (1958) –*Lindsay 26*– pertenece a la NmM, y en la Fig 5.4 se presenta la región –de  $2.25' \times 25''$ – observada del objeto. De la imagen del CE se aprecia –como dice Kron (1956a)– su naturaleza azul y su forma semejante a la de un CG, razón por la cual dicho trabajo lo cataloga como tal, aunque en el segundo trabajo de la serie –Kron (1956b)– ya no lo clasifica como tal. En la Fig 3.10 se presentó el espectro integrado de este objeto, y de su análisis vemos que el objeto sería joven, aunque de edad avanzada.



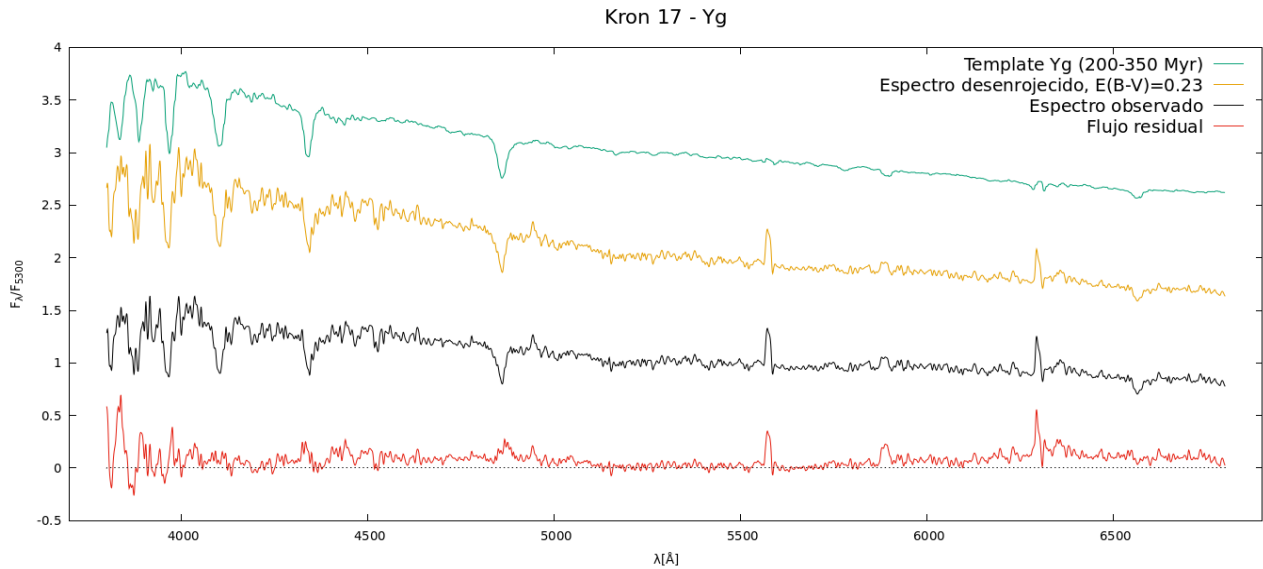
**Figura 5.4** Región observada de  $2.25' \times 25''$  de Kron 17. Imagen creada con ©Aladin en color DSS2.

La primera estimación de edad proviene de la medición de los AE como detalla BA86a. El resultado no es concluyente, arrojando una edad comprendida dentro de un rango de  $(50 - 500) \times 10^6$  años. Seguidamente, utilizando los ajustes de Santos & Piatti (2004), y las sumas  $S_M$  y  $S_H$ , vemos un nuevo obstáculo para obtener la edad a partir de las líneas de Balmer, ya que el valor de  $S_H$  no es ajustado analíticamente por la fórmula. A partir del *human judgment* gráfico, derivamos en una edad



cercana a los  $200 \times 10^6$  años, en acuerdo con los  $150 \times 10^6$  años obtenida a partir de los perfiles metálicos. El ajuste en metalicidad arroja un valor  $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.79$ , ó  $Z/Z_{\odot} = 0.016$ . Por último, a partir de los DD vemos que la edad del objeto está comprendida en la región  $(40 - 350) \times 10^6$  años.

Analizando el espectro integrado, y con las estimaciones de edades obtenidas de los métodos anteriores, ajustamos un *template* Yg correspondiente a una edad  $(200 - 350) \times 10^6$  años y un exceso de color  $E(B - V) = 0.23$  (Fig 5.5). El ajuste es bueno, reproduciendo de buena manera algunas características como  $\text{H}\alpha$ , aunque se observa un flujo residual alto en la región del rojo.

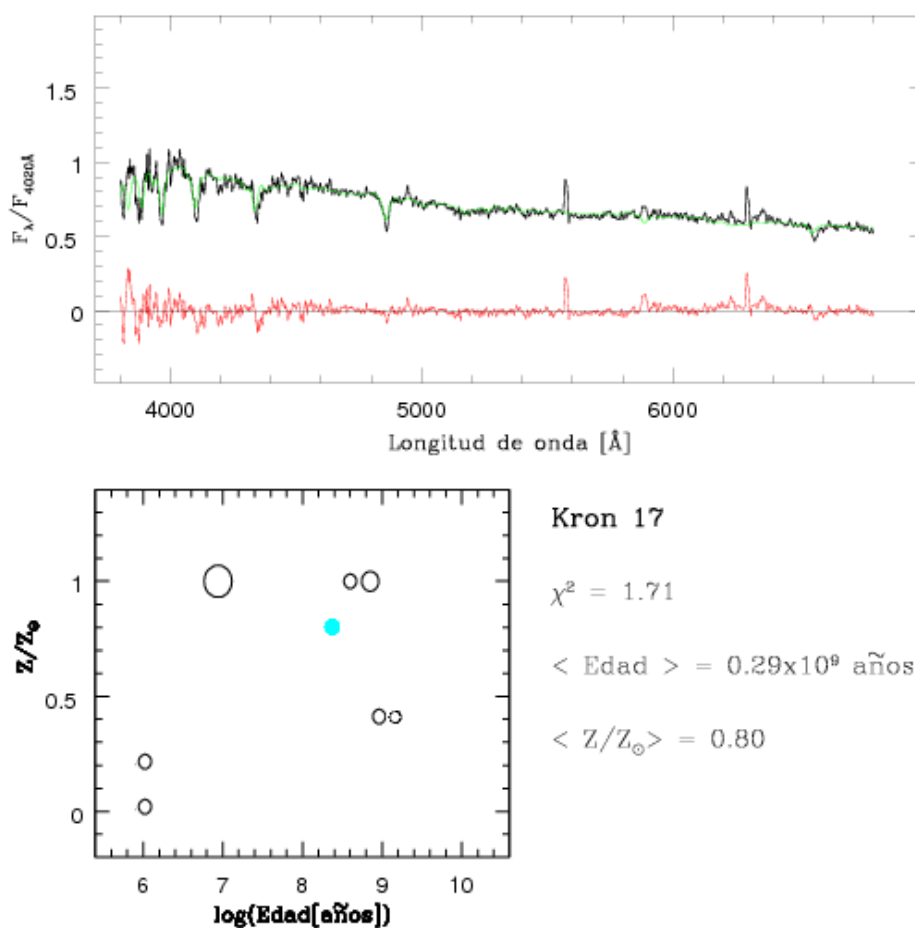


**Figura 5.5** Ajuste de Kron 17 con un *template* Yg y un exceso de color  $E(B - V) = 0.23$ . Idem Fig 5.2.

En la Fig 5.6 se presenta el ajuste por STARLIGHT. El espectro sintetizado representa de buena manera al observado, tanto en el rojo como en el azul. La edad promedio del ajuste es  $0.29 \times 10^9$  años y el promedio  $\langle Z/Z_{\odot} \rangle = 0.80$ , ó  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.09$ . La extinción  $A_V = 0.93$  se corresponde con  $E(B - V) = 0.30$ , similar al obtenido por FISA. En cuanto a la distribución de poblaciones se observan cuatro grupos bien diferenciados, uno de ellos de metalicidad de la NMM con una edad cercana a  $1 \times 10^9$  años; otro grupo con metalicidad solar y edad alrededor de los  $500 \times 10^6$  años; la población dominante con metalicidad también solar y edad de apenas  $8 \times 10^6$  años; y por último un grupo menor de metalicidad muy baja y apenas  $1 \times 10^6$  años, difícil de explicar astrofísicamente. Vale recordar que STARLIGHT echará mano a las PES necesarias para lograr el mejor ajuste y, a veces, por inexistencia de las PES adecuadas sintetizará el espectro con estas falencias (el problema denominado “*mismatch template*”). Nos referiremos acerca de estas posibles PES en el próximo capítulo.

Entre los autores que trabajan con *Kron 17*, Alcaino (1978) determina colores  $(B - V) = 0.38$  y  $(U - B) = 0.10$ . Con estos datos lo cataloga como de edad intermedia. Elson & Fall (1985)

determinan un parámetro  $s = 32$ , que corresponde a un  $\log(t) = 8.5$  y una edad de  $316 \times 10^6$  años. Dapergolas et al. (1986) y Kontizas et al. (1986) estudian, y dan tipos espectrales de estrellas en la región del CE, pero sin trabajar con las estrellas propias del objeto. Hodge & Flower (1987) dan colores  $(B - V) = 0.39$  y  $(U - B) = 0.10$  a partir de los cuales también sugieren una “edad intermedia”, de valor  $(300 \pm 100) \times 10^6$  años. Trabajos recientes como Glatt et al. (2010) determinan un exceso de color  $E(B - V) = 0.04$  y una edad en  $\log(t) = 8.55$ , ó  $355 \times 10^6$  años; Nayak et al. (2018) obtienen un exceso de color  $E(V - I) = 0.22$  (equivalente a  $E(B - V) = 0.17$ ) y una edad en  $\log(t) = 8.50$ , equivalente a  $316 \times 10^6$  años.



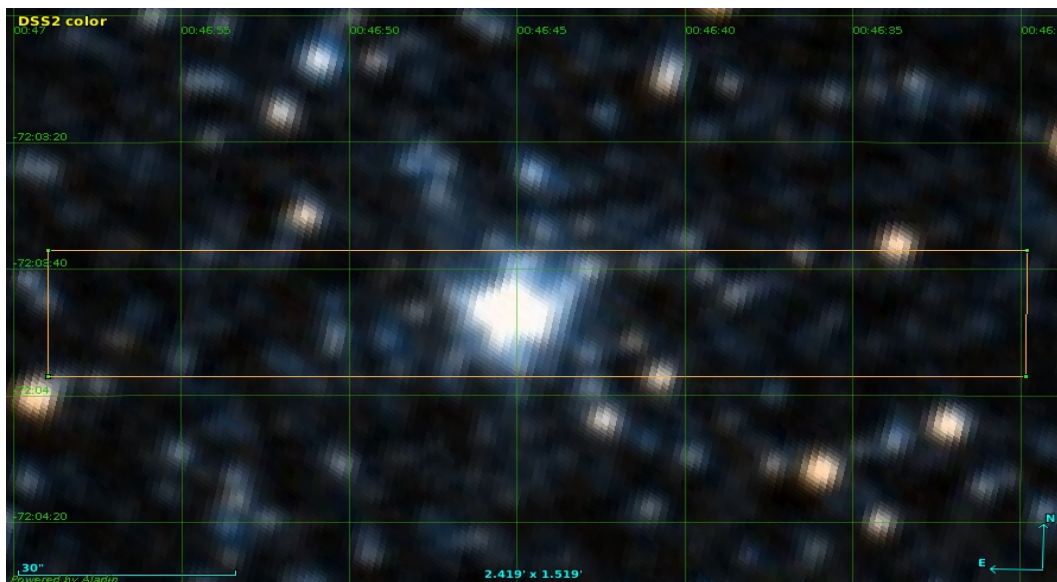
**Figura 5.6** Ajuste de STARLIGHT de Kron 17. Idem Fig 5.3.

A partir de los datos del presente trabajo, y de la comparación con los trabajos anteriores, la edad de *Kron 17* sería alrededor de  $300 \times 10^6$  años, aunque la posible presencia de poblaciones más viejas merece mayor estudio. Es posible que las distintas probables poblaciones del CE sean las causantes de algunos fenómenos que se aprecian en el flujo residual del ajuste por FISA. Sin embargo, el ajuste es bueno y se condice con los resultados obtenidos por otros autores. En

metalicidad estamos más de acuerdo con el valor obtenido por STARLIGHT de  $[Fe/H] = -0.09$ , y a falta de otro valor previo, sería el primer valor de metalicidad calculado para *Kron 17*.

### 5.3 *HW 22*

Hodge & Wright (1974) catalogan a *HW22* por primera vez como un CE compacto. En la Fig 5.7 se presenta la región observada del objeto, perteneciente a la NmM, en color DSS2, donde se aprecia la naturaleza compacta del objeto. La primera estimación de edad la obtenemos a partir de los AE del espectro integrado del objeto, y lo ubicamos en el rango de  $(1 - 5) \times 10^9$  años en base a su espectro. Luego a partir del método analítico y gráfico de Santos & Piatti (2004) encontramos que el objeto podría tener  $1.41 \times 10^9$  años según  $S_M$  y  $8.68 \times 10^9$  años según  $S_H$ . Se vislumbra entonces un amplio rango de edades para *HW 22*, siempre dentro del grupo de edad intermedia<sup>5</sup>. En cuanto a la metalicidad el valor ajustado es  $[Fe/H] = -1.22$ , ó  $Z/Z_\odot = 0.060$ . El valor obtenido se condice con el hallado en el DD, en la región  $t > 2.5 \times 10^9$  años, más cerca de los CG con metalicidades  $[Fe/H] > -1.4$ .

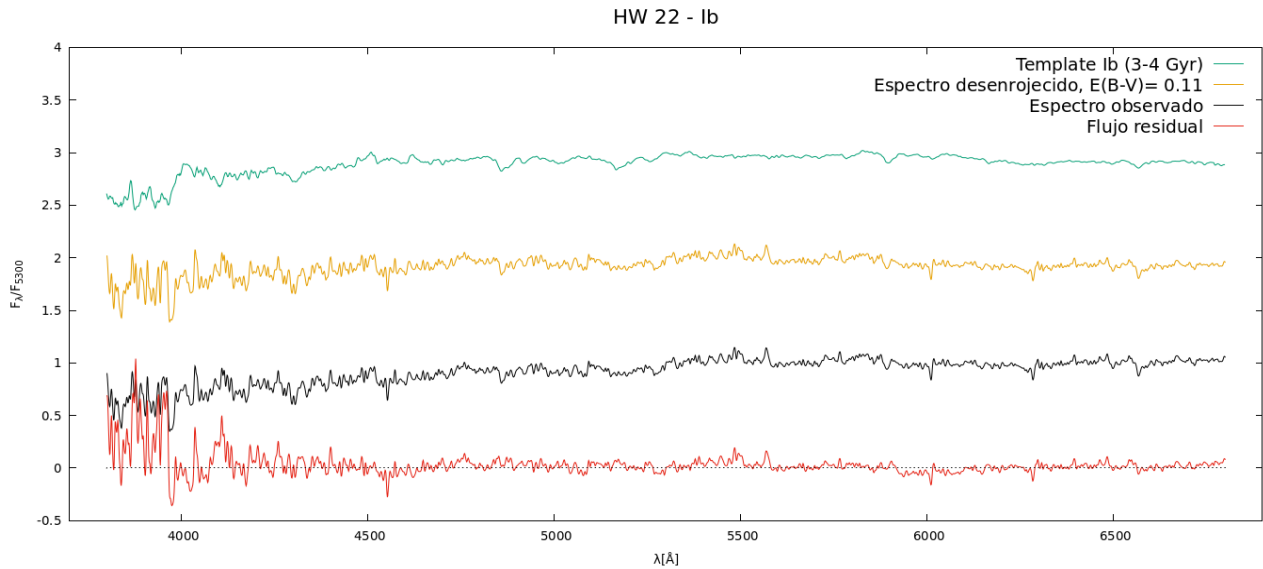


**Figura 5.7** Región observada de *HW22*. La región fue de  $2.25' \times 20''$ . Imagen generada con ©Aladin en color DSS2.

Del análisis del espectro integrado realizado con FISA, y tomando en cuenta las edades anteriores, se ajusta el espectro integrado por medio de un *template* Ib (Fig 5.8), que corresponde a una edad entre  $(3 - 4) \times 10^9$  años, con un exceso de color  $E(B - V) = 0.11$ . El ajuste es óptimo desde

<sup>5</sup> Entendemos por edad intermedia aquella comprendida entre  $1 \times 10^9$  años y  $10 \times 10^9$  años. Por encima de esta edad hablaremos de CE viejos, con edades similares a las de CG Galácticos, y por debajo de esta edad nos referiremos a CE jóvenes.

$\sim 4500 \text{ \AA}$ , en especial en las líneas de Balmer, y se observa un flujo residual alto entre (3800 – 4200)  $\text{\AA}$ , debido en parte a la baja S/N de esta zona.

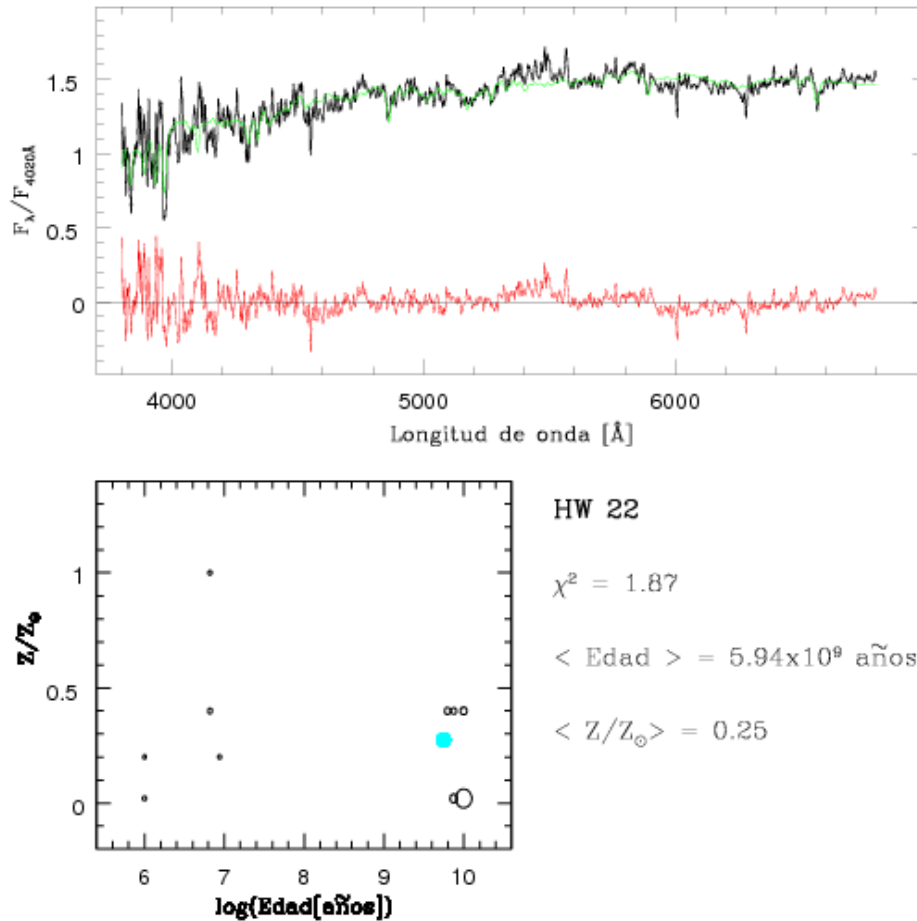


**Figura 5.8** Ajuste de templates de HW 22 a partir de un template Ib y un exceso de color  $E(B - V) = 0.11$ . Idem Fig 5.2.

Por último, aplicando STARLIGHT al espectro integrado (Fig 5.9), obtenemos un ajuste similar al espectro integrado, con algunas diferencias –que también se observan con FISA– en 4600  $\text{\AA}$  y 6000  $\text{\AA}$ , como también en la región (3800 – 4200)  $\text{\AA}$ . La edad promedio del objeto sería  $5.94 \times 10^9$  años, en consonancia con los valores obtenidos por otros ajustes, y el promedio de  $Z/Z_{\odot} = 0.25$ , que equivale a  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.6$ . La extinción  $A_V = 1.71$  se corresponde con  $E(B - V) = 0.55$ , valor mayor al obtenido con FISA, aunque debemos tener en cuenta que las edades derivadas con ambos métodos son diferentes. La distribución de PES es bien llamativa, y le daremos más atención en el próximo capítulo, junto a un breve estudio de la extinción obtenida.

Kontizas (1980) presenta el primer DCM de HW 22 sin dar edad, pero caracterizándolo como “viejo”. Luego Rafelski & Zaritsky (2005) determinan un rango de edades entre (1.59 – 8.11)  $\times 10^9$  años. En particular es interesante el valor de  $7.31 \times 10^9$  años, hallado a través de Starburst99 con  $Z = 0.004$ . Estos últimos autores, proveen además índices de color  $(U - B) = 0.38$ ,  $(B - V) = 0.82$  y  $(V - I) = 1.12$ . En Bonatto & Bica (2010) se lo caracteriza por su color, dando como categoría “rojo”. Luego Glatt et al. (2010), a través de un ajuste por isócronas obtienen una edad de  $\log(t) = 8.85$  que equivale a  $0.71 \times 10^9$  años, y un exceso de color  $E(B - V) = 0.08$ . El error estimado por Glatt et al. (2010) en la edad arroja valores entre  $224 \times 10^6$  años y  $2.24 \times 10^9$  años. Piatti (2011), a partir de fotometría de Washington y ajuste de isócronas de Girardi et al. (2002) sobre DCM, obtiene una edad de  $(6.0 \pm 1.3) \times 10^9$  años, una metalicidad  $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.30 \pm 0.25$  y un exceso de color  $E(B - V) = 0.06$ . En Perren et al. (2017), a partir de un DCM sintetizado por el código ASteCA

(Perren et al. 2015) y fotometría de Washington, determinan una edad de  $\log(t) = 9.85$ , que equivale a  $7.08 \times 10^9$  años. Ajustan además una isócrona con  $Z = 0.003$ , ó  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.80$  y un exceso de color  $E(B - V) = 0.00$ . En el trabajo más reciente en bibliografía, Piatti (2018) se refiere a este CE como un candidato a contener poblaciones múltiples.

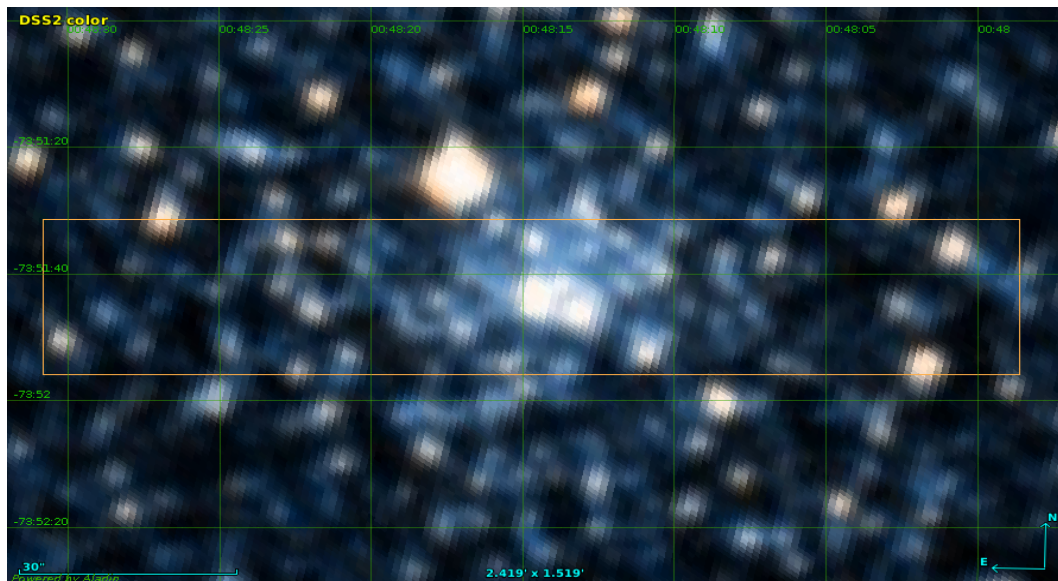


**Figura 5.9** Ajuste de STARLIGHT para HW 22. Idem Fig 5.3

En base a nuestros resultados, y de acuerdo a los datos de bibliografía, HW 22 tendría una edad cercana a los  $6 \times 10^9$  años y una metalicidad  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.6$ . La edad estimada pertenece al rango de edades provisto por Rafelski & Zaritsky (2005), así como esta en acuerdo con los valores calculados por Piatti (2011) y Perren et al. (2017), mientras que la edad estimada por Glatt et al. (2010), si bien es más baja que cualquier otra edad de bibliografía, podría estar sujeta a un sesgo en el ajuste de *background* o fotometría limitada en magnitudes –como refiere Piatti (2011)–, o a la sensibilidad en la selección de la metalicidad para ajustar la isócrona.

## 5.4 Kron 27

Este CE, que fuera catalogado como un CG por Kron (1956a) –*Lindsay 36* en el catálogo de Lindsay (1958)–, pertenece a la NmM. En la Fig 5.10 se presenta la región observada de  $2.2' \times 25''$ , donde se aprecia una región central poblada, y una región anular hacia el norte y hacia el sur –fuera de la región observada–. De los AE por el método de BA86a, se obtiene una edad comprendida en el rango de  $(1 - 5) \times 10^9$  años, mientras que del ajuste de Santos & Piatti (2004) con la suma  $S_M$  la edad es  $5.49 \times 10^9$  años, y con la suma  $S_H$  se obtiene  $1.3 \times 10^9$  años. El ajuste en la metalicidad arroja un valor  $[Fe/H] = -0.63$ , ó  $Z/Z_{\odot} = 0.234$ . La edad obtenida según este método está en sintonía con la obtenida por el DD que lo sitúa en la región de  $t > 2.5 \times 10^9$  años y de CG con metalicidad  $[Fe/H] > -1.4$ .



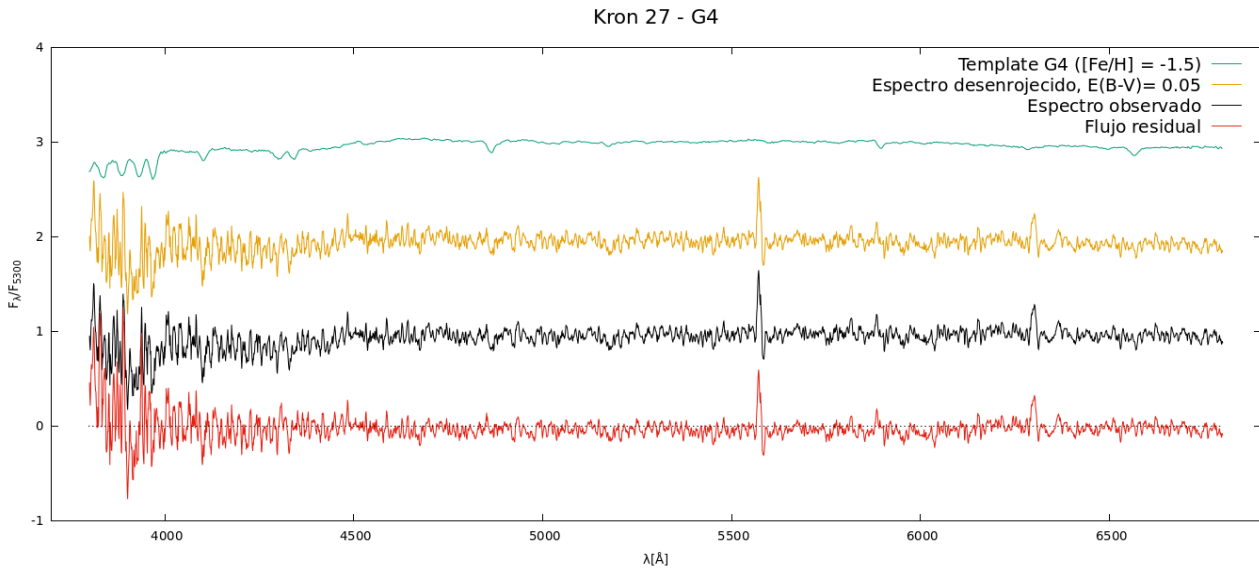
**Figura 5.10** Región estudiada de Kron 27. La región comprende  $2.25' \times 25''$  del cielo. Imagen generada con ©Aladin en color DSS2.

En la siguiente etapa se intentó ajustar el espectro integrado a partir de los *templates* de Piatti (2002), pero se obtuvo el mejor ajuste con un *template* G4 de Bica (1988) con exceso de color  $E(B - V) = 0.05$ , como se muestra en la Fig 5.11. Este *template* representa CE con edades de CG Galácticos y metalicidad  $[Fe/H] = -1.5$ . Podemos ver como el ajuste representa de buena manera a *Kron 27*, y el buen ajuste de las líneas de Balmer, aunque entre  $3800 \text{ \AA}$  y  $4500 \text{ \AA}$  el flujo residual es alto, por la baja razón S/N del espectro integrado. Se disponen de nuevos datos *Gemini*, los que serán tratados en trabajos futuros para dar más luz sobre este objeto particular.

A partir del ajuste con STARLIGHT que se muestra en Fig 5.12, vemos que el espectro sintetizado reproduce de buena manera el espectro integrado observado, aunque también presenta



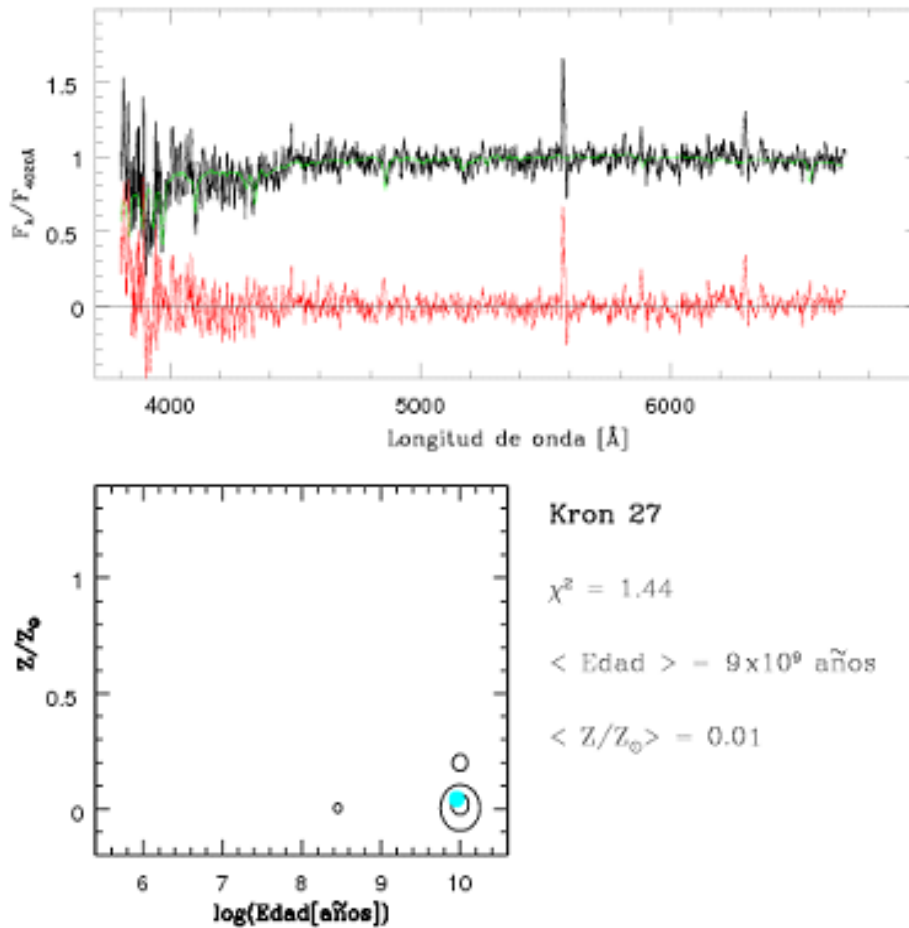
un flujo residual alto en la región entre (3800 – 4500) Å. La edad promedio del CE sería de  $9 \times 10^9$  años y  $Z/Z_{\odot} = 0.013$ , que equivale a  $[Fe/H] = -1.89$ . La extinción derivada por STARLIGHT es  $A_V = 0.67$ , que se corresponde con  $E(B - V) = 0.22$ , mayor a la obtenida con FISA, a lo cual nos referiremos en el siguiente capítulo. Se distinguen algunas PES, que merecen una discusión aparte en el próximo capítulo.



