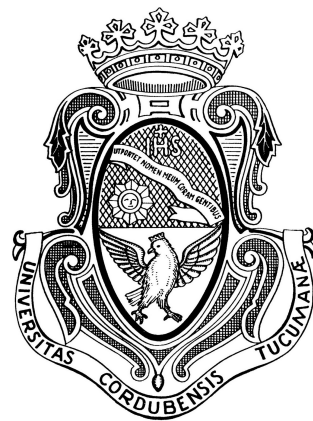


UNIVERSIDAD NACIONAL DE CÓRDOBA
FACULTAD DE MATEMÁTICA, ASTRONOMÍA,
FÍSICA Y COMPUTACIÓN

Trabajo Especial de la Licenciatura en Astronomía

Estudio espectroscópico de cúmulos
estelares pertenecientes a las Nubes de
Magallanes: parámetros astrofísicos y
espectros patrones

Autora: Tapia-Reina Martina Irina
Directora: Dra. Ahumada Andrea Verónica



Córdoba, Argentina
2023



Esta obra está bajo una

Licencia Creative Commons Atribución-NoComercial-CompartirIgual 4.0 Internacional.

*A Mamá, Papá y Mateo por ser mi apoyo incondicional.
A mis amigas de ahora, las de antes y las de siempre,
por su cariño y nunca dejar de alentarme.
A Andrea y Fede por su paciente y amorosa guía
en este último tramo.*

*Este trabajo esta 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.*

Resumen

A partir de observaciones realizadas en el Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO, San Juan, Argentina), se presentan espectros integrados en la región del visible (3800 – 7250) Å correspondientes a 10 cúmulos estelares (CE) pertenecientes a las Nubes de Magallanes (NM). Mediante diferentes métodos tales como: medición de anchos equivalentes, ajuste de espectros de referencia (*templates*) y síntesis espectral combinando poblaciones estelares simples, se determinaron los parámetros astrofísicos (edad, enrojecimiento y metalicidad) de cada objeto. En este trabajo se realizó el primer estudio detallado de cuatro CE de la Nube Mayor de Magallanes (NGC 1826, SL 573, NGC 2109 y NGC 2145). Se presentan las edades de dos de los objetos por primera vez (NGC 1826 y SL 573), y dado que la mayoría de los objetos de la muestra no presentaban determinaciones de metalicidad, son las aquí determinadas las primeras en su tipo. El amplio rango de edades encontrado abarca: desde CE muy jóvenes con edades de 3×10^6 años, hasta CE de edad intermedia (3000×10^6 años). Por otro lado, los valores de enrojecimiento ($E(B-V)$) determinados abarcan entre 0 y 0.32, siendo éstos similares a lo encontrado en literatura. En cuanto a la abundancia metálica (representada por $[Fe/H]$), los valores presentados para 8 CE de la muestra, son los típicos de las NM. Por otra parte, se analizaron las poblaciones estelares contribuyentes a cada CE, y se confirmó la presencia de poblaciones múltiples en uno de los cúmulos (NGC 1866), postulando además, la presencia de éstas en otros CE (SL 573 y NGC 1718). Finalmente, a partir de los espectros integrados corregidos por enrojecimiento de tres de los CE se creó un nuevo *template* que representa las poblaciones estelares correspondientes al rango $(100 - 160) \times 10^6$ años. Asimismo, los espectros integrados de otros dos CE sirven como espectros de referencia de poblaciones de 20×10^6 años y 3000×10^6 años, respectivamente.

Palabras claves: galaxias: Nubes de Magallanes (NMM, NmM), cúmulos estelares, técnicas: espectroscopía integrada

Abstract

Flux-calibrated integrated spectra have been obtained for a sample of 10 Magellanic Clouds (MCs) star clusters (SCs) at the Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO, San Juan, Argentina). The spectra cover the wavelength range (3800 – 7250) Å. The astrophysical parameters (age, reddening values and metallicity) were simultaneously derived using methods like equivalent width measurements, the template matching method and through evolutionary synthesis models for simple stellar populations (SSPs) for each SC. No metallicity determinations have been previously performed for most of the SC's sample here studied. Ages for two SCs are determined here for the first time too (NGC 1826 y SL 573). The good agreement between the cluster ages derived from the template-matching method and those ages estimated from theoretical evolutionary synthesis models are found. The broad age range includes young SCs from 3 Myr (L41) to intermediate-age ones of 3000 Myr (NGC 1718), affected by reddening values: $0 < E(B-V) < 0.32$ in good agreement with literature. Also the derived metallicities $[Fe/H]$ for 8 SCs of the sample are MCs' typical values. On the other hand the SSPs for each SC are here analyzed and the presence of multiple stellar populations is confirmed in NGC 1866 and is suspected in other SCs (SL 573 and NGC 1718) too. Finally, from 3 SCs unreddening integrated spectra representative of stellar population's age range (100 - 160) Myr new template was created. The integrated spectra from another 2 SCs are new templates' 20 Myr and 3000 Myr itself too.

Keywords: techniques: spectroscopic – (galaxies:) Magellanic Clouds (LMC, SMC) – galaxies: star clusters

Abreviaturas y acrónimos utilizados

(AE)	Anchos equivalentes
(BA1986)	Bica & Alloin (1986)
(CASLEO)	Complejo Astronómico El Leoncito
(CA)	Cúmulos abiertos
(CE)	Cúmulos estelares
(CG)	Cúmulos globulares
(DCM)	Diagrama color–magnitud
(EI)	Espectroscopía integrada
(HST)	Hubble Space Telescope
(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
(VL)	Vía Láctea

Índice general

1. Introducción	2
1.1. Cúmulos estelares	2
1.1.1. ¿Qué es un cúmulo estelar?	2
1.1.2. Poblaciones estelares	3
1.1.3. Clasificación	3
1.2. Sistema Magallánico	4
1.2.1. Nubes de Magallanes	5
1.2.2. Dinámica de las NM	5
1.2.3. Sistema de CE de las NM	6
1.2.4. Nube Mayor de Magallanes	7
1.2.5. Nube Menor de Magallanes	8
1.3. Objetivos	9
2. Técnicas observacionales	10
2.1. Fotometría	10
2.1.1. Clasificación SWB	10
2.1.2. Otras clasificaciones: SWB ampliada	12
2.2. Espectroscopía integrada	12
2.2.1. Aplicaciones de la espectroscopía integrada	14
2.2.2. Clasificación espectral de CE	18
3. Muestra de CE estudiada	19
3.1. Selección de objetos	19
3.2. Observaciones espectroscópicas	20
3.2.1. Procedimiento de observación	21
3.3. Reducción de datos	23
3.3.1. Preparación y aplicación de las imágenes de calibración	24
3.3.2. Extracción de los espectros unidimensionales	24
3.3.3. Calibración de los espectros	24
3.4. Eliminación de rayos cósmicos y combinación de los espectros	25
4. Determinación de parámetros astrofísicos	27
4.1. Métodos de anchos equivalentes	27
4.1.1. Método de Bica & Alloin	27
4.1.2. Ajustes de AE y diagrama diagnóstico	29
4.1.3. Nueva calibración de AE	31
4.2. Método de ajuste por <i>templates</i> : FISA	32
4.3. Método de síntesis espectral	35

5. Resultados y discusión	37
5.1. Lindsay 41	37
5.2. NGC 1718	39
5.3. NGC 1826	41
5.4. NGC 1866	43
5.5. NGC 1946	46
5.6. SL 573	46
5.7. NGC 2100	50
5.8. NGC 2109	52
5.9. NGC 2140	53
5.10. NGC 2145	55
5.11. Resumen	58
6. Sumario y perspectivas	59
6.1. Parámetros adoptados	59
6.2. Nuevos <i>templates</i>	60
6.3. Conclusiones	61
6.4. Trabajo futuro	62
Referencias	68
Anexos	70
A. Síntesis de STARLIGHT	70

Capítulo 1

Introducción

El Universo está plagado de estrellas y la mayoría de ellas forman sistemas estelares. Entre los muchos grupos de estrellas que pueden observarse se encuentran: sistemas binarios, asociaciones, galaxias, cúmulos de galaxias, cúmulos estelares (CE), entre otros. En el siglo XVII, [Galilei \(1610\)](#) ya publicaba: “*De hecho, la galaxia no es más que un montón de innumerables estrellas agrupadas en cúmulos.*” Los CE se encuentran entre los objetos cuya investigación tiene relevancia en una gran variedad de estudios astrofísicos. Sólo por citar algunos ejemplos, para la Astronomía Galáctica y Extragaláctica son trazadores de la estructura, historia de formación y evolución química de las diferentes componentes de la Vía Láctea (VL), y de las galaxias en general. Para la dinámica son muy importantes también, dado que la interacción entre galaxias deja marcas distintivas en las propiedades astrofísicas globales de sus sistemas de CE. Por otra parte, los CE imponen restricciones a los modelos cosmológicos, ya que, por ejemplo, ningún modelo puede predecir una edad del Universo menor a la edad de los CE más viejos, quienes se encuentran entre los primeros sistemas estelares formados en el Universo ([Krumholz et al., 2019](#)). Finalmente, los CE son muy importantes para la astronomía estelar: puesto que permiten verificar los modelos de formación y evolución de las estrellas, ayudan a la comprensión de cuándo, cómo y por qué las estrellas se agrupan y cubren una amplia gama de masa, tamaño y escalas de densidad.

Después de 4 siglos desde las primeras observaciones de Galileo, los CE siguen siendo un misterio. Es ésta una de las motivaciones principales de este trabajo. Poder comprender estructuras complejas, tales como son las galaxias, requiere necesariamente del estudio de estos objetos. Además, como se detalló anteriormente la determinación de enrojecimientos, edades y metalicidades en CE es más eficaz que para estrellas aisladas. Por tal motivo los CE son bloques fundamentales en el estudio de formación y evolución de las galaxias. En consecuencia, una mejor determinación de estos parámetros significaría una mejora en distintos resultados, como la relación edad–metalicidad y los gradientes galácticos, pilares principales a la hora de comprender la estructura de una galaxia.

1.1. Cúmulos estelares

1.1.1. ¿Qué es un cúmulo estelar?

La primera cuestión a la que debe enfrentarse cualquier discusión sobre CE es cómo definirlos y distinguir a los mismos de los sistemas múltiples. A pesar de que son objetos que han sido muy estudiados a lo largo de la historia, su definición aún es motivo de discusión. Una de las definiciones más simples es la de [Trumpler \(1930a\)](#) quien definió a un CE como un conjunto de estrellas que están unidas gravitacionalmente. Por otra parte, [Lada & Lada \(2003\)](#) presenta como CE a toda aquella colección de estrellas con una densidad de masa lo suficientemente grande ($\gtrsim 1 M_{\odot} pc^{-3}$) para resistir la perturbación de las mareas presentes en la vecindad solar y lo suficientemente

numerosa como para evitar su disipación durante, al menos, 100×10^6 años. [Krumholz et al. \(2019\)](#) discuten extensamente los variados criterios a la hora de definir estos sistemas estelares. Como conclusión, proponen que todo grupo de al menos 12 estrellas con una densidad media que sea al menos, un factor de algunas veces la densidad de fondo de cielo (siendo el factor mayor en las galaxias más grandes) y sea mucho mayor que la densidad local de materia oscura, es considerado un CE. Recientemente, [Cantat-Gaudin \(2022\)](#) sugiere que son grupos de estrellas coetáneas que comparten la misma composición química inicial.

Tal como sugieren [Krumholz et al. \(2019\)](#), la “variedad” de definiciones surge en la mayoría de los casos, como vestigio de los diferentes objetivos perseguidos por cada autor. Si bien no hay acuerdo unánime, existen características comunes a la mayoría de las concepciones de CE. Una de estas propiedades se resume a lo postulado por [Trumpler \(1930a\)](#); unión estelar gravitatoria. Es importante tener presente que a medida que la tecnología avanza, y las técnicas mejoran, es posible obtener mejor calidad de datos y así refinar estos conceptos.

1.1.2. Poblaciones estelares

Si bien las diferencias entre definiciones de CE son sutiles, en este trabajo, se considerará como CE a un grupo de estrellas ligadas gravitacionalmente. Estos conjuntos pueden contener desde decenas hasta cientos de miles de estrellas. Además se asumirá que, en general, 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 ([Cantat-Gaudin, 2022](#)). Esto permite, en general, comparar los CE con modelos teóricos de poblaciones estelares simples (PES, o SSP por sus siglas en inglés, *simple/single stellar populations*), ya que posibilita estudiar y modelar los procesos de evolución estelar ([Salaris & Cassisi, 2005](#)). Conocer las propiedades físicas (e.g., edades, composición química), dinámicas (e.g., movimientos propios) y estructurales (e.g., distribución de masa) de un sistema de CE, desde los que se encuentran en la VL hasta aquellos a altos *redshift*, resulta fundamental para entender los procesos de formación y evolución de las galaxias que los albergan ([Greggio & Renzini, 2011](#)).

Una PES es un conjunto de estrellas nacidas simultáneamente y químicamente homogéneas ([Tinsley 1968](#), [Renzini 1981](#), [Bruzual A. 2010](#)). Los parámetros principales requeridos para describirlas son: edad, 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.

En las últimas décadas, estudios sobre cúmulos globulares galácticos (e.g., [Milone & Marino 2022](#), [Carlos et al. 2023](#)) y en CE de las Nubes de Magallanes (NM) (e.g., [Milone et al. 2020](#), [Kapse et al. 2022](#)) confirmaron la presencia de poblaciones estelares múltiples (PM, o MPs por su nombre en inglés: *Multiple Populations*). Estas poblaciones se definen esencialmente de manera análoga a las PES. Es decir, una PM puede ser expandida en series de PES, y es por esto que es recomendable comprender a las PES antes de estudiar sistemas más complejos ([Simondi-Romero, 2021](#)). [Milone et al. \(2016\)](#) y [Li et al. \(2021\)](#) confirman las PM por medio de diagramas color–magnitud (DCM) a partir de imágenes adquiridas del *Hubble Space Telescope (HST)*, 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 ([Bastian et al., 2019](#)).

1.1.3. Clasificación

Los CE pueden clasificarse como galácticos si pertenecen a la Galaxia, o extragalácticos en caso contrario. A su vez, en la VL se subdivide a los CE en dos grupos: globulares (CG) y abiertos

(CA). Ambos tipos de CE orbitan el centro de la Galaxia y todas sus estrellas están a la misma distancia de la Tierra. Además, se asume que todos los elementos de cada CE, sea CG o CA, poseen la misma edad. Los CG poseen una alta densidad de estrellas (entre $\sim 10^5$ y $\sim 10^7$) agrupadas con simetría esférica. Tienen edades típicas mayores de 10×10^9 años (Gratton et al., 2019). A diferencia de estos, los CA pueden abarcar edades hasta los $(6 - 8) \times 10^9$ años, tienen forma irregular, poseen hasta miles de miembros, como máximo. Además, están débilmente ligados y son sistemáticamente mucho más jóvenes que los CG (Moraux, 2016).

Es abundante la evidencia de que los CE han sido y son muy importantes para determinar tanto la estructura como la composición química de la VL. Desde Shapley (1918), con estudios de la distribución espacial de CG y Trumpler (1930b) caracterizando el sistema de CA de la Galaxia, hasta los actuales estudios realizados con el aporte de los nuevos relevamientos (e.g. Gaia Collaboration et al. 2018, Dias et al. 2021). Vale destacar que esta clasificación, no es aplicable en otras galaxias, ya que por ejemplo se encontraron CE con apariencia de CG, pero con edades características de CA (e.g. NGC 1846, Kamann et al. 2020; NGC 1866, Testa et al. 1999).

En la era de Gaia¹ y los estudios espectroscópicos masivos, los datos cinemáticos y de abundancia se están volviendo lo suficientemente precisos como para que sea posible rastrear las estrellas que ahora son parte del campo hasta sus lugares de nacimiento, o al menos reconstruir algunas de las ahora disueltas estructuras en las que nacieron. Sin embargo, guiar tales reconstrucciones requiere aportes teóricos y de observación de la comunidad de formación estelar. Esta es una de las razones por las que los CE son excelentes laboratorios, no sólo por la abundancia que poseen, sino también porque se puede encontrar gran variedad de ellos en galaxias como las NM, las cuales se encuentran en las cercanías de la VL.

1.2. Sistema Magallánico

En la Figura 1.1 se presenta el Sistema Magallánico (SM). El mismo está conformado por la Nube menor de Magallanes (NmM), la Nube mayor de Magallanes (NMM), y tres estructuras notables que las rodean: la Corriente Magallánica (CM), el Puente Magallánico (PSM) y el Brazo Principal (BP) (D’Onghia & Fox, 2016). Las tres estructuras contienen gas y estrellas jóvenes. Su origen está bajo continuo debate, pero en general, se acepta que son consecuencia de la interacción entre la NmM y la NMM (e.g. Parisi 2018).

La CM es una envoltura gaseosa de Hidrógeno neutro (HI). Consiste en un cuerpo central casi lineal rodeado por un número significativo de estructuras fragmentarias de pequeña escala, tal como se puede ver en la Figura 1.1. Se tiene un conocimiento detallado de la estructura espacial y la morfología del gas que la conforma gracias a que su estudio ha progresado notoriamente de la mano de las sucesivas generaciones de radiotelescopios.

El PSM conecta las NM y fue descubierto por Hindman et al. (1963) detectándolo a través de su emisión en HI, antes del descubrimiento de la CM. El Puente ha sido tratado históricamente como un objeto diferente de la CM, y esta distinción tiene sentido ya que, en primer lugar, ambas estructuras están separadas espacialmente en el cielo (Figura 1.1). Además, en el PSM existe población estelar mientras que en la CM no se ha encontrado (D’Onghia & Fox, 2016). Por otra parte, es probable que las dos estructuras se hayan formado en épocas diferentes (Besla et al., 2012). Sin embargo, dados los recientes avances en la comprensión de la dinámica de todo el SM, el PSM y la CM también pueden verse como componentes separadas de una estructura mayor.

El BP es la contraparte de la CM, ubicado en lado opuesto de las NM (Figura 1.1). Su conexión física con las NM no se logró establecer hasta el trabajo de Putman et al. (1998) donde

¹<https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/home>

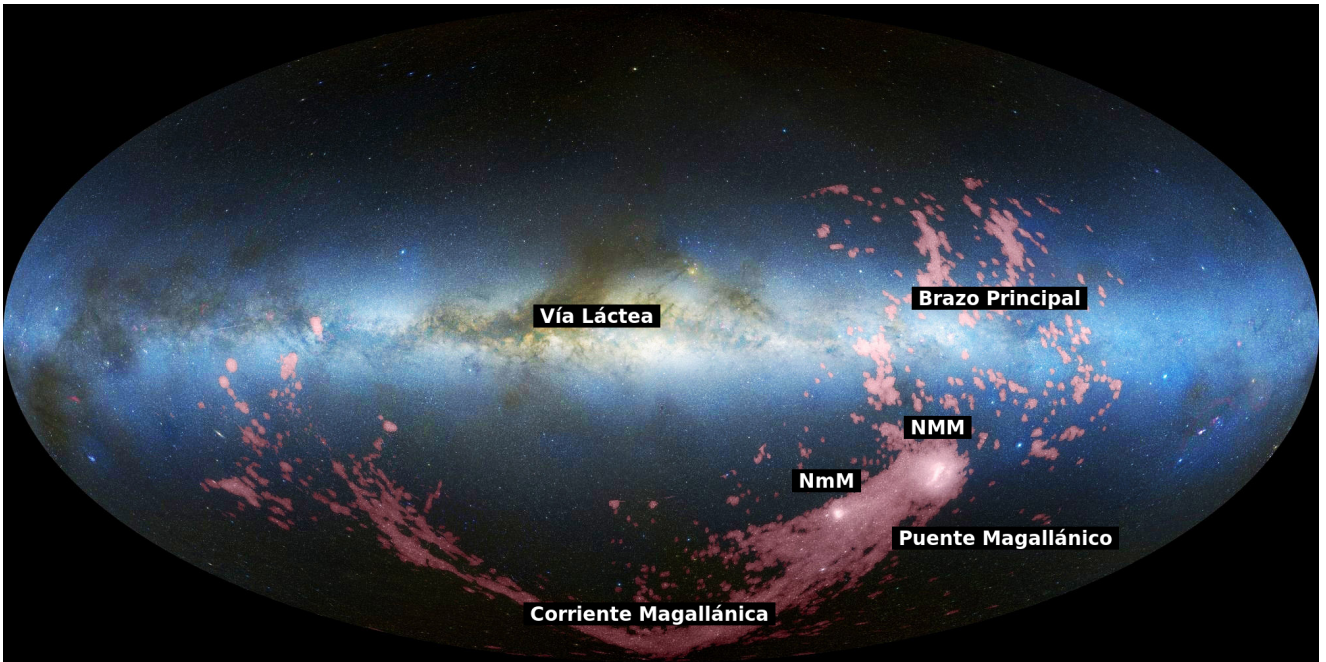


Figura 1.1: Sistema Magallánico donde se señalan la CM, PSM, NmM, NMM, el BP y la VL. La Figura fue adaptada de [Nidever et al. \(2010\)](#).

se desintegra el BP en pequeñas nubes. Trabajos posteriores demostraron que existen 4 subestructuras principales del BP ([For et al., 2014](#)). Al igual que en el PSM se registró presencia de poblaciones estelares, en particular estrellas masivas jóvenes, evidenciando formación estelar *in situ* ([Casetti-Dinescu et al., 2014](#)).

1.2.1. Nubes de Magallanes

Si bien las NM fueron observadas y registradas por gran cantidad de exploradores europeos durante sus viajes al “Nuevo Continente”, estas galaxias reciben su nombre en honor a Fernando de Magallanes quien las observó en lo que culminaría con el primer viaje alrededor del mundo en 1519-1522. Tanto la NmM como la NMM junto a la Vía Láctea, Andrómeda, Triángulo y cerca de 80 galaxias enanas forman parte del Grupo Local.

Tal como se mencionó anteriormente, las NM son laboratorios ideales para estudiar los procesos de formación de este tipo de galaxias. Más aún, son la mejor oportunidad para estudiar las interacciones gravitacionales entre satélites y satélites-galaxias huésped. Además, sus CE pueden ser resueltos fácilmente con telescopios en tierra, relativamente pequeños. Esto permite un estudio detallado del sistema de CE de ambas galaxias (NmM y NMM). Por lo tanto, sus edades metalicidades y velocidades radiales pueden derivarse de manera precisa. Los trabajos de *review* de [D’Onghia & Fox \(2016\)](#) y [Parisi \(2018\)](#) son recomendables para adentrarse en este tema.

1.2.2. Dinámica de las NM

Es posible observar en la literatura una amplia discusión sobre cuál es el modelo más acertado para describir la dinámica de las NM. En consecuencia, no hay una única teoría para describir la misma. En la actualidad, existen tres modelos que presentan escenarios posibles para estas galaxias. Uno de ellos es el *modelo ligado*. Este sugiere que la NMM y la NmM se habrían formado como galaxias satélites de la VL con una gran separación entre ambas. Además este modelo es de múltiples pasajes, ya que al considerar las NM en una órbita ligada a la VL, la misma gobernaría la acción binaria del par NmM-NMM, guiándolas hacia una órbita de período

corto, recientemente formada (Diaz & Bekki, 2011). Este escenario sugiere que las ambas nubes habrían interactuado repetidas veces con la VL.

Contrariamente, en el *modelo no ligado* el escenario es del primer pasaje del sistema por las cercanías de la VL (Besla et al., 2012). Según esta teoría, las NM han constituido un par de galaxias interactuantes durante una fracción significativa de tiempo de Hubble, cayendo en el potencial de la VL hace $\sim 2 \times 10^9$ años. La morfología irregular y la cinemática interna del SM, tanto del gas como las estrellas, se explican como consecuencia de las interacciones entre las galaxias. En particular, la CM sería producto de fuerzas tidales de la NMM sobre la NmM antes de ser capturadas por la VL.

D’Onghia & Lake (2008) presentaron *otro modelo* que sugiere que las NM fueron acretadas por el halo de la VL como los miembros más grandes de un grupo de galaxias enanas: Grupo Magallánico. Además postulan que esto habría ocurrido en un tiempo relativamente reciente.

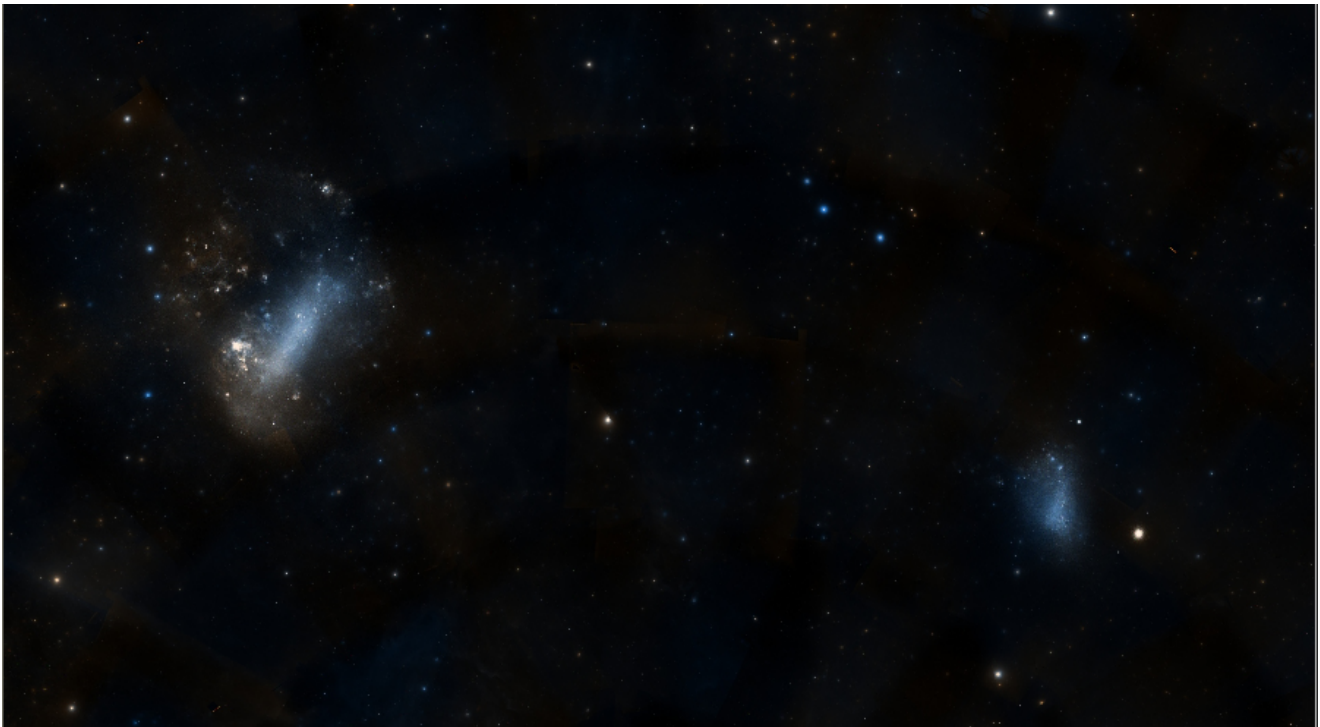


Figura 1.2: Imagen ($\sim 25^\circ \times 17^\circ$) de las NM obtenida mediante ©Aladin con el catálogo DSS2.