**Figura 5.11** Ajuste de Kron 27 –en negro– a partir de FISA. Se utilizó un template G4 de Bica (1988) –en celeste– con un exceso de color  $E(B - V) = 0.05$ . Idem Fig 5.2.

Ya nos hemos referido a que debido a su color y forma peculiar, Kron (1956a) lo cataloga como un CG, así como también a *NGC 416*, *NGC 419* y *NGC 121*. Conocemos la naturaleza globular genuina del último, y las edades de  $(6.60 \pm 0.80) \times 10^9$  años y  $(1.45 \pm 0.05) \times 10^9$  años de los primeros (Song et al. 2021), respectivamente. Kontizas et al. (1986), a partir de la clasificación espectral de estrellas brillantes en CE de la NmM (Dapergolas et al. 1986), encuentran que este CE presenta un número importante de estrellas brillantes *K* y *M* –12 y 17, respectivamente– que se supone corresponden a la rama gigante roja. Rafelski & Zaritsky (2005) presentan un amplio rango de edades, con edades entre  $353 \times 10^6$  años y  $14 \times 10^9$  años –valor este último sin sentido astrofísico–, siendo el valor de  $7.73 \times 10^9$  años el correspondiente al ajuste Starburst99 con  $Z = 0.004$ . Glatt et al. (2010) adoptan este valor de  $Z$ , pero derivan una edad de  $0.5 \times 10^9$  años, con rango entre  $(0.316 - 1) \times 10^9$  años, y un exceso de color  $E(B - V) = 0.08$ , mientras que Palma et al. (2015) ajustan isócronas a un DCM obtenido a partir de fotometría de Washington y reportan una edad de  $1.1 \times 10^9$  años, con exceso de color  $E(B - V) = 0.02$  obtenido de Burstein & Heiles (1982). Recientemente, Bitsakis et al. (2018) desarrollan un método automático para obtener edades, y obtienen una edad de alrededor de  $400 \times 10^6$  años.

Por todo lo expuesto *ut-supra*, en el capítulo final volveremos a referirnos a este viejo CE. A partir de nuevas observaciones podremos determinar si la edad debería ser mayor o menor.

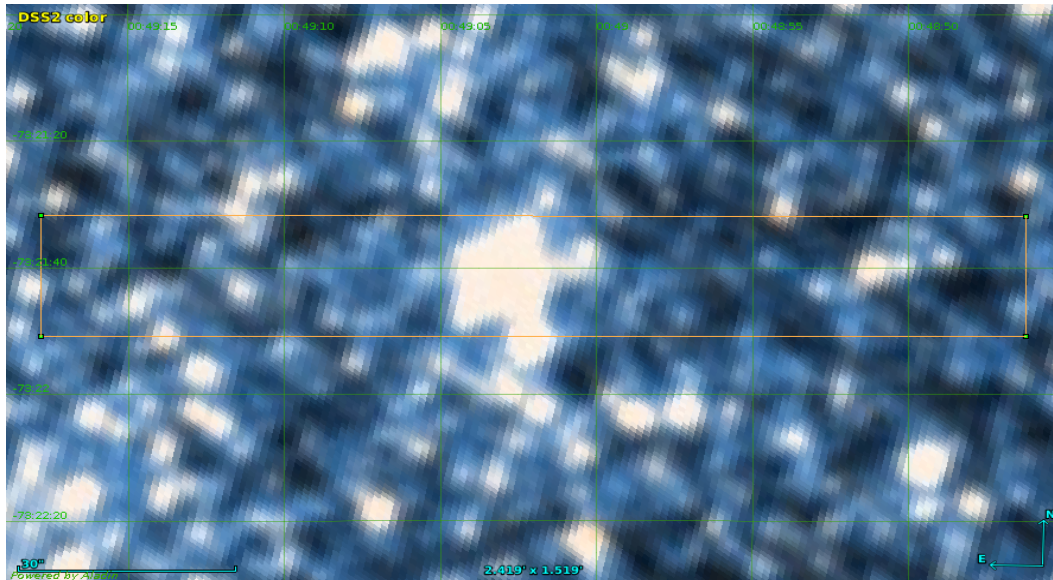


**Figura 5.12** Ajuste de Kron 27 por STARLIGHT. Idem Fig 5.3.

## 5.5 Bruck 50

Brück (1975) observa por primera vez a *Bruck 50* y lo cataloga como un objeto joven, luminoso y azul –según la clasificación 3 que le asigna–, comparándolo con objetos de  $6 \times 10^6$  años de la NMM según Westerlund (1961). La clasificación 3 de Brück (1975) se refiere a objetos compactos, esféricos y predominantemente azules, como vemos en la Fig 5.13, donde además se muestra la región observada del objeto. De la medición de los AE con el método de BA86a la edad sería menor que  $10 \times 10^6$  años, y del ajuste analítico de Santos & Piatti (2004) se obtiene  $13.1 \times 10^6$  años a partir de la suma  $S_M$  y  $3.1 \times 10^6$  años a partir de la suma  $S_H$ . La metalicidad a partir del ajuste presentado en el mismo trabajo arroja un valor  $[Fe/H] = -2.34$ , ó  $Z/Z_{\odot} = 0.005$ . El DD lo sitúa en la región  $t < 40 \times 10^6$  años.



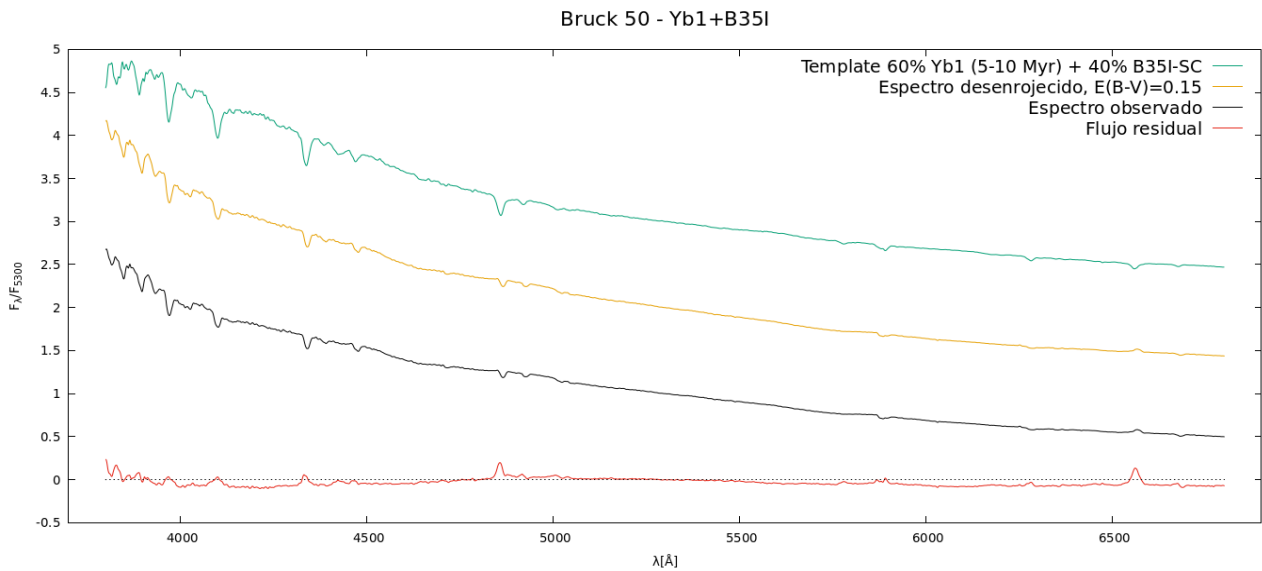


**Figura 5.13** Bruck 50 y la región de  $2.25' \times 20''$  que se observó de este CE. Imagen generada con ©Aladin en color DSS2.

Con estas edades en el tintero, logramos el mejor ajuste para *Bruck 50* usando un *template* Yb1 –de una edad de entre  $(5 - 10) \times 10^6$  años– al 60% sumando el espectro de una estrella B35I de la librería de Silva & Cornell (1992) al 40%, y un exceso de color  $E(B - V) = 0.15$  (Fig 5.14). Si bien el ajuste es bueno en todo el rango del espectro e imita bien la pendiente del continuo, se ven algunas diferencias en las líneas del hidrógeno –en particular  $H\alpha$  presenta emisión– las cuales podrían deberse a la presencia de la estrella supergigante azul (SGA) B5Ia, catalogada como tal por Dubois, Jaschek & Jaschek (1977), y de nombre *HD 4862* (Fig 5.15).

En la Fig 5.16 presentamos el ajuste realizado con STARLIGHT. El espectro sintetizado, en verde, representa de muy buena manera el espectro observado integrado, pero carece de buen ajuste para la región más azul del espectro, donde la contribución de la estrella SGA es importante. Otro conflicto del ajuste se encuentra en la profundidad de las líneas, como sucediera con FISA, también causado quizás por la misma estrella. Del ajuste se obtiene un promedio de edad de  $1.44 \times 10^6$  años, en concordancia con los resultados obtenidos a través de otros métodos, aunque igual se observan posibles PES de  $3 \times 10^6$  años y  $5 \times 10^6$  años y abundancias solares. La extinción es  $A_V = 0.43$ , que se corresponde con  $E(B - V) = 0.14$ , valor en concordancia con el obtenido con FISA. Por último,  $Z/Z_\odot = 0.32$  equivale a  $[Fe/H] = -0.49$ .

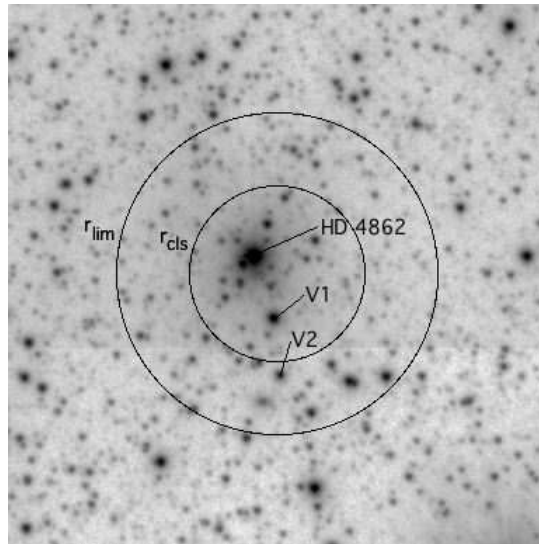
Meyssonnier & Azzopardi (1993) estudian la región del CE –y otras regiones de la NmM– haciendo uso de un prisma objetivo en busca de emisión en  $H\alpha$ , y si bien tienen identificadas dos fuentes de emisión, no serían la misma fuente de emisión, o habría un error en la determinación de éstas, como refieren en su trabajo los autores. Bica & Schmitt (1995) determinan que el objeto



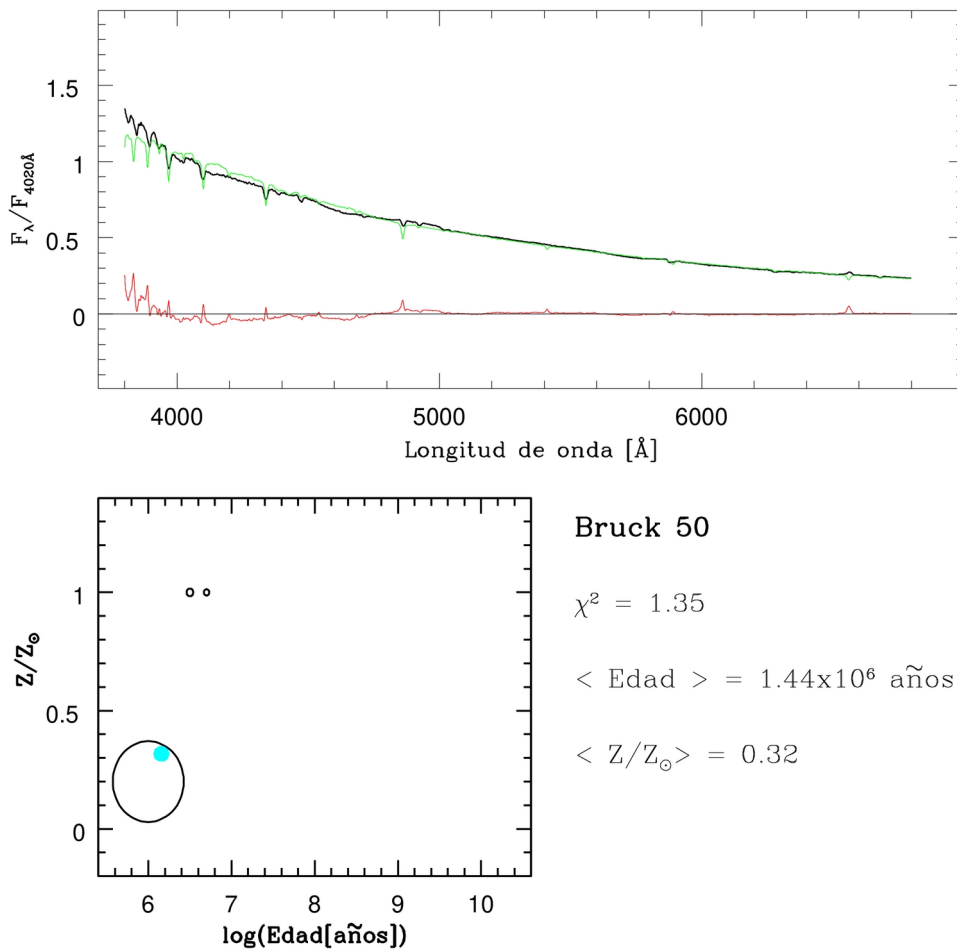
**Figura 5.14** Ajuste por templates de Bruck 50. El exceso de color  $E(B - V) = 0.15$ . Idem Fig 5.2.

pertenecería a un sistema doble, aunque luego de Oliveira et al. (2000), a partir de imágenes del DSS determinan que sería parte de un sistema triple –junto a *BS41* y *L39*–. En ese trabajo se calcula edad –ajustando isócronas de Padova (Bertelli et al. 1994) a DCM construídos con fotometría *VI* de OGLE II (Udalski et al. 1998)– y exceso de color, obteniendo para la edad una cota superior de  $30 \times 10^6$  años y  $E(B - V) = 0.10$ . Luego Chiosi et al. (2006), a partir de ajuste de isócronas a fotometría *VI*, determinan una edad de  $\log(t) = 7.0$ , que equivale a  $10 \times 10^6$  años, con un exceso de color  $E(V - I) = 0.08$ , que se corresponde con  $E(B - V) = 0.06$ . Además derivan un  $Z = 0.006$ , ó  $[Fe/H] = -0.50$ . Glatt et al. (2010) determinan una edad de  $\log(t) = 7.0$  con un error cercano a 0.3, lo que se traduce como  $10 \times 10^6$  años, con valores mínimo y máximo de  $5 \times 10^6$  años y  $20 \times 10^6$  años. Talavera et al. (2010) a partir de EI adoptan una edad de  $(5 \pm 2) \times 10^6$  años. Schmidtke & Udalski (2013), haciendo uso de datos de OGLE III (Udalski et al. 2008) detectan la presencia de dos estrellas variables, de las cuales dan certeza de pertenecer al CE en una de ellas.

Recordemos que una diferencia de “apenas”  $(5 - 10) \times 10^6$  años puede parecer poco, pero debemos recordar que el objeto es joven, con lo cual la diferencia puede ser importante, y además como hemos visto en las imágenes de diversos CE, un *template* de  $5 \times 10^6$  años difiere de aquel de  $20 \times 10^6$  años, en especial en la región donde la estrella domina el espectro. Las edades determinadas partir de ajuste de isócronas a DCM resultan muy sensibles al valor de  $Z$  que se utilice y deben ser tomadas en cuenta como cotas más que como valores precisos. Por otro lado, la existencia de fuentes de emisión en  $H\alpha$  es más indicio de una edad joven, cercana a la edad donde el medio interestelar podría estar todavía ionizado y no haber sido limpiado del todo, que de edades como las propuestas por Glatt et al. (2010) o de Oliveira et al. (2000). De cualquier manera, *Bruck 50* es un CE joven, de  $3 \times 10^6$  años y una metalicidad  $[Fe/H] = -0.5$ .



**Figura 5.15** La supergigante azul (HD 4862) catalogada por Dubois, Jaschek & Jaschek (1977) y la región de Bruck 50. Imagen extraída de Schmidtke & Udalski (2013).



**Figura 5.16** Ajuste de Bruck 50 por STARLIGHT. Idem Fig 5.3.

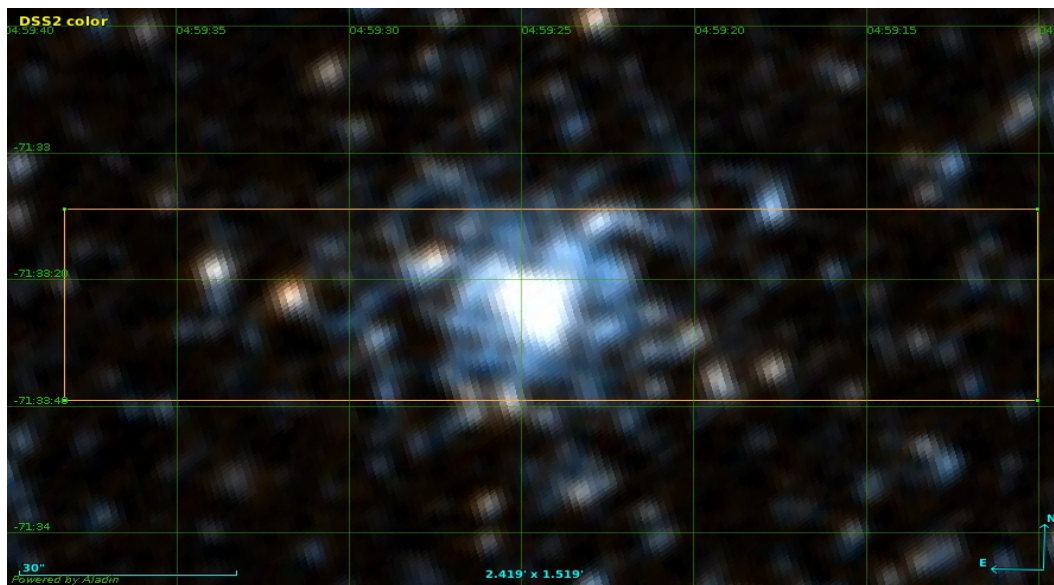
## 5.6 SL 164

Shapley & Lindsay (1963), en uno de los primeros catálogos de CE de la NMM –junto con Lyngå & Westerlund (1963)– presentan a *SL 164* como un objeto con “*centro mayormente condensado, no resuelto*” como podemos ver en la Fig 5.17, donde se muestra la región observada de  $2.25' \times 30''$ . Del análisis de los AE del espectro integrado surge la primera estima de edad, siendo la misma en el rango de  $(0.1 - 1) \times 10^9$  años. Seguidamente, a partir del ajuste analítico de Santos & Piatti (2004) se obtiene una edad de  $1.42 \times 10^9$  años según la suma  $S_M$  y de  $2.6 \times 10^9$  años según la suma  $S_H$ . En cuanto a la metalicidad se obtiene  $[Fe/H] = -1.21$ , ó  $Z/Z_{\odot} = 0.062$ . Por último del análisis gráfico con el DD, *SL 164* se encuentra en la región de  $t > 2.5 \times 10^9$  años, bordeando la región de  $0.4 \times 10^9$  años  $< t < 1.5 \times 10^9$  años, y dentro de lo que sería la región de los CG con  $[Fe/H] > -1.4$ . Debemos recordar que el DD de Santos & Piatti (2004) es una herramienta más, que a falta de mayor precisión –se presentan algunos CE que están en una región de edades, pero pareciera que pertenecen a otra; no se reconoce que son los triángulos, los cuadrados o los asteriscos–, debe ser usada como tal hasta tanto se realice un nuevo DD.

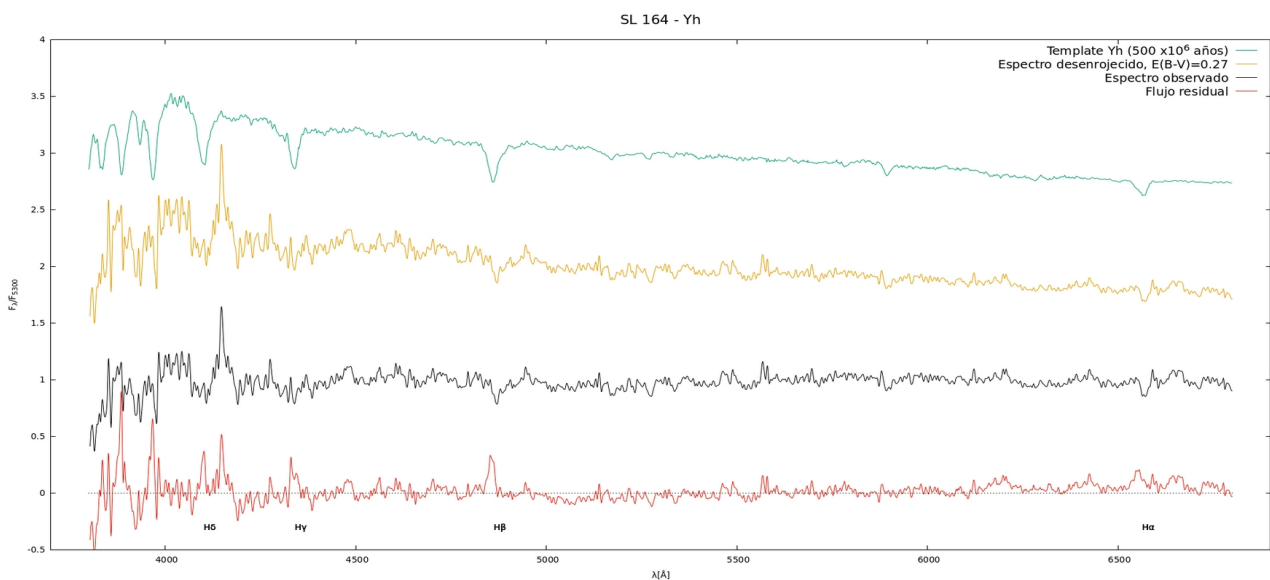
Tomando en cuenta lo comentado anteriormente, procedimos con cautela a la hora de realizar los ajustes, encontrando que el espectro integrado de *SL 164* no acepta un ajuste único. El *template* Yh –representa una edad de  $500 \times 10^6$  años– ajusta de buena manera el continuo, como se ve en la Fig 5.18, pero la profundidad de las líneas se ajusta bien por un *template* Ia –representa una edad de  $1 \times 10^9$  años–, como se observa en la Fig 5.19. Para Yh se obtiene un exceso de color  $E(B - V) = 0.27$ , mientras que para Ia es  $E(B - V) = 0.15$ . Para los dos casos, entre  $3800 \text{ \AA}$  y  $4200 \text{ \AA}$  el flujo residual resulta alto, aunque menor en el caso de Yh, siendo este el *template* que presenta la mayor diferencia con las líneas de Balmer.

Continuando con el ajuste, STARLIGHT nos da otro panorama más claro acerca de este objeto. Primero, el espectro sintetizado ajusta de buena manera al espectro integrado (Fig 5.20), aún en las regiones donde FISA presentaba alguna dicotomía. Con la seguridad provista por el ajuste, encontramos que la edad promedio del CE sería de  $0.46 \times 10^9$  años, y  $Z/Z_{\odot} = 0.77$ , que representa una metalicidad  $[Fe/H] = -0.11$  y una extinción  $A_V = 0.42$  que se corresponde con un  $E(B - V) = 0.14$ . En cuanto a la distribución de PES, encontramos una posible razón para la dicotomía en cuanto al ajuste con FISA. El objeto en cuestión presentaría dos poblaciones bien marcadas, con edades y metalicidades muy disímiles. La población más vieja tendría una edad de  $1.3 \times 10^9$  años y metalicidad de la Nmm, mientras que la población más joven tendría una edad de apenas  $8 \times 10^6$  años, con una metalicidad solar. Debemos recordar las palabras de BA86a en cuanto al aporte de las

diferentes poblaciones estelares en cada región del espectro. Entonces, el aporte de cada una de ellas, genera un espectro único, que da origen a un *mismatch*.



**Figura 5.17** Región observada de SL 164. La región es de  $2.25' \times 30''$ . Imagen generada con ©Aladin en color DSS2.



**Figura 5.18** Ajuste de SL 164 con template Yh y exceso de color  $E(B - V) = 0.27$ . Idem Fig 5.2.

Pocos trabajos se encuentran en bibliografía sobre SL 164. Kontizas et al. (1990) lo clasifican como “compacto”, y Bica et al. (1996) le asignan un tipo SWB VI que se correspondería con una edad de entre  $2 \times 10^9$  años y  $5 \times 10^9$  años. Los colores que aportan son  $(U - B) = 0.30$  y  $(B - V) = 0.66$ . Por último, Bonatto & Bica (2010) lo clasifican por su color, siendo este “rojo”, e infieren de esto que tendría una edad mayor a los  $630 \times 10^6$  años.

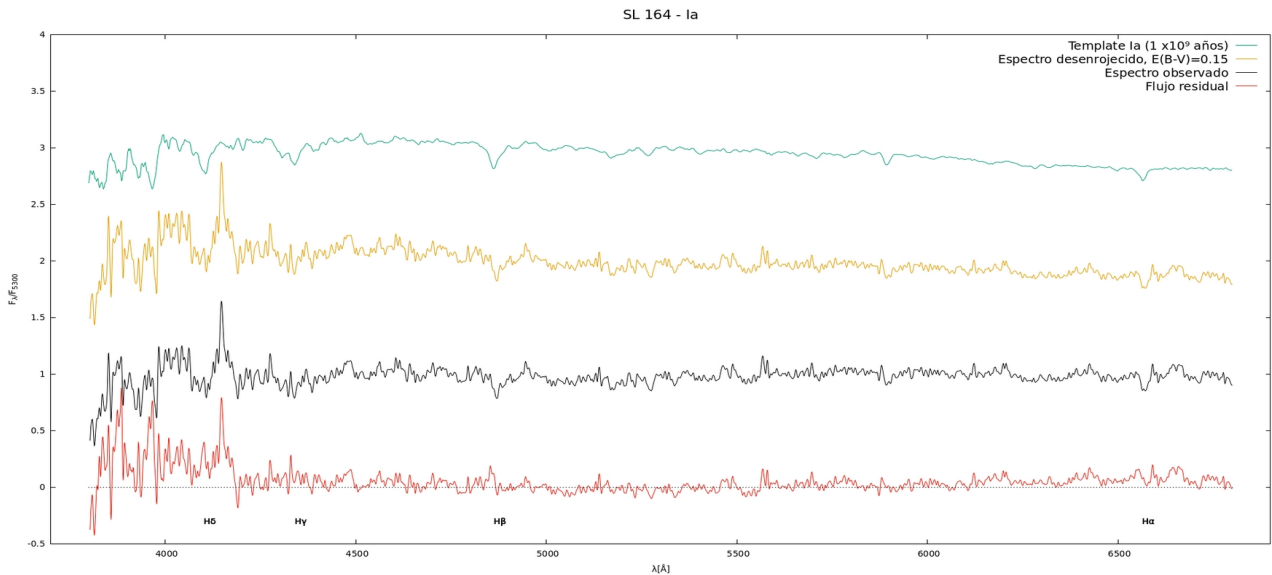


Figura 5.19 Ajuste de SL 164 con template Ia y exceso de color  $E(B - V) = 0.15$ . Idem Fig 5.2.

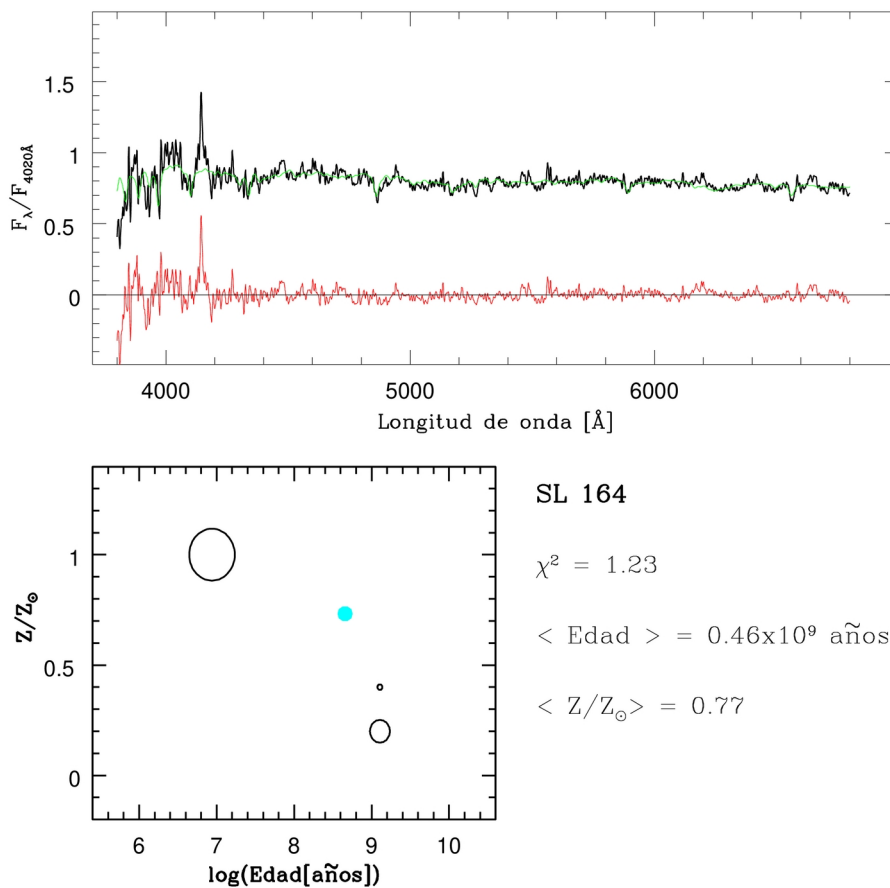


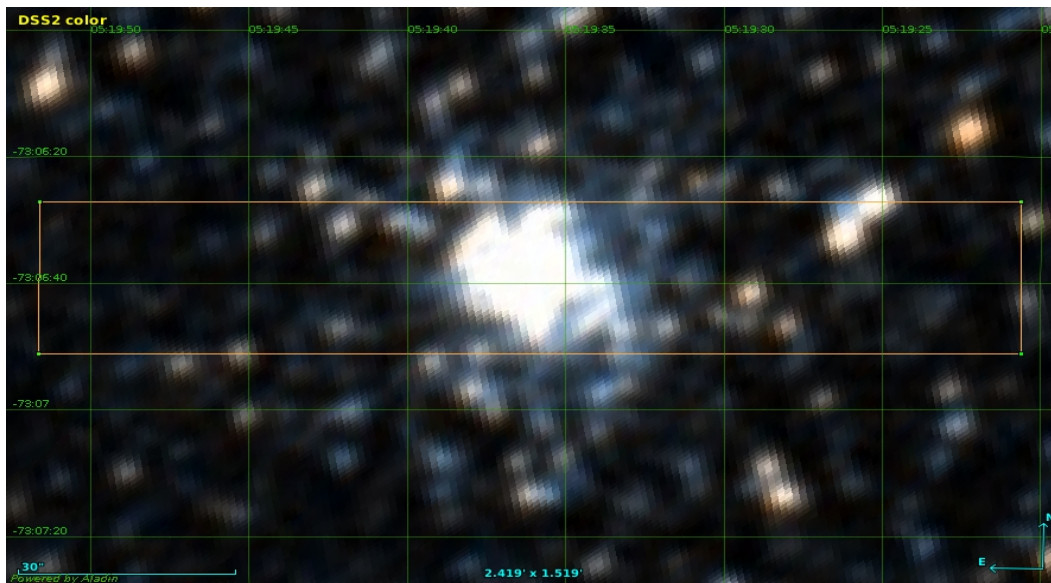
Figura 5.20 Ajuste de STARLIGHT a SL 164. Idem Fig 5.3.

En base a lo expuesto anteriormente definimos para *SL 164* una edad de  $0.6 \times 10^9$  años, aunque la posible existencia de una población más vieja haría aumentar este número considerablemente. En cuanto a la metalicidad el valor sería  $[Fe/H] = -0.11$ .



## 5.7 SL 396

Este CE de la NMM, que fuera catalogado por Shapley & Lindsay (1963), y por Lingå & Westerlund (1963) –*LW 187*–, se presenta en la Fig 5.21, junto con la región observada del mismo. Shapley & Lindsay (1963) lo refieren como un cuerpo con un “*centro muy condensado*” con una “*posible nebulosidad*”. A partir de las mediciones de los AE, determinamos un rango de edad de  $(1 - 5) \times 10^9$  años, mientras que de la suma  $S_M$  derivamos una edad de  $5.62 \times 10^9$  años, en sintonía con el valor obtenido de la suma  $S_H$  de  $3.1 \times 10^9$  años. Continuando el ajuste de Santos & Piatti (2004), obtenemos una metalicidad  $[Fe/H] = -0.6$ , ó  $Z/Z_\odot = 0.251$ , mientras que del análisis gráfico con el DD nos permite ubicar al objeto en el sector de los CG, con edades  $t > 2.5 \times 10^9$  años y con metalicidades  $[Fe/H] > -1.4$ .

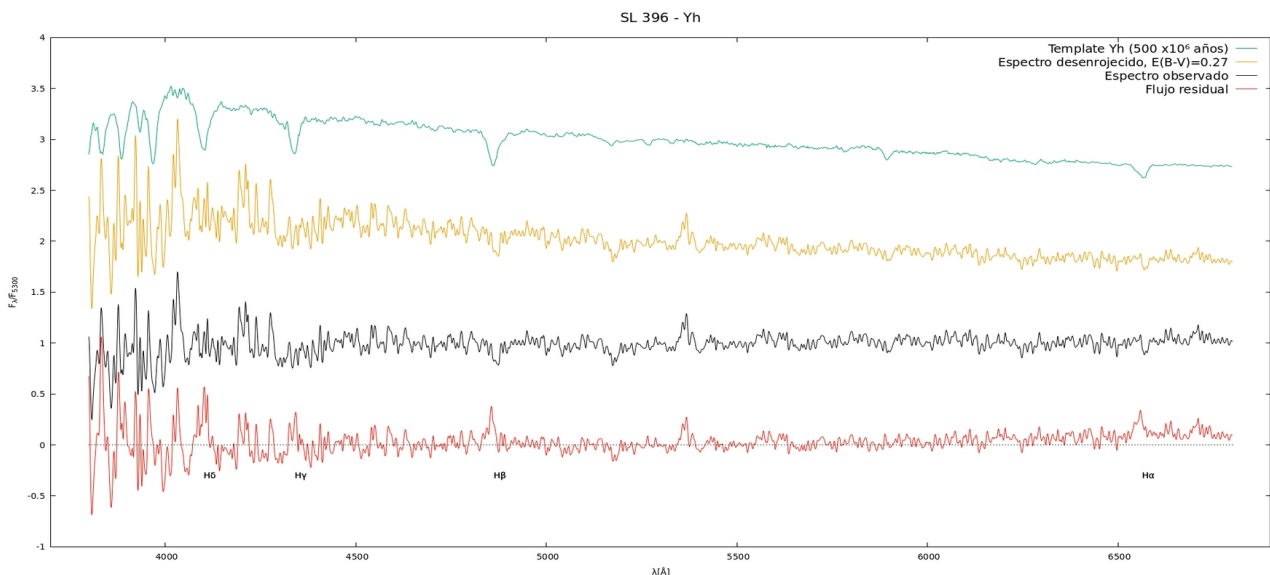


**Figura 5.21** SL 396 y su región observada de  $2.25' \times 25''$ . Imagen generada con ©Aladin en color DSS2.

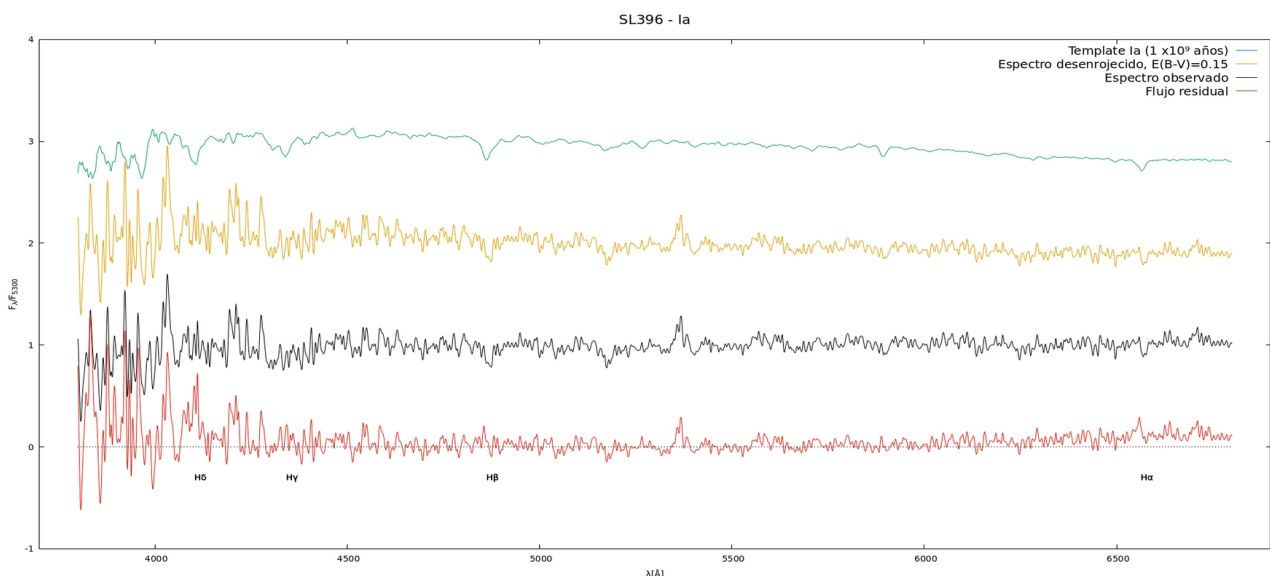
Al momento de estudiar el espectro integrado de este CE, se nos presenta una situación similar a la ocurrida con *SL 164*. El *template* Yh reproduce de buena manera el continuo (Fig 5.22), mientras que la profundidad de las líneas de Balmer se ajusta bien a través de un *template* Ia (Fig 5.23). Aún más llamativo, los excesos de color derivados son iguales que para *SL 164*, con  $E(B - V) = 0.27$  para Yh, y  $E(B - V) = 0.15$  para Ia. Se observa un quiebre en la pendiente del continuo del espectro integrado alrededor de  $5400 \text{ \AA}$ , el cual se evidencia en el flujo residual de ambos ajustes que nos pide prestar atención a las posibles causas de este fenómeno.

Finalmente, STARLIGHT nos da luz sobre qué está pasando dentro de *SL 396*. El espectro sintetizado ajusta bien al espectro integrado observado (Fig 5.24), por lo cual podemos suponer un

resultado confiable a partir de las distintas PES. Obtenemos una edad promedio de  $0.89 \times 10^9$  años y  $Z/Z_{\odot} = 0.77$ , que equivale a  $[Fe/H] = -0.11$ , siendo el mismo valor de metalicidad derivado que para *SL 164*, pero con una edad ligeramente diferente. La extinción derivada es  $A_V = 1.03$  que se corresponde con  $E(B - V) = 0.33$ . Podemos ahora comprender el porqué que estos CE, que están tan separados, tengan características en común. Las PES de mayor aporte son las mismas para los dos CE. El mayor aporte proviene de una PES con  $8 \times 10^6$  años y una metalicidad solar, secundada por una PES de  $1.3 \times 10^9$  años y de metalicidad de la NmM. Aquí puede estar una de las causas del quiebre del continuo, al tener más aporte la población joven en el azul y la población vieja en el rojo.



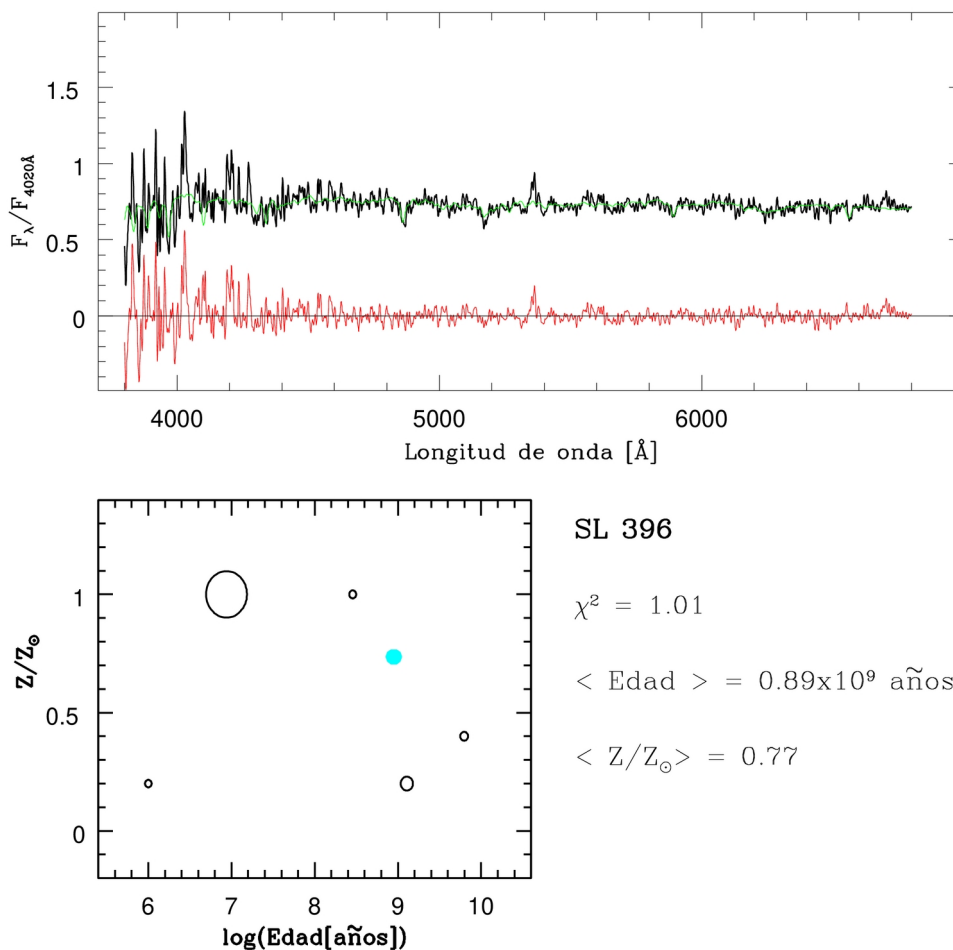
**Figura 5.22** Ajuste de *SL 396* usando un template *Yh* y un exceso de color  $E(B - V) = 0.27$ . Idem Fig 5.2.



**Figura 5.23** Ajuste de *SL 396* utilizando un template *Ia* con exceso de color  $E(B - V) = 0.15$ . Idem Fig 5.2.



Kontizas et al. (1990) clasifican este objeto como “compacto”, y Bica et al. (1996), a partir de colores  $(U - B) = 0.23$  y  $(B - V) = 0.86$  dan un tipo SWB VI, que equivale a una edad entre  $(2 - 5) \times 10^9$  años. Grocholski et al. (2006), a partir de observaciones espectroscópicas de gigantes rojas, determinan una metalicidad confiable:  $[Fe/H] = -0.39$ , y Bonatto & Bica (2010) lo clasifican de color “rojo” y mayor a  $0.63 \times 10^9$  años.



**Figura 5.24** Ajuste de SL 396 de STARLIGHT. Idem Fig 5.3.

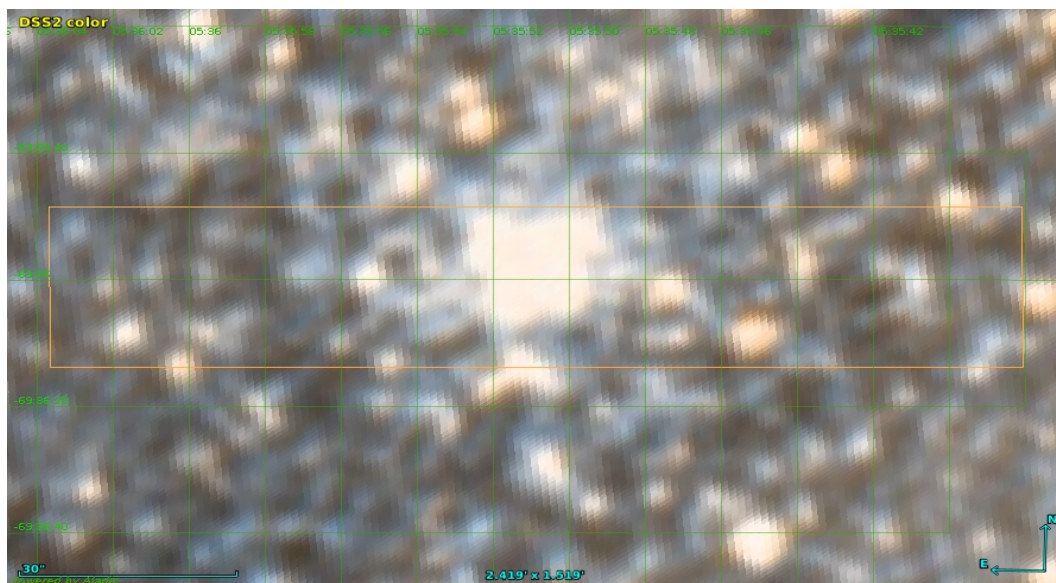
Por todo lo expuesto anteriormente, definimos para SL 396 una edad cercana a los  $0.8 \times 10^9$  años, aunque la edad podría ser mayor si se consideran las distintas PES. Además, para la metalicidad el valor determinado por Grocholski et al. (2006) de  $[Fe/H] = -0.39$  está en consonancia con el valor estimado de metalicidad de la NMM.

Señor lector, me permito un momento distendido luego de haberlo abrumado con los dos cúmulos anteriores, y prometo que los dos siguientes no significarán ningún dolor de cabeza en

adelante, pero aproveche el respiro porque el último cúmulo requerirá de toda su atención. Estamos llegando al final del recorrido. Un esfuerzo más, suyo y mío.

## 5.8 SL 598

Shapley & Lindsay (1963) clasifican por primera vez a este objeto como “*bastante débil, no resuelto*”. SL 598 pertenece a la NMM, y según Bica, Clariá & Dottori (1992) está inmerso en la barra. En la Fig 5.25 se presenta el CE y la región observada. La edad estimada a partir de los AE por el método de BA86a se encuentra dentro del rango  $(1 - 5) \times 10^9$  años, pero a partir del ajuste analítico de Santos & Piatti (2004) se obtiene  $1.15 \times 10^9$  años según la suma  $S_M$  y  $0.85 \times 10^9$  años de la suma  $S_H$ . Para la metalicidad se obtiene  $[Fe/H] = -1.27$ , ó  $Z/Z_{\odot} = 0.054$ . Por último, a partir del análisis gráfico con el DD, SL 598 queda restringido a la zona de  $0.4 \times 10^9$  años  $< t < 1.5 \times 10^9$  años.

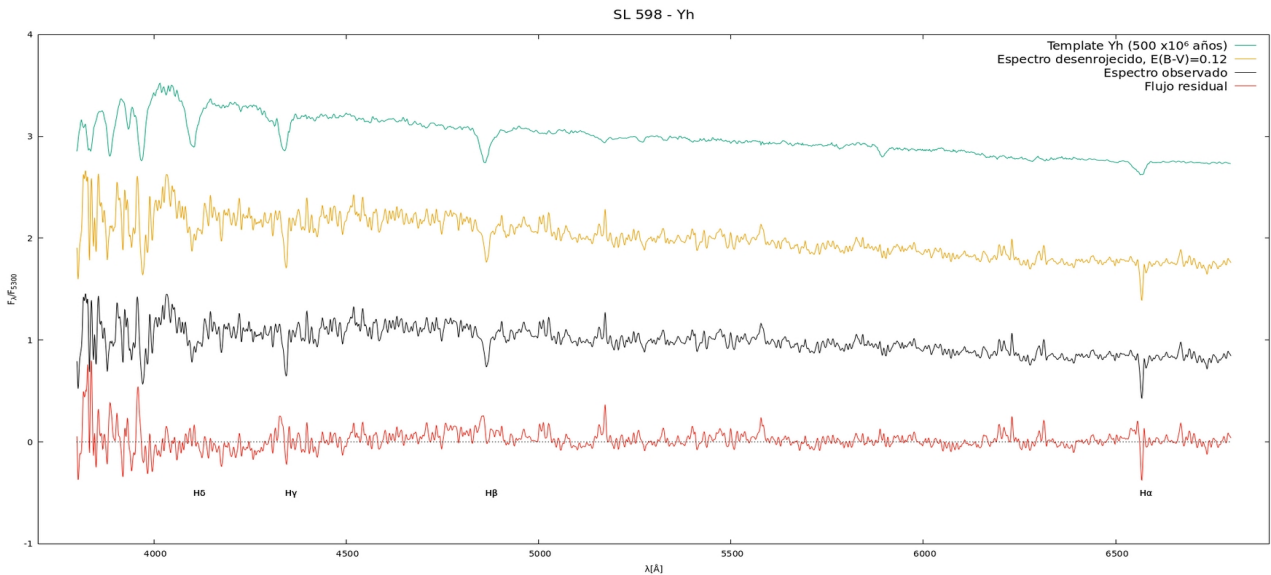


**Figura 5.25** SL 598 y su región observada, de  $2.25' \times 25''$ . Imagen generada con ©Aladin en color DSS2.

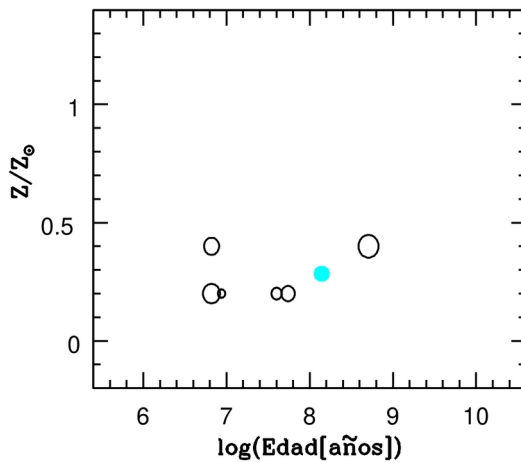
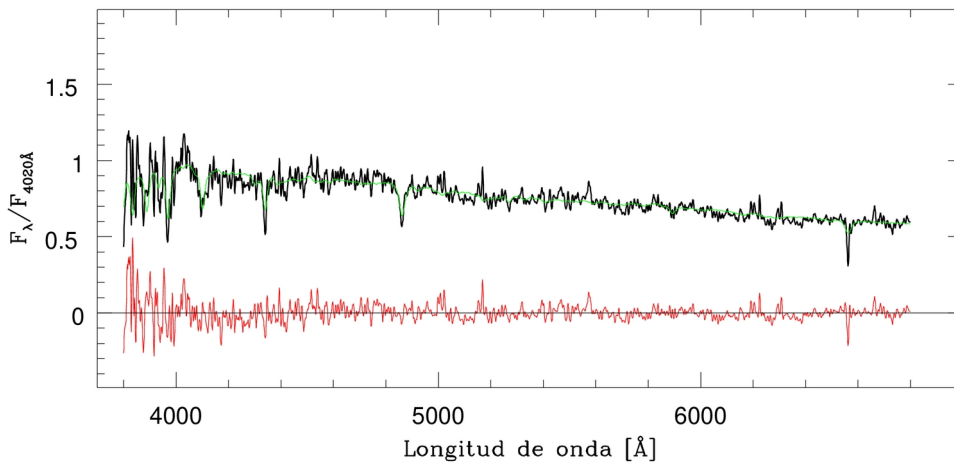
Continuando el proceso, a través de FISA ajustamos el espectro integrado observado por un *template* Yh –que corresponde a una edad de  $0.5 \times 10^9$  años– (Fig 5.26) con un exceso de color  $E(B - V) = 0.12$ . Tanto la pendiente como la profundidad de las líneas son bien reproducidas por este ajuste, a excepción de  $H\alpha$  donde se presenta una importante absorción.

El ajuste por STARLIGHT (Fig 5.27) es óptimo, a excepción de  $H\alpha$ , y arroja una edad de  $0.14 \times 10^9$  años y una extinción  $A_V = 0.96$ , que corresponde a  $E(B - V) = 0.31$ . Si bien el valor de edad es menor que los obtenidos por otros métodos, se observa alguna posible dispersión en las edades de las PES, con el aporte más importante alrededor de los  $0.5 \times 10^9$  años, y el segundo aporte

más importante alrededor de  $6 \times 10^6$  años, lo cual podría generar el bajo promedio de edad. En cuanto a la metalicidad calculada por STARLIGHT,  $Z/Z_{\odot} = 0.28$  equivale a  $[Fe/H] = -0.55$ .



**Figura 5.26** Ajuste de SL 598 a través de FISA, utilizando un template Yh y un exceso de color  $E(B - V) = 0.12$ . Idem Fig 5.2.



**SL 598**

$$\chi^2 = 0.89$$

$$\langle \text{Edad} \rangle = 0.14 \times 10^9 \text{ años}$$

$$\langle Z/Z_{\odot} \rangle = 0.28$$

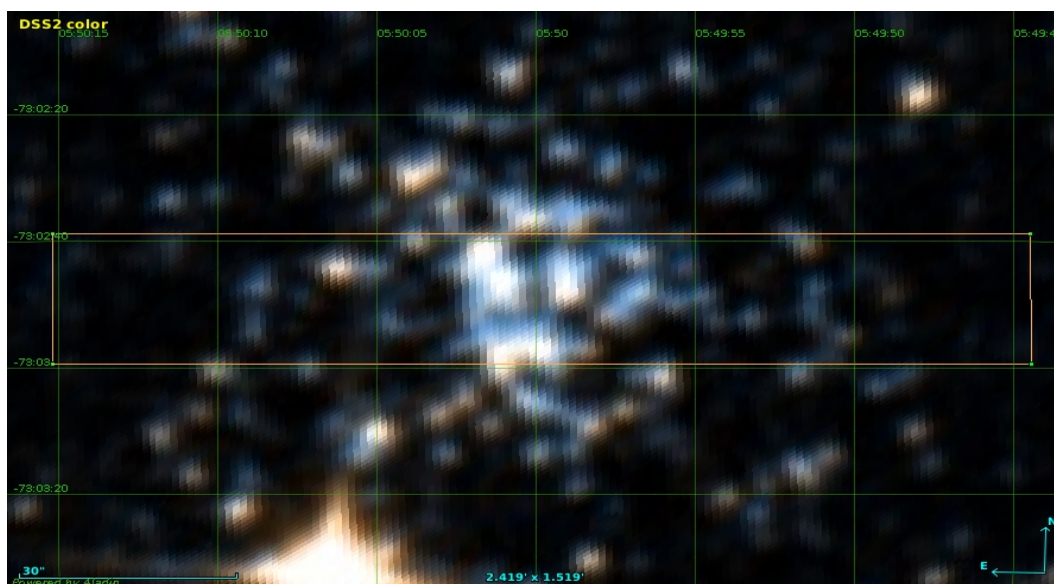
**Figura 5.27** Ajuste de STARLIGHT a SL 598. Idem Fig 5.3.

De la bibliografía consultada, Bica et al. (1996) lo clasifican de tipo SWB IVB, según los índices de color  $(U - B) = 0.18$  y  $(B - V) = 0.61$  derivados. Esta clasificación se corresponde con un rango de edades entre  $(0.4 - 0.8) \times 10^9$  años. Por último, Bonatto & Bica (2010) lo clasifican como “rojo”, que equivale a una edad mayor a  $0.63 \times 10^9$  años.

Como hemos visto de la bibliografía y de nuestras mediciones, la edad de *SL 598* está acotada inferiormente y superiormente, siendo el valor más probable de  $0.5 \times 10^9$  años, con una metalicidad  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.55$ .

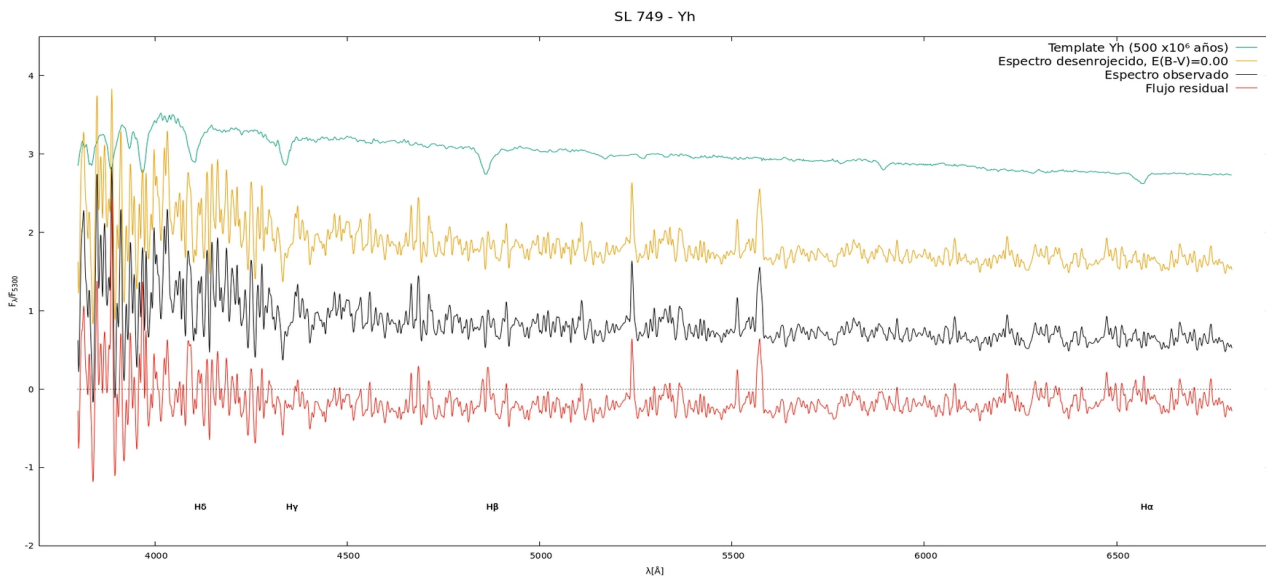
## 5.9 *SL 749*

Este CE de la NMM pobremente estudiado, fue clasificado por Shapley & Lindsay (1963) como “irregular, mayormente resuelto”. En la Fig 5.28 se presenta la región observada del mismo. La baja razón S/N –la más baja de toda la muestra,  $S/N = 8$ – significa un escollo en la primera estimación de edades, obteniendo un rango de edad de  $50 \times 10^6$  años hasta  $500 \times 10^6$  años. La estima de edad a partir de los AE utilizando el método analítico de Santos & Piatti (2004) arroja una edad de  $5.8 \times 10^9$  años según la suma  $S_M$ , mientras que no se puede arribar a un valor analítico a través de la suma  $S_H$ . Sin embargo, el valor de la suma  $S_H$  nos permite ubicar gráficamente a *SL 749* en la Fig 4.5a, de donde obtenemos un valor cercano a  $320 \times 10^6$  años –el máximo de las líneas de Balmer se produce en  $400 \times 10^6$  años–. Se deriva la metalicidad  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.46$ , ó  $Z/Z_{\odot} = 0.347$ . Finalmente, en el DD ocupa la región de  $t > 2.5 \times 10^9$  años para CG con  $[\text{Fe}/\text{H}] > -1.4$ .



**Figura 5.28** *SL 749* y su región de estudio  $-2.25' \times 20''$ –. Imagen generada con ©Aladin en color DSS2.

En la Fig 5.29 se presenta el ajuste realizado con FISA. Se utilizó un *template* Yh que corresponde a una edad de  $500 \times 10^6$  años, con un exceso de color  $E(B - V) = 0.00$ . Se puede observar que si bien el espectro integrado presenta una baja razón S/N (ver Tabla 3.1), el *template* ajusta bien la pendiente y las líneas de Balmer.