1.2.3. Sistema de CE de las NM

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. Hasta el momento, el catálogo más completo de CE de las NM y de la región del PSM es el de Bica et al. (2008). El mismo incluye un total de 9305 entradas, entre las cuales se encuentran: CE, asociaciones y regiones *HI*. En particular, 3740 objetos fueron clasificados como CE. Además, los autores analizaron la distribución angular y de tamaño aparente de los objetos extendidos, concluyendo que, en general, los objetos parecen responder a efectos de marea entre las NM y el PSM. Por otra parte, en este trabajo se deja evidencia de cómo la distribución espacial de los CE traza características morfológicas atribuidas entre las NM y/o de ellas con la VL. Santiago (2009) caracteriza detalladamente el sistema de CE del SM siendo una muy buena referencia para detalles estadísticos en el tema.

El acceso a la observación del SM fue uno de los impulsores científicos clave para construir grandes telescopios en el hemisferio sur, lo que condujo a la fundación de ESO, por ejemplo.

Si bien se han llevado adelante diferentes relevamientos dedicados exclusivamente al estudio de las NM para disponer de datos homogéneos, como por ejemplo el VMC (*VISTA, por su nombre en inglés survey of the Magellanic Clouds system*, Cioni et al. (2011)), ninguno de ellos estaba dedicado exclusivamente al estudio de sus CE.

Recientemente Maia et al. (2019) presentaron el *survey* VIZCACHA (*VI*sible *SO*ar *ph*otometry *of* *st*ar *Cl*usters *in* *t*Ap*i*i *and* *C*oxi *H*ugu*A*) basado en observaciones fotométricas profundas y espacialmente resueltas de CE de la NMM y de la NmM y en un seguimiento espectroscópico de CE seleccionados. Entre los diversos objetivos tienen previsto trazar una relación edad metalicidad homogénea para restringir los modelos de evolución química, buscar anomalías en la estructura de los CE y derivar edades precisas y homogéneas de los CE para detectar estallidos de formación de CE. Como ejemplo de algunos resultados encontrados, se puede mencionar a (Santos et al., 2020) quiénes muestran cómo evoluciona temporalmente el radio del núcleo de los CE y que para edades superiores a los 300×10^6 de años hay una dispersión en los valores; o bien a Dias et al. (2022) quiénes estudiando estructuras concretas de la NmM encuentran, además, gradientes de edad y de metalicidad.

1.2.4. Nube Mayor de Magallanes

La NMM (Figura 1.2) posee una barra estelar asimétrica formada hace aproximadamente 1×10^9 años, quizás como consecuencia de interacciones con la NmM. También posee una región de formación estelar en un extremo de la barra (de Vaucouleurs & Freeman, 1972). La NMM se encuentra a (50 ± 1) kpc o lo que equivale a ~ 163 mil años luz de distancia (Pietrzyński et al., 2019). La masa total de la galaxia (dentro de los 8.7 kpc) es $1.7 \times 10^{10} M_{\odot}$ (van der Marel & Kallivayalil, 2014), es decir una centésima de la masa de la VL. Esta galaxia, posee además un disco casi perpendicular a la línea de visión con una gran concentración de estrellas. El mismo, 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). Choudhury et al. (2016) indican una metalicidad promedio de $[Fe/H] = -0.37$ para estrellas de campo. Este valor sugiere un valor $Z \sim 0.4 Z_{\odot}$ es decir que la NMM posee un 40% de la abundancia solar, por lo tanto es pobre en metales.

La NMM tiene ~ 3160 CE catalogados actualmente. Esta galaxia posee un pequeño número de CG antiguos y pobres en metales, semejantes a los de la VL (Grebel & Gallagher, 2004). También cuenta con una gran cantidad de CE de edad intermedia menores a $(3 - 4) \times 10^9$ años. Los mismos se encuentran muy poblados y son relativamente ricos en metales. En consecuencia, la NMM presenta dos grupos diferenciados en abundancia química: uno pobre en metales con $[Fe/H]$ entre -1.3 y -2 y otro con valores promedio más elevados en $[Fe/H] \sim -0.5$. Esto deja en evidencia su amplio rango de metalicidades.

En la Figura 1.3 se presenta un esquema de las épocas de formación de CE en la NMM. Se puede notar que, según las exploraciones y caracterizaciones de los CE de esta galaxia, existirían en principio dos períodos de actividad estelar diferenciados por uno de inactividad llamado *age gap* por su nombre en inglés (Da Costa, 2002). Varios autores, entre los que se encuentran Harris & Zaritsky (2009), estiman que este intervalo fue entre $(4 - 9) \times 10^9$ años, durante el cuál sólo se habría formado ESO 121-SC3 (Mateo et al., 1986) con una edad estimada en 8.9×10^9 años (Xin et al., 2008). Actualmente, hay confirmados otros dos CE que se habrían formado durante este *age gap*: KMHK 1592 (Piatti, 2022) y KMHK 1762 (Gatto et al., 2022). Luego, tal como se indica en el esquema habría continuado la formación de CE, de manera ininterrumpida, durante los últimos 4×10^9 años.

Por otra parte, Gatto et al. (2022) luego de analizar y determinar la edad de KMHK 1762, concluyeron que los tres objetos analizados hasta el momento podrían no ser los únicos ya que posiblemente también NGC 1997 pertenezca a este intervalo etario. Eso lleva a algunos autores (e.g.

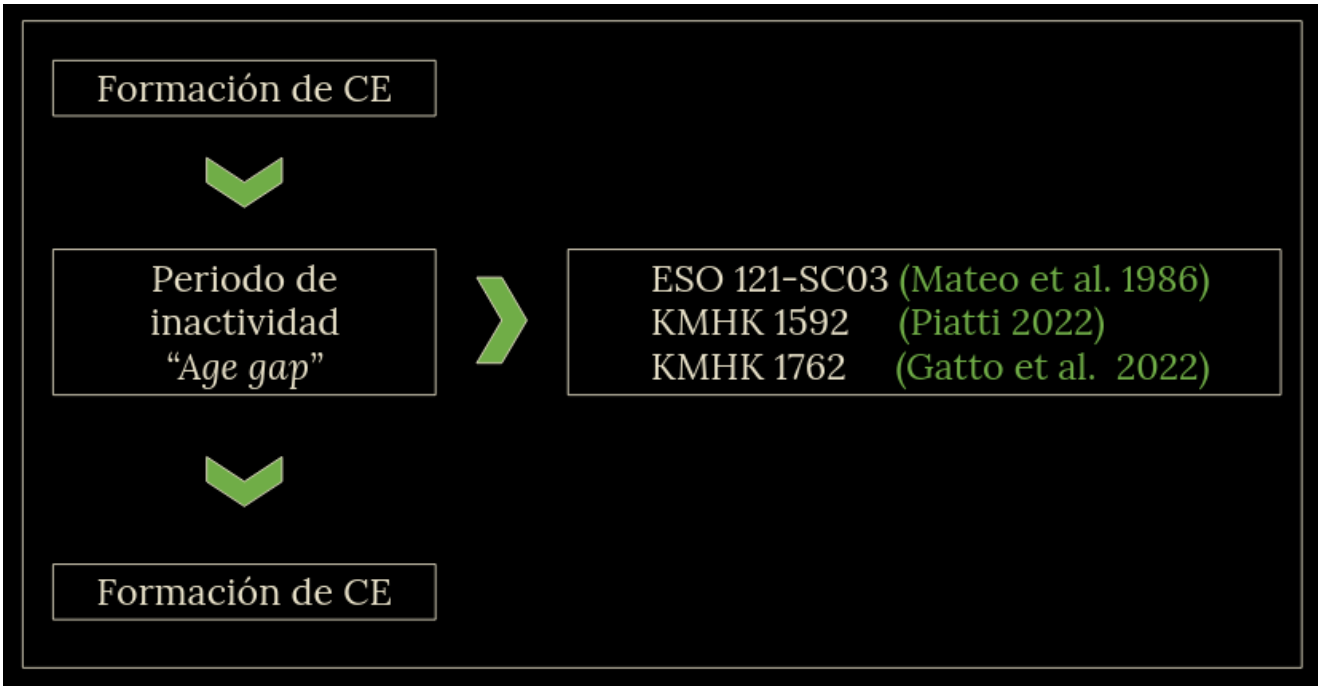


Figura 1.3: Esquema de las épocas de formación de CE en la NMM.

Piatti 2022) a especular que otros CE de edad intermedia, que fueron analizados con fotometría poco profunda, podrían ser en realidad más antiguos y, por tanto, haberse formado potencialmente durante el periodo de esta brecha de edad. Sugieren también que varios CE podrían estar ocultos en las afueras de la NMM y debido a su debilidad intrínseca, sólo pueden ser revelados con estudios más profundos. Por estos motivos, el aumento en el número de CE confirmados en la *age gap* sugiere que esta aparente inactividad podría ser un sesgo observacional. Incluso, este efecto podría estar combinado con una alta tasa de destrucción en las regiones más centrales de la NMM, en lugar de un verdadero periodo de inactividad en la formación estelar.

1.2.5. Nube Menor de Magallanes

A diferencia de su vecina, la NmM se encuentra a una distancia mayor de la Tierra que la NMM (62.1 ± 1.9 kpc Graczyk et al. (2020)). En promedio posee una baja metalicidad y una alta fracción de masa que permanece en forma gaseosa (Parisi, 2018). Además, Stanimirović et al. (2004) estiman que la masa total de la galaxia es de $2.4 \times 10^9 M_{\odot}$. Respecto a la abundancia química de la NmM Choudhury et al. (2020) sugieren que la metalicidad es unimodal y tiene su máximo en $[Fe/H] = -0.97$. Este valor es un 10% de la abundancia solar, lo cual posiciona a la NmM como la de menor contenido metálico del SM. Por otra parte, como puede notarse en la Figura 1.2, no posee una barra de estrellas y contiene una alta fracción de su masa en forma gaseosa (Parisi, 2018).

Recientemente, Bica et al. (2020) catalogaron 626 CE en la NmM. Esta galaxia parecería poseer sistemas estelares jóvenes y de edad intermedia. Contrario a la NMM, no se registra evidencia de un intervalo de inactividad en la formación de CE en esta galaxia (Santiago, 2009). Es decir que los objetos se formaron de manera continua en los últimos 10.5×10^9 años (Glatt et al. 2008, Parisi et al. 2014). El CE más antiguo conocido de la NmM es NGC 121 (Lagioia et al., 2019). Este CE es el único CG de la NmM, y más joven que los CG de la NMM y de la VL. Consecuentemente, la NmM, carece de CE con edades comparables a las que poseen los CG galácticos. Además de lo mencionado, la NmM posee objetos en un rango de metalicidades ($[Fe/H]$) entre -1.4 y -0.7 .

Del hecho que la NmM no posea una población de CE antiguos, se desprende que la actividad

de formación de los mismos se retrasó $(2 - 3) \times 10^9$ años en comparación con la NMM o la VL. Luego dio inicio a la formación de CE, de manera continua, con dos épocas posibles de enriquecimiento, una hace 2×10^9 años y otra hace 5×10^9 años (Parisi et al., 2014). El primer episodio concuerda con el modelo ligado de Diaz & Bekki (2011), ya que el mismo predice un primer encuentro de las NM en esa época. El segundo episodio de formación es más complicado de analizar, ya que no se observa interacción entre las NM o con la VL en esa periodo. Sin embargo, el evento podría haber sido causado por una fusión que habría sufrido la NmM hace 7.5×10^9 años (Tsujimoto & Bekki, 2009), desencadenando la formación estelar y aumentando la formación de CE en la NmM. Restan aún 2.5×10^9 años por dilucidar, para que el pico de edad propuesto por Parisi et al. (2014) quede en acuerdo con los modelos existentes.

Analizando la formación reciente de CE en ambas galaxias, Glatt et al. (2010) sugieren que ambas galaxias parecen haber experimentado enriquecimiento en la formación de CE en tres épocas muy similares. Esto resulta en que 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 (Parisi, 2018).

1.3. Objetivos

Los objetivos que se alcanzan en este trabajo consisten en:

1. Realizar observaciones espectroscópicas de 10 CE pertenecientes a las NM; 9 de ellos correspondientes a la NMM y el restante a la NmM.
2. Obtener los correspondientes espectros integrados a partir de la reducción de las imágenes espectrales obtenidas.
3. Trazar los continuos en el espectro final de cada CE para medir los anchos equivalentes (AE) correspondientes a determinadas líneas y perfiles espectrales
4. Determinar edades de los CE a partir de: métodos que involucran sus valores de AE, ajuste por espectros patrones o *templates* de parámetros muy bien conocidos, y síntesis espectral de poblaciones estelares simples (PES). Estos dos últimos permiten, además, determinar el enrojecimiento que afecta a cada CE, en tanto que los valores de metalicidad son alcanzados a partir del último método señalado.
5. Presentar un nuevo ajuste de AE en función de la edad, exclusivo para CE pertenecientes a las NM.
6. Construir nuevos espectros *templates* en base a los espectros integrados de aquellos CE bien estudiados en el presente trabajo.
7. Estudiar la existencia de poblaciones múltiples a partir de los porcentajes de las diferentes PES utilizadas para sintetizar el espectro de cada CE.

Capítulo 2

Técnicas observacionales

La era Gaia, los estudios espectroscópicos masivos, los datos cinemáticos y de abundancia se están volviendo lo suficientemente precisos como para que sea posible rastrear las estrellas que ahora son de campo hasta sus lugares de nacimiento, o al menos reconstruir algunas de las ahora disueltas estructuras en las que nacieron. Sin embargo, guiar tales reconstrucciones, como así también otro estudio astronómico, requiere aportes teóricos y de observación de la comunidad. No sólo para mejorar la calidad de los datos sino también para mejorar las teóricas que describen muy primitivamente el Universo que se habita. Afortunadamente, las NM, a través del estudio de sus sistemas de CE, son los escenarios ideales para brindar un gran aporte.

El estudio de CE, tanto en la NMM como en la NmM, se ha llevado a cabo a través de varias técnicas observacionales. Tanto la fotometría como la espectroscopía, son técnicas que pueden realizarse de manera integrada o no.

2.1. Fotometría

Desde la primera catalogación de los CE de las NM, hace ya más de 50 años, la gran mayoría de los estudios realizados han sido empleando técnicas fotométricas. Tan es así, que muchas de las propiedades tanto físicas, químicas como dinámicas que hoy se conocen para los CE son consecuencia de su aplicación. Algunos ejemplos de lo mencionado son: [Alcaino \(1978\)](#) quien utilizando fotometría integrada UBV, determinaron que los CE de la NmM catalogados como CG no evidencian características similares a las de los CG de la VL. [Kontizas et al. \(1985\)](#), a partir de fotometría BV no encontraron relación alguna entre la elipticidad de CE de la NmM y la edad de estos. Sin embargo, los autores observan que las regiones externas de estos cúmulos serían más elípticas que las regiones internas. Estos resultados fueron luego confirmados por [Glatt et al. \(2009\)](#), haciendo uso de fotometría del HST. Además, agregan que esta diferencia en elipticidades entre las regiones podría tener como causa la evolución interna del CE.

Es importante tener en cuenta que tanto el aumento continuo de la cantidad de CE catalogados, como los avances tecnológicos en la instrumentación observacional requirieron organizar la información obtenida de forma práctica y útil para el resto de la comunidad. Esto llevó al nacimiento de varias clasificaciones para los CE de las NM. A continuación se hará mención de algunas de ellas, ya que las mismas son de particular importancia para este trabajo.

2.1.1. Clasificación SWB

[Searle et al. \(1980\)](#) fueron los primeros en lograr una clasificación en edad de los CE de las NM. Lo realizaron aplicando fotometría integrada en cuatro colores; $ugvr$ de Gunn ([Thuan & Gunn, 1976](#)) a 61 CE. Con este sistema de filtros generaron tres colores independientes; $(u - g)$, $(v - g)$ y $(g - r)$, y dos combinaciones lineales de estos colores ([Zinn, 1980](#)) que les permitieron

calcular los parámetros libres de enrojecimiento: $Q(u,g,r)$, $Q(v,g,r)$. Es importante notar que cada uno de los filtros empleados sirvieron para analizar diferentes regiones espectrales. Los filtros g y r monitorearon regiones espectrales relativamente libres de líneas mientras que el filtro u , siguió el flujo en la región de longitudes de onda cortas de la discontinuidad de Balmer. Luego, el filtro v observó en sectores muy afectados por *blanketing*¹ cerca de los límites de las líneas de Balmer.

A partir de parámetros libres de enrojecimiento: $Q(u,g,r) - Q(v,g,r)$ Searle et al. (1980) confeccionan un diagrama $Q(u,g,r)$ vs. $Q(v,g,r)$ y calculan los valores para cada CE de su muestra. La secuencia se presenta en la Figura 2.1. La misma, está segmentada, arbitrariamente, desde **SWBI** hasta **SWB VII**. Se observa también, que la edad y la composición química varían de manera suave, es decir que al aumentar la edad, la metalicidad disminuye.

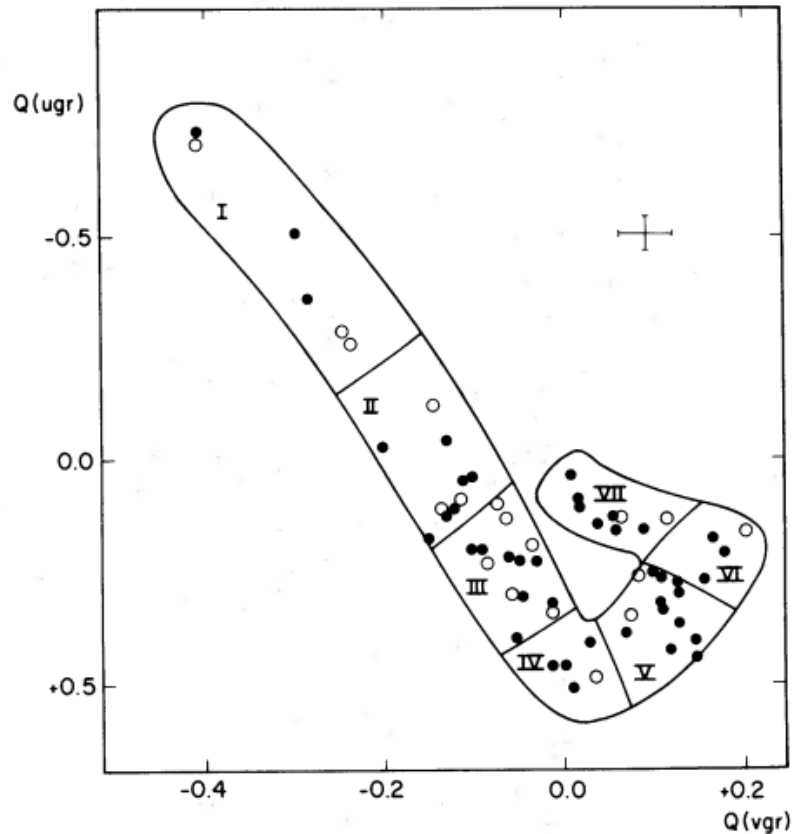


Figura 2.1: CE de las NM en el diagrama $Q(u,g,r)$, $Q(v,g,r)$. Los círculos blancos y negros representan CE de la NmM y NMM, respectivamente. Figura extraída de Searle et al. (1980).

A raíz de analizar la secuencia encontrada, Searle et al. (1980) descubrieron que los CE se disponen en una secuencia unidimensional de tal manera que, al atravesar la misma, todas las características espectrales se comportan de forma regular, no necesariamente monótonamente, pero sí tan suave como cabe esperar a partir de la magnitud del error observacional. Además, el carácter de las variaciones espectrales a lo largo de la secuencia sugiere que tanto la edad de los cúmulos como su composición química varían moderadamente a medida que se recorre el diagrama. Notar que la secuencia propuesta por estos autores es claramente diferente de la análoga para los CE de la Galaxia. Este hecho se interpreta como indicativo de que la relación entre la época y la composición química promedio del medio interestelar es cualitativamente diferente en los distintos sistemas estelares.

¹Se refiere a la disminución de la intensidad del continuo del espectro de un objeto debido a series densas de líneas metálicas de absorción (Clariá, 2008).

De la comparación con la secuencia de los CG de la VL se deduce que los CE entre el tipo **SWB I** y **SWB III** no son sensibles a la abundancia química, mientras que aquellos entre el tipo **SWB IV** y **SWB VII** sí lo son como así también a la edad. Luego, los CE de las NM de tipo **SWB VII** aparentan ser similares a los CG del halo de la VL, y no parece haber CG ricos en metales.

La clasificación SWB 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 (Simondi-Romero, 2021). La hipótesis de que la distribución estadística de temperaturas efectivas y luminosidades de las estrellas de un CE está determinada por la edad del CE y la composición química del material del cual se formaron, no tiene en cuenta abundancias químicas secundarias, inhomogeneidades químicas dentro del CE, contaminación de fotósferas estelares como producto de procesos nucleares en sus interiores y efectos estocásticos en las poblaciones de estrellas peculiares y luminosas. Por este motivo, la necesidad de mejorar estos detalles fue inspiración de muchas otras clasificaciones que surgieron en los siguientes años.

2.1.2. Otras clasificaciones: SWB ampliada

En los años posteriores a su publicación, distintos autores (e.g. Hodge, 1983, Bica et al. 1991, Bica et al. 1992) aplicaron la clasificación SWB para CE de las NM. Sin embargo, algunos otros buscaron una mejor calibración (Elson & Fall, 1985) y en varios casos ampliaron la misma (Bica et al., 1996). Elson & Fall (1985) aplicando fotometría integrada UBV, realizaron una calibración de edad de los tipos SWB, determinando un nuevo parámetro (s) para determinar la edad de los CE. Bica et al. (1991) empleando también fotometría integrada UBV determinaron que existiría un *gap* en el tipo **SWB IV** producido por la primera aparición de estrellas que sufren el *helium flash*, razón por la cual desdoblan el grupo en **SWB IVA** y **SWB IVB**.

Bica et al. (1996) realizaron fotometría integrada UBV sobre 624 CE y asociaciones estelares de la NMM y determinaron el tipo SWB de cada uno de ellos. Ampliaron la clasificación agregando el tipo **SWB 0** (Figura 2.2) para cúmulos muy jóvenes, embebidos mayormente en gas en emisión. También presentaron una nueva calibración de edad para los tipos SWB presentada en la Tabla 2.3. Pero en palabras de Searle et al. (1980), es necesaria la espectroscopía integrada para aclarar el panorama.

2.2. Espectroscopía integrada

Las poblaciones estelares de los CE cercanos pueden resolverse individualmente, y estudiarse a partir de sus diagramas color-magnitud. Para esto, en general, algunos parámetros son tomados fijos a la hora de seleccionar las correspondientes isócronas, tales como la abundancia metálica (NMM con $Z = 0.008$ y NmM con $Z = 0.004$). En el caso de las NM, se suelen fijar también la distancia y/o el enrojecimiento que afecta a esos CE. Sin embargo, se sabe que un pequeño error en esos parámetros podría llevar a marcados efectos en otras cantidades (Westerlund, 1997). Una de las técnicas observacionales alternativa es la *espectroscopía integrada* (EI), que ha demostrado ser una poderosa herramienta para estudiar CE y determinar con mayor precisión los parámetros astrofísicos. Bica & Alloin (1986b) (BA1986a) utilizaron, en lugar de espectros de estrellas individuales, espectros integrados de CE para determinar los parámetros fundamentales de los objetos en estudio. Vale destacar también que Asa'd et al. (2013) encontraron que los espectros integrados, cuando se comparan con modelos computacionales de alta resolución, proveen muy buenas determinaciones de edad, mostrando en particular que la EI es más robusta a la hora de resolver el problema de la degeneración edad-enrojecimiento. Incluso, Chilingarian & Asa'd

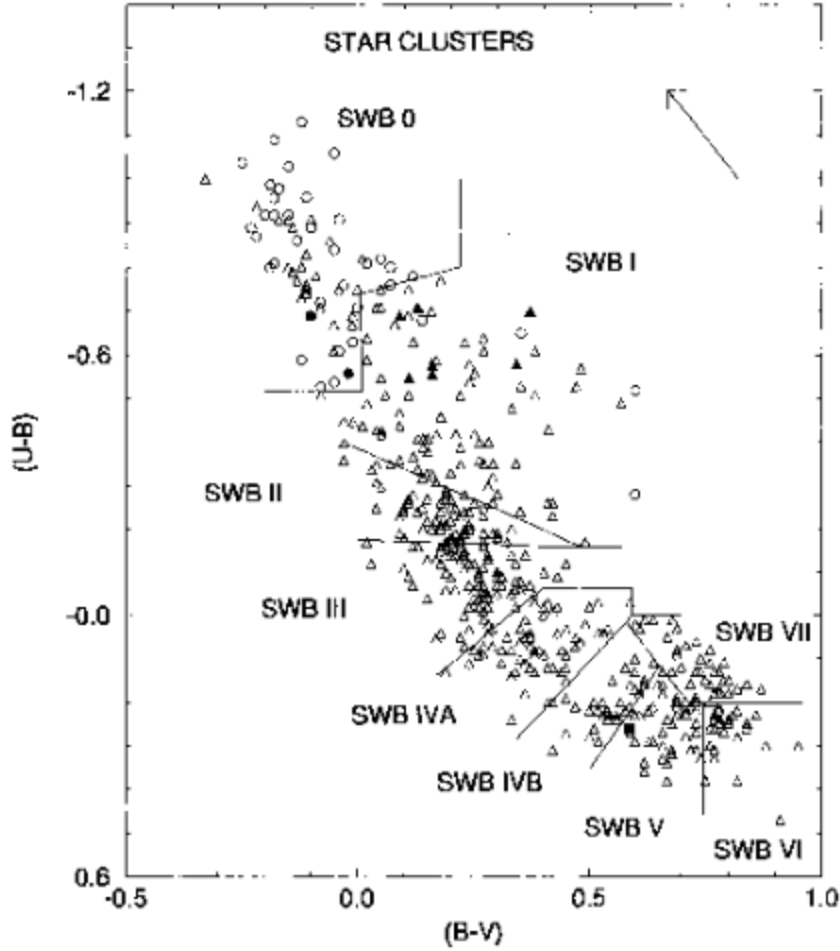


Figura 2.2: Diagrama color-color de CE de la NMM. Los triángulos representan objetos sin emisión de gas y los círculos con emisión de gas. Los círculos negros son regiones H II muy excitadas y los triángulos negros son CE con estrellas rojas supergigantes. El cuadrado negro representa el cúmulo Reticulum.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

(2018) mostraron que a partir de espectros integrados de CE de la NMM es posible estudiar la historia de formación estelar y de enriquecimiento químico de ésta, pudiendo avanzar así en el estudio de la interacción entre ambas galaxias.