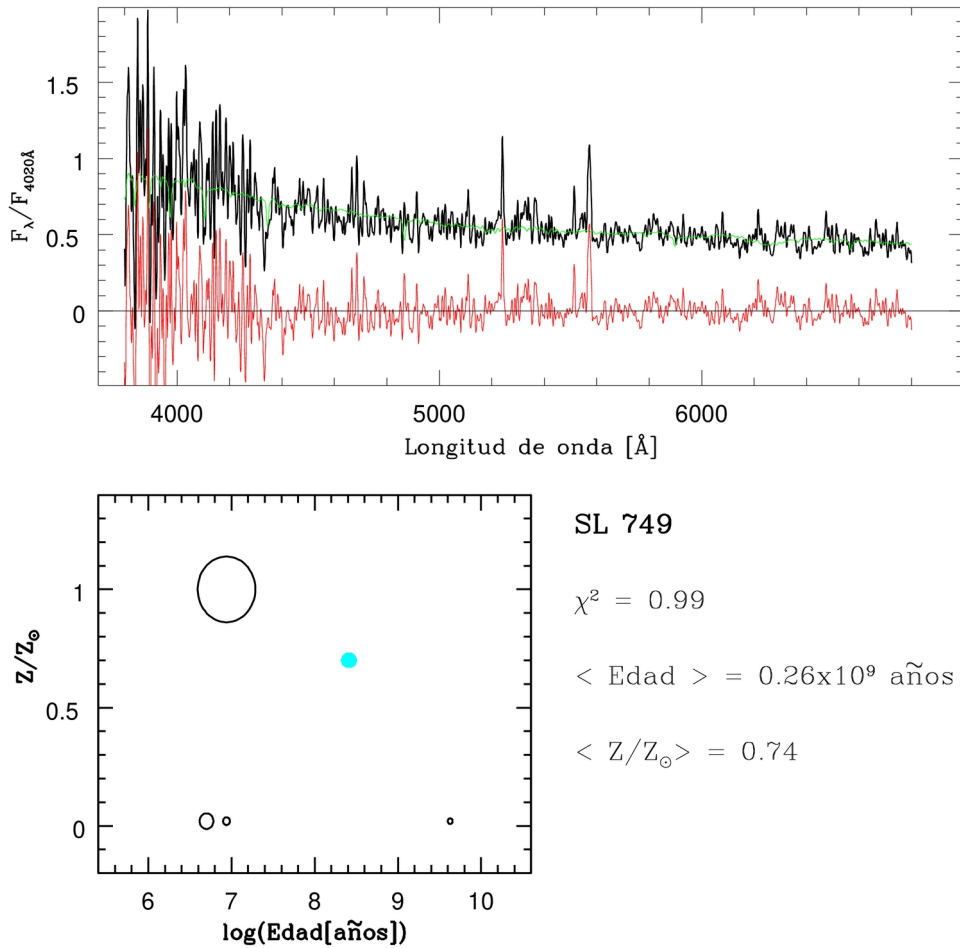


**Figura 5.29** Ajuste de SL 749 con un *template* Yh y exceso de color  $E(B - V) = 0.00$ . Idem Fig 5.2.

A partir de STARLIGHT (Fig 5.30) se ajusta el espectro integrado observado y se obtiene un espectro sintético con un flujo residual bajo, para la razón S/N del espectro. Aún así, la edad promedio calculada de  $0.26 \times 10^9$  años se encuentra dentro del rango estimado con los AE según BA86a, y está muy cerca de la obtenida por FISA. La extinción derivada es  $A_V = 0.97$ , que equivale a  $E(B - V) = 0.31$ . Cuando nos detenemos en las posibles PES, se aprecia cual podría ser la causa de tal amplio rango de edades. Existiría una PES de alrededor de  $5 \times 10^9$  años, de poca contribución, pero suficiente para hacer un espectro tan metálico. Es decir, a pesar de la baja razón S/N, la información contenida en el espectro nos dice que podríamos estar ante la presencia de un espécimen merecedor de nuestra atención y de mejores observaciones. La metalicidad determinada por STARLIGHT sería  $Z/Z_\odot = 0.74$ , equivalente a  $[Fe/H] = -0.13$ .

Ya nos hemos referido a la bibliografía escueta sobre SL 749. Kontizas et al. (1990) lo clasifican como “*desparramado*”. Entre los pocos trabajos sobre el objeto, se encuentra Bica et al. (1991) que provee de argumentos de peso astrofísico, y ensaya una clasificación de tipo SWB IVA, acotando la edad al rango  $(0.2 - 0.4) \times 10^9$  años. Esta edad se deriva de los índices de color  $(B - V) = 0.41$  y  $(U - B) = 0.12$  provistos por los autores.

Por todos los argumentos vertidos *ut-supra* definimos que *SL 749* tiene una edad promedio de  $0.4 \times 10^9$  años, aunque esta edad podría ser diferente si tomamos en cuenta el aporte de las posibles PES, así como su metalicidad de  $[Fe/H] = -0.13$ .



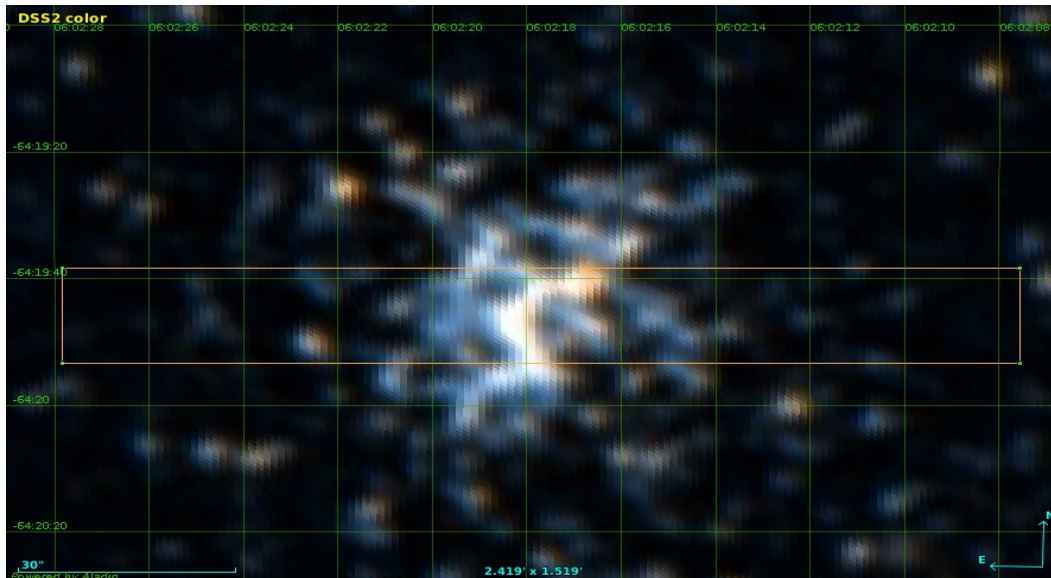
**Figura 5.30** Ajuste de *SL 749* por *STARLIGHT*. Idem Fig 5.3

### 5.10 *SL 820*

Este CE pobremente estudiado, fue catalogado por Shapley & Lindsay (1963) y por Lyngå & Westerlund (1963) –*LW 362*–, donde los primeros lo refieren como un objeto “rojo, irregular, no resuelto” y de “interior condensado”. En la Fig 5.31 se muestra el CE y la región estudiada del mismo. El lector podrá notar la presencia de un objeto rojo y brillante en el centro visual del objeto. Eso es una estrella de carbono, identificada por nosotros observacionalmente primero a través de su espectro luego de reducido, y después por la búsqueda bibliográfica en SIMBAD –catalogada por Kontizas et al. (2001, KDM2001) como [KDM2001] 7034 con observaciones de prisma objetivo–. Ese objeto peculiar puede suponer –o no– un problema al momento de datar a *SL 820*. Por tal razón



se decide hacer una búsqueda bibliográfica, ya que un investigador debe interpretar la realidad de la manera más imparcial posible. En el Anexo II nos explayaremos acerca de lo consultado, y aquí daremos sólo algunos resultados notables.



**Figura 5.31** SL 820, la región estudiada de  $2.25' \times 15''$  y su estrella de carbono. Imagen generada con ©Aladin en color DSS2.

Las estrellas de carbono son estrellas tardías, quizás las más comunes entre las estrellas peculiares tardías (Warner 1967), evolucionadas según su posición en el diagrama HR (Mould & Aaronson 1980), y de baja e intermedia masa (Marigo, Girardi & Chiosi 1996). Presentan atmósferas más ricas en carbono que en oxígeno (Abia et al. 2020), lo cual supone una necesidad de comprender su proceso de enriquecimiento. Se presentan dos modelos ampliamente aceptados, siendo el primero un enriquecimiento interno –estrellas de carbono intrínsecas–, y el segundo producto de una transferencia de material rico en carbono dentro de un sistema binario –estrella de carbono extrínseca– (Abia et al. 2020). Distintas clasificaciones han sido propuestas, desde la de Secchi (1868, 1878) que las clasificó de tipo *IV* en su clasificación espectral y le continuó la propuesta por Shane (1928) diferenciando entre las estrellas de tipo R y las de tipo N, hasta la más usada hoy en día propuesta por Keenan (1993) pasando por algunos intentos como el de Yamashita (1967, 1975a, 1975b). Más puntualmente en cuanto a la masa, distintos autores (Renzini & Voli 1981; Wallerstein & Knapp 1998; Leisenring, Kemper & Sloan 2008; Lloyd Evans 2010, Abia et al. 2020) coinciden en estimar que estrellas con masas  $\sim 0.8 M_{\odot}$  hasta  $(5 - 10) M_{\odot}$  podrían convertirse en estrellas de carbono, con estos valores decreciendo con la metalicidad. Por consiguiente, la producción de estrellas de carbono sería más efectiva en las NM que en nuestra Galaxia (Blanco et al. 1980). Por último, en cuanto a las edades de los sistemas que contengan a estos objetos, Mould

& Aaronson (1980); Frogel, Mould & Blanco (1990); Marigo, Girardi & Chiosi (1996); Lloyd Evans (2010); Abia et al. (2020) refieren que deberían ser sistemas de edad intermedia. En particular Frogel, Mould & Blanco (1990) sitúan a estos objetos dentro de los tipos SWB IV a SWB VI –que correspondería a una edad de entre  $0.2 \times 10^9$  años y  $5 \times 10^9$  años–.

Con este breve resumen del basto zoológico de las estrellas de carbono, dentro del zoológico estelar, comenzamos nuestra tarea. A partir de los AE del espectro integrado podemos inferir una edad cercana a los  $0.5 \times 10^9$  años. Según el método analítico de Santos & Piatti (2004), de la suma  $S_M$  la edad sería  $5.8 \times 10^9$  años, mientras que analíticamente no se puede determinar una edad a partir de  $S_H$ . Se procede entonces al análisis gráfico, de donde se obtiene una edad cercana a  $0.35 \times 10^9$  años. Para la metalicidad, el valor calculado es  $[Fe/H] = -0.54$ , que equivale a  $Z/Z_{\odot} = 0.288$ . Del DD obtenemos que el CE sería mayor de  $2.5 \times 10^9$  años con  $[Fe/H] > -1.4$ .

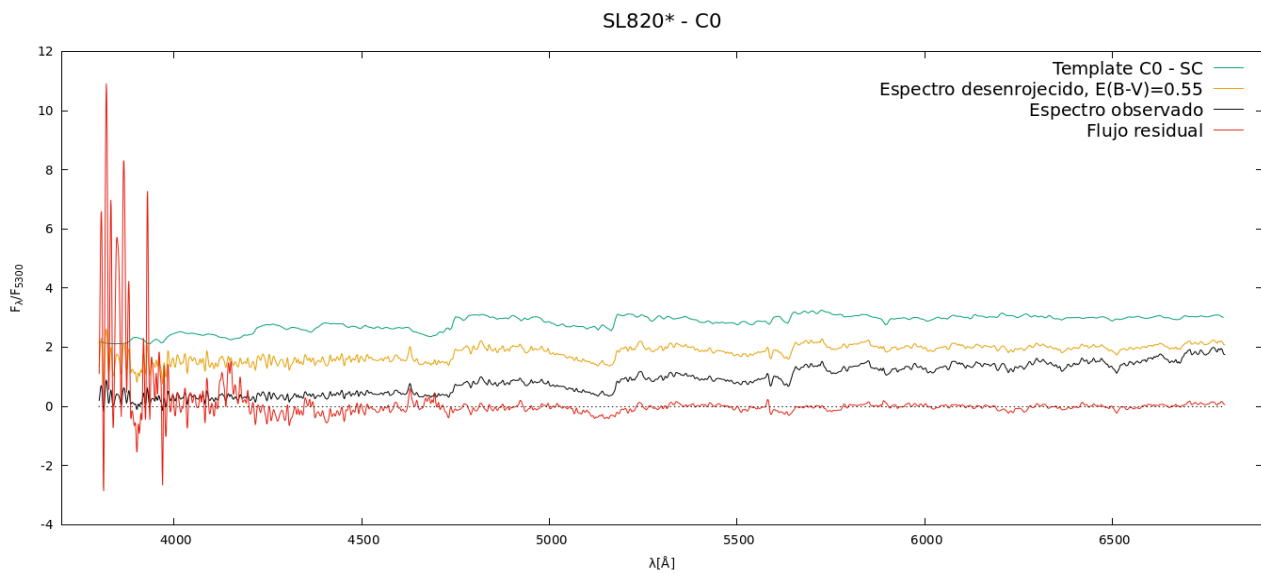
Se extrajo el espectro de la estrella de carbono, y se comparó con el espectro de una estrella de carbono obtenido de la librería de Silva & Cornell (1992) –el exceso de color determinado fue  $E(B - V) = 0.55$ –, como se puede ver en la Fig 5.32. El ajuste se muestra sólo a efectos de poder comprender la próxima tarea desarrollada. El alto exceso de color se explica según la alta tasa de pérdida de masa y formación subsiguiente de nebulosidad circundante (Leisenring, Kemper & Sloan 2008).

En este momento vamos a remitir al lector a la Fig 3.9, donde se muestra el espectro integrado reducido de *SL 820*, para continuar con el análisis a través de FISA. A partir de las edades calculadas anteriormente, decidimos ajustar el espectro integrado a través de un *template* Yh, que corresponde a una edad de  $0.5 \times 10^9$  años, pero esto no fue suficiente por el continuo alto en la región azul del espectro. Sólo por curiosidad, buscamos la comparación del espectro integrado del CE con la estrella de carbono, pero no fue suficiente tampoco por la misma razón. Entonces, buscamos un *template* que pueda ajustar la región azul del espectro, sin que eso signifique más aporte a la región roja del espectro.

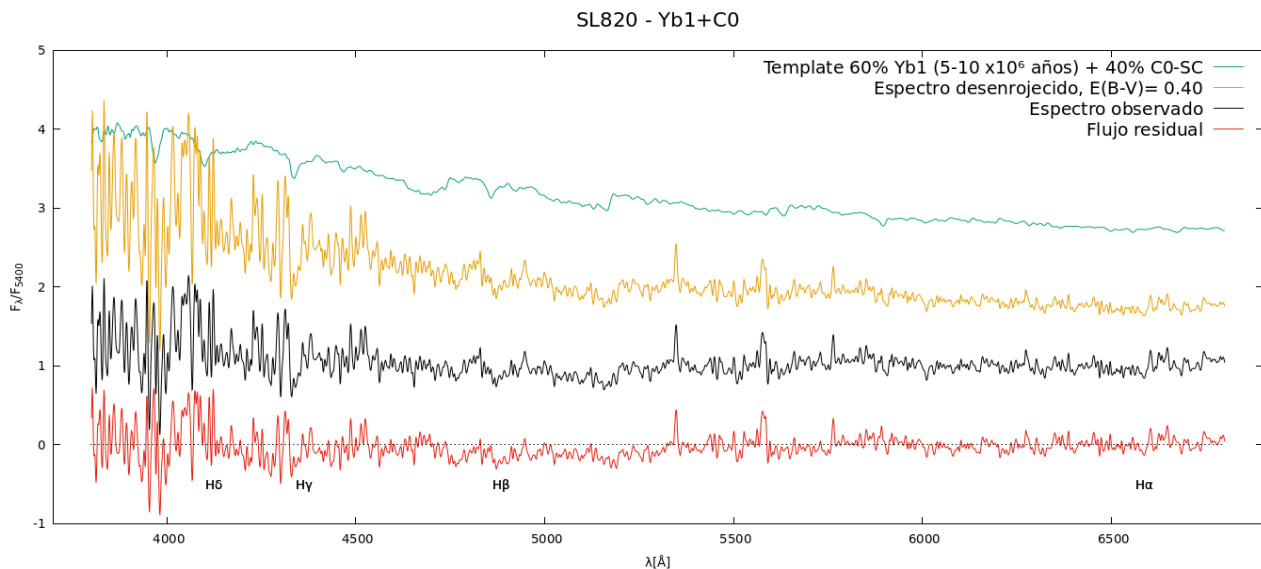
Procedemos entonces a construir un *template* con el 60 % de un Yb1 –corresponde a una edad de  $(5 - 10) \times 10^6$  años– y un 40 % del espectro de una estrella de carbono, con un exceso de color  $E(B - V) = 0.40$  (Fig 5.33). El ajuste es aceptable, pero a partir de las edades calculadas por los AE y las sumas de éstos, y de una segunda inspección del espectro integrado del CE, de donde se observa que el mismo no pertenece a una población de la edad del *template*, se decidió construir un nuevo *template*. Nos basamos también en toda la bibliografía consultada que clasifican a los CE que contengan estos objetos como de edad intermedia. El mejor ajuste, que se muestra en la Fig 5.34, está compuesto por Yb1 al 40 %, Yh al 20 %, y el espectro de una estrella de carbono al 40 %.



El exceso de color derivado del ajuste es  $E(B - V) = 0.30$ . Finalmente, tenemos nuestro *template* construido, que equivaldría a una edad de  $180 \times 10^6$  años, más el aporte de la estrella de carbono.



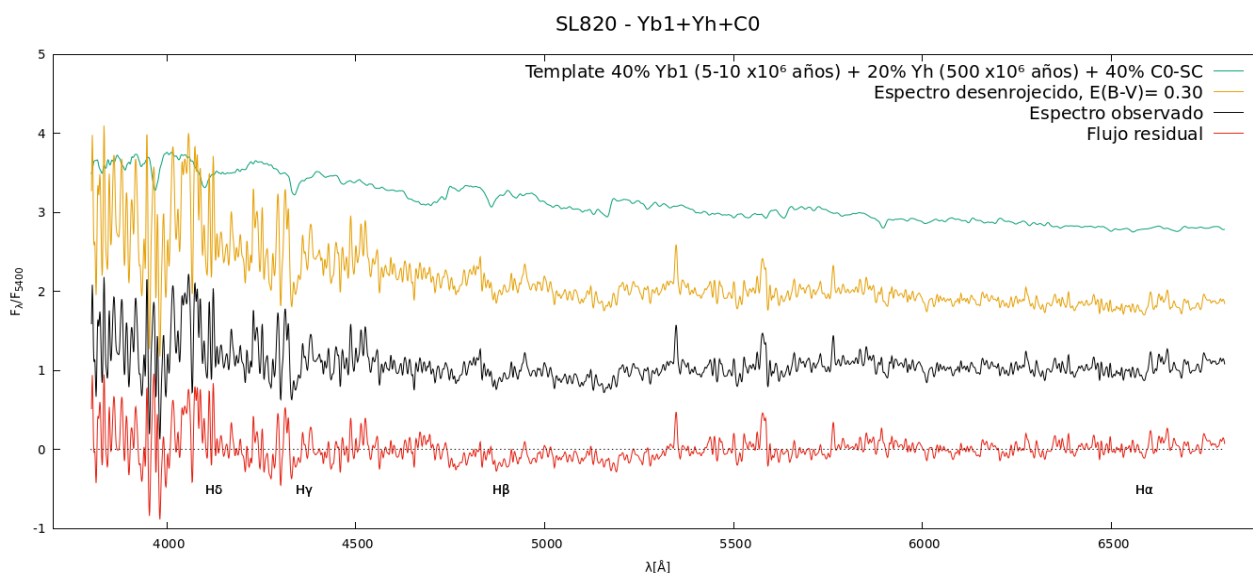
**Figura 5.32** Estrella de carbono. En color celeste el *template* de Silva & Cornell (1992) para una estrella de carbono; en amarillo el espectro desenojeado con  $E(B - V) = 0.55$ ; en negro el espectro observado; y en rojo el flujo residual.



**Figura 5.33** Ajuste de SL 820 con Yb1 y la estrella de carbono. *Idem* Fig 5.2.

Seguidamente, a través de STARLIGHT, obtenemos un nuevo ajuste de SL 820 y la estrella de carbono (Fig 5.35). Debemos en este momento alertar al lector que la base usada de STARLIGHT no cuenta con estrellas peculiares, razón por la cual, el ajuste si bien es bueno, es limitado en la región del espectro donde domina la estrella de carbono, entre  $\sim 4200 \text{ \AA}$  y  $\sim 5200 \text{ \AA}$ . En toda otra región, el flujo residual es bajo. Del ajuste se obtiene una edad promedio de  $180 \times 10^6$  años y una metalicidad solar, con dos PES de edades muy diferentes. La extinción derivada es  $A_V =$

0.61, y se corresponde con  $E(B - V) = 0.20$ . Debemos entender que al no tener el espectro de una estrella de carbono en la base, STARLIGHT realizó la síntesis espectral a partir de los elementos que mejor reproducen lo observado. En la Fig 5.36 se puede ver cómo la PES más joven seleccionada por STARLIGHT es muy parecida al *template* Yb1, mientras que en la Fig 5.37 podemos ver que ocurre lo mismo pero entre la PES más vieja seleccionada y la estrella de carbono. Ahora bien, dada la metalicidad solar de las estrellas de carbono (Abia et al. 2020, por ejemplo), entedemos por completo el panorama presentado por STARLIGHT para *SL 820*.



**Figura 5.34** Ajuste de *SL 820* con *Yb1* en un 40 %, *Yh* en un 20 % y la estrella de carbono en un 40 %. Idem Fig 5.2.

Por último, luego de estos datos construimos un *template* final con las poblaciones seleccionadas por STARLIGHT, es decir una PES de  $10 \times 10^9$  años – al 1.7 %– y una PES de  $8.7 \times 10^6$  años –al 98.3 %– y lo comparamos con nuestro espectro integrado observado, y logramos un muy buen ajuste con un exceso de color  $E(B - V) = 0.32$ , como se muestra en la Fig 5.38. La edad del *template* creado, representa una población de  $200 \times 10^6$  años con el aporte de una estrella de carbono.

Otros autores también estudiaron a *SL 820*, entre los cuales Bica et al. (1996), a partir de índices de color  $(B - V) = 0.62$  y  $(U - B) = 0.16$ , lo clasifican como de tipo SWB IVB, que equivale a una edad de entre  $(400 - 800) \times 10^6$  años, pero no consideraron la estrella de carbono – conversación privada con el autor–. Luego, Bonatto & Bica (2010) lo clasifican como “rojo”.

Por todo lo expresado *ut-supra* determinamos que *SL 820* podría tener una edad  $200 \times 10^6$  años. En cuanto a la metalicidad no nos aventuramos a dar un valor preciso, puesto que la determinación a través del método de Santos & Piatti (2004) es sólo para CE con edades mayores a

10 x10<sup>9</sup> años, y la obtenida por STARLIGHT no sería precisa, ya que no se cuenta con una estrella de carbono en la base.

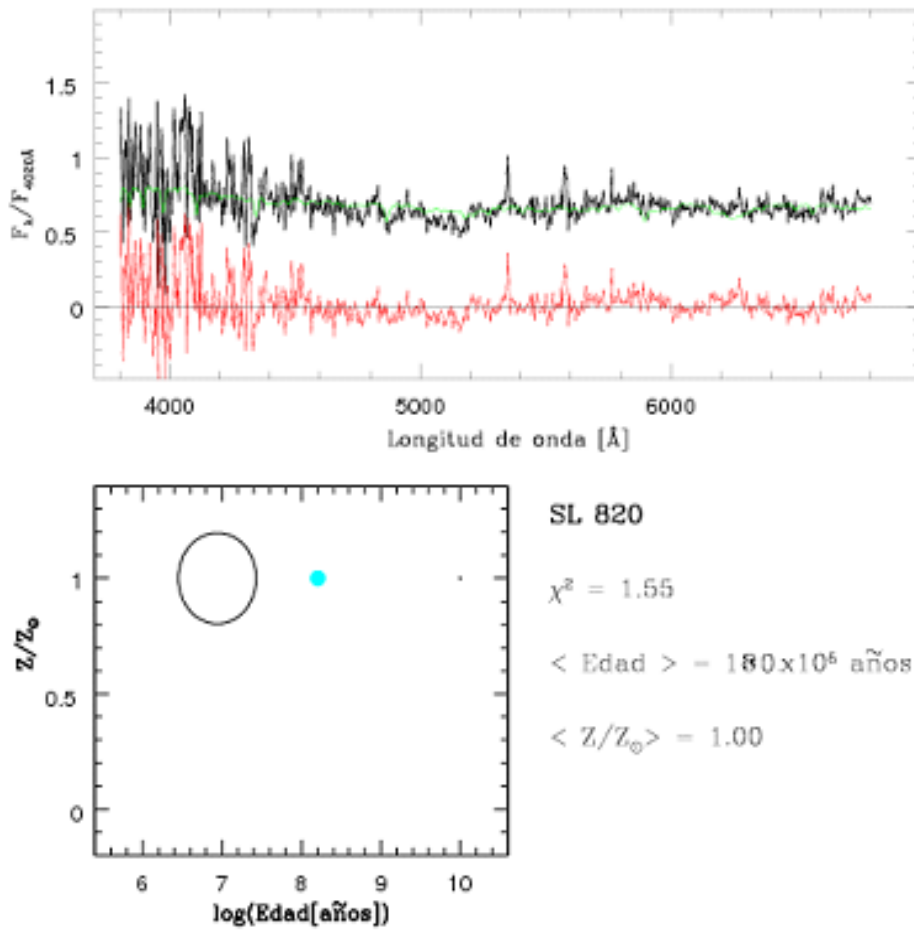


Figura 5.35 Ajuste de SL 820 por STARLIGHT. Idem Fig 5.3.

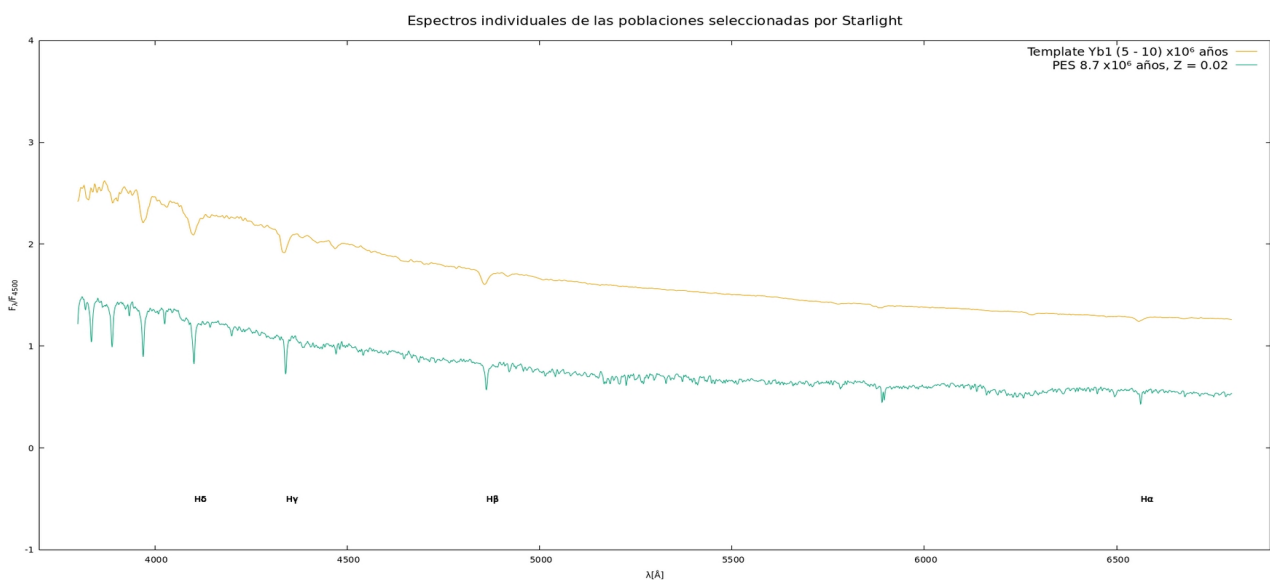
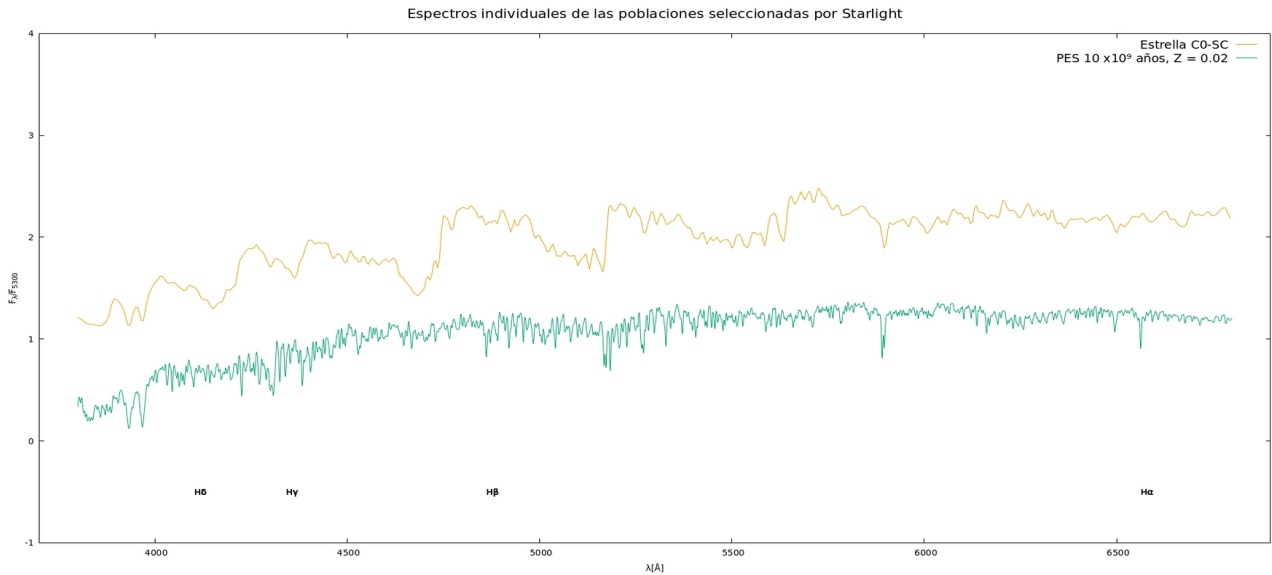
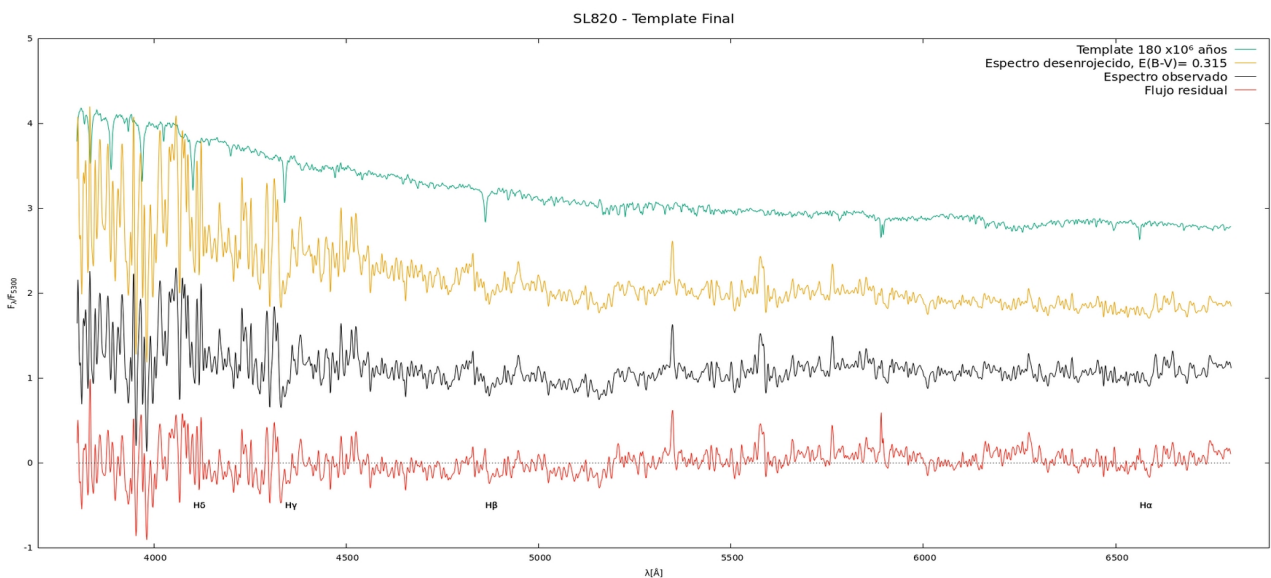


Figura 5.36 Comparación entre el template Yb1 en amarillo y el espectro individual de la PES de 8.7 x10<sup>6</sup> años y Z = 0.02 en celeste.