La EI es una técnica observacional que permite estudiar CE, y cualquier otro objeto, de diámetro angular pequeño, brindando información confiable sobre sus edades, enrojecimientos y metalicidades. Una de las ventajas de este procedimiento es la reducción del número de variables, ya que una base de espectros de estrellas individuales resulta esencialmente descripta por tres parámetros: temperatura, gravedad superficial y metalicidad (T, g, Z), mientras que en el caso de los CE se requieren solamente dos variables: la edad y la metalicidad. Además, la técnica está libre de cualquier supuesto sobre la función de masa inicial y detalles de la evolución estelar. Como la EI se basa en el concepto de síntesis de poblaciones estelares introducido por [Tinsley \(1968\)](#), permite analizar poblaciones estelares compuestas usando una base de espectros patrones; *templates* por su nombre en inglés. Así también, la EI permite estudiar una grilla de propiedades espectrales integradas, tales como metalicidad, edad y la historia de formación estelar. Es importante destacar que la EI ha sido aplicada con éxito a CE en general, tanto de la VL (e.g., [Clariá et al. 2017](#); [Moura et al. 2019](#), como así también a CE de las NM (e.g., [Ahumada et al. 2016, 2019](#); [Bastian et al. 2019](#), [Simondi Romero et al. 2022a](#)), e incluso a CE de galaxias más distantes tales como

Tipo SWB	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 2.3: Clasificación SWB y calibración de edades según [Bica et al. \(1996\)](#).

Fornax (e.g., [Colucci et al. 2017](#)) o en M31 (e.g., [Sakari et al. 2021](#)), solo por mencionar algunas de ellas.

Al emplear técnicas espectroscópicas se coloca la ranura del espectrógrafo en el plano focal del telescopio. En el caso de realizar espectroscopía de una única estrella, se apunta el telescopio haciéndose incidir la luz de la misma sobre la ranura del espectrógrafo. Luego, la luz atraviesa los distintos elementos ópticos del sistema óptico para finalmente incidir 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 la Figura 2.4, cuando se realiza EI a un CE, se enfoca el telescopio hacia el objeto y se obtiene el espectro de luz integrada de todo el sistema estelar y no de una única estrella. Si el CE excede el alto de la ranura, se sectoriza el objeto y se toman distintas exposiciones de cada sector y luego se combinan utilizando un procesador de imágenes. En estos casos, la división de las diferentes regiones del CE a observar, se puede realizar de varias formas. Una manera es mover, lentamente, el telescopio en la dirección de la declinación, realizando un barrido del CE. En muchas ocasiones algunas estrellas dominan la imagen espectral integrada y para lograr determinar la contribución de cada una de ellas al espectro total pueden emplearse las diferentes exposiciones de los sectores del CE para identificarlas y analizarlas. Recorrer el objeto estelar con diferentes exposiciones brinda muchos beneficios a la hora del estudio de las estrellas particulares que pueden tener los CE ([Simondi-Romero, 2021](#)).

2.2.1. Aplicaciones de la espectroscopía integrada

Anteriormente, se estudiaba la síntesis de poblaciones estelares en galaxias a partir de estrellas individuales (e.g. [van den Bergh 1975](#) y [Pickles 1985](#)). Sin embargo, la gran cantidad de clases estelares diferentes requeridas y la necesidad de contar con tres parámetros fundamentales (T , g , Z) dificultaba la resolución de dichas síntesis. BA1986a, fueron de los primeros autores que emplearon la EI en CE, utilizando solamente espectros integrados de baja dispersión de CE de una muestra de 63 objetos. Con el objetivo de crear un sistema de clasificación de CE, tanto en edad como en metalicidad, BA1986a construyeron una grilla con las mediciones de *anchos*

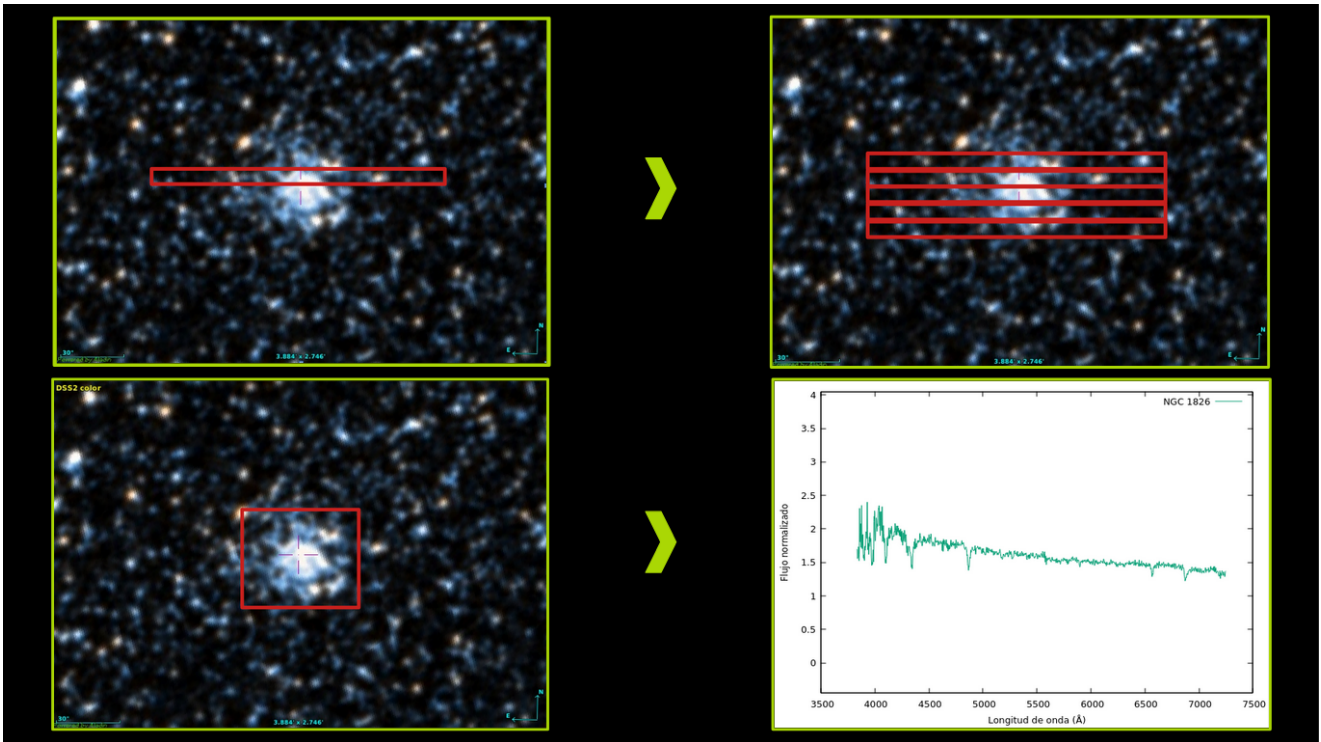


Figura 2.4: Esquema de la aplicación de la técnica EI a NGC 1826 a modo de ejemplo. Panel superior: posiciones de la ranura en el CE a lo largo del proceso. Panel inferior: región del objeto representada por el espectro integrado final.

equivalentes (AE)² de perfiles metálicos y líneas de Balmer medidos sobre los espectros de los CE de la muestra.

Dentro de los 63 objetos de estudio se encuentran: CG y CA compactos y ricos en metales de la VL, como así también regiones HII, CG rojos de edad intermedia y CG azules, ambos de las NM, con edades comprendidas entre 1×10^6 años y 1.65×10^{10} años, metalicidades entre $-2.1 \leq [Fe/H] \leq 0.1$ y enrojecimientos conocidos. El rango de longitud de onda ($\Delta\lambda$) empleado fue $(3780 - 7690) \text{ \AA}$ (óptico) y lo dividieron en 70 ventanas consecutivas de amplitud variable entre 24 \AA y 190 \AA . Las mismas, 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. Además, BA1986a determinaron los causantes principales de la absorción en cada una de esas ventanas y detectaron cuáles eran las absorciones débiles, las cuales en general, fueron debidas a bandas moleculares de estrellas rojas.

BA1986a estudiaron también, cómo se relacionan los AE de los perfiles espectrales y el continuo en función de la edad y metalicidad. Observaron que las líneas metálicas y las bandas moleculares presentan el mismo comportamiento con la metalicidad. Muestran también, la influencia de puntos de *turn-off* (TO) más jóvenes en los AE, para perfiles en la parte azul del espectro. Por otra parte, estos autores afirmaron que las estrellas en el extremo superior de la secuencia principal realzan el continuo. Esto se debe a que en la mayoría de los CE la mayor parte de la luz proviene de estrellas localizadas cerca del TO en los diagramas color-magnitud (DCM) (Searle et al., 1980). En consecuencia, al relacionar AE vs. metalicidad, las distribuciones dependan de la edad. En contra cara, para la parte roja del espectro la relación AE vs. metalicidad tiende a ser de valor simple, independiente de la edad.

En la Figura 2.5, se puede ver una parte de los espectros integrados analizados por BA1986a.

²Ancho que tendría una línea de perfil rectangular y profundidad máxima, que sustrae del continuo la misma cantidad de energía total que la línea en cuestión, es decir que tiene la misma área.

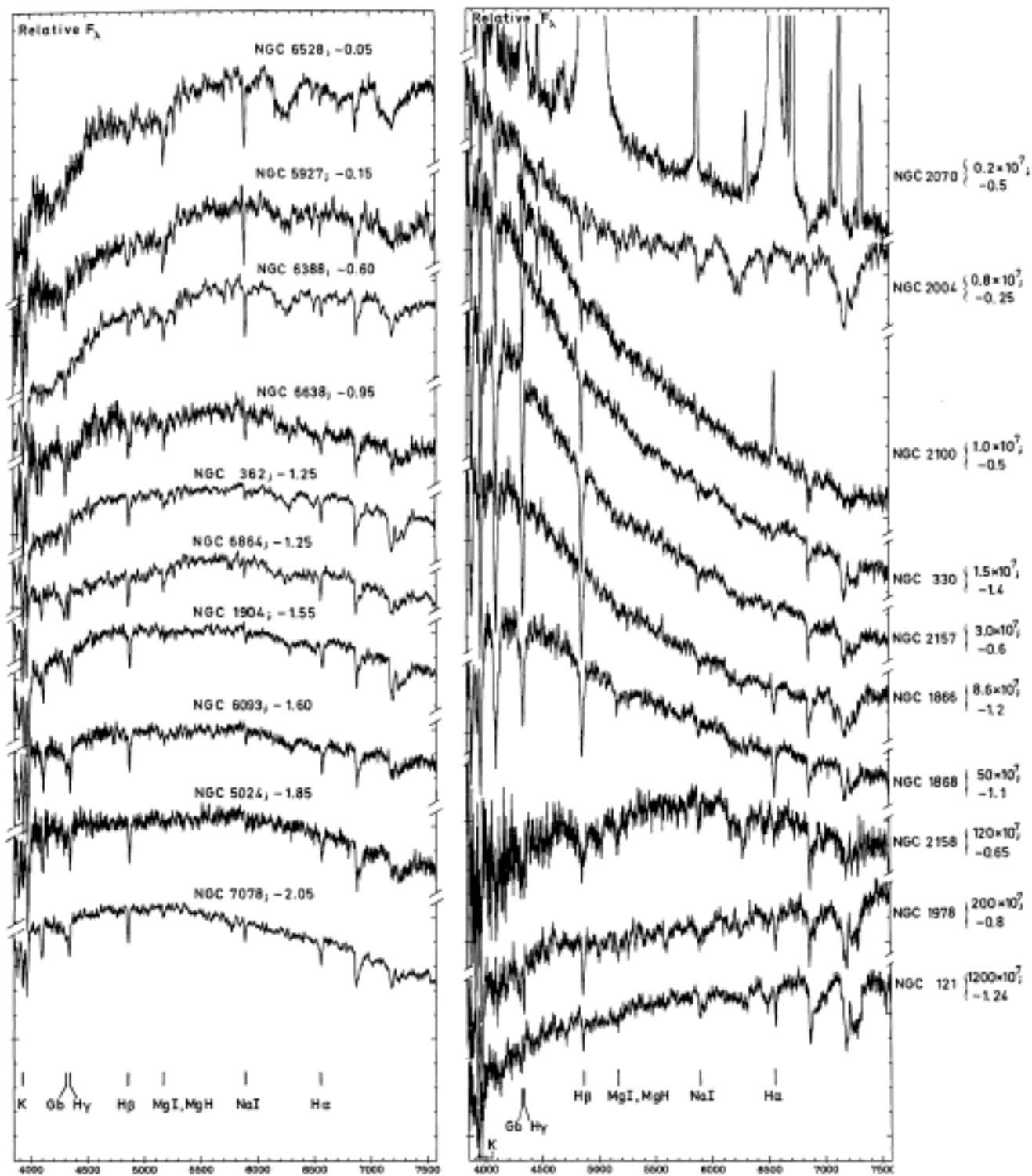


Figura 2.5: Espectros integrados de una muestra de objetos estelares seleccionados de BA1986a.

Estos autores corrigieron los mismos por enrojecimiento interestelar utilizando la ley de enrojecimiento de [Seaton \(1979\)](#)³ y los normalizaron en 5870 Å. En el panel izquierdo de la imagen se presentan CG de la VL (todos objetos que superan los 10×10^{10} años), con metallicidades decrecientes de arriba hacia abajo. En el panel derecho, se encuentran objetos estelares más jóvenes que 12×10^9 años, con edades crecientes de arriba hacia abajo, siendo NGC 121 el objeto más viejo en este sector.

³ $A_{\lambda} = 0.65 * 3 * E(B - V) * (1/\lambda - 0.35)$

Al analizar lo presentado en la Figura 2.5, se puede notar que la secuencia entre los CG esta regida por la metalicidad mientras que la de los objetos estelares jóvenes es gobernada por la edad. Se observa además que CG ricos en metales, tales como NGC 5927 y NGC 6528, exhiben razones de continuo azul/rojo más bajas, en relación a los CE pobres en metales. Esto surge tanto del efecto de *blanketing* de numerosas absorciones metálicas hacia el azul, como de la ausencia de estrellas de la rama azul horizontal (BHB, *blue horizontal branch*). Por el contrario, en los casos como NGC 7078, el BHB sube y aplana la parte final del azul del continuo, fortaleciendo las líneas de Balmer. La contribución de puntos de *TO* 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 y pobres en metales (NGC 7078). En consecuencia, no sólo las líneas de Balmer, sino también el continuo son importantes para distinguir entre poblaciones jóvenes y poblaciones viejas y pobres en metales. Este resultado será de gran utilidad en el presente trabajo ya que, tener presente la importancia y aporte de todos los elementos espectrales revelará los verdaderos parámetros estelares de los CE estudiados.

Simondi-Romero (2021) realizó un ajuste de los AE de las líneas de Balmer ($H\alpha$, $H\beta$, $H\gamma$ y $H\delta$) en función de la edad utilizando los datos de Bica & Alloin (1986a). En la Figura 2.6, se puede ver que en las ventanas que contienen desde $H\alpha$ hasta $H\delta$, la dependencia en la edad es similar para cualquier línea, con un AE cercano a los 4×10^8 años. Este valor es consecuente al hecho que el punto de *TO* en el DCM de estrellas de tipo espectral A domina el espectro. Además, queda en evidencia que el efecto de las metalicidades, en caso de existir, es débil para las ventanas seleccionadas.

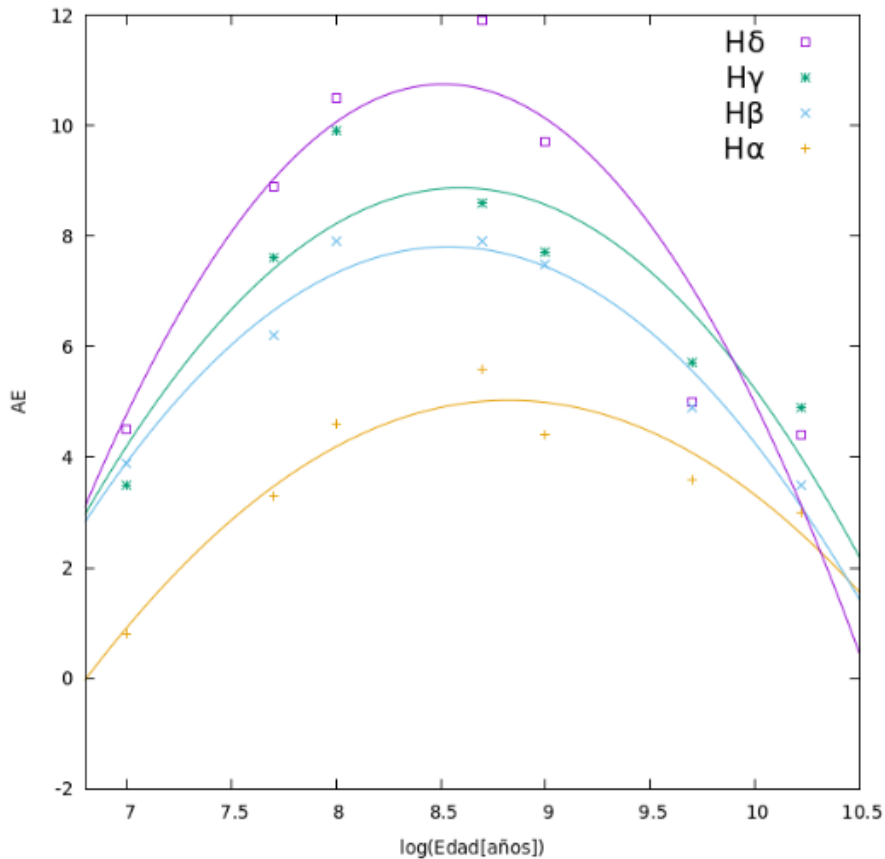


Figura 2.6: AE de las líneas de Balmer en función de la edad extraída de Simondi-Romero (2021).

De la Figura 2.6 se nota que para una dada edad, el $AE(H\alpha)$ es siempre menor que los valores asociados a los AE del resto de las líneas de Balmer. Esto se debe a que el continuo es dominado por estrellas de tipo tardío que contribuyen muy poco en la absorción. Simondi-Romero (2021)

agrega también, que en las líneas desde $H\epsilon$ hasta $H10$, se observa un comportamiento metálico. Por otra parte, los AE de CE viejos y pobres en metales se solapan con los AE de CE más jóvenes que 5×10^7 años. Esto resulta en la relación bivaluada entre las edades y los AE de los objetos. Es importante tener en cuenta esta sutileza a la hora de usar las mediciones de AE para determinar parámetros como la edad, lo cual será discutido en detalle en el Capítulo 4. Finalmente, tal como [Kron \(1957\)](#) manifestó en su momento, el estudio de CE a través del estudio de su luz integrada es un brazo excitante de la astronomía observacional y aún queda mucho por explorar.

2.2.2. Clasificación espectral de CE

Fue [Gascoigne \(1971\)](#) quien presentó por primera vez una clasificación de los CE de las NM, y señaló que, a partir de fotometría integrada con filtros UBV, los CE de las NM podían separarse en dos grupos bien diferenciados: azul y rojo. La primera clasificación espectroscópica de CE pertenecientes a la NMM llegaría un año después a raíz del trabajo de [Andrews & Lloyd Evans \(1972\)](#), quienes la realizaron a partir de 41 espectros integrados de los núcleos de 15 CE. Estos autores definen la clasificación espectral (llamada Sp) en base a la intensidad de diferentes líneas espectrales, tales como: H, He I, O II, y Ca II K, presentando 5 grupos diferentes:

1. HI muy débil, He I moderado
2. HI bastante notable, He I fuerte, Ca II K débil o ausente.
3. HI bastante notable, He I débil, Ca II K débil o ausente.
4. HI fuerte, He I débil, Ca II K débil.
5. HI fuerte, He I débil o ausente, Ca II K fuerte.

Mostraron además que el parámetro Q definido por [van den Bergh & Hagen \(1968\)](#), indicador del color de los CE, se correlacionaba muy bien con los tipos Sp . Esta clasificación espectral es la única publicada hasta el momento.

Capítulo 3

Muestra de CE estudiada

El presente trabajo está basado fundamentalmente en observaciones espectroscópicas propias. El desarrollo exitoso del proceso de determinación de parámetros astrofísicos de CE, como así también su posterior análisis, requiere desarrollar el proceso de adquisición de los datos con los que se trabajará. Tanto el procedimiento para realizar las observaciones como los criterios a la hora de reducir los datos obtenidos se presentan en este Capítulo.

3.1. Selección de objetos

Para poder seleccionar los CE de la muestra es importante tener en cuenta que los mismos posean un pequeño diámetro angular (típicamente menor que $\sim 5'$), ya que estos son los más apropiados para llevar a cabo observaciones espectroscópicas integradas. Esto se debe a que tanto el cúmulo 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 CE. 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. En ocasiones, esta tarea puede ser muy complicada e incluso, en casos extremos, puede no ser conveniente realizarla. Ejemplo de esta situación desafortunada se da cuando los objetos de interés se hallan inmersos en campos muy ricos de estrellas, o bien se encuentran embebidos en regiones de emisión (H II) extendidas. En estos casos, el espectro integrado del objeto de interés, aun cuando éste posea un diámetro angular pequeño, no presenta regiones libres en las cuales pueda realizarse la extracción del cielo, ya que el mismo está dominado o bien por estrellas del campo o bien por gas. Por tales motivos, los factores determinantes en la selección de objetos a observar mediante la técnica de la espectroscopía integrada son: el tamaño del cúmulo y el medio que lo rodea.

Desafortunadamente la señal pura no existe, ya que toda señal tiene un ruido asociado que es intrínseco (generado en la fuente misma) y depende de la naturaleza del objeto: el ruido fotónico. El mismo obedece a la denominada estadística de Poisson, por lo tanto las fluctuaciones observadas tienen una desviación cuadrática media igual a la raíz cuadrada del valor medio de la señal.

Por otra parte, el ruido intrínseco de la señal no es el único. Se debe tener en cuenta también el ruido que introduce la *cadena de observación*. La señal que emite un objeto debe atravesar, además del medio interestelar y la atmósfera, un sistema de observación donde todos sus elementos aportan ruidos que afectan a la imagen que se adquiere. Dicha cadena se encuentra compuesta por:

señal \rightarrow colector \rightarrow codificador \rightarrow detector \rightarrow amplificador \rightarrow cuantificador \rightarrow registrador \rightarrow datos

Por lo tanto, un objeto podrá detectarse sólo si su señal es claramente más intensa que el nivel de ruido total. Es decir, que se pueda reconocer las variaciones de la señal en medio del ruido provocado por las fluctuaciones instrumentales. Una manera de determinar si la información que se recibe del objeto podrá ser detectada, es mediante la denominada *relación señal-ruido* (S/N), la cual debe ser mayor que algún valor determinado. Usualmente se utiliza que sea mayor a 3. Además, esta relación permite hacer referencia a la calidad que tiene el espectro, ya que a mayor valor de S/N, mayor señal del CE se tiene. Luego, los resultados obtenidos a partir de datos con valores altos de S/N (mayores a ~ 15) serán claramente más confiables que los que provengan de señales bajas.

3.2. Observaciones espectroscópicas

Las observaciones fueron realizadas con el telescopio reflector “*Jorge Sahade*” de 2.15 m de diámetro, del Complejo Astronómico el Leoncito (CASLEO) en San Juan, Argentina. Se observaron 9 CE pertenecientes a la NMM y 1 CE a la NmM tal como se representa en la Figura 3.1. En la misma, se encuentran señalados los objetos de la muestra (en negro) sobre la distribución espacial obtenida por [Bica et al. \(2008\)](#) (en lila). El proceso de recolección de datos se llevó a cabo durante diferentes turnos de observación desarrollados desde el 2018 al 2022 (Tabla 3.2). Luego, las características principales del conjunto de CE seleccionado se presentan en la Tabla 3.1.