**Figura 5.37** Comparación entre el espectro de una estrella de carbono y la PES de  $10 \times 10^9$  años con  $Z = 0.02$ .



**Figura 5.38** Template final a partir de las poblaciones seleccionadas por STARLIGHT. Idem Fig 5.2

## 5.11 Resumen

En la Tabla 5.1 se recopilan todas las edades determinadas por los diferentes métodos. En la misma se observa que las edades determinadas por ajustes de *templates* y por el promedio de las PES del espectro sintético presentan en general buen acuerdo. Si bien los valores determinados para  $E(B - V)$  por uno y otro métodos no son equivalentes, todos ellos se encuentran dentro de lo esperado para CE de las NM. Vale aclarar que los errores involucrados en los valores allí indicados

corresponden a: en las edades determinadas a partir del ajuste analítico,  $\sigma(\log t) = 0.48$  (Santos & Piatti 2004); los  $E(B - V)$  determinados a partir de FISA,  $\sigma = 0.02$  (teniendo en cuenta la variación del flujo residual); y la precisión en las edades y metalicidades derivadas con STARLIGHT corresponden a  $\sigma(\log t) = 0.1 - 0.2$  y  $[Fe/H] = 0.3 - 0.4$  (González Delgado & Cid Fernandes 2010).

**Tabla 5.1 Determinación de edades (en años) y excesos de color  $E(B - V)$  a partir de distintos métodos**

Objeto	SP04			FISA		Síntesis espectral STARLIGHT		
	BA86	Ajuste analítico	DD	Templates	$E(B - V)$	<Edad>	PES más vieja	$E(B - V)$
NGC 176	$(10 - 50) \times 10^8$	$28.8 \times 10^8$	$< 40 \times 10^8$	$20 \times 10^8$	0.14	$26.10 \times 10^8$	$102 \times 10^8$	0.12
Kron 17	$(50 - 500) \times 10^8$	$175 \times 10^8$	$(40 - 350) \times 10^8$	$(200 - 350) \times 10^8$	0.23	$291 \times 10^8$	$1.3 \times 10^9$	0.30
HW 22	$(1 - 5) \times 10^9$	$5.05 \times 10^9$	$> 2.5 \times 10^9$	$(3 - 4) \times 10^9$	0.11	$5.94 \times 10^9$	$10 \times 10^9$	0.55
Kron 27	$(1 - 5) \times 10^9$	$3.4 \times 10^9$	$> 2.5 \times 10^9$	G4 <sup>b</sup>	0.05	$9.05 \times 10^9$	$10 \times 10^9$	0.22
Bruck 50	$< 10 \times 10^8$	$8.1 \times 10^8$	$< 40 \times 10^8$	$(5 - 10) \times 10^8$	0.15	$1.44 \times 10^8$	$5 \times 10^8$	0.14
SL 164	$(0.1 - 1) \times 10^9$	$2.01 \times 10^9$	$> 2.5 \times 10^9$	$500 \times 10^8 / 1 \times 10^9$	0.27 / 0.15	$460 \times 10^8$	$1.3 \times 10^9$	0.14
SL 396	$(1 - 5) \times 10^9$	$4.36 \times 10^9$	$> 2.5 \times 10^9$	$500 \times 10^8 / 1 \times 10^9$	0.27 / 0.15	$0.89 \times 10^9$	$6.25 \times 10^9$	0.33
SL 598	$(1 - 5) \times 10^9$	$1 \times 10^9$	$(0.4 - 1.5) \times 10^9$	$500 \times 10^8$	0.12	$140 \times 10^8$	$509 \times 10^8$	0.31
SL 749	$(50 - 500) \times 10^8$	$3.06 \times 10^9$	$> 2.5 \times 10^9$	$500 \times 10^8$	0.00	$260 \times 10^8$	$4.25 \times 10^9$	0.31
SL 820	$500 \times 10^8$	$3.08 \times 10^9$	$> 2.5 \times 10^9$	$(200 - 500) \times 10^8$	0.30	$180 \times 10^8$	$10 \times 10^9$ <sup>a</sup>	0.20
		SL 820 – template		$200 \times 10^8$	0.32			

<sup>a</sup> Edad que tendría una PES que se asemeje al espectro de una estrella de carbono.

<sup>b</sup> Template correspondiente a CG con edades promedios de  $13.5 \times 10^9$  años.



## Capítulo 6

# Resultados finales y Discusión

A continuación se presentan las edades adoptadas, junto con las metalicidades y excesos de color  $E(B - V)$  para los CE que presentamos en este trabajo. Además se presentan los nuevos *templates* construídos, y algunas conclusiones sobre CE seleccionados. En particular vale destacar que ningún espectro integrado de los CE estudiados pudo ser sintetizado por una única PES, lo que deja abierto el estudio futuro a la posible presencia de poblaciones múltiples en estos objetos<sup>6</sup>. Los resultados encontrados se presentan agrupados según su galaxia madre.

### 6.1 Nube Menor de Magallanes

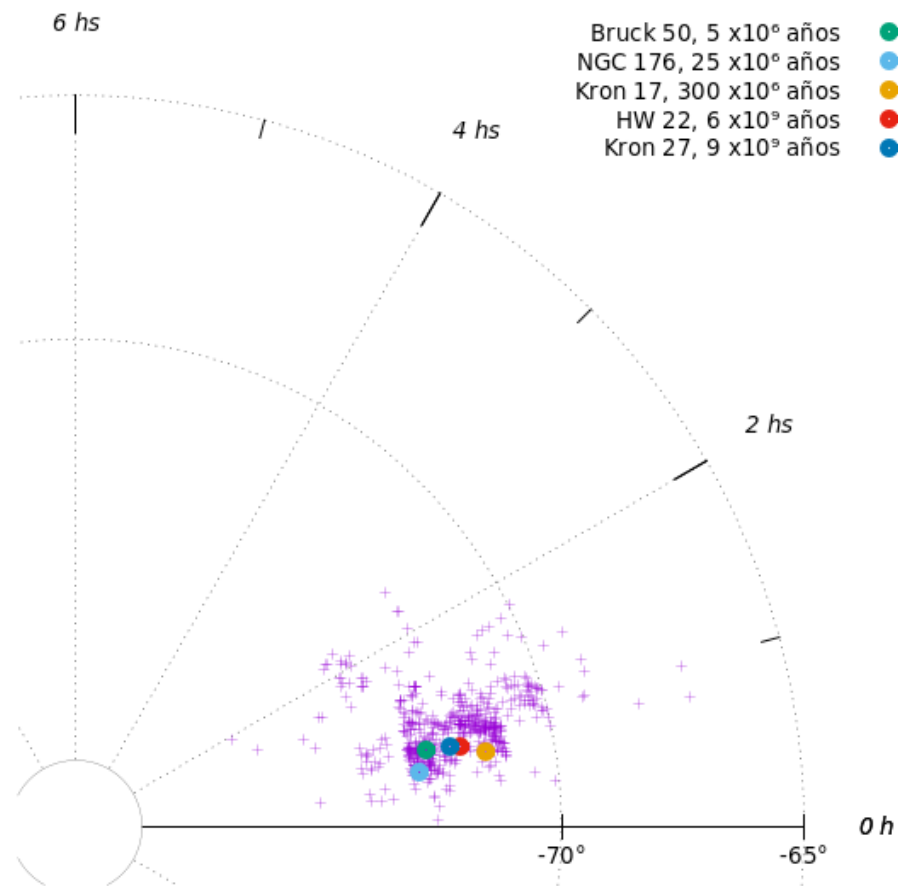
En la Fig 6.1 se grafican las posiciones y edades de los CE de la NmM, donde se destacan los objetos de este trabajo. Los 5 CE están en la región externa de la galaxia, lejos del Puente Magallánico.

Si bien determinamos las metalicidades  $[Fe/H]$  a partir del ajuste de Santos & Piatti (2004) para todos los CE, los autores construyen este ajuste para CG Galácticos que tienen edades mayores

---

<sup>6</sup> Se pretende ajustar espectros integrados de este trabajo con *templates* finales construídos a partir de distintos *templates* que representen las edades estimadas a partir de STARLIGHT.

a los  $10 \times 10^9$  años. En nuestro trabajo ninguno de los CE estudiados presentan edades de tal magnitud, si bien algunos tienen aportes de PES de tales edades.



**Figura 6.1** Distribución espacial de los CE de la NmM (cruces lilas) y los 5 CE de la NmM de nuestra muestra (círculos de color). Las  $(\alpha, \delta)_{2000}$  son tomadas de Bica et al. (2008).

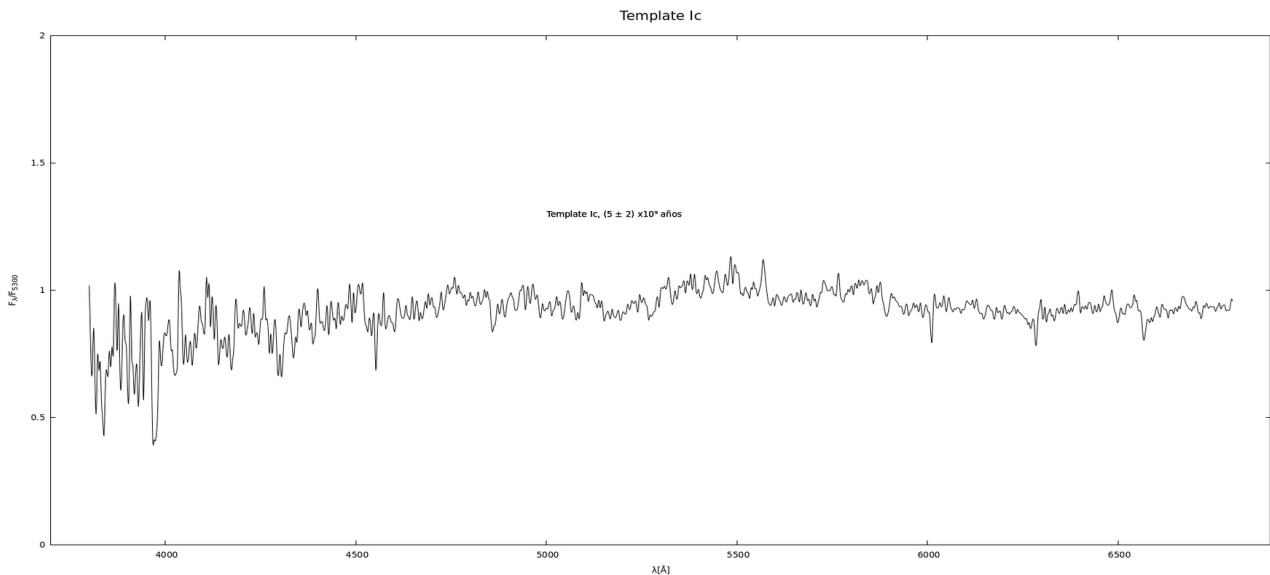
Para NGC 176 se construyó un *template* combinado con una estrella temprana de secuencia principal. En un futuro trabajo estudiaremos este objeto con datos del *HST*, en especial para dilucidar la contribución de una PES de  $100 \times 10^6$  años, que podría ser real ya que Glatt et al. (2010) le asignan una edad de  $160 \times 10^6$  años.

Kron 17 es un objeto particular, ya que las edades determinadas por todos los métodos empleados están dentro del mismo rango. Aún así, la contribución en STARLIGHT de un objeto de  $1.3 \times 10^9$  años, sumado a la forma del CE y la presencia de estrellas variables en el campo de observación, nos hace pensar en que se debería estudiar en mayor detalle. Este objeto podría pertenecer a un grupo selecto de objetos, del cual nos referiremos en futuros trabajos.

Piatti (2011) determina la edad de HW 22 en  $(6.0 \pm 1.3) \times 10^9$  años a partir de fotometría de Washington, así como la metalicidad. Si bien nuestros valores son menores, se encuentran dentro del error calculado por Piatti (2011). Debemos ser cautelosos al momento de esgrimir un resultado



acerca de su edad, ya que presenta una distribución de PES singular, con el mayor aporte de una población de  $10 \times 10^9$  años. Este objeto podría ser más viejo que la edad determinada por distintos métodos, y pertenecer al grupo selecto de objetos del cuál nos referiremos al final de este capítulo. Entre los argumentos que se presentan, se observa la metalicidad calculada a partir del ajuste de Santos & Piatti (2004) de valor  $[Fe/H] = -1.22$  y la calculada por Piatti (2011) de  $[Fe/H] = -1.3$ , recordando al lector que el ajuste que construyen los primeros es a partir de CG. Se construye y presenta en la Fig 6.2 el *template* Ic correspondiente a un objeto de  $(3 - 7) \times 10^9$  años, primer *template* en su tipo, ya que no existe en bibliografía un *template* de esta edad.



**Figura 6.2** *Template Ic.*

Con edades tan similares a *HW 22*, al momento de referirnos a *Kron 27* nos repetimos y decimos que debemos ser cautelosos, pero estaríamos ante la posible presencia de un nuevo CG de la NmM –en la actualidad sólo se conoce *NGC 121*–, como se demuestra a partir de la Fig 6.3, donde su espectro se ajusta a partir del espectro de *NGC 2298*, un CG Galáctico con una metalicidad  $[Fe/H] = -1.9$  (Schiavon et al. 2005). Este objeto será estudiado con mayor profundidad a partir de datos *Gemini* recientemente obtenidos.

A continuación presentamos la Tabla 6.1 donde se tabula la edad, la metalicidad y el exceso de color adoptado en este trabajo para cada CE. Además se muestran los valores de los mismos de bibliografía –en *itálica* los valores derivados de cada trabajo–. En el caso de las edades, el criterio utilizado se basó en asignar edades acordes con las obtenidas con FISA, ya que coincidían en gran medida con las obtenidas por STARLIGHT. Por otro lado, en el caso de las metalicidades, se adoptaron los valores provistos por STARLIGHT, excepto el caso de *Kron 27* que se adoptó el valor obtenido por el ajuste con *NGC 2298*.

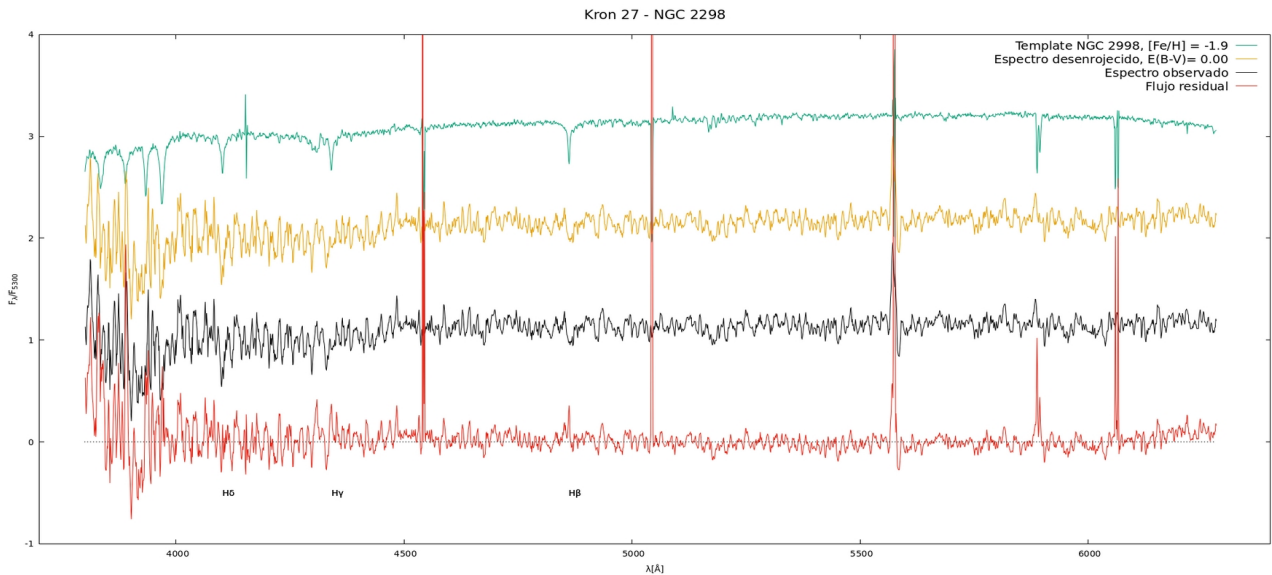


Figura 6.3 Ajuste de Kron 27 a partir de NGC 2298 con exceso de color  $E(B - V) = 0.00$ .

Tabla 6.1 Edad en años,  $[Fe/H]$  y  $E(B - V)$  adoptados en este trabajo para cada CE de la NmM y comparación con valores de bibliografía.

	NGC 176									
Edad (años)	Alcaino (1978)	Hodge (1983)	EF85	HF87	MG03	MvdM05	RZ05	Glatt et al. (2010)	Nayak et al. (2018)	Este trabajo
	joven	$(460 \pm 10) \times 10^6$	$25 \times 10^6$	$(400 \pm 200) \times 10^6$	$200 \times 10^6$	$200 \times 10^6$	$(4 - 88) \times 10^6$	$160 \times 10^6$	$43 \times 10^6$	$(25 \pm 10) \times 10^6$
$[Fe/H]$					-0.6					-0.24 $\pm$ 0.3
$(B - V)$	-0.06					-0.01 $\pm$ 0.18				
$(U - B)$	-0.35									
$(V - I)$										
$E(B - V)$								0.1	0.11	0.14 $\pm$ 0.02
$E(V - I)$									0.14	

	Kron 17					
Edad (años)	Alcaino (1978)	EF85	HF87	Glatt et al. (2010)	Nayak et al. (2018)	Este trabajo
	intermedia	$316 \times 10^6$	$(300 \pm 100) \times 10^6$	$355 \times 10^6$	$316 \times 10^6$	$(300 \pm 100) \times 10^6$
$[Fe/H]$						-0.09 $\pm$ 0.3
$(B - V)$	0.38		0.39			
$(U - B)$	0.1		0.1			
$(V - I)$						
$E(B - V)$				0.04	0.17	0.23 $\pm$ 0.02
$E(V - I)$					0.22	

	HW 22						
Edad (años)	Kontizas (1980)	RZ05	BB10	Glatt et al. (2010)	Piatti (2011)	Perren et al. (2017)	Este trabajo
	viejo	$(1.59 - 8.11) \times 10^9$	rojo ( $> 0.63 \times 10^9$ )	$0.71 \times 10^9$	$(6.00 \pm 1.3) \times 10^9$	$7.08 \times 10^9$	$(6 \pm 2) \times 10^9$
$[Fe/H]$		$(-1.28 - -0.37)$				-0.8	-0.6 $\pm$ 0.3
$(B - V)$		0.82					
$(U - B)$		0.38					
$(V - I)$		1.12					
$E(B - V)$				0.08	0.06	0	0.11 $\pm$ 0.02
$E(V - I)$							

	Kron 27				
Edad (años)	RZ05	Glatt et al. (2010)	Palma et al. (2015)	Bitsakis et al. (2018)	Este trabajo
	$(0.35 - 14) \times 10^9$	$0.5 \times 10^9$	$1.1 \times 10^9$	$0.4 \times 10^9$	$(9 \pm 2) \times 10^9$
$[Fe/H]$	$(-1.28 - -0.37)$	-0.67			-1.89 $\pm$ 0.3
$(B - V)$					
$(U - B)$					
$(V - I)$					
$E(B - V)$		0.08	0.02		0 $\pm$ 0.02
$E(V - I)$					

Tabla 6.1 continuación

	de Oliveira et al. (2000)	Bruck 50 Chiosi et al. (2006)	Glatt et al. (2010)	Talavera et al. (2010)	Este trabajo
Edad (años)	< 30 x10 <sup>6</sup>	10 x10 <sup>6</sup>	10 x10 <sup>6</sup>	(5 ± 2) x10 <sup>6</sup>	(5 ± 3) x10 <sup>6</sup>
[Fe/H]		-0.5			-0.5 ± 0.3
(B - V)					
(U - B)					
(V - I)					
E (B - V)	0.1	0.06			0.15 ± 0.02
E (V - I)		0.08			

EF85 = Elson & Fall (1985)  
 HF87 = Hodge & Flower (1987)  
 MG03 = Mackey & Gilmore (2003)  
 MvdM05 = McLaughlin & van der Marel (2005)  
 RZ05 = Rafelski & Zaritsky (2005)  
 BB10 = Bonatto & Bica (2010)

## 6.2 Nube Mayor de Magallanes

A continuación, en la Fig 6.4 se presenta la distribución de los CE estudiados de la NMM, en tanto que la ubicación de los mismos en el diagrama color-color de Bica et al. (1996), es presentada en la Fig. 6.5.

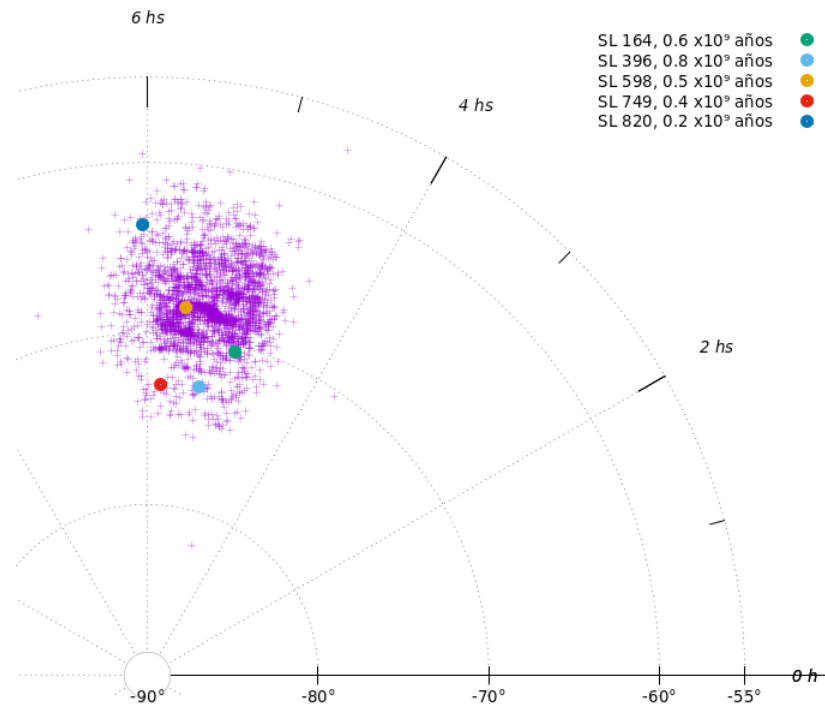
Lo primero que observamos es que *SL 164* no sería realmente de tipo SWB VI, sino más bien de tipo SWB V, lo que concuerda más con la edad determinada en este trabajo por distintos métodos. Aún así presenta una distribución de poblaciones más que interesante, con sólo dos aportes significantes. Lo ubicaremos momentáneamente en el grupo selecto del cual haremos referencia en un futuro.

Un pariente cercano del CE referido recientemente, *SL 396* presenta una distribución de PES llamativa, aunque una edad promedio mayor. En este caso sí está bien determinado su tipo SWB, pero dejamos en claro que podría tener un valor ligeramente mayor. Dada la similitud entre los valores calculados para los dos últimos objetos se decide construir a partir de los espectros integrados de *SL 164* y *SL 396* un nuevo *template* YhIa que represente un rango de edad: (0.6 – 0.8) x10<sup>9</sup> años. El mismo se presenta en la Fig 6.6 y corresponde a poblaciones hasta ahora no representadas, entre los CE no tan jóvenes y los de edad intermedia.

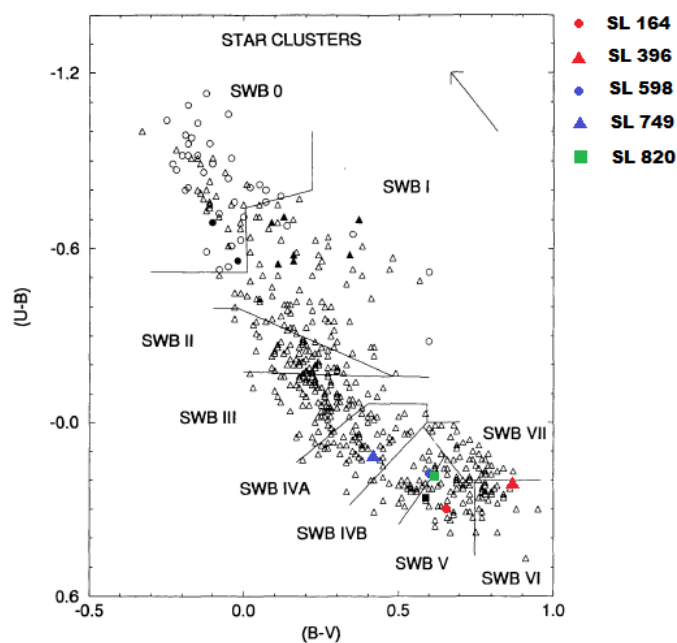
La baja razón S/N de *SL 749* nos impide ser más precisos sobre este objeto, pero es llamativo que aún así STARLIGHT pueda hacer un buen ajuste, según el valor de  $\chi^2 = 0.99$ . Se requieren más observaciones sobre este CE para poder realizar un análisis más profundo.

La cereza del postre, *SL 820*, con su naturaleza extraña, pudo ser ajustado por un *template* para determinar su edad. Además se analizó el espectro de la estrella de carbono por separado –

tanto con FISA como con STARLIGHT– para determinar el aporte de la misma sobre el espectro integrado del CE. El espectro de *SL 820*, desafectado de enrojecimiento, corresponde entonces a un nuevo *template YgC* que representaría poblaciones estelares de  $(200 - 400) \times 10^6$  años con aporte de estrellas de carbono (Fig. 6.7). Sólo para agregar, se cuenta con nuevos datos obtenidos en el CASLEO, los cuales serán procesados en un futuro trabajo y se podrá mejorar la calidad de este nuevo *template*.



**Figura 6.4** Distribución espacial de los CE de la NMM (cruces lilas) y los 5 CE de la NMM de nuestra muestra (círculos de color). Las  $(\alpha, \delta)_{2000}$  son tomadas de Bica et al. (2008).



**Figura 6.5** Posición de los CE de la NMM en el diagrama color-color a partir de los índices de color de Bica et al. (1996)

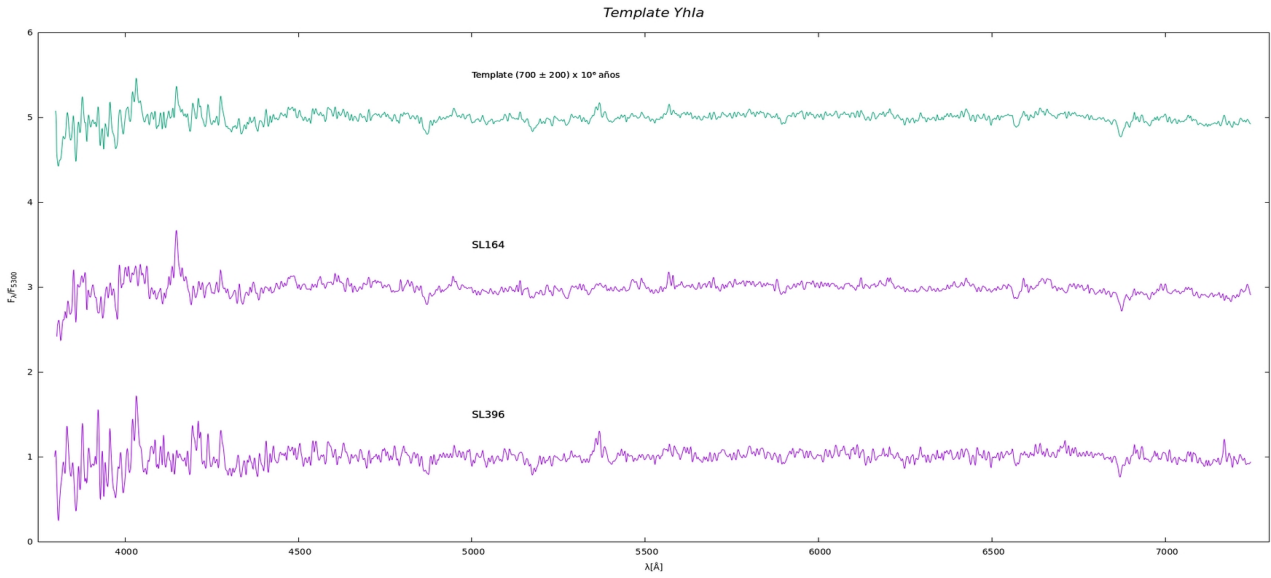


Figura 6.6 Template YhIa.

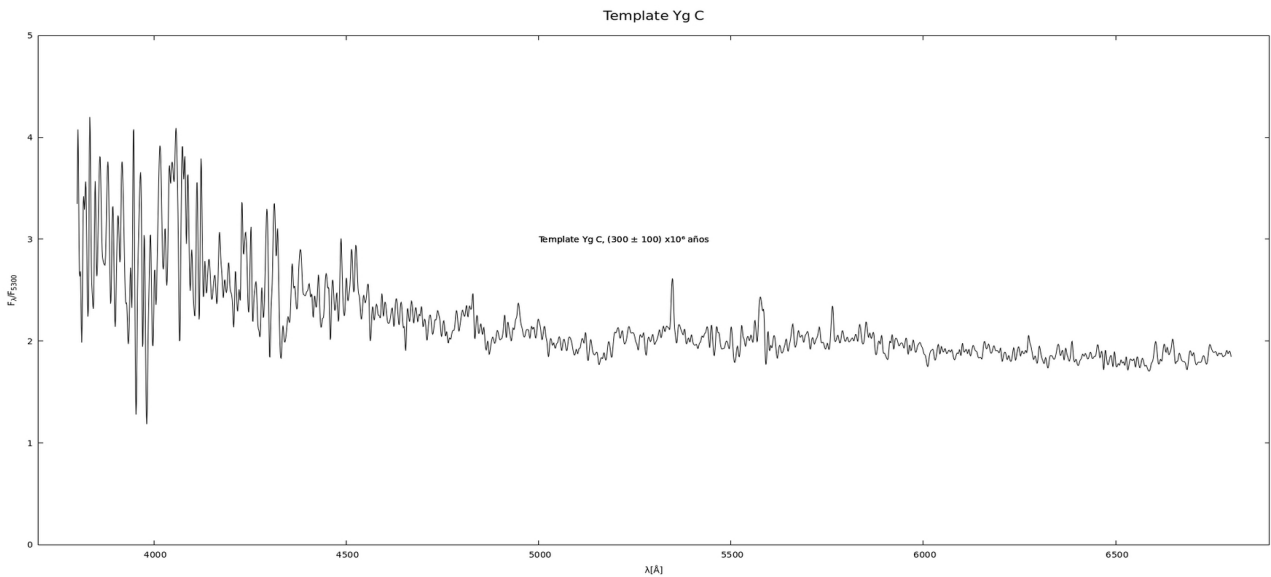


Figura 6.7 Template YgC.

Por último, se presenta la Tabla 6.2 con las edades y metalicidades adoptadas para los CE de la NMM abordados en este trabajo, y la comparación con datos de bibliografía.