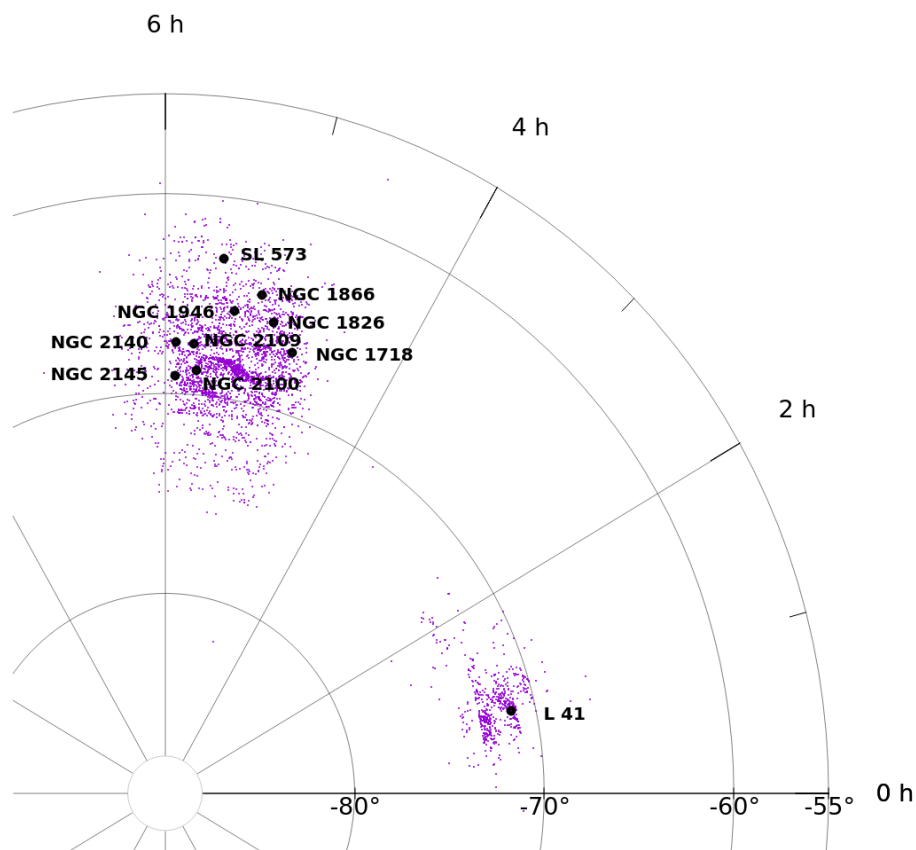


Figura 3.1: En círculos negros se señalan los CE estudiados en este trabajo sobre la distribución espacial de CE de las NM (en color lila), obtenidos de [Bica et al. \(2008\)](#).

Para detectar la señal proveniente de los CE, se utilizó una cámara CCD con un chip *Tektronik* de 1024 x 1024 píxeles acoplada al espectrógrafo REOSC en modo simple. La ranura del REOSC

Tabla 3.1: Parámetros principales de los CE estudiados en este trabajo.

Denominaciones principales ^a	α_{2000} (h m s)	δ_{2000} (° ' ")	Diámetro angular (')
L 41, OGLE-CL SMC 67, [RZ2005] 67	00 50 55	−72 43 38	0.65 x 0.65 ¹
NGC 1718, ESO 85-10, SL 65	04 52 25	−67 03 09	1.80 x 1.80 ²
NGC 1826, ESO 85-43, SL 221	05 05 34	−66 13 45	1.20 x 1.10 ³
NGC 1866, ESO 85-52, SL 319	05 13 39	−65 27 53	5.50 x 5.50 ⁴
NGC 1946, ESO 85-84, SL 454	05 25 15	−66 23 39	1.00 x 0.90 ⁴
SL 573, ESO 86-11	05 33 44	−64 56 06	1.50 x 1.50 ³
NGC 2100, ESO 57-25, SL 662	05 42 07	−69 12 27	2.50 x 2.50 ⁴
NGC 2109, SL 688	05 44 23	−68 32 49	1.60 x 1.60 ⁴
NGC 2140, ESO 57-51, SL 773	05 54 17	−68 36 00	1.50 x 1.50 ⁴
NGC 2145, ESO 57-52, SL 780	05 54 23	−70 54 08	1.50 x 1.50 ⁴

Referencias: (1) [Bica & Dutra \(2000\)](#), (2) [Grocholski et al. \(2006\)](#), (3) [Bonatto & Bica \(2010\)](#), (4) [Bica et al. \(2008\)](#), (a)(L): [Lindsay \(1958\)](#), (ONGLE-CL): [Pietrzynski et al. \(1998\)](#), ([RZ2005]): [Rafelski & Zaritsky \(2005\)](#), (NGC): [Dreyer \(1888\)](#), (ESO): [Lauberts \(1982\)](#), (SL): [Shapley & Lindsay \(1963\)](#).

fue dispuesta con una apertura de $400 \mu\text{m}$ ($2.25' \times 5''$) orientada en dirección Este-Oeste (Figura 3.2). El elemento dispersor en este caso es una red de 300 l/mm (# 270 de CASLEO), permitiendo obtener espectros con una dispersión de 3.4 \AA/pix , y un rango espectral útil de $(3800 - 7250) \text{ \AA}$. Además, la resolución de los mismos fue de 17 \AA , siendo esta determinada a partir del FWHM (por sus siglas en inglés: *full width at half maximum*) medido en las lámparas de comparación.

3.2.1. Procedimiento de observación

Junto con las observaciones de los objetos de programa, los CE, se deben obtener también imágenes de calibración. Para poder reconocer los perfiles de absorción o emisión en los espectros finales de los CE observados en el proceso de reducción, se observaron lámparas de comparación de Cu-Ne-Ar en todas las noches. Estas imágenes funcionan 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 también en la reducción. Si bien la experiencia aplicando la técnica de EI ha dejado en evidencia que no es necesario obtener imágenes de *dark* para estos casos, es conveniente tomar algunos para corroborar que las cuentas correspondientes a estas exposiciones resultarán semejantes a las que se obtienen con las exposiciones de tiempo cero y por lo tanto se pueda desestimar esta corrección¹. Por otra parte, para calibrar los espectros en flujo, se observaron estrellas estándar espectrofotométricas todas las noches ([Stone & Baldwin, 1983](#)) al comienzo y al final de la noche de observación.

Una vez configurado el sistema de observación y obtenidas las imágenes de calibración, se procedió a realizar las observaciones de los CE. Los pasos seguidos para este proceso debieron realizarse con extrema atención y registrando cada decisión y criterio empleado (planilla de observación). Este detalle es importante para la etapa de reducción de los datos, ya que así se facilita el detectar las causas de los inconvenientes, en el caso de existir. Tal como se mencionó anteriormente, un requisito para aplicar la EI es que los objetos tengan un diámetro angular pequeño. Sin

¹En general, en casos como el presentado en este trabajo, tener en cuenta la corrección por *dark* resulta desfavorable a la relación S/N de los espectros

embargo, los CE de las NM que conforman la muestra seleccionada para este trabajo no cumplen con dicho requisito, razón por la cuál se llevó acabo una división de los mismos en varias regiones, dependiendo la cantidad de las mismas de la extinción de cada CE.

Tabla 3.2: Datos de observación de los CE.

Cúmulo	Fecha	Tiempo de exposición total [min]	S/N (5500 – 5700) Å
L 41	25/10/2019	120	60
NGC 1718	30/11/2018	95	30
NGC 1826	25/10/2019	110	46
NGC 1866	03/03/2020	70	45
NGC 1946	02/03/2020	40	40
SL 573	25/10/2019	50	29
NGC 2100	02/03/2020	55	42
NGC 2109	02/03/2020	135	35
NGC 2140	02/03/2020	195	20
NGC 2145	29/02/2020	70	35

En la Figura 3.2 se presenta, a modo de ejemplo, el procedimiento aplicado a NGC 1826. En el primer panel de la figura puede verse la disposición de la ranura y sus dimensiones respecto al CE. La subdivisión del CE se detalla en el siguiente panel, donde se ubicó una ranura sobre cada sector donde se realizaron diferentes exposiciones. Para todos los CE que fue posible², se realizaron dos exposiciones sobre cada sector para poder mejorar la relación S/N de los espectros y eliminar los rayos cósmicos. Luego, sumando los tiempos de cada exposición se obtuvo el tiempo registrado en la Tabla 3.2 para cada objeto.

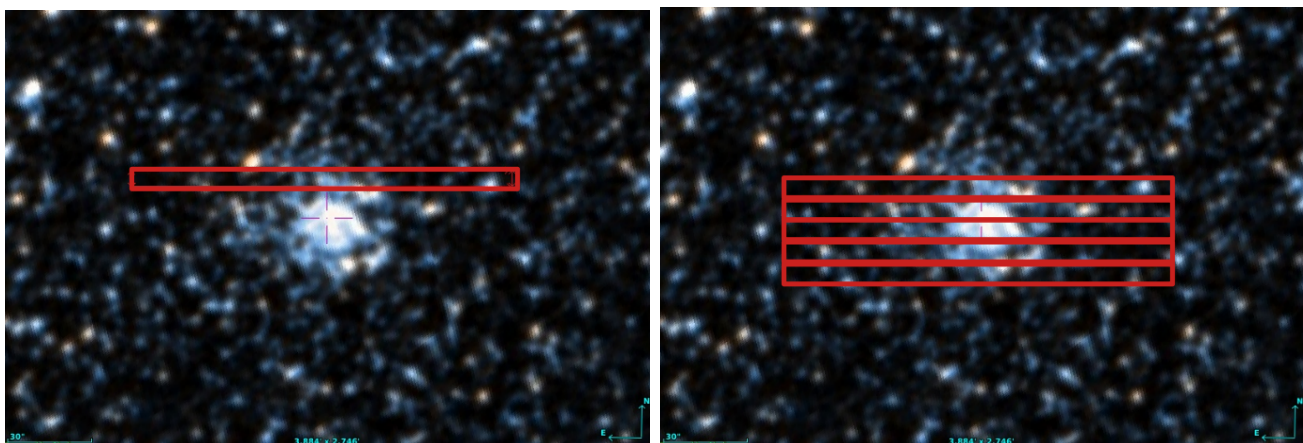


Figura 3.2: Representación para NGC 1826 de la región abarcada por la ranura ($2.25' \times 5''$) en un sector del CE a la izquierda. A la derecha, la subdivisión realizada para tomar las diferentes exposiciones, representadas con la posición que ocupó la ranura en cada una. Imágenes creadas con ©Aladin en color DSS2. Norte hacia arriba, Este hacia la izquierda.

Una vez ubicada la ranura en el primer sector del CE a observar, se movió el telescopio en dirección Norte-Sur para poder escanear la totalidad de las estrellas que forman parte de cada

²En algunos CE no se pudieron realizar 2 exposiciones por sector debido a problemas de mal tiempo (nubes) durante la noche de observación.

CE, como así también el cielo que los circunda. Al orientarse la ranura en sentido de la ascensión recta, la luz se dispersó en el sentido de la declinación.

3.3. Reducción de datos

Luego de la obtención de las imágenes, se procede a la reducción o procesamiento de las mismas, para que luego de obtener los datos finales se realice el análisis e interpretación de los mismos. El software más utilizado para procesar las imágenes adquiridas luego de las observaciones es el paquete de tareas IRAF³ (*Image Reduction and Analysis Facility*). Este sistema fue desarrollado a mediados de los años 80 por la institución *National Optical Astronomy Observatories (NOAO)* en Tucson, Arizona. Se ha hecho popular en la comunidad astronómica entre otras cosas, por haber sido seleccionado como el paquete sobre el cual se basan los programas de reducción y análisis de datos del HST. Sin embargo, a partir de 2013 NOAO dejó de mantener, desarrollar y corregir este software. Actualmente se encuentra disponible el paquete PYRAF que permite ejecutar IRAF en un entorno Python. Esta nueva versión es mantenida por el *Space Telescope Science Institute*, en Baltimore, EEUU, y contiene nuevos módulos para la reducción de imágenes y espectros del HST y los telescopios Gemini, entre otros. Su arquitectura permite que se añadan paquetes externos con facilidad y si se conoce el lenguaje en el que se basa este sistema es posible agregar tareas propias y ejecutarlas dentro del mismo.

Empleando el paquete de tareas PYRAF y siguiendo el procedimiento estándar descrito por Massey (1997) se llevó a cabo el procesamiento de las imágenes espectrales de este trabajo. El proceso fue desarrollado completamente por la autora, siguiendo una serie de etapas para cada *set* de imágenes correspondientes a cada uno de los 10 CE de la muestra. El procedimiento general de reducción se esquematiza a continuación, destacando los pasos más relevantes, junto con una breve descripción de las etapas.

Preparación de imágenes de calibración: *bias* y *flat-fields*

↓

Procesamientos de las imágenes espectrales:
recortes, corrección por *bias* y *flat-fields*

↓

Extracción de los espectros unidimensionales

↓

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 en cada exposición

↓

Combinación de los espectros y obtención del espectro integrado final

³<http://iraf.nao.ac.jp/iraf/web/>

3.3.1. Preparación y aplicación de las imágenes de calibración

En primera instancia, se realizó una inspección preliminar de cada una de las imágenes, tanto de los *bias* como *flat-fields*⁴. Luego se comprobó que las imágenes individuales, para cada una de las noches, resultaran semejantes. Entonces, se procedió a crear un único *bias*, *flat de cielo* y *flat de cúpula* representativo de cada noche de observación combinando las imágenes. De esta manera se reduce la dispersión y se mejora la relación S/N. A la imagen resultante de la combinación se le denominó *master-bias*, *master flat de cielo* y *master flat de cúpula*, respectivamente. A los *master-flats* se les restó el *master-bias*, eliminando así el punto cero de lectura del CCD en estas imágenes. Respecto a los *flats* fue necesario calibrar la respuesta del CCD tanto en la dirección de la dispersión como en la dirección espacial, obteniéndose luego, un *flat-final*.

Luego de la obtención de las imágenes *master* se corrigió cada exposición obtenida para cada uno de los CE. Todas las imágenes fueron desafectadas por su propio *overscan*⁵ y luego recortadas. El recorte de las imágenes se realiza a los costados del área expuesta a la luz proveniente de la ranura, ya que las secciones externas a la misma no han sido expuestas a ninguna fuente. De esta manera quedaron todas del mismo tamaño y se pudo operar uniformemente con las mismas. Además, se les restó el *master-bias* y aplicó el *flat-final* obtenido anteriormente.

3.3.2. Extracción de los espectros unidimensionales

Todas las tareas realizadas hasta aquí permitieron corregir las imágenes de los objetos de programa por las diferentes calibraciones. El paso siguiente fue convertir estas imágenes espectrales en espectros unidimensionales, es decir se sumó para cada longitud de onda, la luz del objeto distribuida en la ranura para obtener una imagen unidimensional.

Lo primero que se hizo fue definir y trazar las aperturas. En el caso de la espectroscopía en dispersión simple la abertura debe ser una región que incluya completamente el perfil del objeto con el menor fondo posible. Además, se deben definir regiones fuera del objeto para ajustar el fondo o *background* de la imagen, ya que se debe sustraer a cada uno de los espectros de los objetos observados, el espectro del cielo, tanto líneas de emisión como continuo. Esta tarea es muy delicada, ya que la medición de los anchos equivalentes en los espectros se ve directamente afectada. Por este motivo, el criterio para definir correctamente las aperturas fue integrar la mayor parte posible de la señal introduciendo el menor ruido posible. Luego, una vez definido el tamaño de la apertura se sumó la luz dentro de ella para cada una de las columnas. Notar que la ranura no está perfectamente alineada con las filas de píxeles del CCD, por lo que el centro del perfil del objeto no cae siempre en la misma columna. Por esta causa se ajustó una función a ese desplazamiento, por lo general realizado con una estrella brillante (una estándar por ejemplo).

Finalmente, la extracción del espectro consistió en sumar las cuentas de los píxeles que están dentro de la apertura centrada y restarles el nivel de fondo previamente determinado. Estos tres pasos; definir y trazar las aperturas y extraer el espectro, se repiten con las imágenes de las lámparas de comparación (exceptuando la sustracción del fondo del cielo), que serán utilizadas posteriormente para la calibración en longitud de onda.

3.3.3. Calibración de los espectros

Una vez extraídos los espectros, se deben realizar dos calibraciones: por un lado la calibración de los píxeles en longitud de onda (λ), y por otro la calibración de las cuentas correspondientes a la iluminación en unidades de flujo. Para la primera, se midieron en los espectros de las lámparas

⁴Notar que en el caso de la espectroscopía integrada se emplean imágenes *flat-field* de cielo, cúpula y lámpara

⁵El *overscan* 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.

de comparación la posición de cierto número de líneas con longitudes de onda conocidas y con estos puntos se ajustó una función “longitud de onda vs. píxeles”. En todos los casos esta etapa del proceso de reducción fue clave, ya que un pequeño error en las posiciones de las líneas ocasionaba una mala calibración y esto repercutía notoriamente en las mediciones y determinación de parámetros de los CE. Por esta razón, cada una de las lámparas de comparación fueron identificadas de forma individual utilizando para ello un atlas⁶ que contiene espectros patrones de los elementos que componen las lámparas de comparación. Una vez finalizada la identificación de las líneas y verificado que el rango de λ obtenido sea consistente con la red empleada, se le asignó a cada objeto su lámpara de comparación. De esta manera, se obtuvieron espectros calibrados en unidades de longitudes de onda, en este caso en Å.

La calibración en flujo consistió en transformar la intensidad del espectro en unidades de flujo. La función de transformación se encontró comparando el número de cuentas obtenidas de un espectro de una estrella patrón con su flujo conocido. Se asume que al hacer esto existe linealidad entre número de cuentas y el número de flujo. La cantidad de cargas acumuladas dependerá, además de la intensidad de la fuente, del tiempo de exposición, de la característica del instrumento y de la extinción atmosférica. La constante de proporcionalidad es una función de la longitud de onda que representa la respuesta del aparato de medición a la radiación de distintas frecuencias y se denomina *función sensibilidad*. Los pasos en los que se realizó la calibración en el marco de PYRAF fueron: hacer una definición de los pasabandas a ser usados en el ajuste de la función sensibilidad, ajustar una función suave con los puntos definidos anteriormente y finalmente aplicar dicha función a los espectros de los objetos (ya calibrados en longitud de onda).

3.4. Eliminación de rayos cósmicos y combinación de los espectros

Los rayos cósmicos constituyen una parte no deseada de la señal, es decir ruido. Una forma de eliminarlos de las imágenes de calibración es, como se mencionó al comienzo, mediante la combinación de imágenes. A diferencia de lo que ocurre en imagen directa, dónde los rayos cósmicos también se eliminan mediante la combinación de imágenes, en las imágenes espectrales de los objetos esto no puede hacerse así, ya que una misma longitud de onda puede corresponder a diferentes píxeles en las diferentes imágenes. Por lo tanto se deben eliminar una vez que los espectros de los objetos se encuentren calibrados en longitud de onda. Para hacerlo, a partir de la comparación de diferentes espectros de un mismo objeto, se eliminaron manualmente cada uno de los rayos mediante tareas de “cosmética” de PYRAF. Es esta una de las razones por las que se requiere obtener el espectro de un objeto obteniendo más de dos exposiciones del mismo.

Las exposiciones individuales luego se combinan para así obtener espectros con una razón S/N notablemente mejorada. Dicho proceso se puede hacer con la suma, el promedio o la mediana de los espectros individuales. En este caso, para todos los CE se realizó la combinación promediando las imágenes. En la Figura 3.3 se presentan los 10 espectros integrados finales obtenidos de este proceso de reducción.

Todos estos espectros fueron calibrados en unidades de flujo, normalizados a la unidad en aproximadamente $\lambda \sim 5500$ Å y desplazados por constantes arbitrarias para facilitar su visualización y comparación. Se observa que la mejor calidad es la presentada por el espectro correspondiente a L41, coincidiendo con la mayor S/N de la muestra (Tabla 3.2). Por otra parte, NGC 2140 es el espectro con menor valor de S/N y esto queda evidente en la figura también. Además, 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, evidencian las

⁶<https://casleo.conicet.gov.ar/wp-content/uploads/sites/42/2018/06/cunear.300lmm.pdf>

características astrofísicas propias de cada uno de los CE.

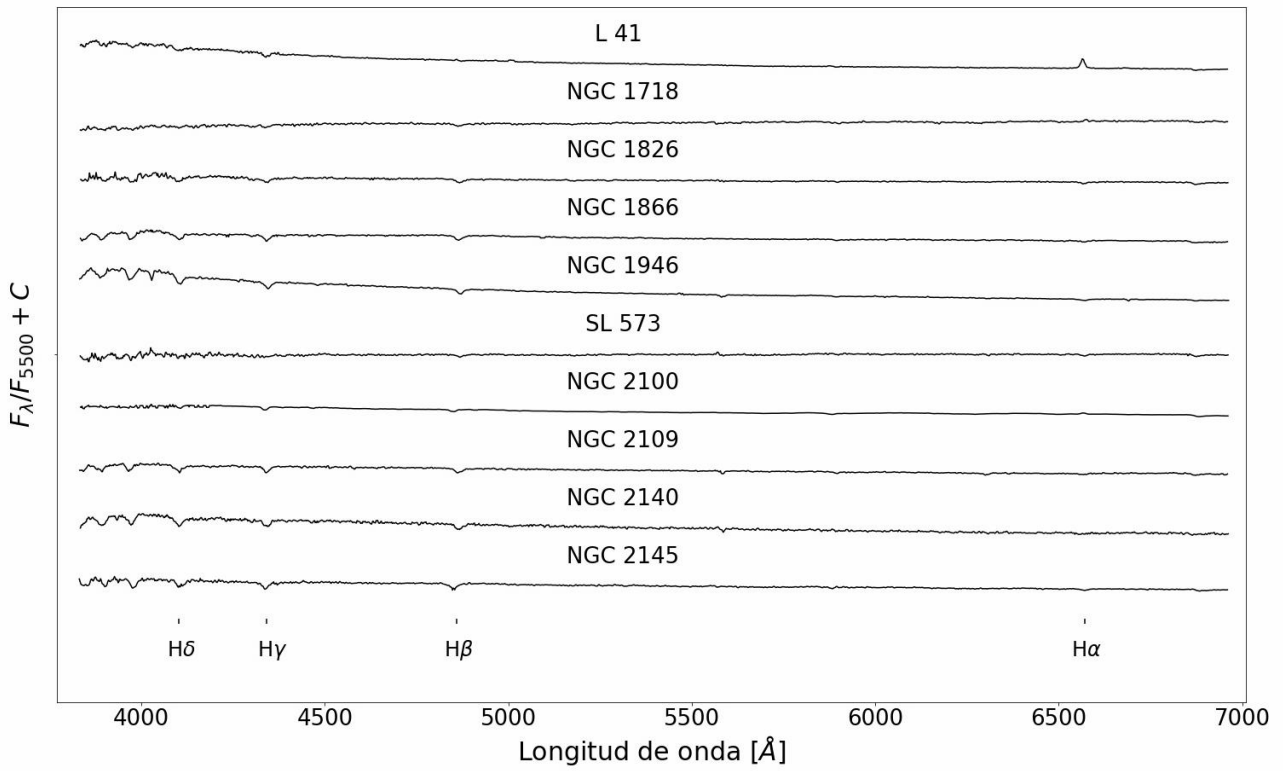


Figura 3.3: Espectros finales de los CE en unidad de flujo normalizado en $\lambda \sim 5500 \text{ \AA}$ y desplazados por constantes arbitrarias para una mejor visualización. Se marcan las regiones correspondientes a las primeras cuatro líneas de Balmer.

Capítulo 4

Determinación de parámetros astrofísicos

En este capítulo se presentan las herramientas que fueron empleadas para poder determinar los diferentes parámetros astrofísicos de cada CE estudiado. Los primeros métodos aquí desarrollados son: método de AE (BA1986b) junto con el ajuste de AE y diagrama diagnóstico (DD) (Santos & Piatti 2004, SP04). Ambos procedimientos requirieron la medición de AE de líneas espectrales particulares, las cuales se mencionarán en la correspondiente sección. Otro método empleado fue el ajuste por *templates*, es decir espectros patrón (e.g. Ahumada et al. 2019). Para llevarlo a cabo, se utilizó el software FISA por sus siglas en inglés *Fast Integrated Spectra Analyzer* (Benítez-Llambay et al., 2012). Por último, la última técnica empleada fue la síntesis espectral (e.g. Simondi-Romero 2021), utilizando el código STARLIGHT (Cid Fernandes et al., 2005). Todas estas herramientas sirvieron para determinar parámetros astrofísicos a partir de espectros integrados, los cuales fueron obtenidos siguiendo los pasos detallados en el Capítulo 3.

4.1. Métodos de anchos equivalentes

4.1.1. Método de Bica & Alloin

En el Capítulo 2 se detalla el trabajo realizado por BA1986a y BA1986b. En el mismo, se describe el primer método para determinar edades de los CE a partir de AE. En la Figura 4.1, se presenta la tabla que permite estimar las edades de los CE a partir de los AE medios de las primeras cuatro líneas de Balmer confeccionada por los autores.

Age	H α	H β	H γ	H δ
$1.65 \cdot 10^{10}$	3.0 ± 0.5	3.5 ± 0.9	4.9 ± 1.8	4.4 ± 1.8
$5 \cdot 10^9$	3.6 ± 0.5	4.9 ± 0.7	5.7 ± 1.8	5.0 ± 1.8
10^9	4.4 ± 0.5	7.5 ± 0.7	7.7 ± 1.0	9.7 ± 1.8
$5 \cdot 10^8$	5.6 ± 0.5	7.9 ± 0.5	8.6 ± 0.8	11.9 ± 1.1
10^8	4.6 ± 0.8	7.9 ± 0.5	9.9 ± 0.3	10.5 ± 1.1
$5 \cdot 10^7$	3.3 ± 1.6	6.2 ± 0.5	7.6 ± 0.3	8.9 ± 1.1
10^7	0.8 ± 1.6	3.9 ± 0.5	3.5 ± 0.3	4.5 ± 1.1

Figura 4.1: Anchos equivalentes medios de las primeras 4 líneas de Balmer en función de la edad. Imagen extraída de Bica & Alloin (1986a).

En este trabajo, se seleccionaron las 7 ventanas espectrales estudiadas por [Simondi-Romero \(2021\)](#). Las mismas son parte de las 70 ventanas presentadas por BA1986a y fueron seleccionadas según los perfiles espectrales fácilmente identificables y según se observaran perfiles de absorción entre los CE. Como se puede ver en la [Tabla 4.1](#), los rangos espectrales de las ventanas seleccionadas intentan cubrir todo el rango de longitud de onda en el que se obtuvieron los espectros. Es importante estudiar al menos un agente de absorción/emisión en cada región del espectro para que la determinación de los parámetros sea lo más precisa posible. Se sabe que las líneas espectrales de Balmer son muy buenos indicadores de formación estelar, como así también de la presencia de estrellas de alta temperatura. Se priorizó también que las líneas y bandas moleculares elegidas estén lo menos afectadas por el ruido instrumental como sea posible.

Tabla 4.1: Ventanas espectrales seleccionadas para la medición de anchos equivalentes extraídas de [Simondi-Romero \(2021\)](#). Se detallan rangos espectrales y agentes de absorción/emisión de cada una.

N° de ventana	Rango espectral [Å]	Agentes de absorción/emisión
#4	[3908 – 3952]	CaII K
#9	[4082 – 4134]	H δ
#14	[4284 – 4318]	Banda G (CH), FeI, CrI
#15	[4318 – 4364]	H γ , FeI, FeII
#27	[4846 – 4884]	H β , TiO, FeI
#34	[5156 – 5196]	<i>MgI</i> + <i>MgH</i> , C ₂ , TiO
#60	[6540 – 6586]	H α , TiO, FeI

Es importante tener en cuenta que las líneas espectrales no son infinitamente delgadas. Existen numerosos mecanismos como: el ancho colisional o de presión, o el ancho térmico producido el efecto Doppler que producen que se ensanchen. Gracias a estos efectos sobre la forma de las líneas es que se puede inferir información reveladora del entorno en el que se formaron. El AE de un perfil espectral se define como: “*el área total en la línea dividida por el valor del continuo en la línea*” ([Böhm-Vitense, 1992](#)). En la [Figura 4.2](#) se puede ver un esquema de este concepto; el área sombreada representada por W_λ de una línea espectral rectangular que produce la misma absorción en el espectro. En casos en los que la línea es de emisión, el valor medido de AE es negativo.

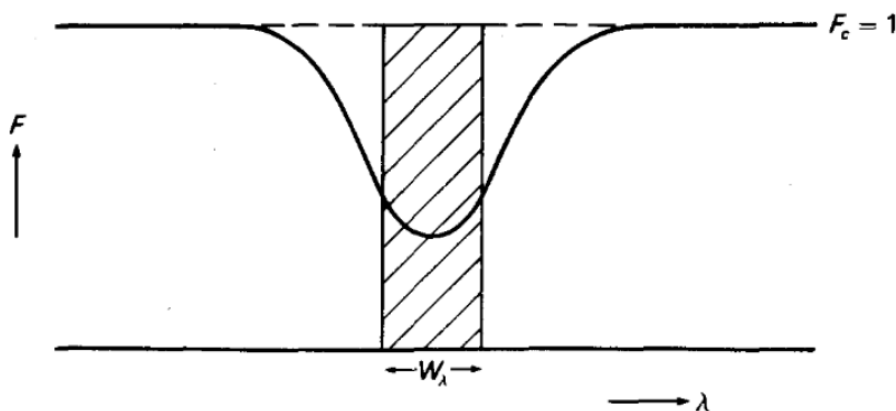


Figura 4.2: Esquema del AE (W_λ) de una línea. Extraído de [Böhm-Vitense 1992](#).

Para realizar la medición de AE se utilizaron dos herramientas de la tarea `plot` de PYRAF:

e ¹ que permitió medir el AE propiamente dicho, y **t** para trazar el continuo sobre el espectro. Brevemente, lo que se hizo fue utilizar el continuo ajustado previamente como referencia para medir al menos tres veces cada AE, dentro del rango de cada una de las ventanas seleccionadas (Tabla 4.1). Una medición sobre el continuo, y otras dos por encima y por debajo del mismo. Luego, comparando los valores se determinó el valor final. En general, se tomó como mejor ajuste el observado del continuo, aunque esta selección se hizo estudiando cada caso particular. Los valores obtenidos de AE para los 10 CE se presentan en la Tabla 4.2. Es importante destacar que este análisis permitió obtener errores, en promedio, menores a 1Å en todos los casos.

Tabla 4.2: AE medidos en Å para los objetos de la muestra.

Cúmulo	CaII K ¹	Hδ ²	Banda G ³	Hγ ⁴	Hβ ⁵	Mg I ⁶	Hα ⁷	S _H ⁸	S _M ⁹
L 41	1.5	4.0	0.5	3.8	1.0	0.6	-16.0	8.8	2.6
NGC 1718	7.2	5.0	4.7	6.0	6.8	2.3	-1.5	17.8	14.2
NGC 1826	7.4	9.7	4.8	9.7	6.1	1.5	2.9	25.5	13.6
NGC 1866	1.3	7.0	2.2	8.7	7.1	2.1	3.8	22.8	5.6
NGC 1946	2.2	4.4	1.2	6.8	6.3	1.0	6.0	17.5	4.4
SL 573	8.7	7.3	4.8	7.0	3.5	2.2	2.6	17.7	15.7
NGC 2100	1.9	2.5	2.6	3.6	2.7	0.7	-1.2	8.8	5.2
NGC 2109	0.8	10.4	2.2	8.8	7.0	0.6	3.6	26.2	3.6
NGC 2140	1.8	11.4	3.9	9.1	7.4	0.9	5.1	27.9	6.6
NGC 2145	1.7	9.5	2.6	10.8	8.1	0.9	4.3	28.4	5.2

Ventanas definidas: ¹(3908–3952) Å, ²(4082–4134) Å, ³(4284–4318)Å, ⁴(4318–4364)Å, ⁵(4846–4884)Å, ⁶(5156–5196)Å, ⁷(6540–6586)Å, ⁸S_M = Ca II K + Banda G + Mg I, ⁹S_H = Hδ + Hγ + Hβ.

Notar que en la Tabla 4.2 se observan valores negativos para Hα en L 41, NGC 1718 y NGC 2100, siendo indicio de la juventud de estos CE. Sin embargo, existen diversos fenómenos que deben ser tenidos en cuenta al utilizar la Tabla 4.1 para estimar edades. Al utilizar los AE de las líneas de Balmer, es importante tener presente que es una función bivaluada con la edad, como se detalla en el Capítulo 2. Por este motivo, también se tuvo en cuenta la pendiente del continuo del espectro para la estima de edades con este método.

4.1.2. Ajustes de AE y diagrama diagnóstico

SP04, a partir de AE de una muestra de 95 CE (CG y CA de la Galaxia y CE de las NM) con un amplio espectro de edades y metalicidades determinadas previamente, realizaron un ajuste entre la suma de los AE de las líneas de Balmer: $S_H = H\delta + H\gamma + H\beta$ y la suma de los AE de los perfiles metálicos $S_M = Ca II K + Banda G + Mg I$ con la edad y la metalicidad [Fe/H] de los CE de la muestra (Figura 4.3). En particular, el ajuste entre S_M y la edad resultó más preciso que con S_H . Los autores, al igual que BA1986a y BA1986b, encuentran una función bivaluada con la edad. No encuentran correlación entre S_H y la metalicidad, mientras que sí lo hacen entre S_M y [Fe/H]. Los ajustes en edad están limitados hasta $\log(t) < 0.8$ donde t está en 10⁹ años, mientras que el rango del ajuste en metalicidad es $-2.0 < [Fe/H] < 0.07$.

Los autores confeccionan además un DD (Figura 4.4 panel izquierdo), el cual a partir de los valores de S_M y S_H calculados permite distinguir cuatro regiones de edad, siendo éstas $t < 40 \times 10^6$

¹La 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 píxel y la suma parcial de los píxeles de los extremos. Luego de ejecutar la tarea, 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.

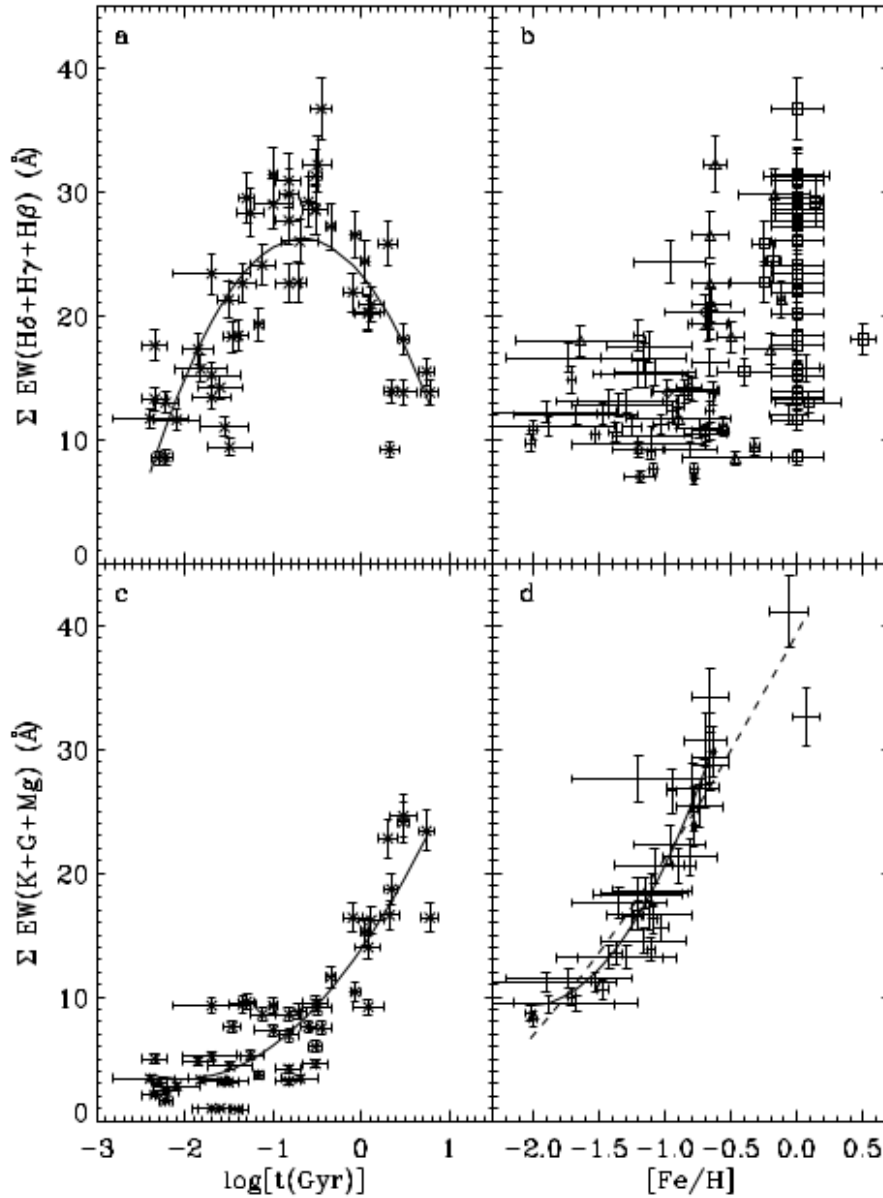


Figura 4.3: Ajustes entre las sumas de los AE de los CE de la muestra de SP04 y sus edades y $[Fe/H]$. a) S_H vs. edad; b) correlación no hallada entre S_H y $[Fe/H]$; c) S_M vs. edad; y d) S_M vs. $[Fe/H]$. Imagen extraída de SP04.

años; $40 \times 10^6 < t < 350 \times 10^6$ años; $0.4 \times 10^9 < t < 1.5 \times 10^9$ años; y $2.5 \times 10^9 < t$ años. Un resultado notable del diagrama es que CG Galácticos (edades mayores a los 10×10^9 años) y CE de edad intermedia ($-2.5 \times 10^9 < t < 10 \times 10^9$ años) comparten la misma región. En la misma se pueden distinguir tres zonas diferentes para CG galácticos con $[Fe/H] > -1.4$, identificados con círculos blancos: CG galácticos con $[Fe/H] \leq -1.4$ con círculos negros; y CE de edad intermedia con cruces. La importancia del resultado radica en la imposibilidad de ajustar edades de CG con este DD por encontrarse fuera del corte del ajuste. Por lo tanto, este diagrama permite estimar edades y $[Fe/H]$ luego de ubicar los objetos en el espacio de los AE. En el panel derecho de la Figura 4.4 se presenta la ubicación de los CE de la muestra en el DD de SP04, obteniéndose una segunda estima de edad para cada objeto. Se corrobora también la amplitud de edades de la muestra, con CE tan jóvenes como L 41 y NGC 2100 y algunos más viejos como por ejemplo NGC 1718 y SL 573.

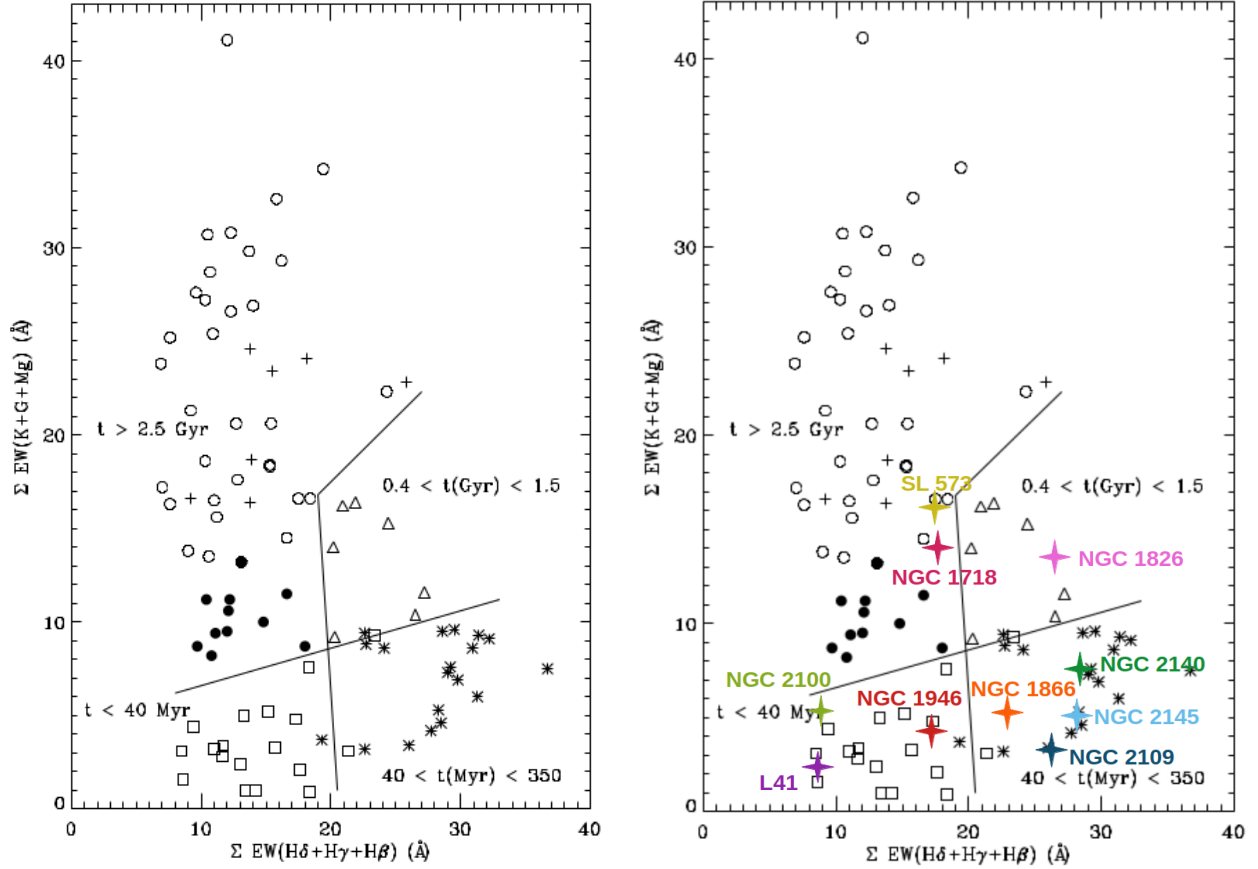


Figura 4.4: Diagrama diagnóstico propuesto por SP04. Se indica con círculos negros CG Galácticos con $[Fe/H] \leq -1.4$; con círculos blancos CG Galácticos con $[Fe/H] > -1.4$; y con cruces CE de edad intermedia. Panel izquierdo, diagrama original extraído de SP04 y en el panel derecho se indican los CE de la muestra sobre el DD.

4.1.3. Nueva calibración de AE

Recientemente [Simondi-Romero et al. \(2022b\)](#) (SR22) observaron que al determinar edades de CE de las NM a partir de ajustes obtenidos desde CA, tal como realizan SP04, se puede incurrir en un error en la estimación de la misma. La diferencia en el ajuste de CA y CE de las NM, sugiere que al no poder clasificar los últimos en abiertos o globulares responde entre otras cosas, a su propia naturaleza. Los autores especulan que las razones se deben buscar en la dinámica de las NM la cual podría afectar directamente no sólo a la distribución de estos objetos, sino a sus morfologías. [Tapia-Reina et al. \(2022\)](#) verificaron que la relación edad - AE para CE de las NM no sería la misma que para CE de la Galaxia, tal como señalaron SR22. Además, observaron que en el caso de CE jóvenes un pequeño error en la elección de uno u otro ajuste puede significar en un error relativo alto en la determinación de edades. En particular, en algunos casos los nuevos valores encontrados por estos autores presentan mejor precisión que la obtenida por el ajuste de SP04. Sus ajustes fueron re-definidos a partir de los de SR22 como:

$$\text{Log}(edad) = -2.26(\pm 0.13) + 0.22(\pm 0.03) * S_M - 0.0048(\pm 0.0009) * S_M^2 \quad (4.1)$$

$$\text{Log}(edad) = \frac{-b \pm \sqrt{b^2 - 4 * a * (c - S_H)}}{2 * a}, \quad (4.2)$$

donde $a = -3.56(\pm 0.77)$, $b = -3.08(\pm 1.67)$ y $c = 23.2(\pm 1.29)$ y valores de *rms* 0.43 y 4.7, respectivamente.

Si bien las razones astrofísicas y dinámicas por las cuales se obtuvieron estas notables diferencias entre los ajustes aún se encuentra en desarrollo, en este trabajo se emplearon las ecuaciones 4.1 y 4.2 para determinar las edades de los CE de la muestra.

4.2. Método de ajuste por *templates*: FISA

El método de ajuste por *templates* permite trabajar sobre el espectro integrado de un CE como un todo, no sólo sobre los perfiles espectrales y sus profundidades, como se presentó en los casos anteriores, sino también sobre las pendientes de sus continuos. De esta manera, se mejora notablemente las determinaciones de parámetros astrofísicos, ya que como se mencionó anteriormente, las relaciones entre la edad y los AE es bivaluada.

Un *template*, o espectro patrón, es un espectro real construido a partir de la combinación de espectros integrados de CE observados con edades y metalicidades similares. En consecuencia la profundidad de los perfiles de absorción, la presencia de perfiles de emisión o la pendiente del continuo, son características únicas de cada *template*. Las mismas representan una determinada edad y, en el caso de los CE más viejos, una determinada metalicidad. De esta manera, conociendo las propiedades como: la edad, metalicidad y enrojecimiento de un dado espectro patrón, se pueden estimar los parámetros para un CE observado, a partir de la comparación del mismo con distintos *templates*.

Para poder realizar la comparación entre lo observado con el espectro patrón, se han construido distintas librerías que agrupan los *templates*. Una de ellas es la creada por Santos et al. (1995) quienes emplearon espectros integrados de una muestra de 97 CE de las NM con metalicidades subsolares ($Z = 0.004 - 0.008$). Del total de objetos, 83 pertenecen a la NMM y 14 a la NmM. Además, trabajaron con objetos con estrellas particulares: Be, Wolf-Rayet (WR), variables luminosas azules (LBV) y remanentes de supernova (SNR). Una de las desventajas de dicha librería es su escueto rango espectral entre 3600 \AA y 5800 \AA , y otra de ellas es la baja amplitud de edades cubierta, refiriéndose sólo a CE jóvenes de hasta 170×10^6 años. En la Figura 4.5 y 4.6 se presentan los *templates* de la librería que fueron de utilidad en este trabajo. De la figura puede notarse el corto rango espectral de varios casos. Así también, para una misma edad (YA) los autores han tenido en cuenta el aporte de estrellas como las SG, WR y Be. Estos casos evidencian cómo las estrellas particulares aportan características distintivas a los espectros integrados de los CE.

Otra librería disponible y empleada en este análisis es la construida por Piatti et al. (2002) a partir de CA de la Galaxia. En la Figura 4.7 se puede ver que estos espectros presentan un mayor rango espectral, también en el rango óptico, pero esta vez hasta los 7400 \AA . Además, poseen una mayor amplitud en edades: CE jóvenes con edades entre $(2 - 4) \times 10^6$ años hasta CE con edades intermedias de $(3000 - 4000) \times 10^6$ años.

Si bien los *templates* (Figura 4.7) de dicha librería son típicamente de metalicidad solar, a partir del análisis de BA1986a se entiende que el parámetro que gobierna los espectros integrados de CE jóvenes y de edad intermedia es, justamente, la edad y no la metalicidad. Esta es la razón por la cual gran parte de los *templates* seleccionados aquí son de esta librería. Por otra parte, a pesar de que en este trabajo no son utilizados, existe una base de espectros patrón realizada por Bica (1988), donde se representan edades más viejas correspondientes a los CG de la Galaxia. En Simondi-Romero (2021) se emplea esta librería para el análisis de CE.

La aplicación del método se llevó a cabo a través de una herramienta computacional desarrollada por Benítez-Llambay et al. (2012): *Fast Integrated Spectra Analyzer*² (FISA). La misma permite comparar espectros integrados con diversos *templates* a través de librerías, hasta conseguir el mejor ajuste y determinar así edades y excesos de color $E(B-V)$ de manera simultánea. En

²<https://sites.google.com/site/intspectroscopy/documentation>

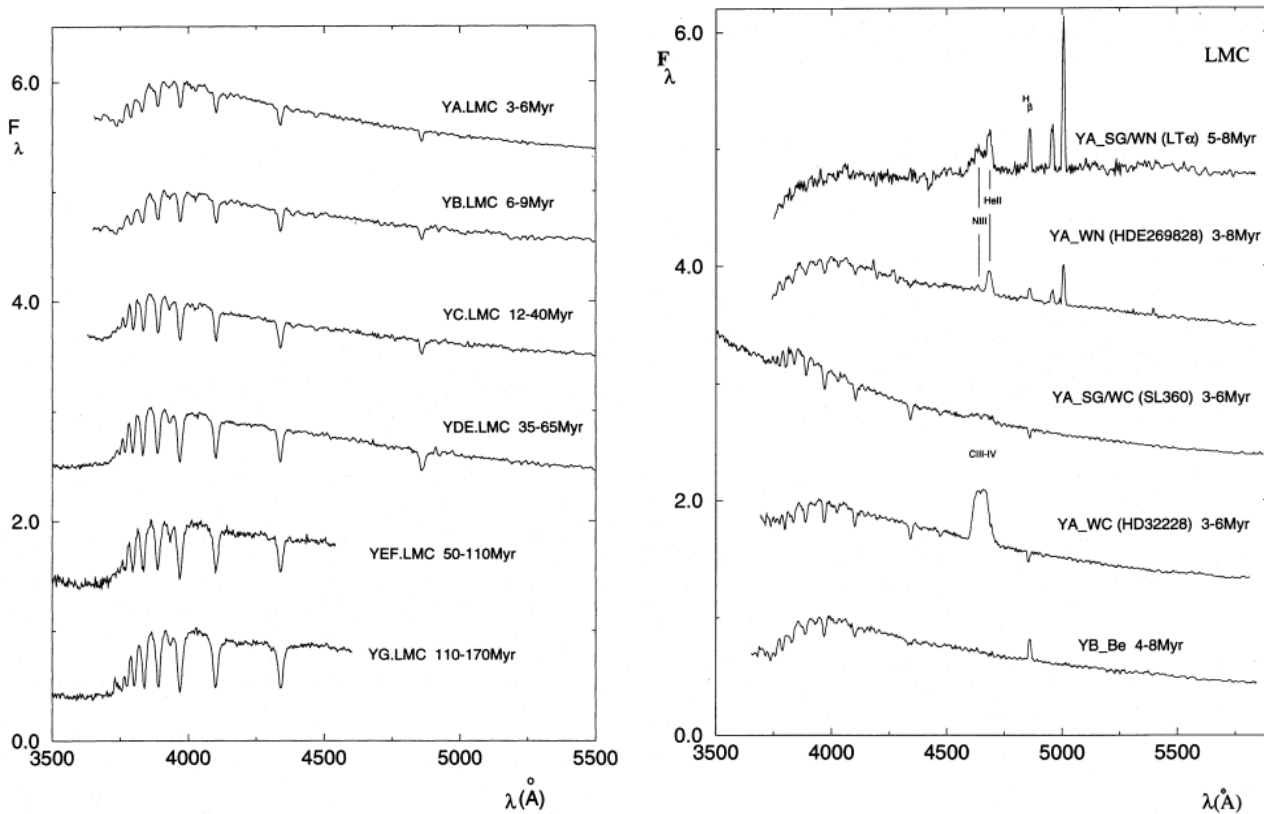


Figura 4.5: *Templates* de CE de la NMM extraídos de Santos et al. (1995).