Tabla 6.2 Idem tabla 6.1 para CE de la NMM

	SL 164	BB10	Este trabajo
Edad (años)	Bica et al. (1996) $(2 - 5) \times 10^9$	rojo ( $> 0.63 \times 10^9$ )	$(0.6 \pm 0.2) \times 10^9$
[Fe/H]			$-0.11 \pm 0.3$
(B - V)	0.66		
(U - B)	0.3		
(V - I)			
E (B - V)			$(0.27 / 0.15) \pm 0.02$
E (V - I)			
SWB	VI		

Tabla 6.2 Continuación

		SL 396		
		Bica et al. (1996)	Grocholski et al. (2006)	BB10
Edad (años)		$(2 - 5) \times 10^9$		rojo ( $> 0.63 \times 10^9$ )
[Fe/H]			-0.39	
(B - V)		0.86		
(U - B)		0.23		
(V - I)				
E (B - V)				
E (V - I)				
SWB		VI		
				<b>Este trabajo</b>
				$(0.8 \pm 0.2) \times 10^9$
				-0.39
				$(0.27 / 0.15) \pm 0.02$

		SL 598		
		Bica et al. (1996)	BB10	Este trabajo
Edad (años)		$(0.4 - 0.8) \times 10^9$	rojo ( $> 0.63 \times 10^9$ )	$(0.5 \pm 0.2) \times 10^9$
[Fe/H]				$-0.55 \pm 0.3$
(B - V)		0.61		
(U - B)		0.18		
(V - I)				
E (B - V)				$0.12 \pm 0.02$
E (V - I)				
SWB		IV B		

		SL 749		
		Bica et al. (1991)	Este trabajo	
Edad (años)		$(0.2 - 0.4) \times 10^9$	$(0.4 \pm 0.2) \times 10^9$	
[Fe/H]			$-0.13 \pm 0.3$	
(B - V)		0.41		
(U - B)		0.12		
(V - I)				
E (B - V)			$0 \pm 0.02$	
E (V - I)				
SWB		IV A		

		SL 820		
		Bica et al. (1996)	BB10	Este trabajo
Edad (años)		$(0.4 - 0.8) \times 10^9$	rojo ( $> 0.63 \times 10^9$ )	$(0.2 \pm 0.1) \times 10^9$
[Fe/H]				$0 \pm 0.3$
(B - V)		0.62		
(U - B)		0.16		
(V - I)				
E (B - V)				$0.32 \pm 0.02$
E (V - I)				
SWB		IV B		

BB10 = Bonatto & Bica (2010)

## Capítulo 7

# Sumario y Trabajo Futuro

A partir de observaciones realizadas con el telescopio “*Jorge Sahade*” de CASLEO, se presentan espectros integrados con un rango espectral útil: (3800-6800) Å correspondientes a 10 CE pertenecientes a las Nubes de Magallanes (NM). A partir de la medición de anchos equivalentes en ventanas seleccionadas, se determinó una primera estima de las edades. Éstas nos permitieron acotar los elementos utilizados, tanto en lo que se refiere a espectros de referencia –*templates*– como a las poblaciones estelares simples (PES), a la hora de realizar los diferentes ajustes.

Los CE presentan un amplio rango de valores tanto en edades como en abundancias metálicas. En el caso de la Nube Mayor de Magallanes (NMM), los objetos presentaron edades en un rango acotado –entre 300 y 800 x10<sup>6</sup> años–, en tanto que los CE pertenecientes a la Nube Menor de Magallanes (NmM), correspondieron a objetos tan jóvenes que incluso sus espectros mostraron líneas en emisión –5 x10<sup>6</sup> años, *B 50*– y tan viejos, con edades cercanas a los cúmulos globulares (CG) –*K 27*–. Respecto al contenido metálico, con excepción del caso particular de un objeto –*SL 820*– todos los CE presentaron valores inferiores al solar.

En cuanto a la comparación con datos previos, podemos decir que con excepción de *SL 396*, los restantes CE pertenecientes a la NMM no presentaban determinaciones previas ni de edad ni

metalicidad, por lo que los valores encontrados, son los primeros en su especie. En tanto que pudimos construir un nuevo template que representa poblaciones estelares que abarca entre los  $500 \times 10^6$  años y los  $900 \times 10^6$  años. En relación a los cinco CE pertenecientes a la NmM todos ellos presentaban trabajos previos, y con excepción de *K 27*, los valores presentados concuerdan, en general, con los realizados por otros autores.

En lo que respecta a la creación de nuevos *templates* presentamos 3 nuevos espectros de referencia, a saber: YhIa, Yg C e Ic que representan poblaciones en los rangos de  $(700 \pm 200) \times 10^6$  años,  $(5 \pm 2) \times 10^9$  años y  $(300 \pm 100) \times 10^6$  años. Estos nuevos *templates* contribuirán a ampliar las bibliotecas ya existentes y serán de gran utilidad para determinar parametros astrofísicos fundamentales de otros CE de características desconocidas de las NM, y de galaxias aún más lejanas.

Prontamente se espera ahondar en el estudio de *K 27* y rectificar o ratificar su naturaleza de CG a partir de un estudio más detallado con espectros *Gemini*; y mejorar la razón S/N de *SL 749* y *SL 820*. En particular ya se dispone de más espectros obtenidos en el CASLEO de este último.

Finalmente en un futuro se espera obtener espectros *Gemini* del resto de la muestra para realizar un estudio sobre la relación entre el aporte al espectro total de cada zona observada y las PES seleccionadas, y ver qué relacion existe entre ellas. Así también se espera ampliar la muestra de CE tanto estudiados como no, para, con aquellos conocidos, generar nuevos espectros de referencia y con aquellos ignotos, determinar sus parametros astrofisicos. Todo esto con el objetivo de conocer mejor aún los procesos de formacion y evolucion de ambas NM.



## *Acknowledgements*

Based on data acquired at Complejo Astronómico El Leoncito, operated under agreement between the Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas de la República Argentina and the National Universities of La Plata, Córdoba and San Juan.

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

This research has made use of the SIMBAD database, operated at CDS, Strasbourg, France 2000, *A&AS*, 143, 9 , "The SIMBAD astronomical database", Wenger et al.

This research has made use of NASA's Astrophysics Data System Bibliographic Services.

This research has made use of "Aladin sky atlas" developed at CDS, Strasbourg Observatory, France. 2000, *A&AS*,143, 33B and 2014, *ASPC*, 485, 277B.

This research has made use of the Fast Integrated Spectra Analyzer (FISA) algorithm developed by Benitez-Llambay et al. (2012), and the STARLIGHT code (Cid Fernandes et al. 2005).

## Referencias y bibliografía consultada

1. Abia C. et al. 2020, A&A, 633, A135
2. Ahumada A. V. et al. 2016, PASP, 128, 094101
3. Ahumada A. V. et al. 2019, PASP, 131, 024101
4. Ahumada A. V., Clariá J. J. & Bica E. 2007, A&A, 473, 437
5. Alcaïno G. 1978, A&AS, 34, 431
6. Anders P. & Fritze-v. Alvensleben U. 2003, A&A, 401, 1063 (Alvensleben 2003)
7. Asa'd R. S., Hanson M. M. & Ahumada A. V. 2013, PASP, 125, 1304
8. Bailey S. I. 1908, AnHar, 60, 199
9. Barnbaum C., Stone R. P. S. & Keenan P. C. 1996, ApJS, 105, 419
10. Bastian N. et al. 2019, MNRAS, 489, L80
11. Baum W. A. 1959, PASP, 71, 106
12. Benítez-Llambay A., Clariá J. J. & Piatti A. E. 2012, PASP, 124, 173
13. Bertelli G. et al. 1994, A&AS, 106, 275
14. Besla G. et al. 2012, MNRAS, 421, 2109
15. Bica E. & Alloin D. 1986, A&A, 162, 21 (BA86a)
16. Bica E. & Alloin D. 1986, A&AS, 66, 171 (BA86b)
17. Bica E. & Schmitt H. R. 1995, ApJS, 101, 41
18. Bica E. 1988, A&A, 195, 76
19. Bica E. et al. 1991, ApJ, 381, L51
20. Bica E. et al. 1996, ApJS, 102, 57
21. Bica E. et al. 2008, MNRAS, 389, 678
22. Bica E., Alloin D. & Scmitt H. R. 1994, A&A, 283, 805
23. Bica E., Clariá J. J. & Dottori H. 1992, AJ, 103, 1859
24. Bica et al. 2020, AJ, 159, 82
25. Binney J. & Tremaine S. 2007, Galactic Dynamics, Princeton University Press
26. Bitsakis T. et al. 2017, ApJ, 845, 56.
27. Bitsakis T. et al. 2018, ApJ, 853, 104

28. Blanco V. M., Blanco B. M. & McCarty M. F. 1980, ApJ, 242, 938
29. Böhm-Vitense E. 1989, Introduction to Stellar Astrophysics II, Cambridge University Press
30. Bonatto C. & Bica E. 2010, MNRAS, 403, 996
31. Brück M. T. 1975, MNRAS, 173, 327
32. Bruzual G. 2010, RSPTA, 368, 783
33. Bruzual G. & Charlot S. 1993, ApJ, 405, 538
34. Bruzual G. & Charlot S. 2003, MNRAS, 344, 1000
35. Burstein D. & Heiles C. 1982, AJ, 87, 1165
36. Caldwell J. A. R. & Couldson I. M. 1986, MNRAS, 218, 223
37. Carraro G. & Chiosi C. 1994, A&A, 288, 751
38. Carretta E. et al. 2009, A&A, 505, 139
39. Chabrier G. 2003, PASP, 115, 763
40. Chilingarian I. & Asa'd R. 2018, ApJ, 858, 63
41. Chiosi E. et al. 2006, A&A, 452, 179
42. Choudhury et al. 2016, MNRAS, 455, 1855
43. Choudhury et al. 2020, MNRAS, 497, 3746
44. Ciani A., d'Odorico S. & Benvenuti P. 1984, A&A, 137, 223
45. Cid Fernandes R. & González Delgado R. M. 2010, MNRAS, 403, 780
46. Cid Fernandes R. et al. 2001, MNRAS, 325, 60
47. Cid Fernandes R. et al. 2004, IAUS, 222, 127
48. Cid Fernandes R. et al. 2005, MNRAS, 358, 363
49. Clariá J. J. & Levato H. 2008, El espectro continuo de las Atmósferas Estelares, Ed. Comunicarte
50. Clariá J. J. 2007, Astronomía General I: Parte Astrofísica, Ed. Publicaciones de la Universidad Nacional de Córdoba
51. Clariá J. J. et al. 2017, NewA, 56, 71
52. Colucci J. E. & Bernstein R. A. 2012, ApJ, 749, 124
53. Colucci J. E., Bernstein R. A. & McWilliam A. 2017, ApJ, 834, 105
54. Crampin J. & Hoyle F. 1961, MNRAS, 122, 27
55. D'Onghia E. & Fox A. J. 2016, ARA&A, 54, 363
56. Da Costa G. S. & Hatzidimitriou D. 1998, AJ, 115, 1934
57. Da Costa G. S. 2002, in Geisler D. P., Grebel E. K. & Minniti D. eds. IAU Symposium Vol. 207, Extragalactic Star Clusters. p. 83
58. D'Alessandro E. et al. 2016, ApJ, 829, 77

59. Danziger I. J. 1973, ApJ, 181, 641
60. Dapergolas A., Kontizas E. & Kontizas M. 1986, A&AS, 65, 283
61. de Oliveira M. R. et al. 2000, A&AS, 146, 57
62. de Vaucoulers G. 1955, AJ, 60, 219
63. de Vaucoulers G. 1959, The Observatory, 79, 213
64. de Vaucoulers G. & Freeman K. C. 1972, Vistas in Astronomy, 14, 163
65. Dennefeld M. 2020, Msngr, 181, 37
66. Dias B. et al. 2016, A&A, 591A, 11
67. Diaz J. & Bekki K. 2011, MNRAS, 413, 2015
68. Dondoglio E. et al 2021, ApJ, 906, 76
69. Dubois P., Jaschek M. & Jaschek C. 1977, A&A, 60, 205
70. Elson R. & Fall M. 1985, ApJ, 299, 211
71. Faber S. M. 1972, A&A, 20, 361
72. Frogel J. A., Mould J. & Blanco V. M. 1990, ApJ, 352, 96
73. Girardi L. et al. 1995, A&A, 298, 87
74. Girardi L. et al. 2000, A&AS, 141, 371
75. Girardi L. et al. 2002, A&A, 391, 195
76. Glatt K. et al. 2008a, AJ, 136, 1703
77. Glatt K. et al. 2008b, AJ, 135, 1106
78. Glatt K. et al. 2009, AJ, 138, 1403
79. Glatt K., Grebel E. K. & Koch A. 2010, A&A, 517, A50
80. González Delgado R. M. & Cid Fernandes R. 2010, MNRAS, 403, 797
81. Graczyk D. et al. 2020, ApJ, 904, 13
82. Gratton R. G., Carretta E. & Bragaglia A. 2012, A&ARv, 20, 50
83. Grebel E. K. & Gallagher III J. S. 2004, ApJL, 610, L89
84. Grocholski A. J. et al. 2006, AJ, 132, 1630
85. Harris J. & Zaritsky D. 2009, AJ, 138, 1243
86. Hodge P. & Flower F. 1987, PASP, 99, 734
87. Hodge P. & Wright F. W. 1974, AJ, 79, 8
88. Hodge P. 1983, ApJ, 264, 470
89. Holtzman J.A., Gallagher III J. S. & Cole A. A. 1999, AJ, 118, 2262
90. Hunter D. et al. 2003, AJ, 126, 1836
91. Jacoby G., Hunter D. & Christian C. 1984, ApJS, 56, 257
92. Johnson J. A. et al. 1999, ApJ, 527, 199

93. Kallivayalil N. et al. 2006a, ApJ, 638, 772
94. Kallivayalil N., van der Marel R. P., Alcock C. 2006b, ApJ, 642, 1213
95. Kallivayalil N. et al. 2013, ApJ, 764, 161
96. Kamann S. et al. 2020, MNRAS, 492, 2177
97. Keenan P. C. 1993, PASP, 105, 691
98. Kontizas E. et al. 1985, A&A, 146, 293
99. Kontizas E. et al. 1990, AJ, 100, 2 (425)
100. Kontizas E. et al. 2001, A&A, 369, 932 (KDM2001)
101. Kontizas E., Kontizas M. & Dapergolas A. 1986, A&A, 159, 305
102. Kontizas M. 1980, A&AS, 40, 151
103. Kron G. E. 1956a, PASP, 68, 401, 125
104. Kron G. E. 1956b, PASP, 68, 402, 230
105. Kron G. E. 1956c, PASP, 68, 403, 326
106. Kron G. E. 1957, ASPL, Vol 7, 339, 313
107. Larsen S. S., Brodie J. P. & Strader J. 2017, A&A, 601A, 96
108. Le Borgne D. et al. 2004, A&A, 425, 881
109. Le Borgne J. -F. et al. 2003, A&A, 402, 433
110. Leisenring J. M., Kemper F. & Sloan G. C. 2008, ApJ, 681, 1557
111. Leitherer C. et al. 1999, ApJS, 123, 3
112. Lindsay E. M. 1958, MNRAS, 118, 172
113. Lloyd Evans T. 2010, JApA, 31, 177
114. Lyngå G. & Westerland B. E. 1963, MNRAS, 127, 31
115. Mackey A. D. & Gilmore G. F. 2003, MNRAS, 338, 120
116. Mackey A. D., Payne M. J. & Gilmore G. F. 2006, MNRAS, 369, 921
117. Marigo P. et al. 2008, A&A, 482, 883
118. Marigo P., Girardi L. & Chiosi C. 1996, A&A, 316L, 1
119. Martocchia S. et al. 2019, MNRAS 487, 5324
120. Massey P. 1997, A user's guide to CCD reductions with IRAF
121. McLaughlin D.E. & van der Marel R. P. 2005, ApJS, 161, 304
122. Meyssonier N. & Azzopardi M. 1993, A&AS, 102, 451
123. Milone A. et al. 2016, MNRAS, 458, 4368
124. Minniti J. H. et al. 2014, A&A 565, A49
125. Mould J. & Aaronson M. 1980, ApJ, 240, 464
126. Mucciarelli A. et al. 2009, ApJ, 695L, 134

127. Nail V. M., Whitney C. A. & Wade C. M. 1953, Proc. Nat. Acad. Sci., 39, 1168 (Harvard Repr. N°337)
128. Nayak P. K. et al. 2016, MNRAS, 463, 1466
129. Nayak P. K. et al. 2018, A&A, 616, 187
130. Pagel B. E. & Edmunds M. G. 1981, ARA&A, 19, 77
131. Palma T. et al. 2015, Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía, La Plata, Argentina, 57, 102
132. Parisi M. C. 2018, Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía, Malargüe, Argentina, 60, 222
133. Parisi M. C. et al. 2014, AJ, 147, 71
134. Perren G. I., Piatti A. E. & Vázquez R. A. 2017, A&A, 602, 89
135. Perren G. I., Vázquez R. A. & Piatti A. E. 2015, A&A, 576, A6
136. Piatti A. E. 2011, MNRAS, 418L, 69
137. Piatti A. E. 2018, AJ, 156, 206
138. Piatti A.E. et al. 2002, MNRAS, 335, 233
139. Pickles A. J. 1985. ApJS, 59, 33
140. Pietrzynski G. & Udalski A. 2000, Acta Astronómica, 50, 337
141. Pietrzynski G. et al. 2019, Nature, 567, 200
142. Rafelski M. & Zaritsky D. 2005, AJ, 129, 2701
143. Renzini A. & Voli M. 1981, A&A, 94, 175
144. Renzini A. 1981, AnPh, 6, 87
145. Richer H. B., Pritchett C. J. & Crabtree D. R. 1985, ApJ, 298, 240
146. Rubele S. et al. 2015, MNRAS, 449, 639
147. Sakari C. M. et al. 2016, ApJ, 829, 116
148. Sánchez-Blázquez P. et al. 2006, A&A, 457, 809
149. Santiago B. X. 2009, in Van Loon J. T., Oliveira J. M., eds, IAU Symp. Vol. 256, The Magellanic System: Stars, Gas, and Galaxies, 69
150. Santos J. F. C. & Piatti A. E. 2004, A&A, 428, 79
151. Santos J. F. C. et al. 1995, MNRAS, 276, 1155
152. Santos J. F. C. et al. 2006, A&A, 448, 1023
153. Schiavon R. P., Rose J. A., Courteau S., MacArthur L. A., 2005, ApJS, 160, 163
154. Schmidtke P.C. & Udalski A. 2013, IBVS, 6074, 1
155. Schommer R. et al. 1992, AJ, 103, 447
156. Searle L., Wilkinson A. & Bagnuolo W. G. 1980, ApJ, 239, 803

157. Seaton M. J. 1979, MNRAS, 187, 73
158. Secchi A. 1868, C. R. Acad. Sci. Paris, 67, 393
159. Secchi A. 1878, Mem. Soc. Astron. Ital. (3), 2, 73
160. Shane C. D. 1928, LicOB, 13, 123
161. Shapley H. & Lindsay E. M. 1963, IrAJ, 6, 74
162. Silva D. R. & Cornell M. E. 1992, ApJS, 81, 865
163. Simanton-Coogan L. A. et al. 2017, ApJ, 851, 63
164. Song Y.-Y. et al. 2021, MNRAS, 504, 4160
165. Soszyński I. et al. 2011, Acta Astronómica, 61, 1
166. Spinrad H. & Taylor B. J. 1971, ApJS, 22, 445
167. Stanimirović S., Staveley-Smith L. & Jones P. A. 2004, ApJ, 604, 176
168. Stone R. P. S. & Baldwin J. A. 1983, MNRAS, 204, 347
169. Talavera M. L. et al. 2010, AN, 331, 323
170. Testa V. et al. 1999, AJ, 118, 2839
171. Thuan T. X. & Gunn J. E. 1976, PASP, 88, 543
172. Tinsley B. M. & Gunn J. E. 1976, ApJ, 203, 52
173. Tinsley B. M. 1968, ApJ, 151, 547
174. Tinsley B. M. 1972, ApJ, 178, 319
175. Tinsley B. M. 1973, ApJ, 186, 35
176. Tinsley B. M. 1978, ApJ, 222, 14
177. Tsujimoto T. & Bekki K. 2009, ApJL, 700, L69
178. Udalski A. et al. 1998, Acta Astronómica, 48, 147
179. Udalski A. et al. 2008, Acta Astronómica, 58, 329
180. Van den Bergh S. 1975, ARA&A, 13, 217
181. van der Marel R. P. & Kallivayalil N. 2014, ApJ, 781, 121
182. van der Marel R. P. 2001, AJ, 122, 1827
183. Wallerstein G. & Knapp G. R. 1998, ARA&A, 36, 369
184. Warner B. 1967, MNRAS, 137, 119
185. Westerlund B. 1961, Uppsala Astr. Obs. Ann., 5, 1
186. Westerlund B., 1997, The Magellanic Clouds, Cambridge University Press
187. Whipple F. L. 1935, HarCi, 404, 1
188. Xin Y. et al. 2008, MNRAS, 384, 410
189. Yamashita Y. 1967, PDAO, 13, 67
190. Yamashita Y. 1975a, Publ. Astron. Soc. Japan, 27, 325

191. Yamashita Y. 1975b, Publ. Astron. Soc. Japan, 27, 459
192. Zinn R. 1980, ApJS, 42, 19
193. Zgirski B. et al. 2021, ApJ, 916, 19



# Anexo I

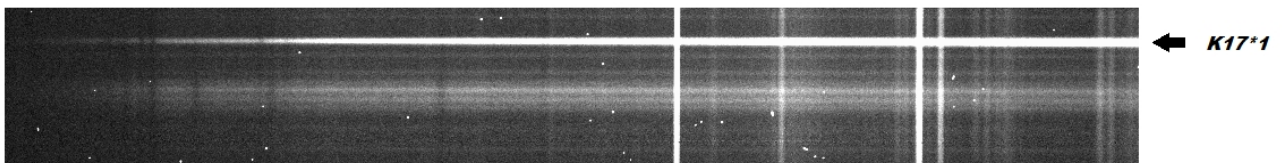
## Clasificación de estrellas

A continuación se presentarán resultados sobre tipos espectrales de siete estrellas que fueron observadas *serendipitously* al momento de observar los CE de nuestra muestra. Algunas de ellas pueden –o no– pertenecer al CE observado en cuestión. En dos de los casos –*SL 820* y *NGC 176*–, los espectros de las estrellas están superpuestos a los espectros de los CE, razón por la cual su estudio es crucial para la mejor clasificación del CE, a partir de la combinación de espectros de estrellas y *templates* de librería. En dos de los casos –*SL 164* y *SL 396*– el estudio de las estrellas de campo puede aportar al mejor entendimiento de la historia evolutiva, tanto química como dinámica del CE al cual podrían pertenecer. En el presente anexo se presentarán cinco de los objetos, y las dos estrellas de carbono se presentarán en el siguiente anexo. En todos los casos se han seleccionado espectros de la librería de Silva & Cornell (1992), la cual si bien es discreta en la variedad de tipos espectrales, a partir de comparaciones de distintos objetos presentes en esta librería con los presentes en otras librerías como la de Pickles (1985) y la de Jacoby, Hunter & Christian (1984), se decidió usar la ya mencionada librería.

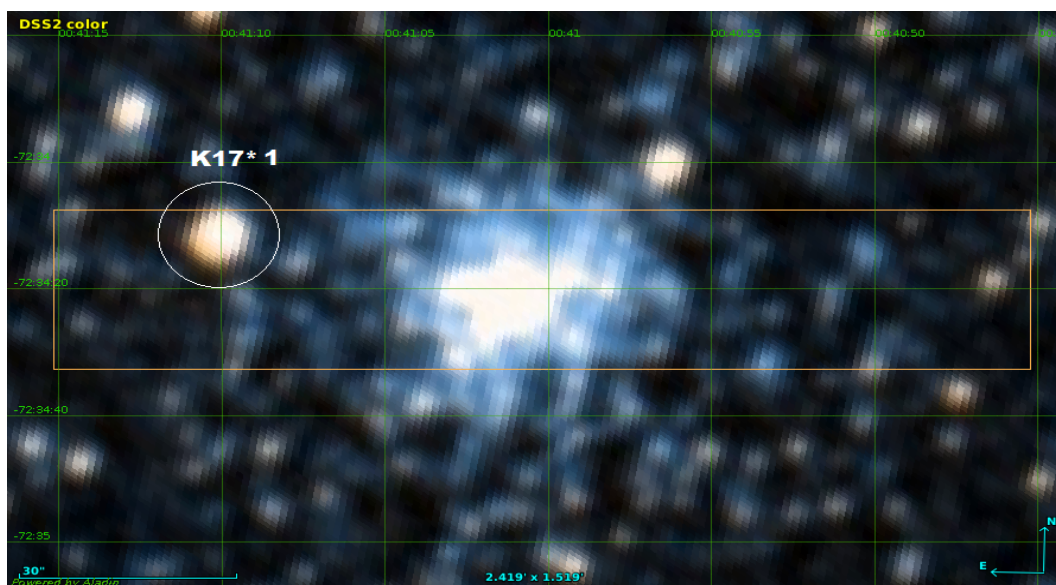
### I.1 *Kron 17\*1*

En la Fig I.1 se enseña la imagen espectral del CE en la región central y de la estrella estudiada en la región superior, y en la Fig I.2 se muestra el campo de observación de *Kron 17* y la

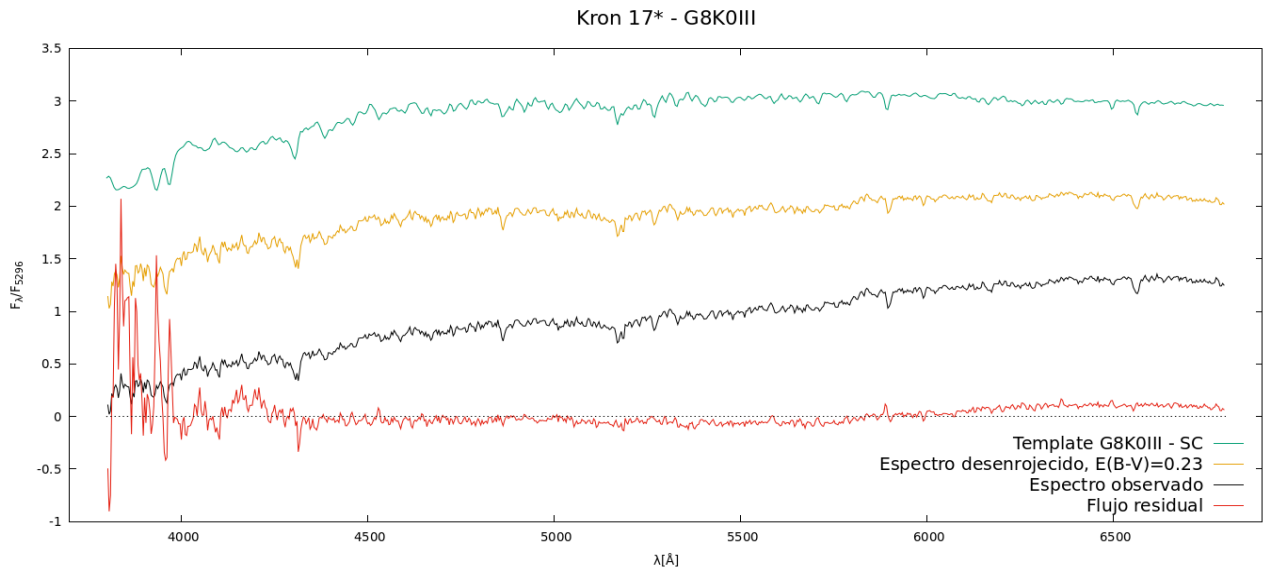
estrella *Kron 17\*1*. Clasificada por Soszyński et al. (2011) como una estrella *variable de largo período*, este objeto recibe el nombre *OGLE SMC-LPV-3383*, y tiene coordenadas  $(\alpha, \delta)_{2000} = (00^{\text{h}} 40^{\text{m}} 10.175^{\text{s}}, -72^{\circ} 34' 11.999'')$ . Dada la naturaleza variable de la estrella, toda observación es necesaria para su mejor comprensión. En esta sección damos dos tentativas clasificaciones para este objeto según nuestras observaciones, la primera *G8K0III* se muestra en la Fig I.3, con un exceso de color  $E(B - V) = 0.23$ , y la segunda *K2III* (Fig I.4) también con un  $E(B - V) = 0.23$ . Dapergolas, Kontizas & Kontizas (1986) la clasifican de tipo espectral *G* y añaden que sería la estrella más brillante del CE. Por lo expuesto anteriormente, en este trabajo damos como clasificación espectral más posible *G8K0III*, aunque dada su naturaleza variable, ésta podría cambiar.



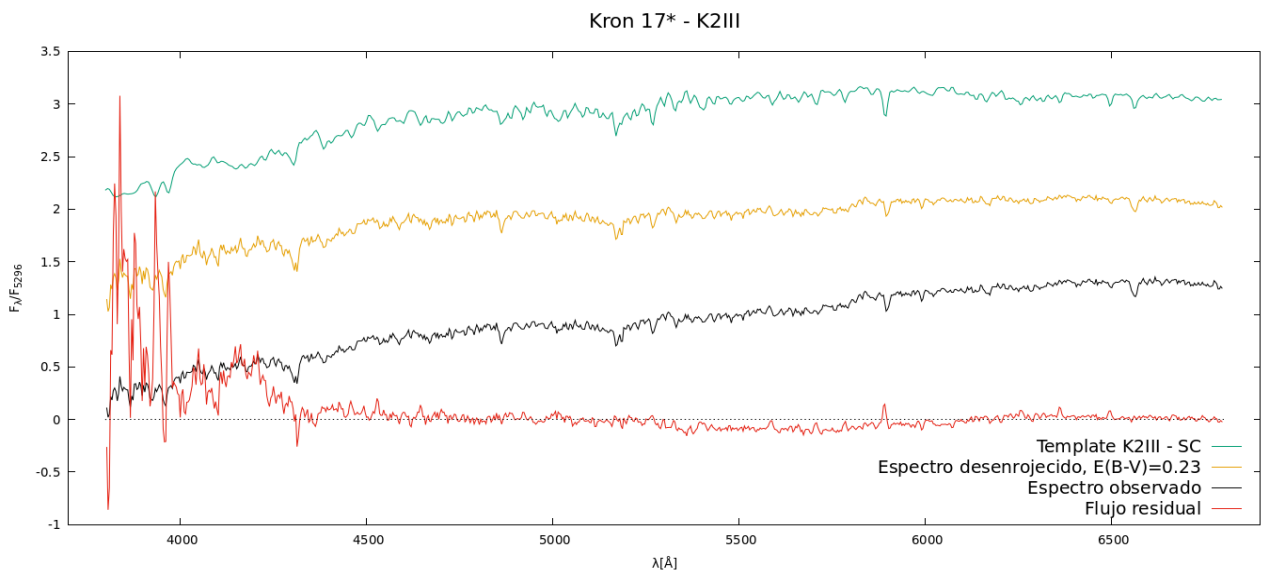
**Figura I.1** Imagen espectral de Kron 17 y la estrella identificada en la región superior de la imagen.