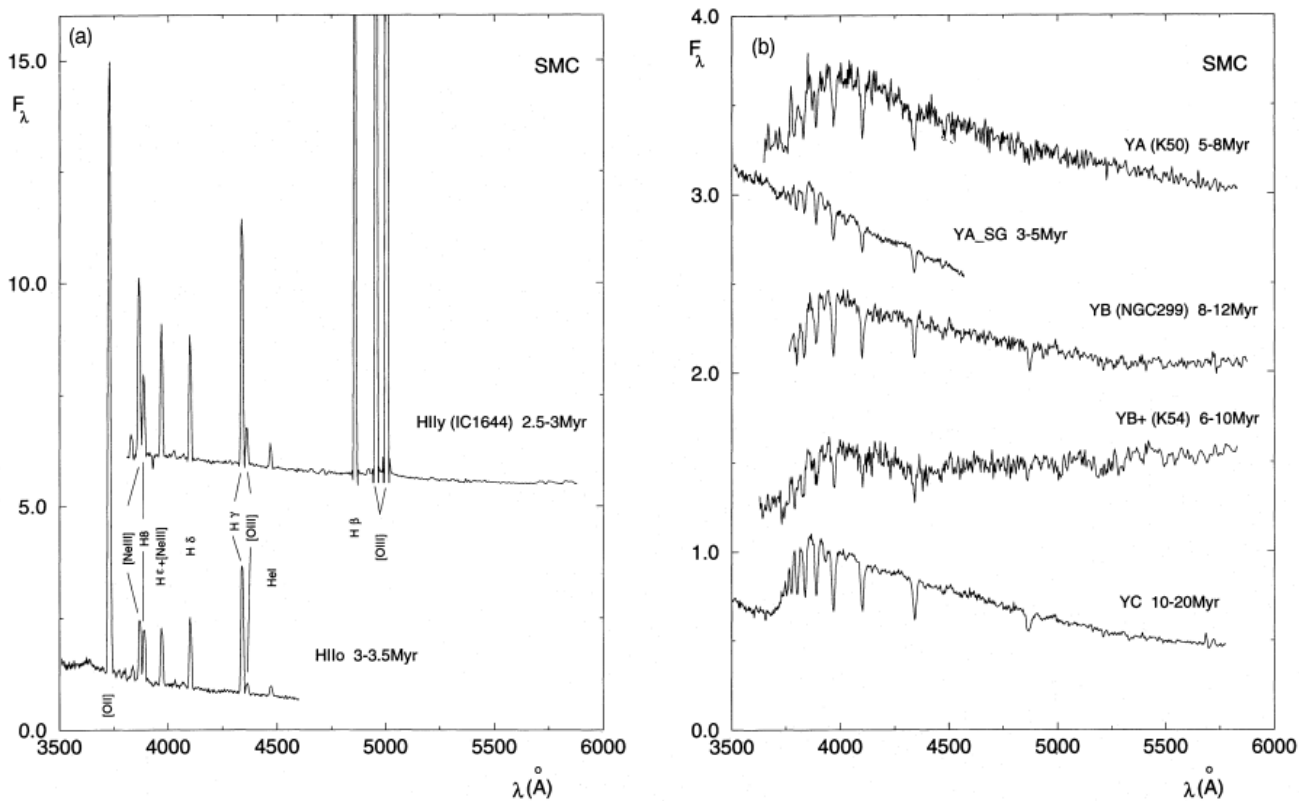


Figura 4.6: *Templates* de CE y regiones H II de la NmM extraídos de Santos et al. (1995).

la ecuación 4.3 se presenta la función χ^2 definida como la sumatoria de los cuadrados normalizados de los flujos residuales, siendo estos últimos la resta entre el espectro integrado observado en

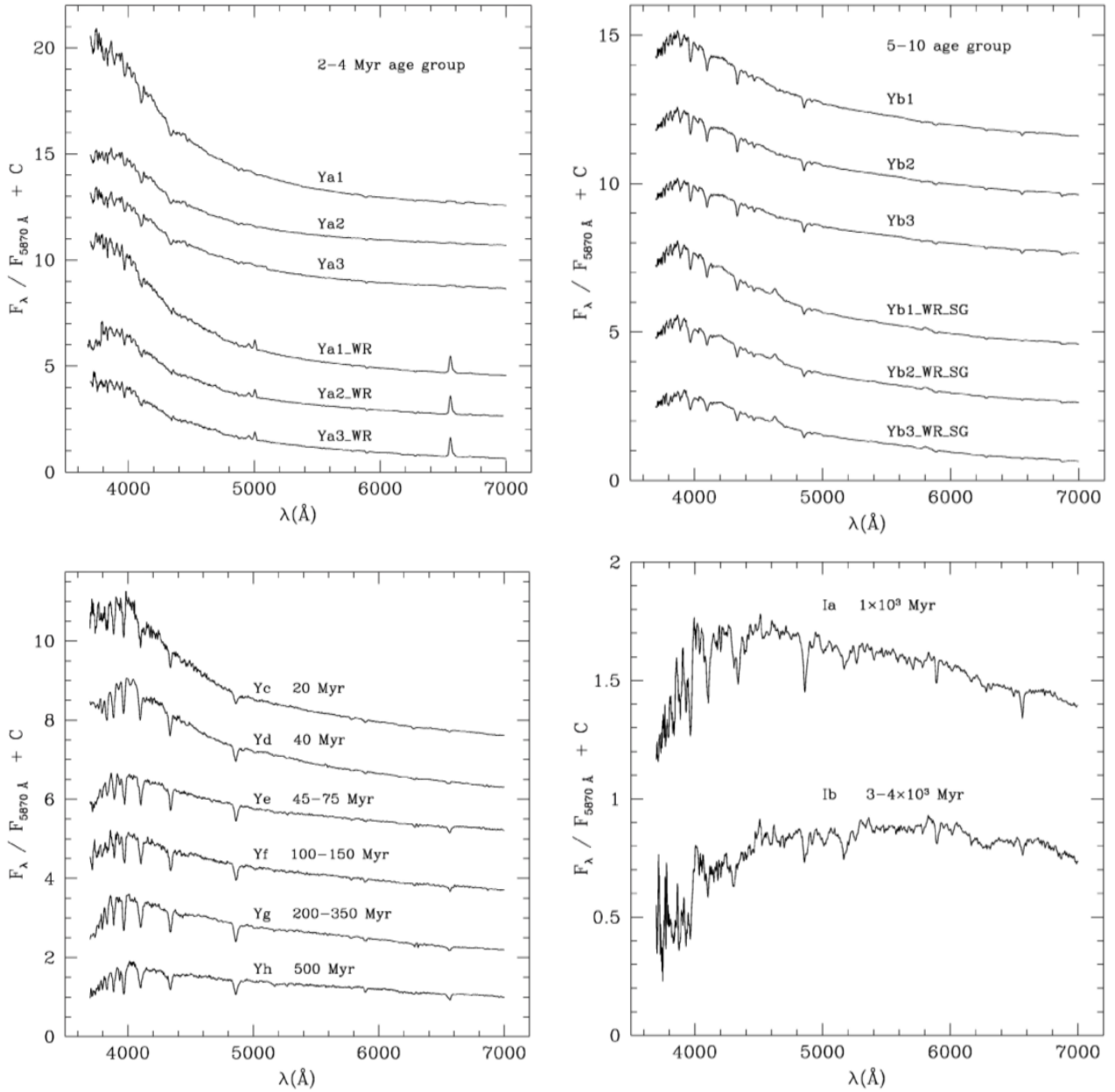


Figura 4.7: *Templates* normalizados en 5870 Å de la librería de Piatti et al. (2002). Arriba a la izquierda: templates $Ya \#$ y $Ya \#$ WR con presencia de estrellas WR con edades entre $(2-4) \times 10^6$ años; arriba a la derecha: *templates* $Yb \#$ y $Yb \#$ WR.SG con presencia de estrellas WR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

una dada longitud de onda y el *template* en la misma longitud de onda. FISA minimiza dicha función y asocia el espectro observado con el espectro patrón que proporciona el mejor ajuste. Al ser χ^2 función de los excesos de color $E(B-V)$, el ajuste también arroja el valor del enrojecimiento más probable.

$$\chi^2(E(B-V)_j; F'_{0k}) = \chi^2_{jk} = \sum_{i=1}^N \frac{(F'_j(\lambda_i) - F'_{0k}(\lambda_i))^2}{F'_{0k}(\lambda_i)} \quad (4.3)$$

Por *default*, el programa utiliza como base las librerías; Santos et al. (1995), Piatti et al. (2002)

y Ahumada et al. (2007). Sin embargo, como puede verse en la Figura 4.8, es posible cambiar la base agregando *templates* de forma manual. Puede verse también que es posible modificar el punto de normalización de los espectros, que por defecto son normalizados en 5870 Å. El valor de normalización es utilizado para la determinación del enrojecimiento. FISA proporciona un archivo de salida que contiene la distribución de los valores medios de $E(B-V)$ utilizada para calcular el $E(B-V)$ inicial para realizar la búsqueda de mínimos. Si no se tiene ningún rango de valores posibles para este parámetro, el análisis de esta distribución es de mucha ayuda. En el panel izquierdo de la Figura 4.8 se puede ver que la determinación de exceso de color puede realizarse de manera manual (un espectro por vez) o automática (para todos los espectros de la base a la vez). La salida obtenida al ejecutar aparece en consola mostrando los 10 espectros de la librería usada que mejor ajustan al espectro observado. Es muy importante tener presente que este *software* es muy útil siempre y cuando se revisen los resultados empleando criterios astrofísicos. En este caso, por cada CE, se realizó un estudio detallado de los valores provistos por FISA, y se determinó el mejor ajuste (dentro de los 10 mejores provistos por el programa) buscando que el mismo tenga “sentido/coherencia” astrofísico/a.

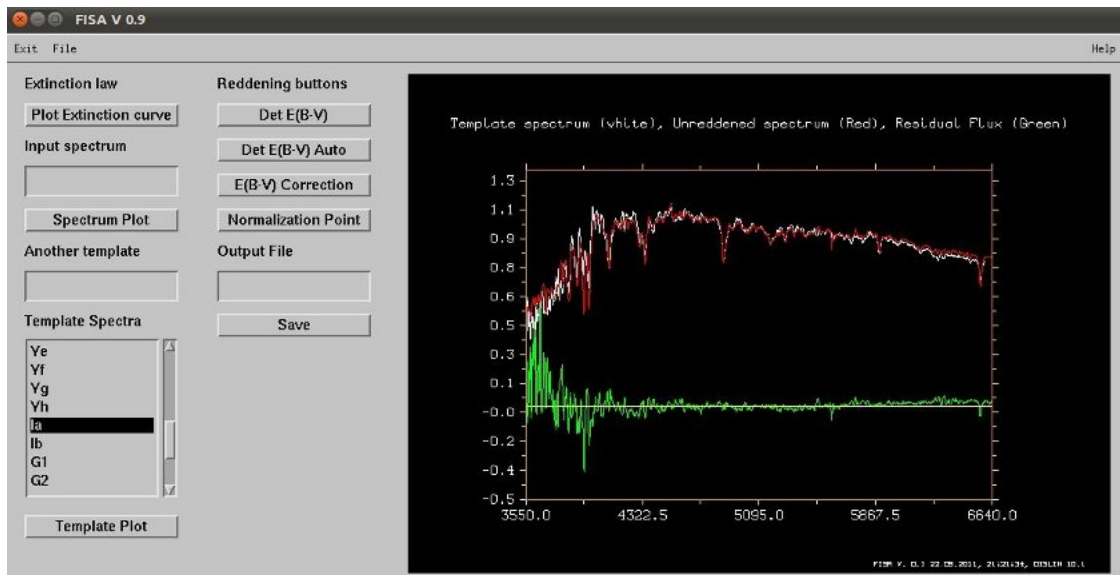


Figura 4.8: Ventana principal al ejecutar FISA. En el extremo derecho, se muestra un ajuste a modo de ejemplo; en blanco el *template*, en rojo el espectro integrado (observado) corregido por enrojecimiento y en verde el flujo residual. Imagen extraída de la documentación oficial del programa (<https://sites.google.com/site/intspectroscopy/documentation>)

4.3. Método de síntesis espectral

Se entiende por *síntesis* a la composición de un todo mediante la combinación de sus partes (Simondi-Romero, 2021). En particular, la *síntesis espectral (SE)* hace referencia a la combinación de espectros individuales buscando reproducir un espectro observado de la mejor manera posible. De la SE se obtiene un *template* sintetizado a partir del cual es posible analizar los espectros integrados de objetos como galaxias, núcleos activos o CE. De esta manera, es posible caracterizar y determinar los parámetros astrofísicos de los diferentes sistemas, al mismo tiempo que se recupera la información concerniente a las poblaciones estelares que podrían estar presentes en los objetos, en particular de los CE.

Existen dos métodos principales para realizar la SE: la *síntesis evolutiva* y *síntesis empírica*. Para la primera de ellas se parte de distintos parámetros: función inicial de masa (FIM), enriqueci-

miento químico, tasa de formación estelar y tasa de pérdida de masa estelar. Además, se estudian las distintas isócronas y modelos de atmósferas estelares para así poder construir una biblioteca de espectros estelares de diferentes abundancias y temperaturas, abarcando el diagrama HR, o diagrama Hertzsprung-Russell. 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 \(1968\)](#), [Tinsley \(1972\)](#), [Tinsley \(1973\)](#), y [Bruzual & Charlot \(2003\)](#), entre otros.

Por otra parte, ésta la *síntesis empírica*, la cual se emplea en este trabajo. La misma, modeliza el espectro observado como una combinación de espectros individuales de estrellas o de CE. Los mismos forman una base de espectros que contribuirán al espectro total en diferentes proporciones. 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. En el campo de la fotometría, le continuaron otros autores como [Baum \(1959\)](#), [Spinrad & Taylor \(1971\)](#), y [Faber \(1972\)](#), y empleando espectroscopía [Bica \(1988\)](#).

Las poblaciones estelares pueden ser simples (PES) o múltiples (PM). En el caso del método de SE, se emplean las PES. [Renzini \(1981\)](#) define a las PES como un conjunto de estrellas contemporáneas y químicamente homogéneas (e.g. CE, galaxias elípticas, o algunas galaxias enanas). Las PES pueden agruparse en librerías empíricas y teóricas. Las empíricas están conformadas por espectros observados siendo esta una ventaja, ya que los parámetros estelares deducidos a partir de ellos son valores reales. Las desventajas de este tipo de librería es que están limitadas a la vecindad solar proveyendo rangos de λ escasos. Además, la obtención de los espectros está fundamentalmente determinada por la disponibilidad tecnológica. Algunos ejemplos de librerías empíricas son: MILES ([Sánchez-Blázquez et al., 2006](#)), ELODIE ([Prugniel & Soubiran, 2004](#)), STELIB ([Le Borgne et al., 2003](#)), entre otras. Por otra parte, las librerías teóricas cuentan con espectros sintéticos creados a partir de modelos e ingredientes, por ejemplo: FMI o isócronas, determinados. Esto último permite que al emplear estas librerías se cuente con una gran variedad de parámetros. Sin embargo, la síntesis de este tipo de espectros se encuentra gobernada por las limitaciones de los modelos, ya que los mismos son realizados con aproximaciones y simplificaciones. Son ejemplo de este tipo la librería COELHO ([Coelho, 2014](#)), HUSSER ([Husser et al., 2013](#)) y GRANADA ([Martins et al., 2005](#)). Finalmente, se puede ver que ambos caminos para construir las librerías son necesarios para poder desarrollar y optimizar la SE.

El código STARLIGTH ([Cid Fernandes et al., 2005](#)) ajusta espectros observados como una combinación lineal de espectros (síntesis empírica) de PES. De esta manera, el ajuste creado por el programa es un espectro sintético extinguido, al contrario de FISA que des-enrojece el observado, con base real y con información de las contribuciones x_j de cada PES. El ajuste es obtenido tras la minimización de una función χ^2 y para llevarse a cabo, debe definirse una base espectral (librerías) y asignar valores iniciales a los parámetros. Para todos los CE de la muestra se realizó un ajuste con STARLIGTH utilizando una base de 69 PES obtenida de los modelos de [Bruzual & Charlot \(2003\)](#) en su versión actualizada, la cual ha mostrado ser de alto desempeño ([González-Lópezlira, 2018](#)). Esta base fue realizada con: librerías MILES + Martins³, isócronas de Padova, y una FIM de [Chabrier \(2003\)](#). Se realizó mínimo un ajuste por CE empleando edades (en años) desde 1×10^6 hasta 13×10^9 (edad del Universo). Las abundancias (en unidades de Z_{\odot}) usadas fueron: 0.008, 0.004, 0.02, 0.0004. Las mismas corresponden a los valores promedio estimados para las NM.

³La 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.

Capítulo 5

Resultados y discusión

En este Capítulo se presentan los resultados obtenidos de la muestra de 10 CE aplicando las diferentes técnicas desarrolladas en el Capítulo 4. El exceso de color $E(B-V)$ fue determinado tanto con FISA como con STARLIGHT para cada objeto. Debido al muy buen acuerdo entre los valores encontrados con cada uno, se presenta el obtenido por el ajuste de *templates*. Por otra parte, la metalicidad $[Fe/H]$ sólo fue obtenida a través de la síntesis espectral mientras que la edad fue determinada a partir de todos los métodos presentados. Es importante recordar que los valores de AE de las líneas espectrales son presentadas en la Tabla 4.2 como así también los espectros finales integrados en la Figura 3.3. Los valores obtenidos con STARLIGHT fueron realizados con las contribuciones significativas de las PES, es decir aquellas que aportan más del 5%.

5.1. Lindsay 41

Este objeto catalogado por primera vez por Lindsay (1958) es el único CE estudiado en este trabajo perteneciente a la NmM. Tal como puede verse en la Figura 5.1 este objeto es relativamente compacto y se encuentra en un campo muy poblado de estrellas. Glatt et al. (2010) y Nayak et al. (2018) observaron L 41 y ajustaron isócronas de Padova (Girardi et al. 1995, Marigo et al. 2008), para obtener edades del orden de 100×10^6 años. Por otra parte, Martayan et al. (2010) realizaron un relevamiento de objetos con líneas $H\alpha$ en emisión en CE de la NmM y detectaron la presencia de una estrella de tipo Be en L 41 lo que significaría que se trata de un objeto más joven de lo indicado. La única referencia al contenido metálico de este objeto, corresponde a Cioni et al. (2006) quienes indican que se trata de un objeto pobre en metales ($Z < 0.003$).

De la inspección del espectro integrado (Figura 3.3), se observa un gran aporte en la región azul del mismo y emisión en $H\alpha$, lo que se corresponde a un objeto de edad temprana. La estimación de la misma a partir del método Bica & Alloin es menor a los 10×10^6 años en tanto que la derivada a partir del DD es algo mayor ($< 40 \times 10^6$ años). Por otro lado, el mejor ajuste obtenido con FISA fue utilizando el *template* Ya3_WR ($(2 - 4) \times 10^6$ años) de la librería de Piatti et al. (2002) luego de corregir el espectro observado por $E(B-V)=0.14$

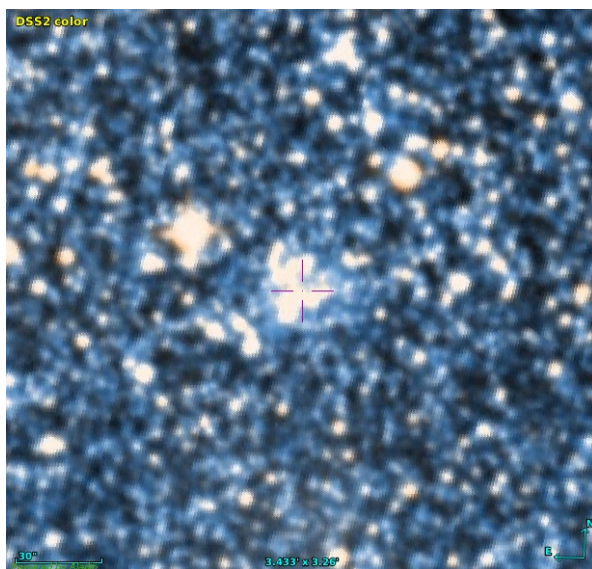


Figura 5.1: Imagen ($\sim 3' \times 2'$) de L 41 obtenida de DSS.

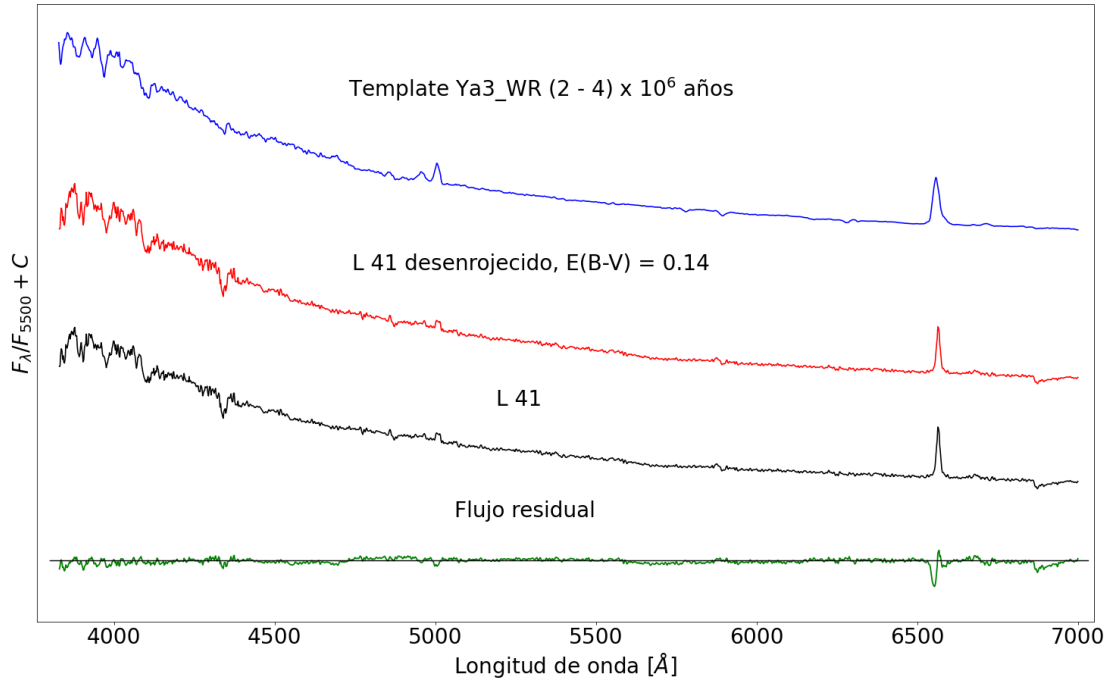


Figura 5.2: Ajuste del espectro integrado observado (en negro) de L 41, con un *template* Ya3_WR (azul) realizado con FISA. En rojo se muestra el espectro integrado desenojado ($E(B-V) = 0.14$), y en verde el flujo residual. Espectros normalizados a la unidad en 5500 \AA y desplazados por una constante para su mejor visualización.

(Figura 5.2).

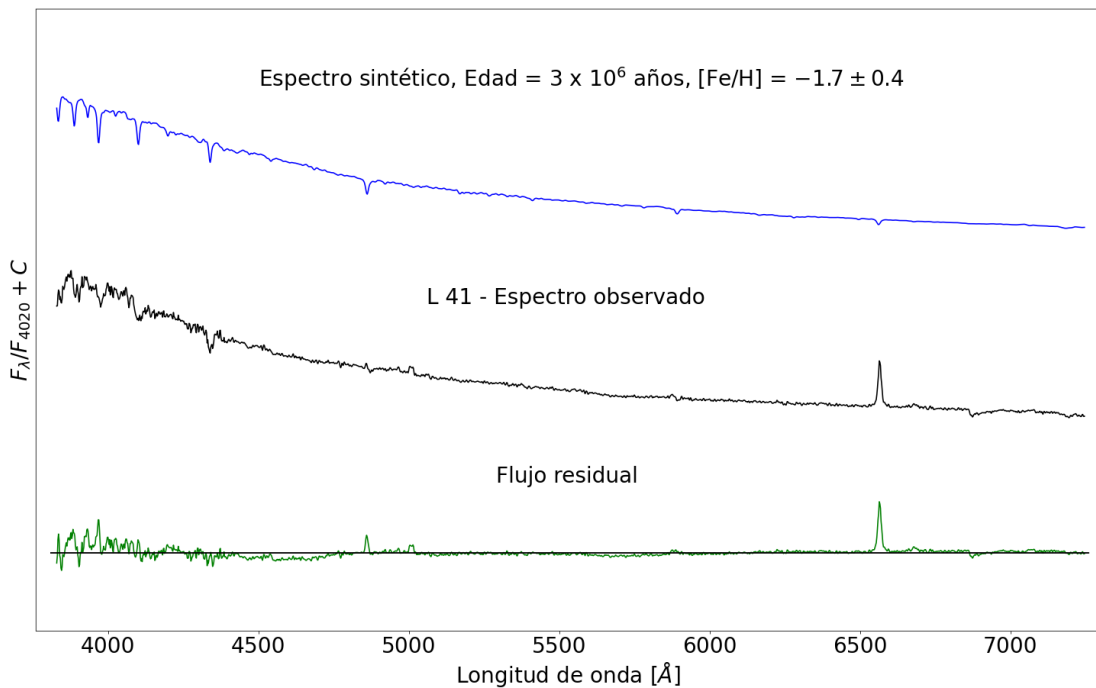


Figura 5.3: Ajuste de L 41 realizado con STARLIGHT. Espectro sintetizado en azul y espectro integrado observado en negro con $H\alpha$ enmascarada, normalizados en 4020 \AA . En verde se grafica el flujo residual.

El espectro observado de L 41 y el espectro sintetizado a partir de STARLIGHT se muestran en

la Figura 5.3 indicando una edad media de 3×10^6 años y una abundancia $[Fe/H] = -1.7 \pm 0.4$. Estos valores corresponden a los promedios de las tres PES con contribuciones significativas utilizadas para la síntesis (ver Anexo A). Debido a la notoria presencia de $H\alpha$ en el espectro observado, se realizaron pruebas teniendo en cuenta o no la línea de Balmer y se encontró que los valores medios de los parámetros no varían al tenerla o no en consideración.

La edad adoptada para L41 es de 3×10^6 años. Si bien esta no concuerda con la determinada por otros autores, la presencia de la línea $H\alpha$ en emisión y la presencia de estrellas Be en este CE, respaldarían que es un objeto joven. La metalicidad acá presentada correspondería al primer valor determinado.

5.2. NGC 1718

NGC 1718 es uno de los objetos catalogados por Dreyer (1888) y por Lauberts (1982) (ESO 85-10). Pertenece a la NMM y presenta una alta densidad estelar en su parte central (Figura 5.4). Fue estudiado por Kerber et al. (2007) quienes a partir de datos fotométricos de alta calidad obtenidos con el HST, confeccionaron los correspondientes DCM. A partir de éstos, le asignaron una edad de 2050×10^6 años, considerándolo como un CE de edad intermedia. Por otra parte, Goudfrooij et al. (2014) estudiaron este CE a partir de los TO de la secuencia principal y la correlación entre el ancho del TO y la velocidad de escape temprana con datos del HST.

Los autores encuentran una edad de 1800×10^6 años, una extinción en la banda V de $A_V = 0.58 \pm 0.03$ y una metalicidad $[Z/H] = -0.3 \pm 0.1$. Sakari et al. (2017) a partir de espectroscopía de alta resolución de dos estrellas de NGC 1718, determinaron que es un CE bastante rico en metales ($[Fe/H] \sim -0.55 \pm 0.01$). Recientemente Kapse et al. (2021), a partir de datos fotométricos del HST, concluyeron al analizar la rama de las gigantes rojas (RGR) del DCM de este CE que la misma no presentaba un ensanchamiento, sugiriendo así la ausencia de una significativa variación en su abundancia química. Además, a partir del ajuste de isócronas y adoptando una abundancia $Z=0.008$ y un $A_V = 0.25$, determinaron una edad de 1.7×10^9 años.

Una primera estimación de la edad se obtuvo a partir de los AE (Tabla 4.2) de las líneas de Balmer, del DD de Santos & Piatti (2004) y del ajuste analítico (Tapia-Reina et al., 2022). Estos valores se muestran en la Tabla 5.1. Como se puede ver en la Figura 4.4, este objeto se encuentra en la región de edades $> 2500 \times 10^6$ años, aunque está muy próximo a la línea (arbitraria) que divide las mismas. A partir de estos primeros valores, se realizó el ajuste FISA y se encontró que tanto el *template* con una edad de $> 1000 \times 10^6$ años (Ia de la Figura 5.5) como el correspondiente a 5500×10^6 años (NGC 416 de Ahumada et al. 2002) proporcionaban ajustes razonables. En el primer ajuste es notable la similitud en las profundidades de las líneas, en tanto que no es un buen ajuste al observar el continuo. Caso contrario ocurre al comparar el espectro de NGC 1718 con el de NGC 416, donde si bien es muy bueno el ajuste del continuo, las líneas de Balmer se presentan menos profundas, denotando que es más viejo que el CE en estudio.

Por otra parte, la síntesis espectral de NGC 1718 generada con STARLIGHT se realizó a partir de

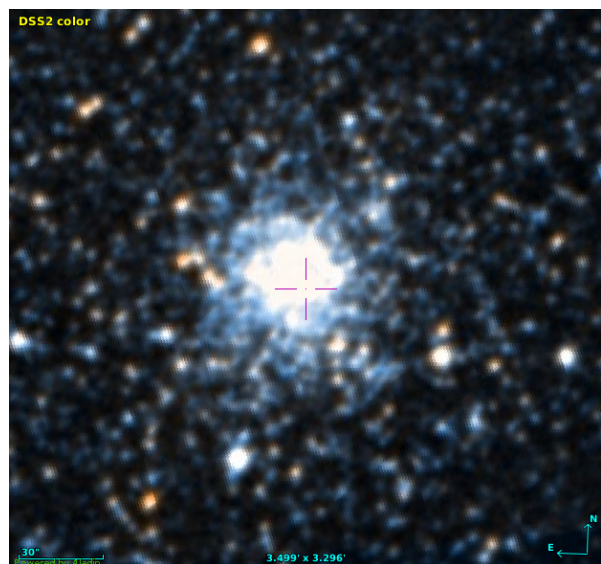


Figura 5.4: Imagen ($\sim 3' \times 2'$) de NGC 1718 obtenida del DSS.

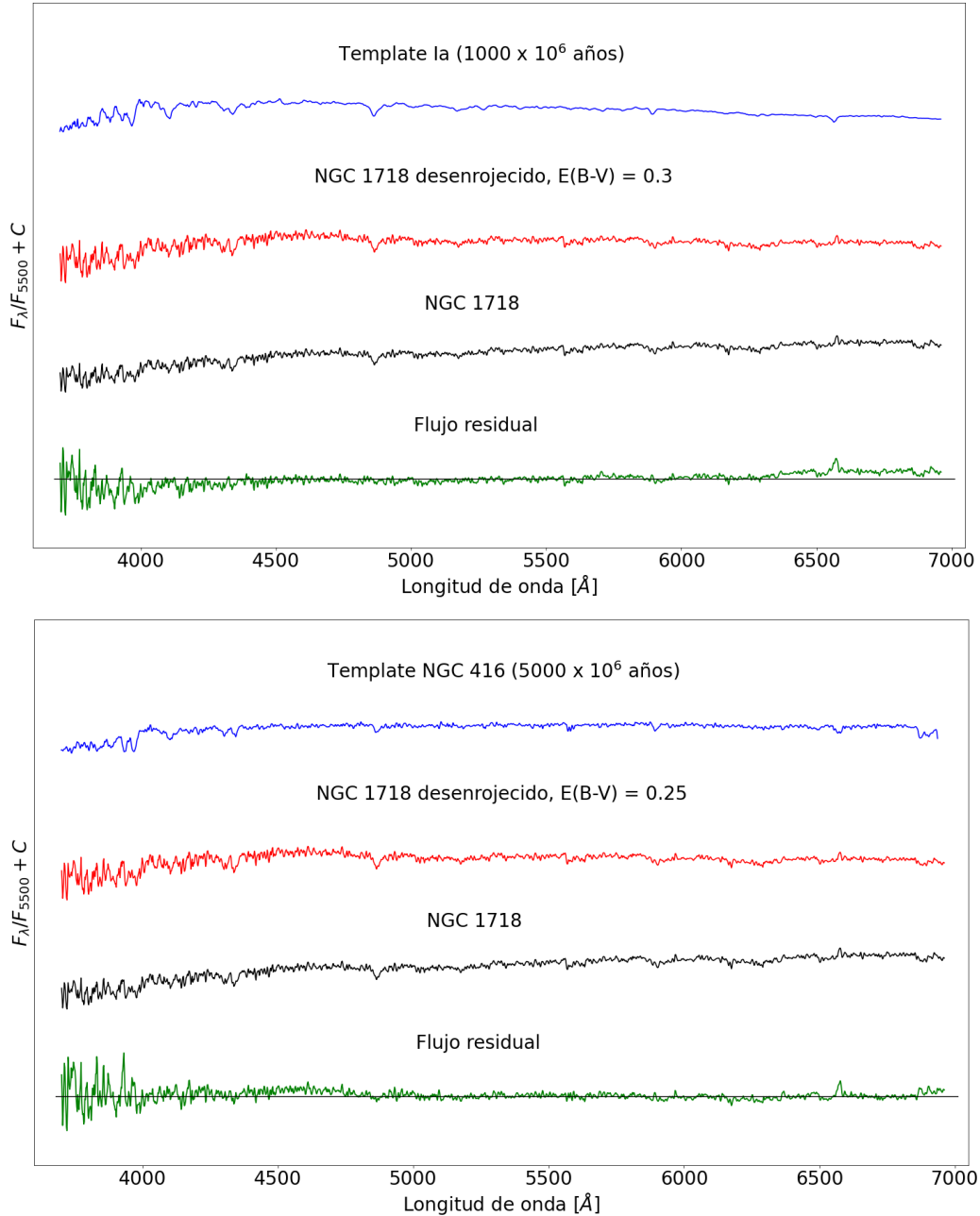


Figura 5.5: Ajuste del espectro integrado observado (en negro) de NGC 1718, con un *template* Ia en el panel superior y *template* NGC 416 en el panel inferior (azul). En rojo se muestra el espectro integrado desenrojado y en verde el flujo residual. Espectros normalizados a la unidad en 5500 Å y desplazados por una constante para su mejor visualización.

8 PES diferentes. Cuatro de ellas predominan frente al resto, ya que poseen un mayor porcentaje de contribución a la síntesis (ver Anexo A). Con un 30% de aporte se obtiene una PES con 286×10^6 años y luego con un poco más del 15% hay dos poblaciones: una muy joven con menos de 10×10^6 años y otra de más de 1000×10^6 años. Finalmente se pudo ver que todas las PES jóvenes, son las de menor aporte. Se especula que la necesidad del programa de emplear esas PES de menor edad en la síntesis, corresponde a la presencia de algunas emisiones en la región de $H\alpha$ ($\sim \lambda = 6563 \text{ \AA}$) del espectro observado (Figura 5.6). La edad promedio encontrada para NGC 1718 es de 3100×10^6 años con una abundancia de $[Fe/H] = -0.1 \pm 0.4$. De este valor se puede comprender lo encontrado con FISA, ya que la edad finalmente determinada a partir de la síntesis espectral corresponde a una edad “intermedia” entre los *templates* ajustados. Tanto la

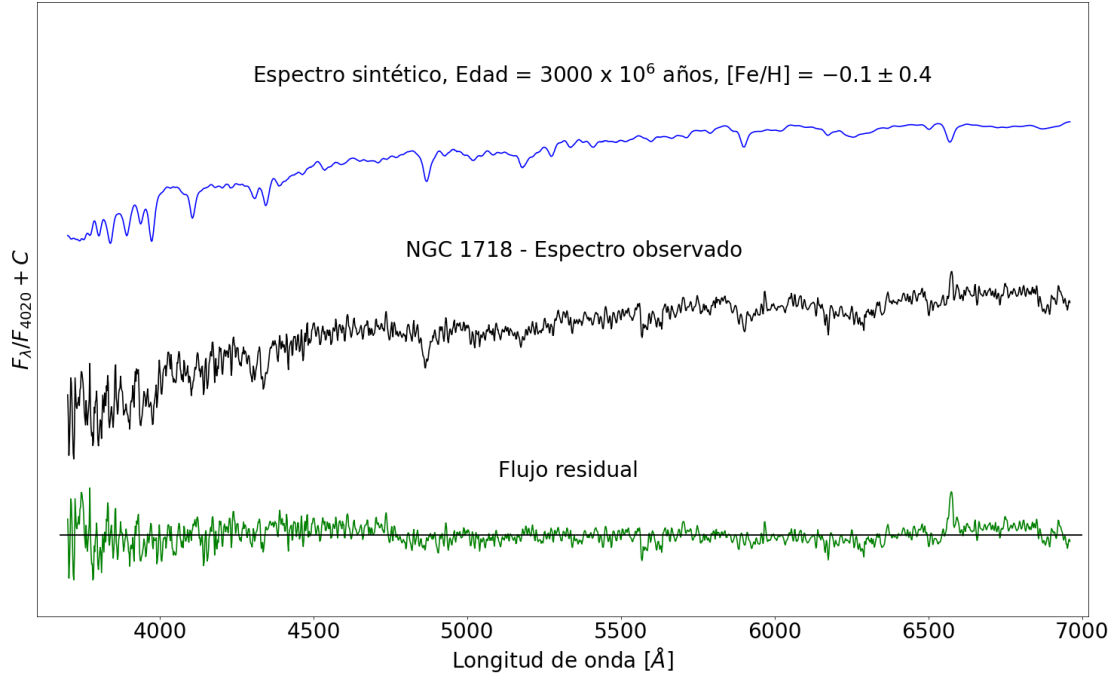


Figura 5.6: Ajuste de NGC 1718 realizado con STARLIGHT. Espectro sintetizado en azul y espectro integrado observado en negro, ambos normalizados en 4020 Å. En verde se grafica el flujo residual.

edad como la abundancia metálica determinadas por los diferentes métodos, concuerdan con los valores existentes en la literatura. El espectro de NGC 1718 es por sí solo el primer *template* que representa poblaciones estelares de 3000×10^6 años de metalicidad subsolar.

5.3. NGC 1826

Shapley & Lindsay (1963) catalogaron a este CE (Figura 5.7) como SL 221, sobre el cual no se han encontrado estudios detallados. La única referencia a su edad es la correspondiente a su tipo SWBIVB con valores de entre 400×10^6 años y 600×10^6 años (Tabla 2.3). En la Figura 5.8 se presenta el ajuste por *templates*, determinando a partir del mismo una edad de 500×10^6 años. Este valor se encuentra en concordancia con los obtenidos del análisis de AE de las líneas espectrales (método Bica & Alloin, DD y ajuste analítico). Notar que, al analizar el espectro integrado en la región de $\lambda \sim 4000 - 4500$ Å se pueden ver algunas "subidas" repentinas del continuo. En un principio, se pensó que este efecto podría ser consecuencia de una mala calibración de las estrellas estándares o ruido instrumental debido a la baja sensibilidad en esta región del CCD empleado. Sin embargo, la relación S/N de este CE es bastante buena ($S/N = 46$ Tabla 3.2) y este efecto no se presenta en otros CE calibrados con la misma estándar de flujo. Además, tanto $H\gamma$ (4341 Å) como $H\delta$ (4102 Å), son líneas en

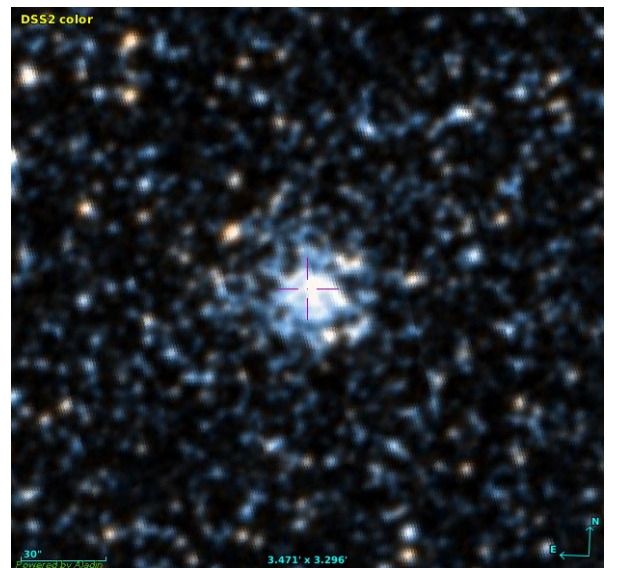


Figura 5.7: Imagen ($\sim 3' \times 2'$) de NGC 1826 del DSS.

esta región y se las puede identificar sin problemas. Luego, al ajustar el *template* Yh se puede distinguir que este patrón de “subidas” se representa muy bien en él.

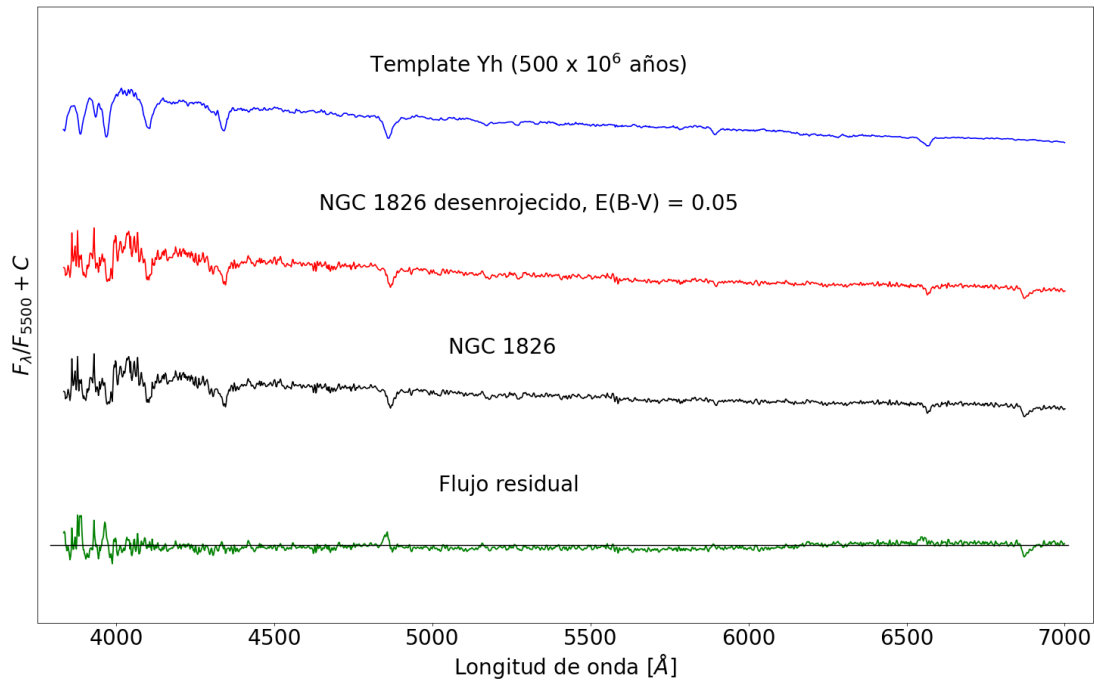


Figura 5.8: Ajuste del espectro integrado observado (en negro) de NGC 1826, con un *template* Yh realizado con FISA. En rojo se muestra el espectro integrado desenrojado, $E(B-V) = 0.05$, y en verde el flujo residual. Espectros normalizados a la unidad en 5500 Å y desplazados por una constante para su mejor visualización.

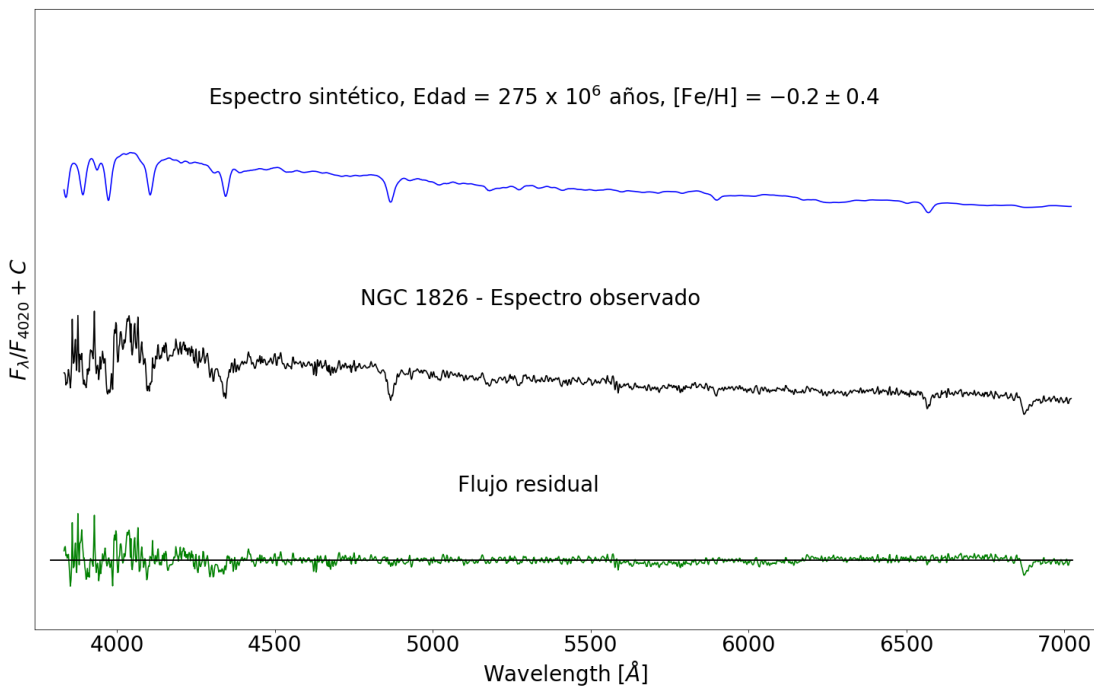


Figura 5.9: Ajuste de NGC 1826 realizado con STARLIGHT. Espectro sintetizado en azul y espectro integrado observado en negro, normalizados en 4020 Å. En verde se grafica el flujo residual.

Al analizar NGC 1826 con STARLIGHT se obtuvieron 5 PES predominantes para la síntesis

del espectro. Tres de ellas, con edades de más de 100×10^6 años mientras que otras dos poseen edades menores a 10×10^6 años. El valor medio determinado es de 275×10^6 años, aunque se debe tener en cuenta el efecto que están generando las PES más jóvenes (ver Anexo A). La causa de que el programa necesite de PES con un orden de magnitud (en edad) de diferencia a la hora de combinar, puede surgir de la necesidad de ajustar las subidas del continuo en la región azul del espectro observado. La segunda población con mayor aporte ($\sim 30\%$) presenta una edad de 509×10^6 años teniendo ésta un mejor acuerdo con los valores determinados por los primeros métodos. Por este motivo se decidió adoptar para NGC 1826 una edad de 500×10^6 de años. La metalicidad determinada fue de $[Fe/H] = -0.2 \pm 0.4$, es decir de metalicidad subsolar, y corresponde a la primera determinación de este parámetro. Es importante notar que STARLIGHT utilizó PES en un amplio rango de Z .

5.4. NGC 1866

NGC 1866 es un CE con apariencia de un CG (Figura 5.10) que presenta numerosos estudios en la literatura. Dos trabajos que se destacan son: el de Milone et al. (2017) quienes encuentran que la secuencia principal en el DCM está dividida, indicando un rango de edades de $(140 - 220) \times 10^6$ años, clara señal de la presencia de múltiples poblaciones. Por otro lado, Mucciarelli et al. (2011) determinaron una $[Fe/H] = -0.43 \pm 0.01$ a partir de espectroscopía de alta resolución, indicando que este CE es un hito a la hora de entender la evolución química de las poblaciones estelares en la NMM. Recientemente Narloch et al. (2022) determinaron parámetros astrofísicos para una centena de CE a partir de fotometría de Strömgren, siendo la edad determinada para NGC 1866 de 166×10^6 años y una $[Fe/H] = -0.27$.

Las primeras determinaciones de edad para NGC 1866 presentadas en la Tabla 5.1 indican que se trata de un CE joven. En la Figura 5.11 se puede ver el ajuste con el *template* Yg de $(200 - 350) \times 10^6$ años (Piatti et al., 2002), luego de corregir el espectro observado por $E(B - V) = 0.23 \pm 0.02$. Llama la atención el flujo residual de este ajuste, ya que en el espectro observado puede notarse una leve caída repentina en $\lambda \sim 5000 \text{ \AA}$ del continuo. Si bien se realizaron diferentes pruebas variando los valores de enrojecimiento, el ajuste no varió significativamente. Como se puede notar en la Figura 4.7, existe un *template* de 100×10^6 años (Yf) que parecería ser una buena alternativa. Sin embargo, Asa'd (2014) determinó, a partir de su algoritmo (ASAD¹), que la edad de ese *template* representaría a poblaciones de 7×10^6 años. Este es motivo suficiente para no tomar a Yf como un *template* de 100×10^6 años.

Los resultados obtenidos de STARLIGHT muestran la contribución de sólo dos tipos de PES para la síntesis espectral del CE, aportando $\sim 50\%$ cada una (ver Anexo A), quizás este sea un reflejo de sus PM. La población con mayor aporte es de 160×10^6 años con un $Z = 0.008$ correspondiente a una relación $[Fe/H] = -0.4 \pm 0.4$. En la Figura 5.12 se presenta este primer ajuste del que se determina una edad promedio de 128×10^6 años.

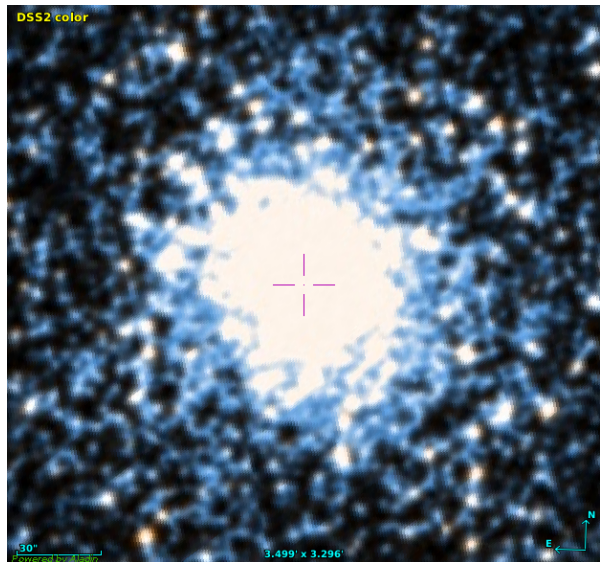


Figura 5.10: Imagen ($\sim 3' \times 2'$) de NGC 1866 del DSS.

¹Analyzer of spectra for Age Determination (Asa'd, 2014)

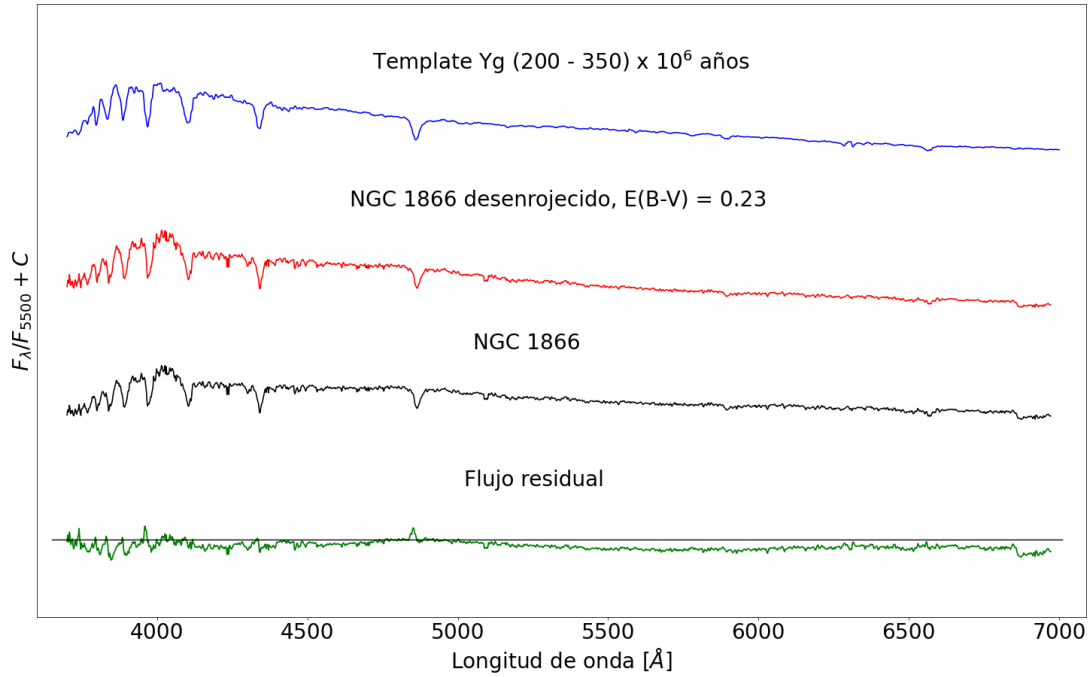


Figura 5.11: Ajuste del espectro integrado observado (en negro) de NGC 1866, con un *template* Yg realizado con FISA. En rojo se muestra el espectro integrado desenojeado, $E(B-V) = 0.23$, y en verde el flujo residual. Espectros normalizados a la unidad en 5500 \AA y desplazados por una constante para su mejor visualización.