**Figura I.2** Campo de observación de Kron 17. La estrella está demarcada por el círculo blanco.



**Figura I.3** Ajuste de Kron 17\*1 según el tipo espectral G8K0III. En celeste el template seleccionado; en amarillo el espectro observado desrojado; en negro el espectro observado; y en rojo el flujo residual.

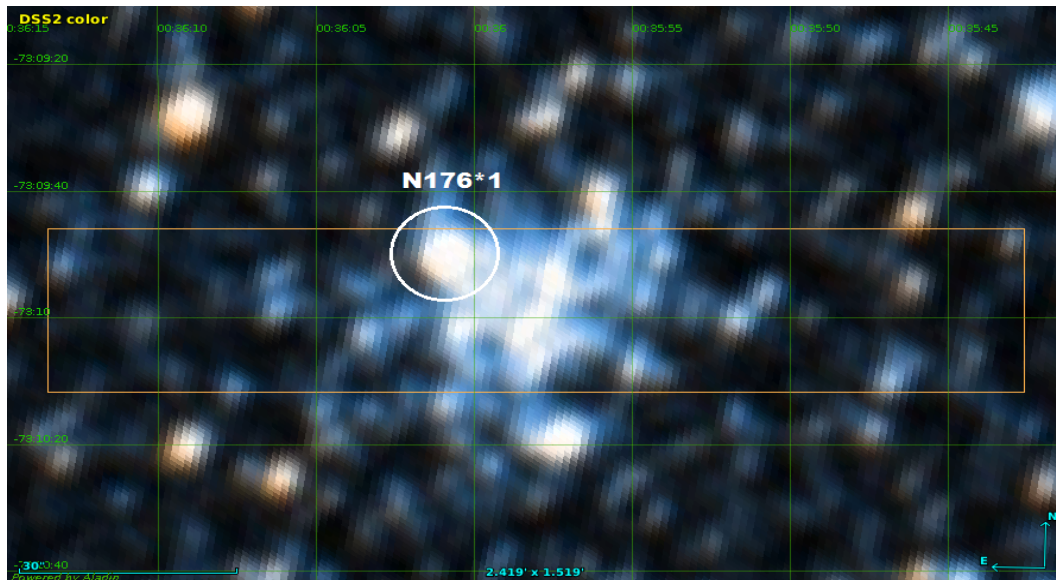


**Figura I.4** Ajuste de Kron 17\*1 según el tipo espectral K2III. Los colores son como en la Fig I.3.

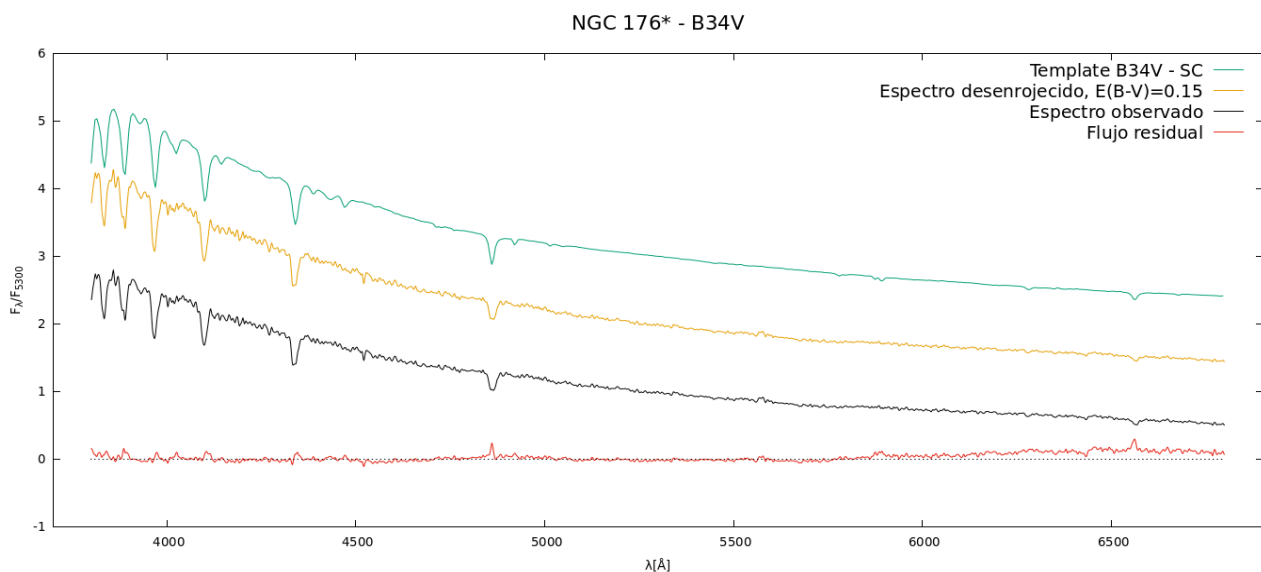
## I.2 NGC 176\*1

La estrella que se observa en el campo de NGC 176 (Fig I.5) no tiene tipo espectral al momento de este estudio, razón por la cual este sería el primer intento de clasificarla. Las coordenadas de NGC 176\*1 son  $(\alpha, \delta)_{2000} = (00^{\text{h}} 36^{\text{m}} 0.761^{\text{s}}, -73^{\circ} 09' 50.03'')$ . En la Fig I.6 se muestra el ajuste del tipo espectral seleccionado en este trabajo. El mismo es B34V con  $E(B - V) = 0.15$ , siendo este el mismo exceso de color utilizado para el estudio del CE al cuál pertenecería la estrella. El buen ajuste logrado con las líneas de Balmer nos dan seguridad en el ajuste seleccionado. Se observa un flujo residual alto a partir de  $\sim 6000 \text{ \AA}$ , y no se observa emisión en  $\text{H}\alpha$ .

Recordemos que al momento de estudiar a *NGC 176* se observó emisión en su espectro integrado, por lo cual la emisión no provendría de este objeto. El flujo residual alto podría deberse a una estrella compañera no resulta –no observada en imágenes de *HST*– o a alguna causa aún no concluyente. Se pretende estudiar este objeto, así como el CE en mayor detalle en un trabajo futuro.



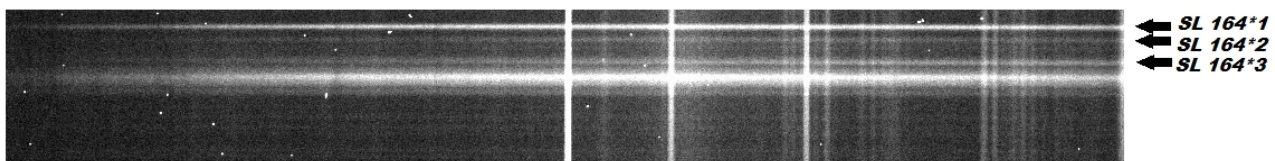
**Figura I.5** Campo de *NGC 176* y la estrella observada.



**Figura I.6** Ajuste de *NGC 176\*1* según el tipo espectral *B34V*. Los colores son como en la Fig I.3.

### I.3 SL 164\*1

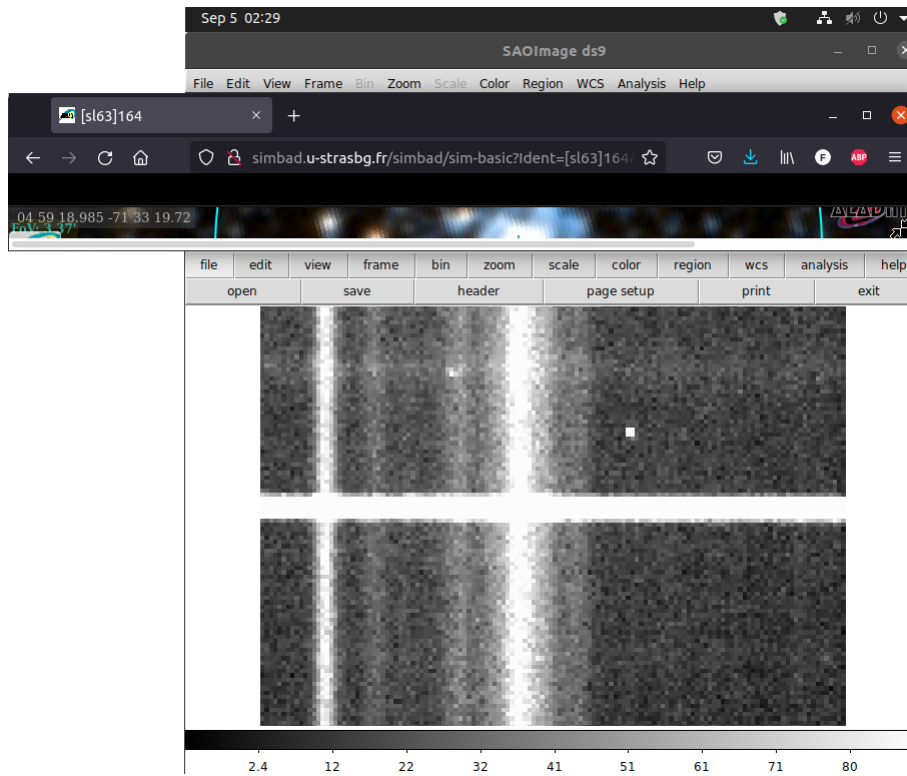
En el campo de observación de *SL 164* se logró extraer los espectros de tres estrellas, siendo factible la clasificación de dos de ellas por la baja razón S/N de la tercera, ninguna siendo clasificada anteriormente. En la Fig I.7 se muestra la imagen espectral donde se identifican el CE y las estrellas observadas, y en la Fig I.8 se provee una imagen que sirvió a modo de identificación de los objetos. Para *SL 164\*1* se ensayan en este trabajo tres posibles clasificaciones, siendo la primera *G9K0V*, la segunda *RK0V* –una estrella rica en metales–, y la tercera *WG8K0V* –una estrella pobre en metales–. Se enseñan estas tres clasificaciones tan diferentes para que el lector pueda entender el porque de la clasificación final seleccionada. Las coordenadas de *SL 164\*1*, que se observa en la Fig I.9 son  $(\alpha, \delta)_{2000} = (04^{\text{h}} 59^{\text{m}} 33.879^{\text{s}}, -71^{\circ} 33' 18.47'')$ . En la Fig I.10 se observa el ajuste del tipo espectral *G9K0V*, con un exceso de color  $E(B - V) = 0.15$ , el mismo que el utilizado para el estudio del CE. En la Fig I.11 se muestra el ajuste del tipo espectral *RK0V* con  $E(B - V) = 0.05$ , y en la Fig I.12 el ajuste del tipo espectral *WG8K0V* con un exceso de color  $E(B - V) = 0.15$ . De la comparación entre los distintos ajustes se observa un menor flujo residual en la región entre (3800 – 4200) Å para el caso de la estrella pobre en metales. Tomando en cuenta los valores de metalicidad de  $[Fe/H] \leq -0.20$  publicados en Silva & Cornell (1992) para estos objetos, se decide dar la clasificación de *WG8K0V* para *SL 164\*1*.



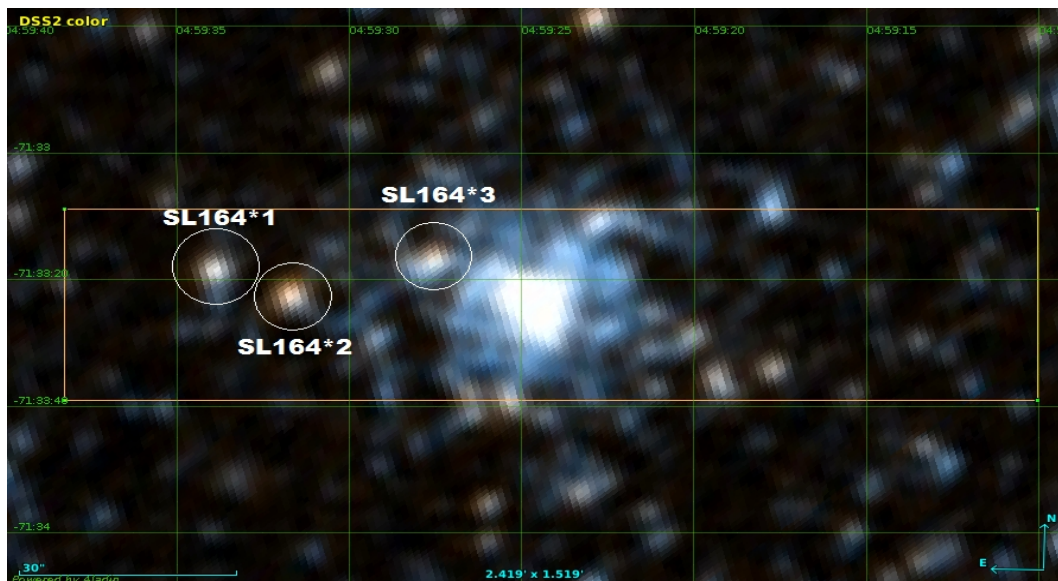
**Figura I.7** Imagen espectral de *SL 164* y las tres estrellas identificadas, *SL 164\*1*, *SL 164\*2* y *SL 164\*3* en orden descendente.

Recordemos que en este trabajo hemos determinado para *SL 164* de  $[Fe/H] = -0.11$ , razón por la cual las estrellas *RK0V*, de metalicidades del orden de  $[Fe/H] \sim 0.20$  –y mayores– no serían viables, aunque no imposibles. Del mismo modo las estrellas *G9K0V*, con metalicidades  $[Fe/H]$  entre 0.15 y  $-0.20$  se encuentran en el umbral de viabilidad, pero de una observación más fina, se decide mantener el tipo espectral *WG8K0V* seleccionado. Si bien este espectro no cuenta con una buena razón S/N, se sospecha que la diferencia observada en el flujo residual en la región del azul del espectro entre la estrella observada y el espectro de una estrella de tipo espectral *RK0V* pueda deberse al efecto *blanketing* provocado por perfiles metálicos que serían visibles en el espectro de la última, generando una depresión en la región azul del espectro.

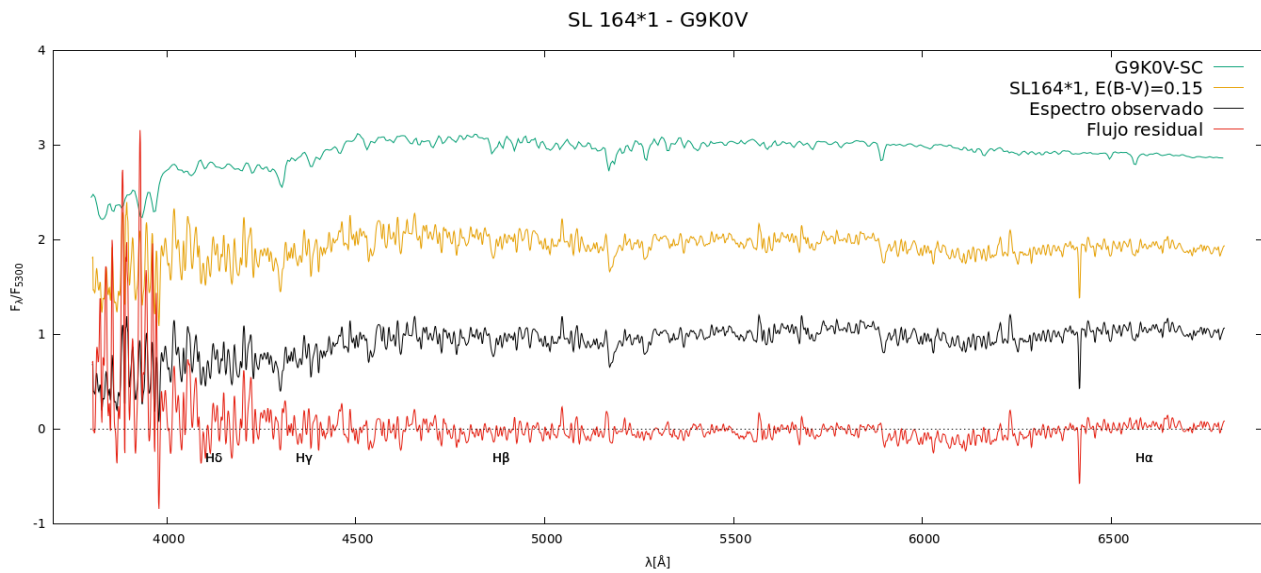




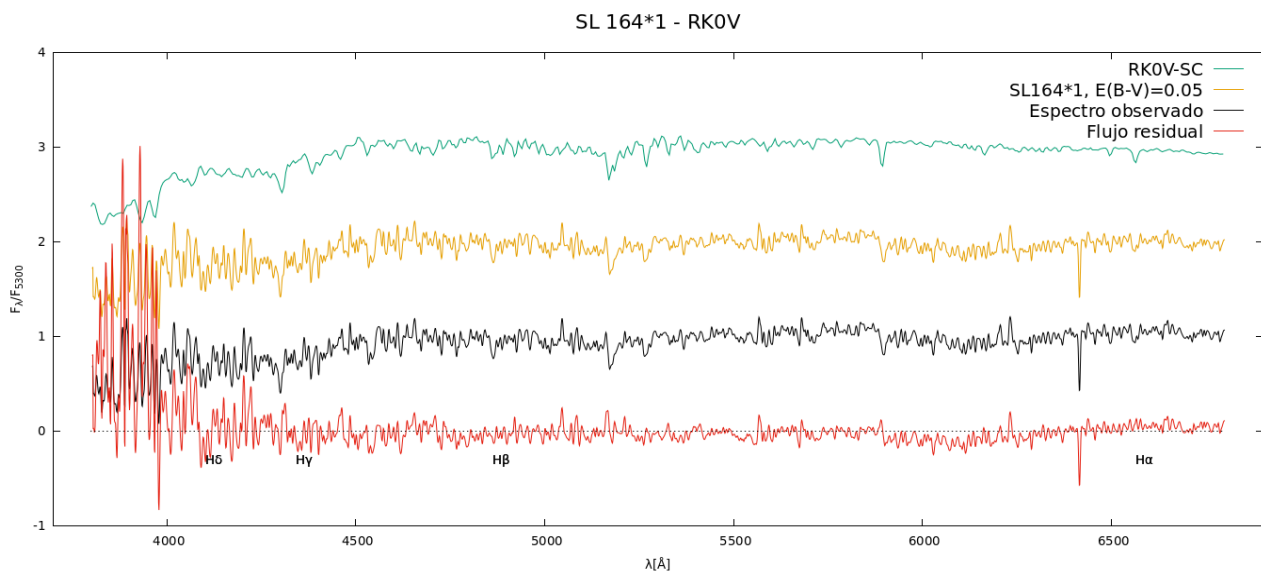
**Figura I.8** Proceso de identificación de los objetos de estudio en el campo de SL 164.



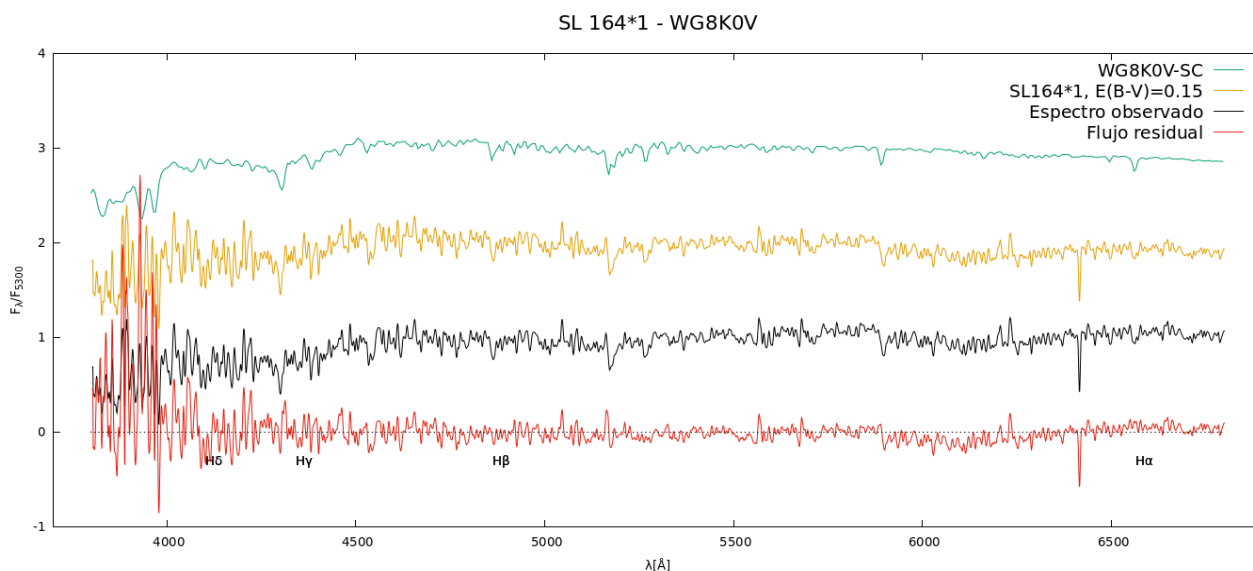
**Figura I.9** Campo de observación de SL 164, donde se muestran las estrellas estudiadas, SL 164\*1, SL 164\*2 y SL 164\*3.



**Figura I.10** Ajuste de SL 164\*1 con G9K0V. Los colores son como en la Fig I.3.



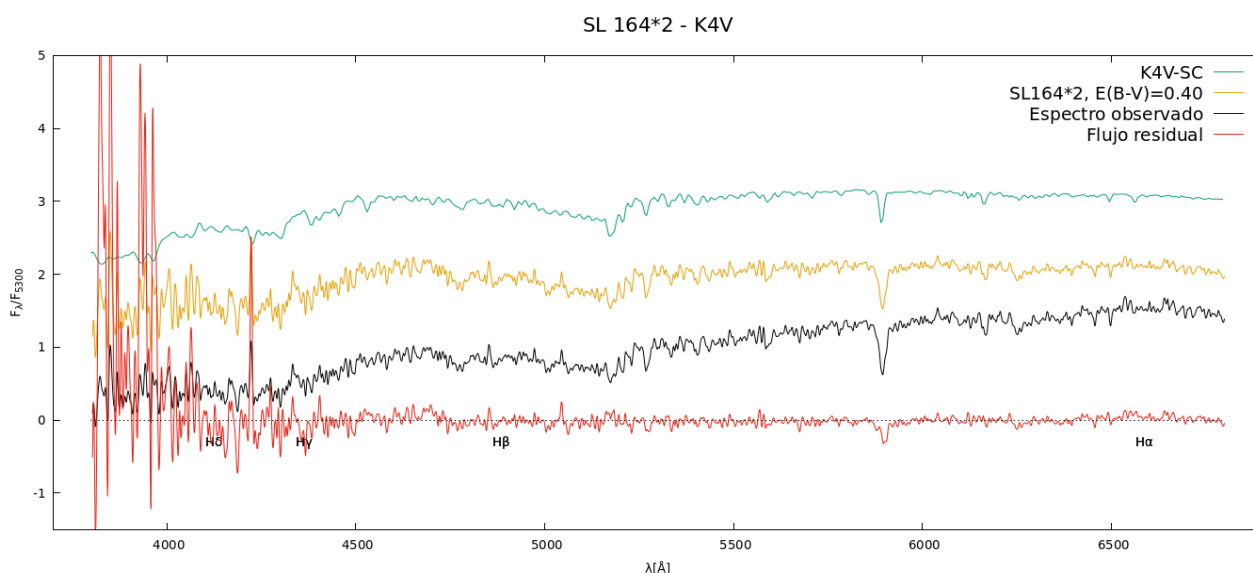
**Figura I.11** Ajuste de SL 164\*1 con RK0V. Los colores son como en la Fig I.3.



**Figura I.12** Ajuste de SL 164\*1 con WG8K0V. Los colores son como en la Fig I.3

### I.4 SL 164\*2

La segunda estrella del campo de observación que se muestra en la Fig I.9 se ajustó a través de un sólo tipo espectral, K4V el cual se muestra en la Fig I.13. Las coordenadas de dicho objeto son  $(\alpha, \delta)_{2000} = (04^{\text{h}} 59^{\text{m}} 31.676^{\text{s}}, -71^{\circ} 33' 22.02'')$ . El exceso de color calculado es  $E(B - V) = 0.40$ . Dato de color, en la librería de Silva & Cornell (1992) no se observa continuidad entre los tipos espectrales K4V y K5V.

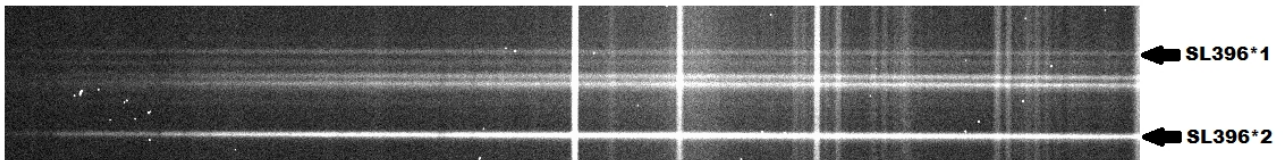


**Figura I.13** Ajuste de SL 164\*2 según el tipo espectral K4V. Los colores son como en la Fig I.3.

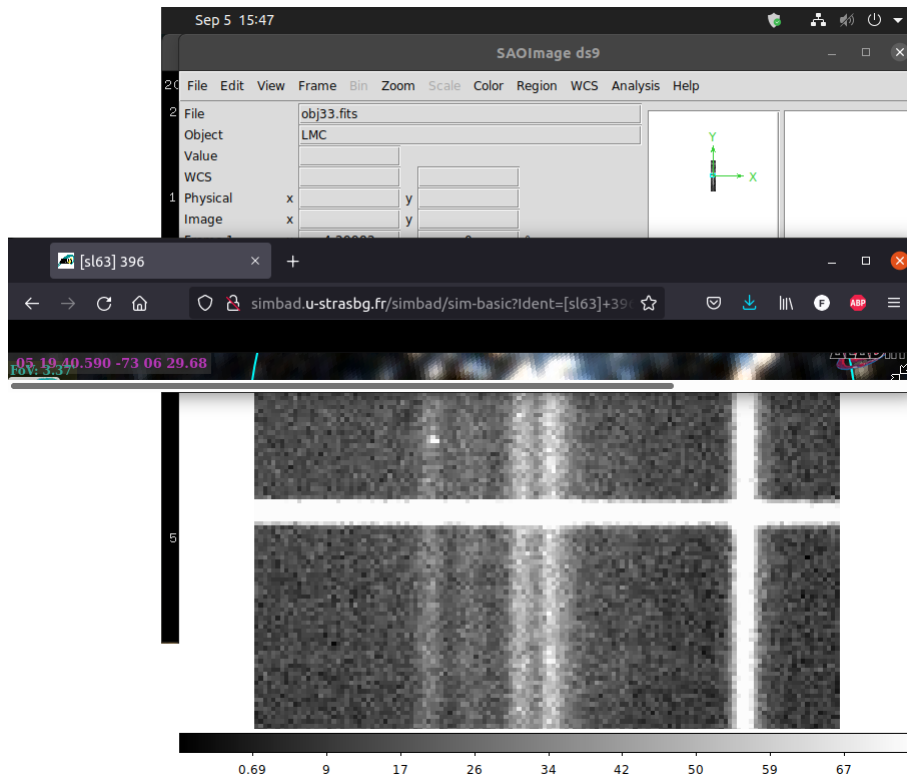


## I.5 SL 396\*2

Al momento de reducir los datos de SL 396, se logró extraer los espectros de dos estrellas, como se muestra en la imagen espectral de la Fig I.14, y sólo una pudo ser estudiada en detalle para dar un posible tipo espectral debido a la baja razón S/N de la restante. En la Fig I.15 se enseña también el proceso de identificación del objeto. Las coordenadas del objeto son  $(\alpha, \delta)_{2000} = (05^{\text{h}} 19^{\text{m}} 26.199^{\text{s}}, -73^{\circ} 06' 31.97'')$ . En la Fig I.16 se presenta el campo de observación de SL 396, así como la posición de la estrella estudiada.



**Figura I.14** Imagen espectral de SL 396. En la parte inferior el espectro de la estrella estudiada.



**Figura I.15** Proceso de identificación de SL 396\*2.

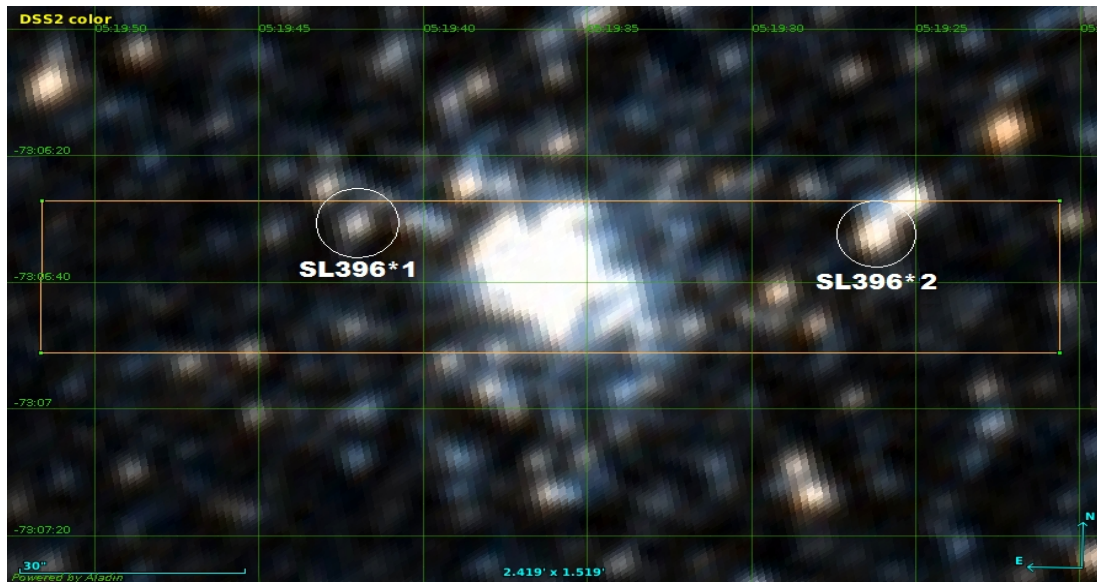


Figura I.16 Campo de observación de SL 396, y sus estrellas.

En este caso, se ensayaron cuatro tipos espectrales posibles, los cuales son  $G8K0III$  con  $E(B - V) = 0.00$  (Fig I.17), que fuera desestimado por la diferencia en la profundidad de las líneas con el espectro reducido de la estrella;  $G9K0V$  con  $E(B - V) = 0.21$  (Fig I.18);  $RK0V$  con  $E(B - V) = 0.10$  (Fig I.19); y por último el tipo espectral  $WG8K0V$  con  $E(B - V) = 0.20$  (Fig I.20), el cual por el mismo análisis efectuado para el caso de  $SL 164*1$  es el tipo espectral seleccionado para el objeto. Lo llamativo del caso es la similitud entre  $SL 164$  y  $SL 396$ , hasta el hecho de encontrarse estrellas similares en su campo.

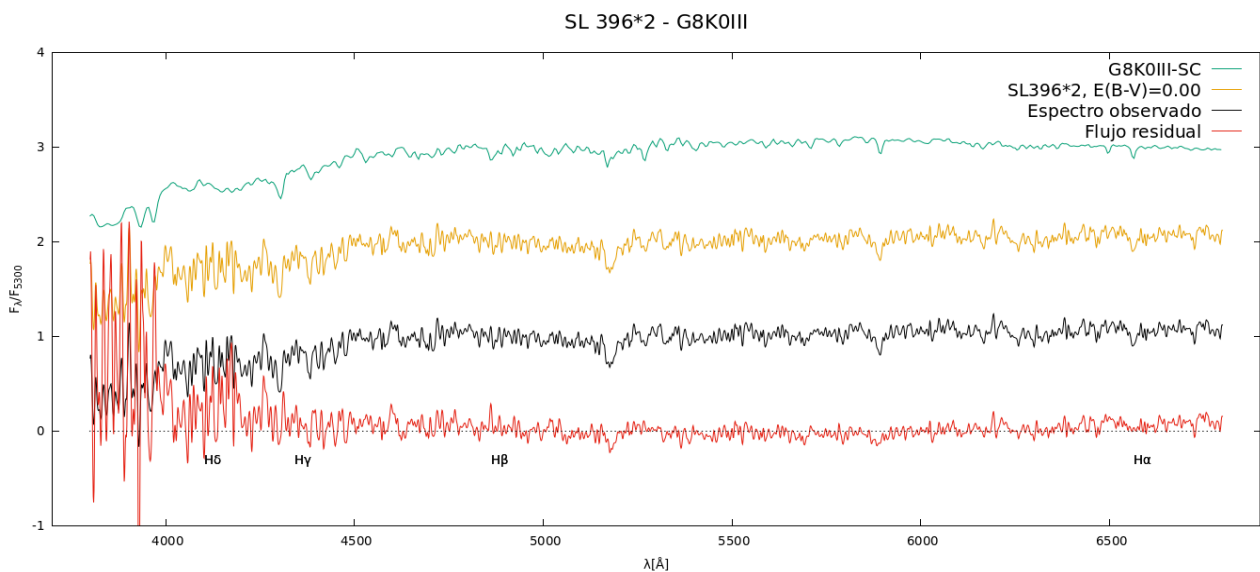
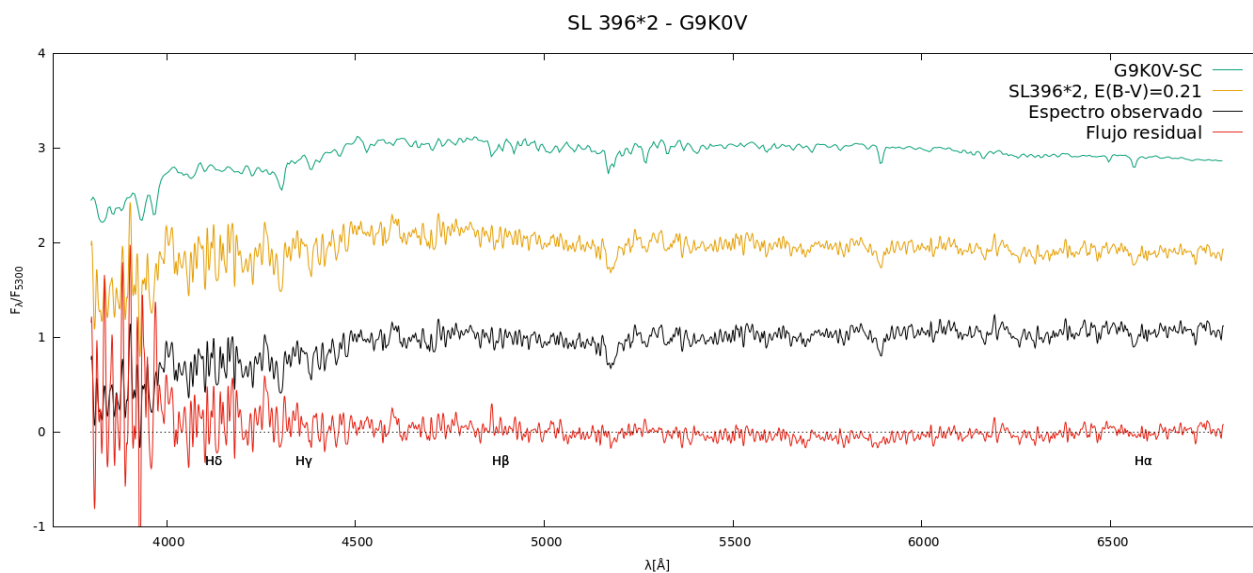
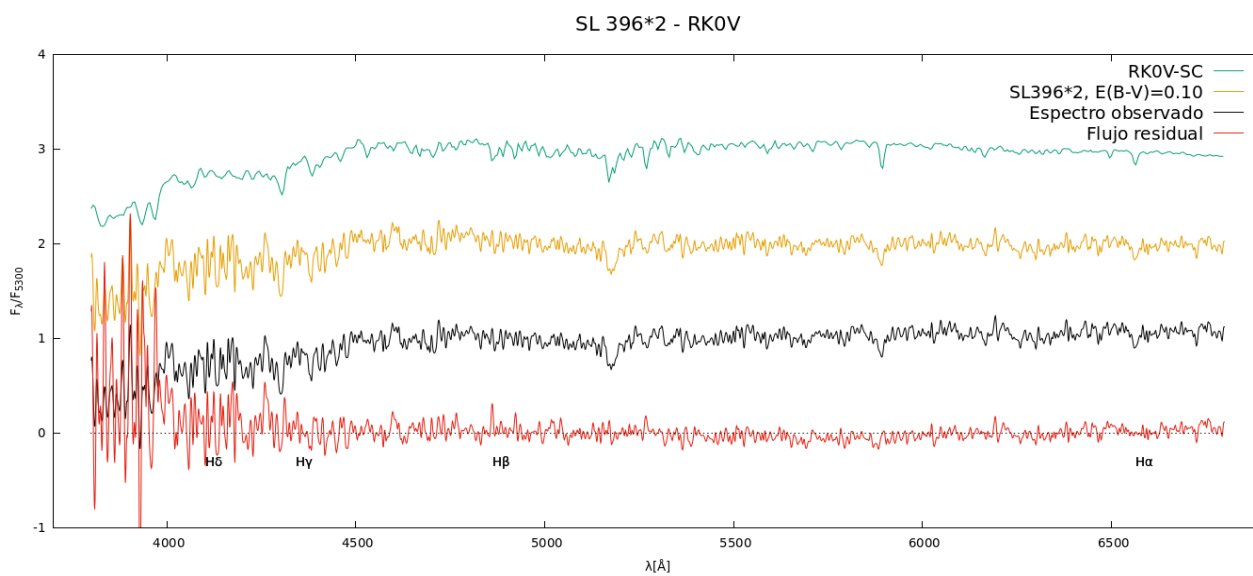


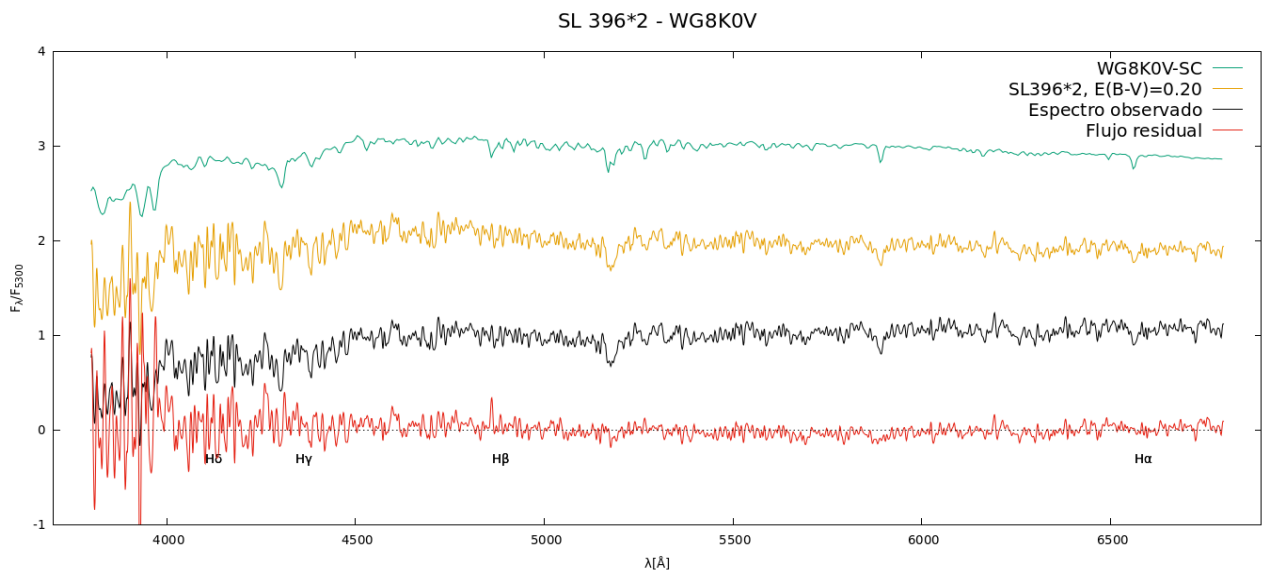
Figura I.17 Ajuste de SL 396 por el tipo espectral  $G8K0III$ . Los colores son como en la Fig I.3.



**Figura I.18** Ajuste de SL 396 por el tipo espectral G9K0V. Los colores son como en la Fig I.3.



**Figura I.19** Ajuste de SL 396 por el tipo espectral RK0V. Los colores son como en la Fig I.3.



**Figura I.20** Ajuste de SL 396 por el tipo espectral WG8K0V. Los colores con como en la Fig I.3.

## Anexo II

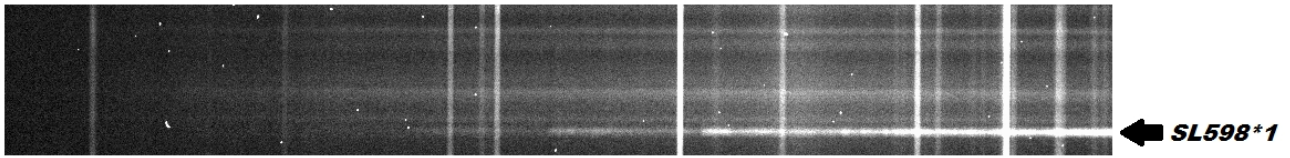
# Estrellas de carbono

Este anexo está pensado especialmente para el lector que no ha tenido la fortuna de estudiar el espectro de una estrella de carbono. La intención del presente estudio es sólo a fines ilustrativos, y tiene toda la intención de generar la curiosidad por la basta fauna de dichos objetos.

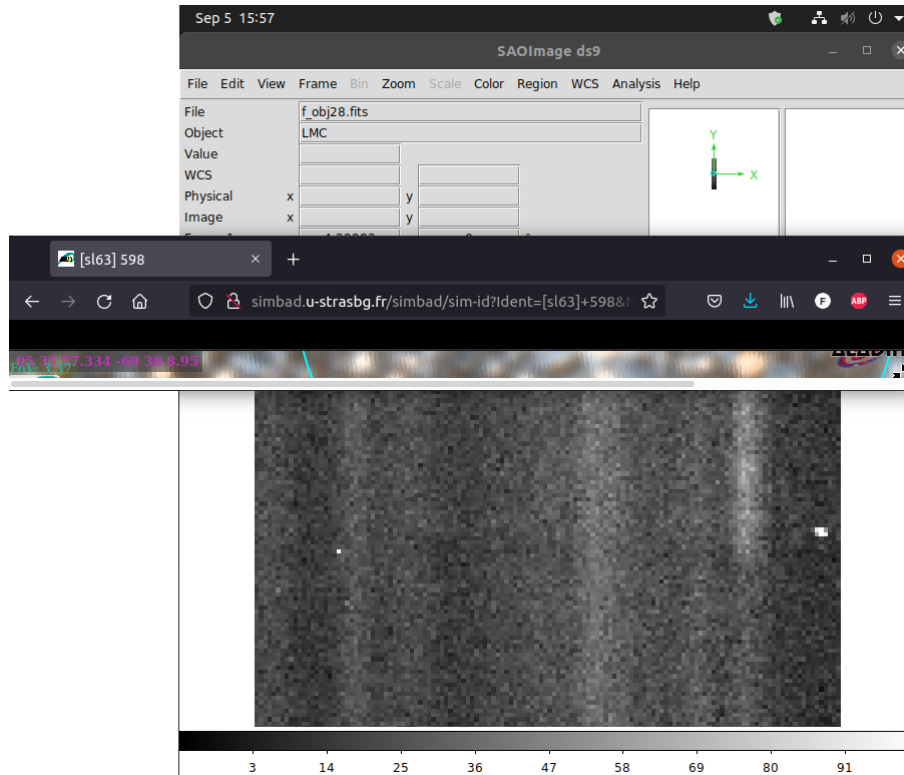
Afortunadamente para el lector, de las observaciones realizadas para el siguiente trabajo se logró reducir los espectros de dos estrellas de carbono, las cuales se mostrarán a continuación, así como un intento de clasificación y algunos datos históricos sobre los mismos.

### II.1 *SL 598\*1*

En la Fig II.1 se presenta la imagen espectral, donde se aprecia el espectro particular de una estrella de carbono, como lo definió Shane (1928) con la región oscura hacia el azul-violeta del espectro. Además se aprecian bandas de absorción, que por lo general se refieren a bandas de CH o CN. En la Fig II.2 se presenta el proceso de identificación del objeto, aunque la identificación de estos objetos suele ser de forma directa, sea por su color característico –son conocidas como estrellas *carmesí*– o por su espectro tan particular –entre algunos trabajos que se pueden citar que catalogan estos objetos se encuentran KDM2001 utilizando placas de prisma-objetivo–.



**Figura II.1** Imagen espectral de SL 598, donde se aprecia el espectro de la estrella de carbono en la región inferior.

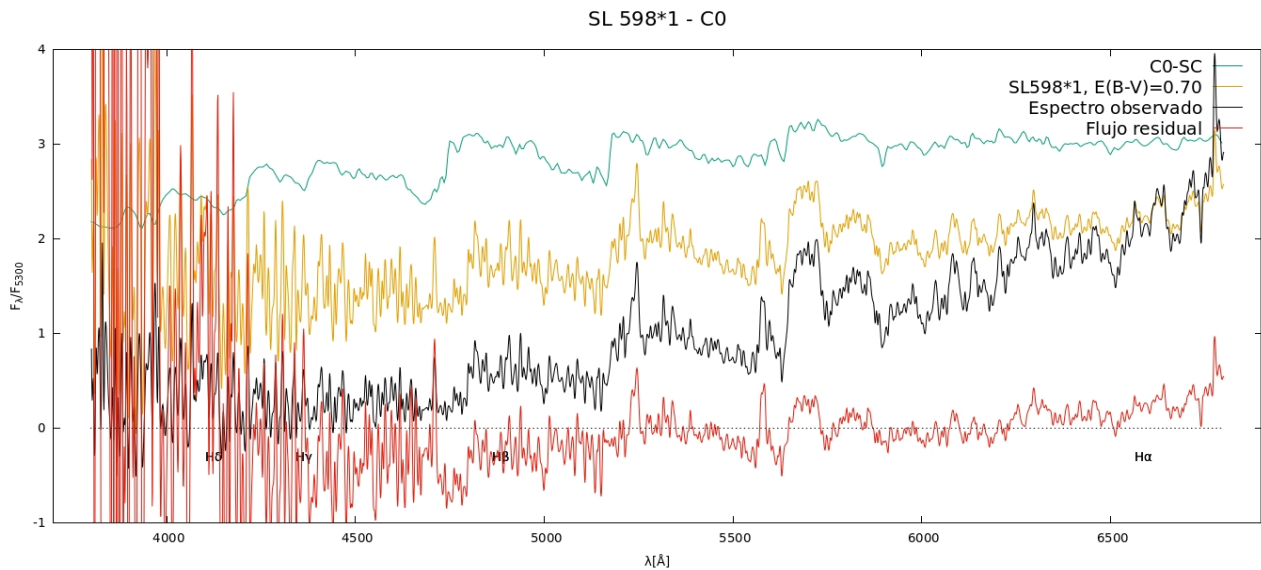


**Figura II.2** Proceso de identificación de la estrella de carbono. Se aprecia el color rojo característico del objeto.

SL 598\*1 es catalogada como estrella de carbono por KDM2001 siendo nombrada en ese catálogo como [KDM2001] 5097. Las coordenadas de este objeto son  $(\alpha, \delta)_{2000} = (05^{\text{h}} 35^{\text{m}} 45.236^{\text{s}}, -69^{\circ} 36' 09.095'')$ . Reconocidas por primera vez por Secchi (1868, 1878), estos objetos han despertado la curiosidad de generaciones de investigadores, desde Keenan (1993) hasta trabajos recientes, como el de Zgirski et al. (2021, *Proyecto Araucaria*), donde determinan distancias a nueve galaxias a partir de observaciones de estrella de carbono, como lo hicieron por vez primera Richer et al. (1985) con NGC 300.

A partir de la librería de Silva & Cornell (1992) se reconoce el tipo espectral C de la estrella de carbono, como se muestra en la Fig II.3, y del atlas provisto por Barnbaum et al. (1996) se ensaya una clasificación N4, que correspondería con una estrella de carbono típica, como TU TAU, otra estrella de carbono de tipo N4. Entre las propiedades de estos objetos, las  $T_{\text{eff}}$  se encuentran por

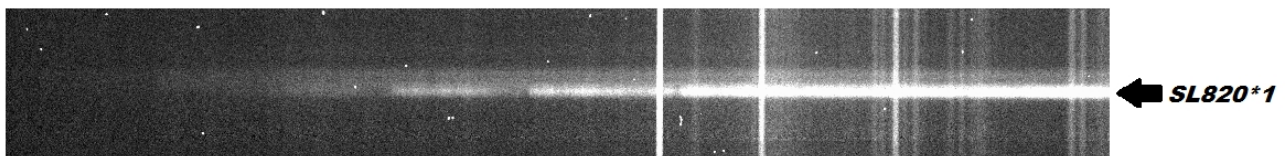
debajo de los 3500 K y son objetos luminosos, así como de metalicidad solar. Sus espectros característicos muestran una depresión en flujo para  $\lambda < 4000 \text{ \AA}$  (Abia et al. 2020). Una característica de las estrellas de carbono de tipo  $N$  es la pérdida de masa estelar, que produce una cáscara envolvente alrededor de la estrella que la enrojece.



**Figura II.3** Ajuste de tipo espectral  $C$ , en celeste, de Silva & Cornell (1992) con exceso de color  $E(B - V) = 0.70$ . El espectro desrojado se grafica en amarillo, y en negro el espectro observado. En rojo se grafica el flujo residual.

## II.2 SL 820\*1

Si bien ya nos hemos referido a este objeto en el cuerpo de este trabajo, no queríamos dejar pasar la oportunidad de enseñar su imagen espectral, así como ensayar una clasificación espectral. Nombrada por KDM2001 como  $[KDM2001] 7034$ , tiene coordenadas  $(\alpha, \delta)_{2000} = (06^{\text{h}} 02^{\text{m}} 16.874^{\text{s}}, -64^{\circ} 19' 40.824'')$ , y en la Fig II.4 se muestra su imagen espectral.

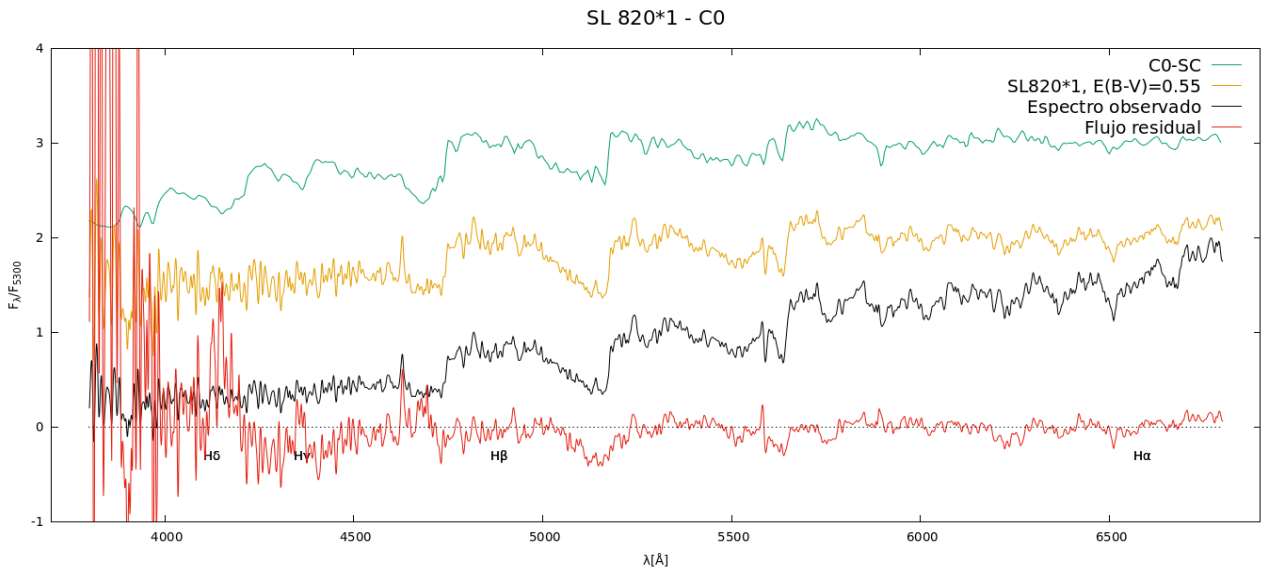


**Figura II.4** Imagen espectral de SL 820, donde se aprecia la estrella de carbono embebida en el cúmulo, hacia abajo en la imagen.

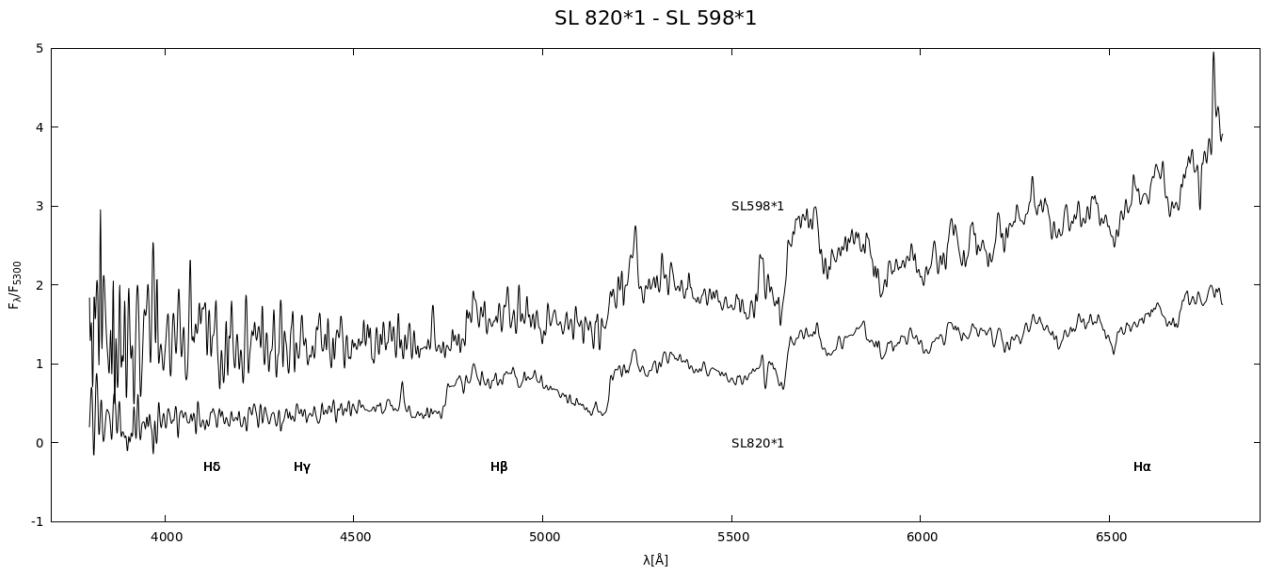
En la Fig II.5 se presenta el ajuste del tipo espectral  $C$  de Silva & Cornell (1992) con  $E(B - V) = 0.55$ . A partir del atlas de Barnbaum et al. (1996) se ensaya una clasificación  $N5$  para este objeto, ya que presenta un espectro similar a TV Lac, otra estrella de tipo espectral  $N5$ .



En la Fig II.6 se presentan los espectros de las dos estrellas de carbono, donde se aprecia las diferencias entre ambos objetos, como también se observa de sus imágenes espectrales, donde se ve más luminosa a *SL 820\*1*.



**Figura II.5** Ajuste de tipo espectral C de Silva & Cornell (1992) con  $E(B - V) = 0.55$ .



**Figura II.6** Espectros de *SL 820\*1* y *SL 598\*1*.

Por un *review* completo acerca de las estrellas de carbono el lector puede dirigirse a Lloyd Evans (2010) y Abia et al. (2020).



# Anexo III

## Síntesis de STARLIGHT

Se presentan a continuación los datos obtenidos de las sintetizaciones de STARLIGHT para los CE de nuestra muestra. Los datos provistos son edad (en años) y metalicidad de cada PES, así como el porcentaje de contribución de ésta al espectro sintetizado. Debajo de cada tabla se presenta además el promedio de edad y metalicidad según la síntesis.

%	N176 Edad	Z/Zo
12.41	6.61E+06	0.02
18.40	8.71E+06	0.02
11.22	1.00E+07	0.02
16.24	3.16E+06	1.05
20.68	8.71E+06	1.05
19.93	1.02E+08	1.05
<b>&lt;Edad&gt;</b>		<b>&lt;Z/Zo&gt;</b>
2.64E+07		0.6141

%	K17 Edad	Z/Zo
7.16	01.00E+06	0.02
7.04	01.00E+06	0.21
7.59	09.05E+08	0.42
6.03	12.78E+08	0.42
35.55	08.71E+06	1.05
8.39	02.86E+08	1.05
16.33	05.09E+08	1.05
<b>&lt;Edad&gt;</b>		<b>&lt;Z/Zo&gt;</b>
2.91E+08		0.8038

HW22		
%	Edad	Z/Zo
4.96	1.00E+6	0.02
9.36	7.50E+9	0.02
20.20	10.00E+9	0.02
4.27	1.00E+6	0.21
4.65	8.71E+6	0.21
5.61	6.61E+6	0.42
7.62	6.25E+9	0.42
6.67	7.50E+9	0.42
8.34	10.00E+9	0.42
4.66	6.61E+6	1.05
<Edad>	<Z/Zo>	
5.94E+9	0.25	

K27		
%	Edad	Z/Zo
9.78	2.86E+08	0.01
49.78	1.00E+10	0.01
22.01	1.00E+10	0.02
18.43	1.00E+10	0.21
<Edad>	<Z/Zo>	
9.05E+09	0.0466	

B50		
%	Edad	Z/Zo
85.33	1.00E+06	0.21
8.12	3.16E+06	1.05
6.54	5.01E+06	1.05
<Edad>	<Z/Zo>	
1.44E+06	0.33	

SL164		
%	Edad	Z/Zo
25.59	1.28E+09	0.21
6.21	1.28E+09	0.42
58.72	8.71E+06	1.05
<Edad>	<Z/Zo>	
4.55E+08	0.7713	

SL396		
%	Edad	Z/Zo
7.88	1.00E+06	0.21
14.67	1.28E+09	0.21
9.33	6.25E+09	0.42
49.14	8.71E+06	1.05
8.39	2.86E+08	1.05
<Edad>	<Z/Zo>	
8.94E+08	0.7743	

SL598		
%	Edad	Z/Zo
20.18	6.61E+06	0.21
8.61	8.71E+06	0.21
12.18	4.00E+07	0.21
15.90	5.50E+07	0.21
17.79	6.61E+06	0.42
23.60	5.09E+08	0.42
<Edad>	<Z/Zo>	
1.39E+08	0.2992	

SL749		
%	Edad	Z/Zo
16.51	5.01E+06	0.02
8.18	8.71E+06	0.02
5.88	4.25E+09	0.02
69.42	8.71E+06	1.05
<Edad>	<Z/Zo>	
2.57E+08	0.7372	

SL820		
%	Edad	Z/Zo
98.30	8.71E+06	1.05
1.70	1.00E+10	1.05
<Edad>	<Z/Zo>	
1.03E+08	0.0200	

## ÍNDICE DE TABLAS

<b>Tabla</b>	<b>Pág.</b>
Tabla 2.1.....	21
Tabla 3.1.....	33
Tabla 4.1.....	43
Tabla 4.2.....	43
Tabla 4.3.....	45
Tabla 5.1.....	88
Tabla 6.1.....	93
Tabla 6.2.....	96

## ÍNDICE DE FIGURAS

<b>Figura</b>	<b>Pág.</b>
Figura 1.1.....	12
Figura 2.1.....	20
Figura 2.2.....	22
Figura 2.3.....	25
Figura 2.4.....	26
Figura 2.5.....	27
Figura 3.1.....	29
Figura 3.2.....	30
Figura 3.3.....	31
Figura 3.4.....	32
Figura 3.5.....	37
Figura 3.6.....	38
Figura 3.7.....	38
Figura 3.8.....	39
Figura 3.9.....	40
Figura 3.10.....	41
Figura 4.1.....	44
Figura 4.2.....	45
Figura 4.3.....	47
Figura 4.4.....	47
Figura 4.5.....	48
Figura 4.6.....	49
Figura 4.7.....	51
Figura 4.8.....	52
Figura 5.1.....	55
Figura 5.2.....	56
Figura 5.3.....	58
Figura 5.4.....	59
Figura 5.5.....	60
Figura 5.6.....	61
Figura 5.7.....	62

Figura 5.8.....	63
Figura 5.9.....	64
Figura 5.10.....	65
Figura 5.11.....	66
Figura 5.12.....	67
Figura 5.13.....	68
Figura 5.14.....	69
Figura 5.15.....	70
Figura 5.16.....	70
Figura 5.17.....	72
Figura 5.18.....	72
Figura 5.19.....	73
Figura 5.20.....	73
Figura 5.21.....	74
Figura 5.22.....	75
Figura 5.23.....	75
Figura 5.24.....	76
Figura 5.25.....	77
Figura 5.26.....	78
Figura 5.27.....	78
Figura 5.28.....	79
Figura 5.29.....	80
Figura 5.30.....	81
Figura 5.31.....	82
Figura 5.32.....	84
Figura 5.33.....	84
Figura 5.34.....	85
Figura 5.35.....	86
Figura 5.36.....	86
Figura 5.37.....	87
Figura 5.38.....	87
Figura 6.1.....	91
Figura 6.2.....	92
Figura 6.3.....	93

Figura 6.4.....	95
Figura 6.5.....	95
Figura 6.6.....	96
Figura 6.7.....	96
Figura I.1.....	109
Figura I.2.....	109
Figura I.3.....	110
Figura I.4.....	110
Figura I.5.....	111
Figura I.6.....	111
Figura I.7.....	112
Figura I.8.....	113
Figura I.9.....	113
Figura I.10.....	114
Figura I.11.....	114
Figura I.12.....	115
Figura I.13.....	115
Figura I.14.....	116
Figura I.15.....	116
Figura I.16.....	117
Figura I.17.....	117
Figura I.18.....	118
Figura I.19.....	118
Figura I.20.....	119
Figura II.1.....	121
Figura II.2.....	121
Figura II.3.....	122
Figura II.4.....	122
Figura II.5.....	123
Figura II.6.....	123

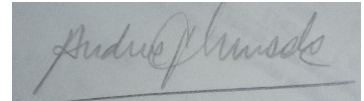
Los abajo firmantes, miembros del Tribunal de Trabajo Especial, damos fe que el presente ejemplar impreso se corresponde con el aprobado por este Tribunal.



Dra. M. Celeste Parisi



Dr. Carlos A. Valotto



Dra. Andrea V. Ahumada