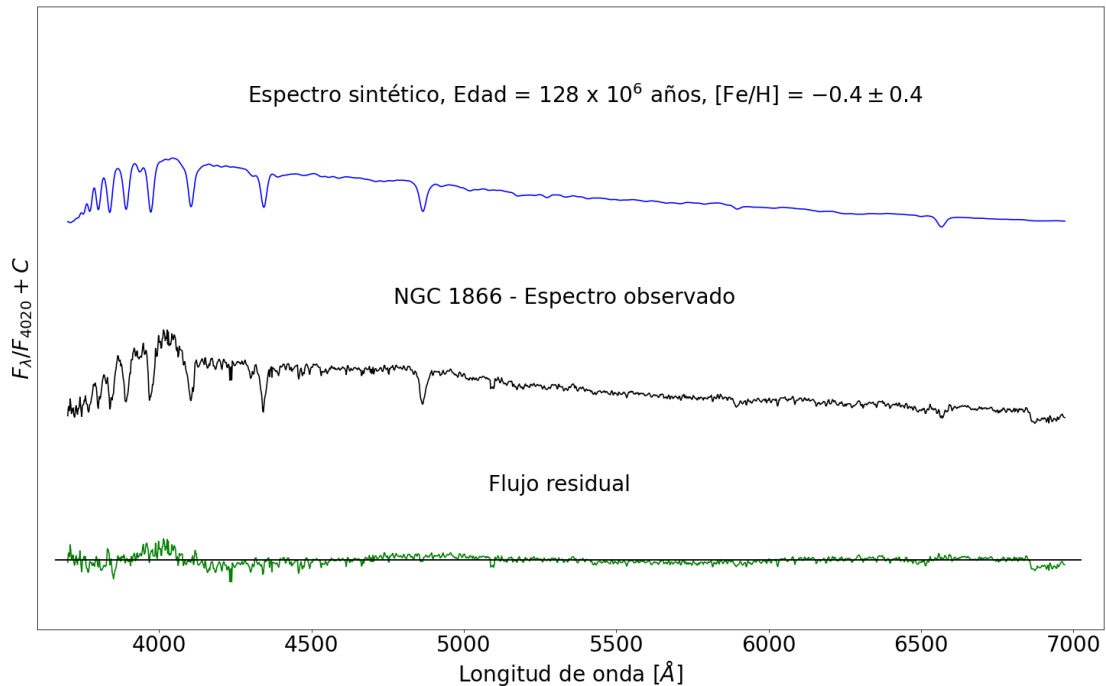


Figura 5.12: Ajuste de NGC 1866 realizado con STARLIGHT. Espectro sintetizado en azul y espectro integrado observado en negro, normalizados en 4020 \AA . En verde se grafica el flujo residual.

Según lo presentado en literatura, se ve que la edad de NGC 1866 se encuentra entre; $(170 - 200) \times 10^6$ años, lo cual motivó un análisis más profundo de este objeto. STARLIGHT proporciona una herramienta para “enmascarar” regiones del espectro que no se desean tener en cuenta a la hora de hacer la síntesis. Empleando la misma, se aplicó una máscara en la región azul hasta

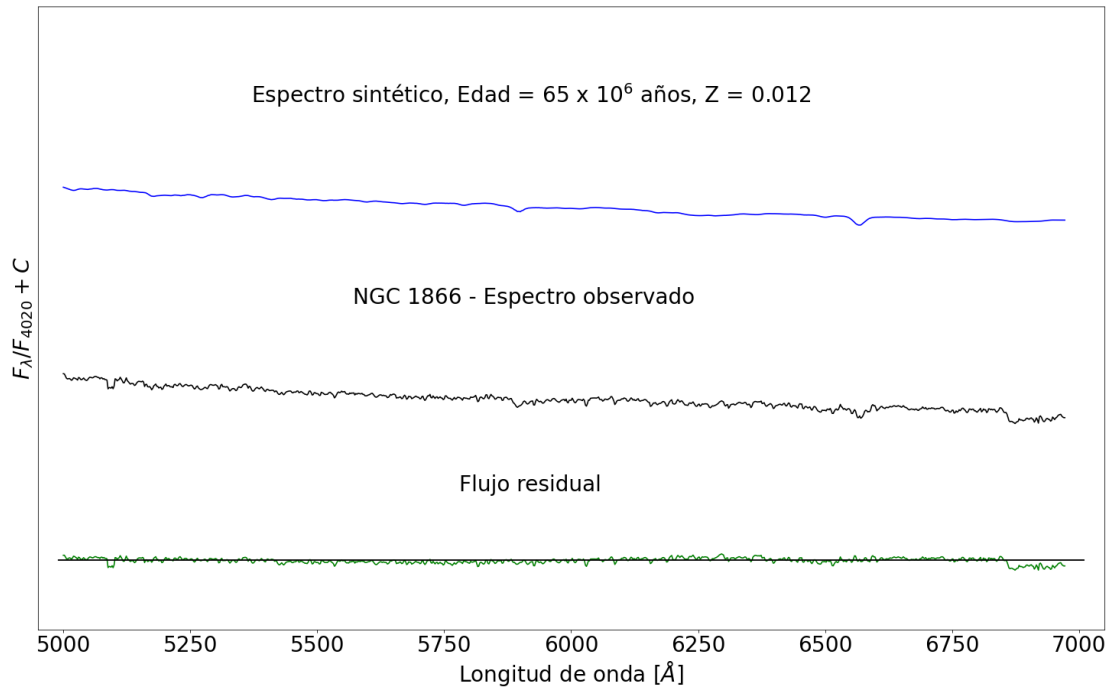


Figura 5.13: Ajuste de NGC 1866 realizado con STARLIGHT aplicando máscara en la región azul, hasta $\lambda = 5000 \text{ \AA}$. Espectro sintetizado en azul y espectro integrado observado en negro, normalizados en 4020 \AA . En verde se grafica el flujo residual.

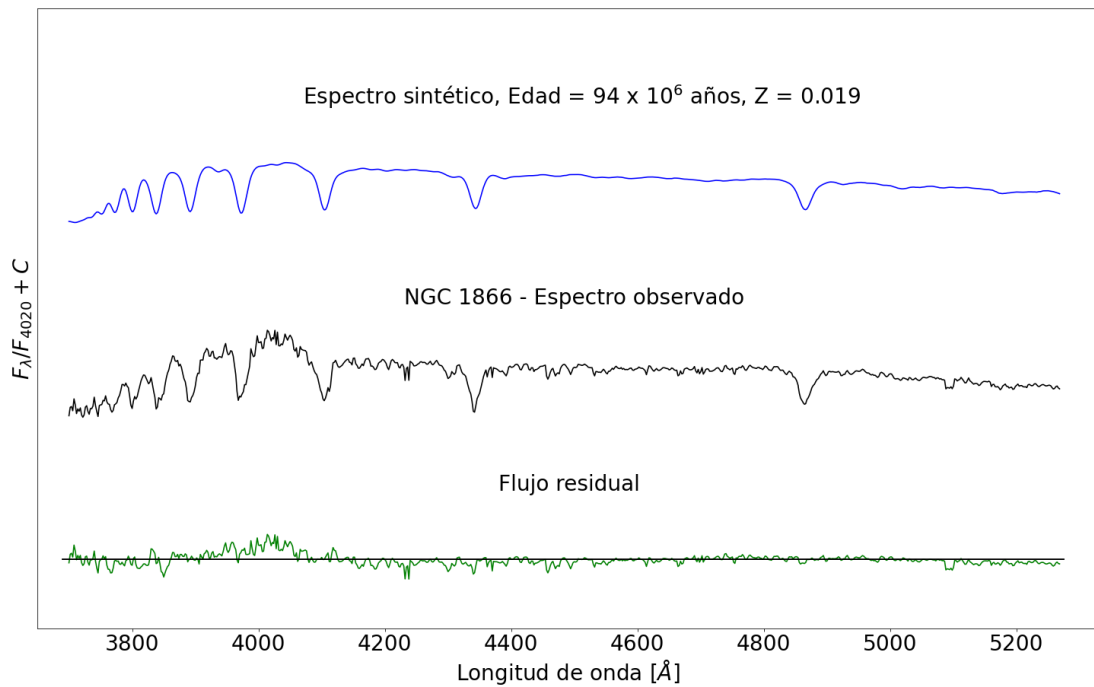


Figura 5.14: Ajuste de NGC 1866 realizado con STARLIGHT aplicando máscara desde $\lambda = 5000 \text{ \AA}$ en adelante. Espectro sintetizado en azul y espectro integrado observado en negro, normalizados en 4020 \AA . En verde se grafica el flujo residual.

$\lambda = 5000 \text{ \AA}$ del espectro observado (Figura 5.13). De esta nueva síntesis, se obtuvieron 3 PES con valor promedio de edad de 65×10^6 años y $Z=0.012$. Por otro lado, en la Figura 5.14 se presenta la última corrida de STARLIGHT pero esta vez enmascarando la región del rojo del espectro (desde $\lambda = 5000 \text{ \AA}$ en adelante). En este caso, la edad media determinada es de 94×10^6 años y $Z=0.019$,

tal como puede verse en la Tabla del Anexo A. Las edades obtenidas de esta manera corresponden a valores inferiores que aquellos correspondientes al determinado considerando el rango espectral completo. Dado que es sabida la presencia de PM en este CE, se toma como edad representativa 160×10^6 años infiriendo que hubo otro brote de formación estelar en $\sim 100 \times 10^6$ años. Respecto a la metalicidad y enrojecimiento del CE, los valores obtenidos se encuentran en muy buen acuerdo con los presentados por los autores mencionados anteriormente.

5.5. NGC 1946

Al examinar la Figura 5.15 es notable la aglomeración de estrellas en el núcleo, el que está rodeado de numerosas estrellas rojas. Sólo dos trabajos presentan información sobre los parámetros astrofísicos de NGC 1946: Bica et al. (1996) a partir de tipo SWBI, con una edad de $(10 - 30) \times 10^6$ años y Glatt et al. (2010) señalan un valor de 63×10^6 años.

A través de los métodos que emplean medición de AE, este CE presenta una edad menor a 40×10^6 años (Tabla 5.1). Se intentó ajustar, sin éxito, con *templates* jóvenes (Yd, Yb1_WR_SG), ya que el espectro observado tiene el continuo elevado en la región de λ cortas (Figura 3.3). El mejor ajuste se logró construyendo un nuevo espectro a partir de la combinación entre el *template* Yd y el espectro de una estrella gigante roja de tipo espectral O7B1 III (Silva & Cornell, 1992). En la Figura 5.16 se presenta este ajuste, determinando una edad de 40×10^6 años y un enrojecimiento de $E(B - V) = 0.3 \pm 0.02$ para el CE. A pesar de la bondad del ajuste, la edad del *template* no correlaciona con el tipo de luminosidad de la estrella (O7B1 III).

De la síntesis espectral, la edad media obtenida para NGC 1946 es de 20×10^6 años con $[Fe/H] = -0.4 \pm 0.4$ (Figura 5.17). Este valor está en acuerdo con los valores obtenidos con el método de Bica & Alloin, DD y el ajuste analítico (Tabla 5.1). Dos de las 3 PES empleadas por STARLIGHT poseen porcentajes de aporte a la síntesis muy similares ($\sim 40\%$ cada una) mientras que la tercera PES corresponde a un poco menos del 20%. El mayor aporte está dado por PES jóvenes (menos de 10×10^6 de años) mientras que la de menor aporte es de 100×10^6 de años (ver Tabla en el Anexo A). De la comparación entre estos resultados y los obtenidos del ajuste de *templates*, se especula que puede ser la presencia de estrellas evolucionadas las que estén aportando notoriamente a la región azul del espectro y reforzándolo. Sin embargo, en la base de STARLIGHT no se encuentran disponibles PES con estas características peculiares. Esto se manifiesta en el flujo residual de la Figura 5.17.

5.6. SL 573

SL 573 fue catalogado por primera vez por Shapley & Lindsay (1963). Es un objeto concentrado y de brillo moderado (Figura 5.18). Al igual que NGC 1826, sólo presenta una referencia a su edad, entre 2×10^9 años y 5×10^9 años (Bica et al., 1996). A través del método Bica & Alloin se estima una edad mayor a 1000×10^6 años, lo cual concuerda con la posición del CE en el DD (Figura 4.4). En las Figuras 5.19 y 5.20 se presentan los ajustes realizados con los *templates*: Ia e Yh. De la Tabla 3.2

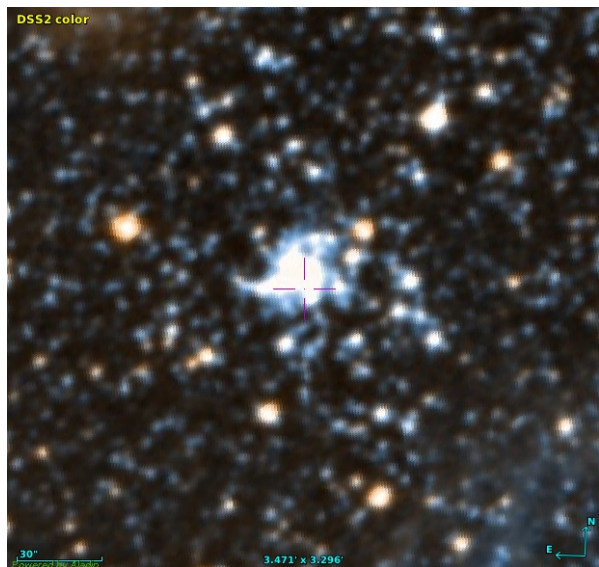


Figura 5.15: Imagen ($\sim 3' \times 2'$) de NGC 1946 del DSS.

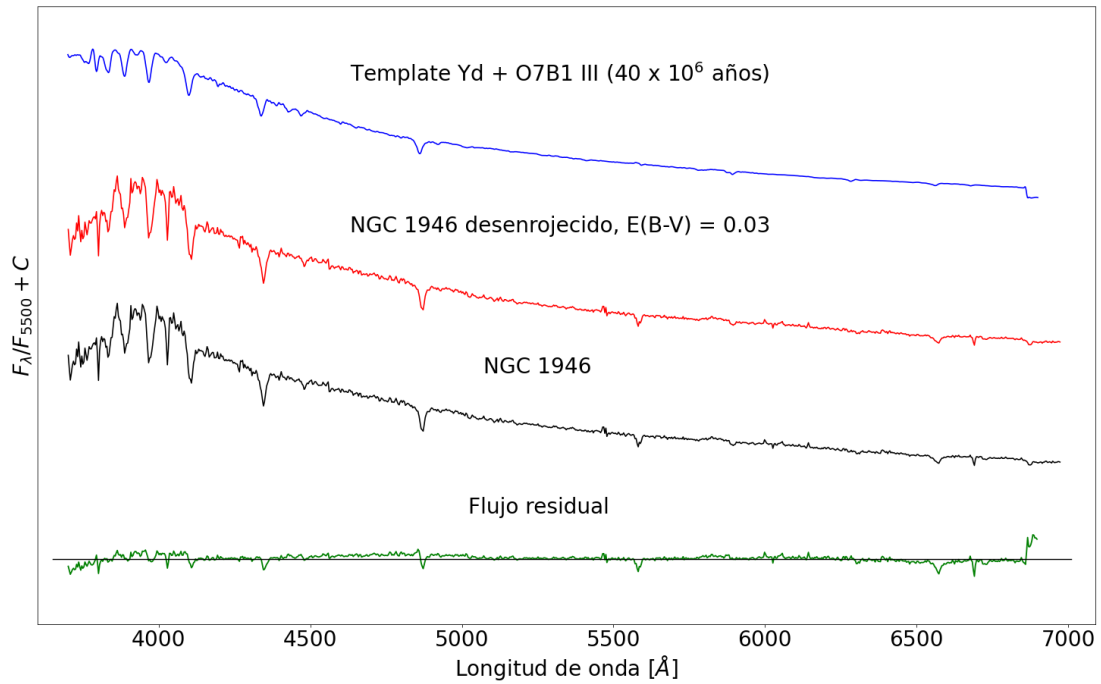


Figura 5.16: Ajuste del espectro integrado observado (en negro) de NGC 1946, con un *template* Yd combinado con una estrella O7B1 III (Silva & Cornell, 1992) realizado con FISA. En rojo se muestra el espectro integrado desenojeado, $E(B-V) = 0.23$, y en verde el flujo residual. Espectros normalizados a la unidad en 5500 \AA y desplazados por una constante para su mejor visualización.

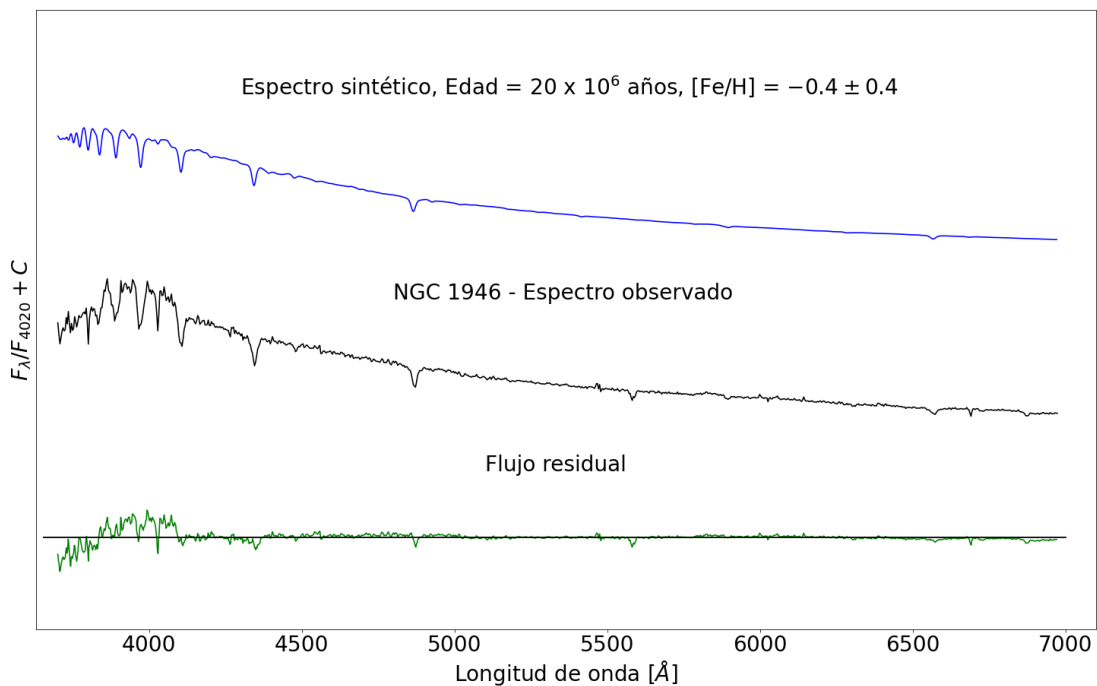


Figura 5.17: Ajuste de NGC 1946 realizado con STARLIGHT. Espectro sintetizado en azul y espectro integrado observado en negro, normalizados en 4020 \AA . En verde se grafica el flujo residual.

se ve que la relación S/N de SL 573 es una de las más bajas de la muestra (29), siendo ésta una dificultad para ajustar, sobre todo en longitudes de onda cortas, donde además el CCD usado tiene baja sensibilidad.

El primer ajuste fue realizado con el *template* Ia de 1000×10^6 de años, luego de corregir el espectro observado por $E(B-V) = 0.1$ (Figura 5.19). Se puede ver que el flujo residual es notable en la región de las λ largas. Por este motivo y dado que los métodos a través de AE proponen la edad de este *template* como cota inferior, se realizó un nuevo ajuste. En la Figura 5.20 se compara el espectro de SL 573 corregido por un enrojecimiento $E(B-V) = 0.37$, con el *template* Yh (500×10^6 años). A partir de examinar el flujo residual se encuentra que el ajuste mejora en las regiones espectrales rojas. La incompletitud de la base de *templates* puede ser la razón por la cual ambos ajustes sean adecuados pero a costa de perder precisión en uno de sus parámetros a determinar. Se especula que la edad del CE se encuentra entre los valores de los *templates* empleados y que es necesario un espectro patrón con características “intermedias” para lograr el ajuste de este CE.

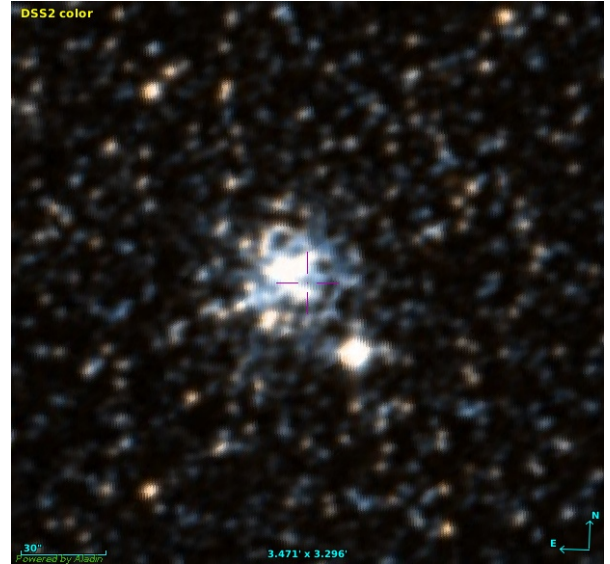


Figura 5.18: Imagen ($\sim 3' \times 2'$) de SL 573 del DSS.

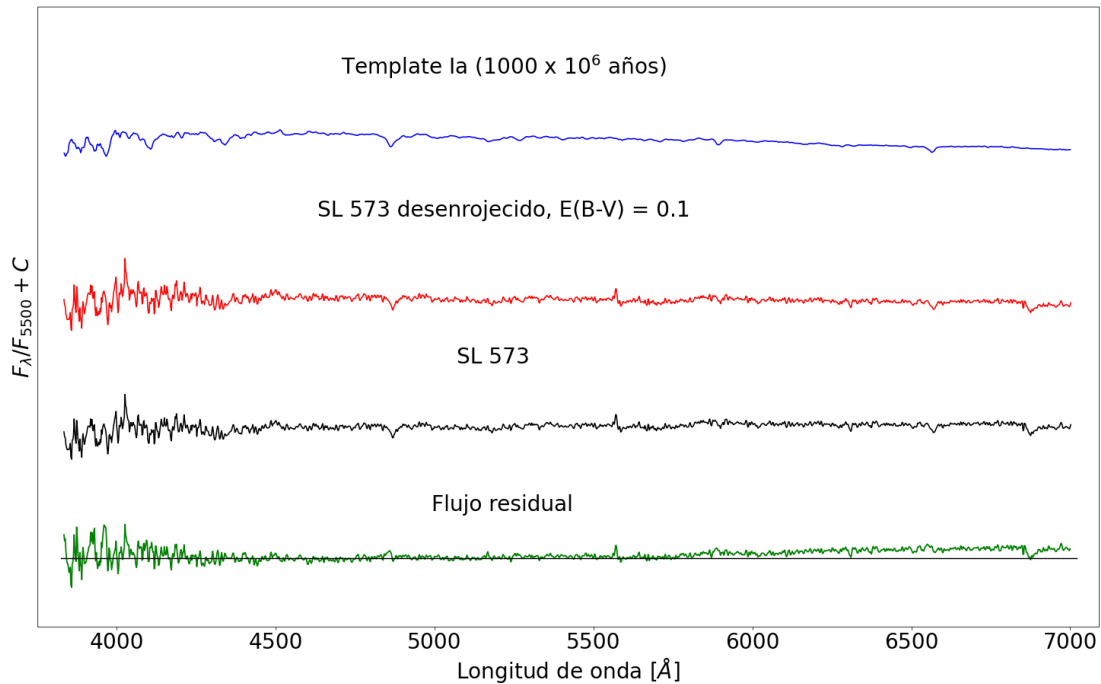


Figura 5.19: Ajuste del espectro integrado observado (en negro) de SL 573, con un *template* Ia. En rojo se muestra el espectro integrado desenojido y en verde el flujo residual. Espectros normalizados a la unidad en 5500 \AA y desplazados por una constante para su mejor visualización.

La edad media obtenida a través de la síntesis espectral es de 595×10^6 años. En particular, STARLIGHT empleó 9 PES, de las cuales sólo 4 de ellas aportan con un porcentaje mayor al 10%. A pesar de esto, la variedad de sus PES, amplía el rango de edades y metalicidades en sincronía con la cantidad de líneas metálicas presentes en el espectro observado (Figura 5.21). De todos los CE de la muestra, SL 573 junto a NGC 1718, son los que mayor cantidad de PES diferentes necesitaron para su síntesis espectral. La PES con mayor contribución posee una edad de 9×10^6 años y una abundancia solar, mientras que con el 16% de aporte se encuentra una

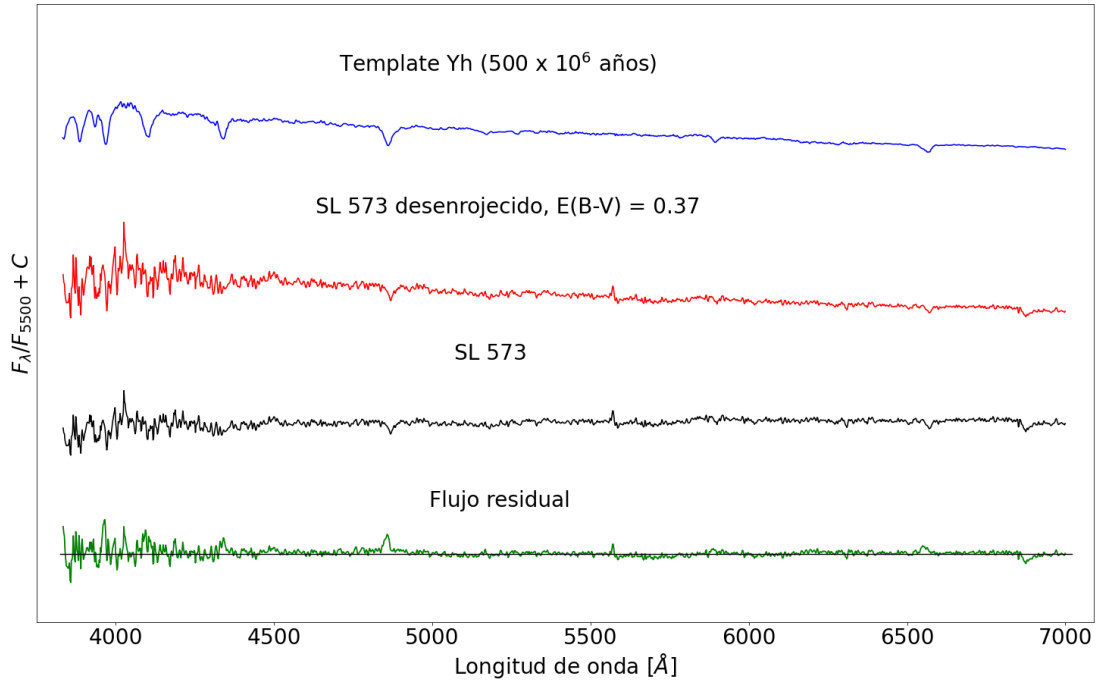


Figura 5.20: Ajuste del espectro integrado observado (en negro) de SL 573, con un *template* Yh. En rojo se muestra el espectro integrado desenojeado y en verde el flujo residual. Espectros normalizados a la unidad en 5500 Å y desplazados por una constante para su mejor visualización.

PES de 900×10^6 años y $Z = 0.004$. Con un porcentaje $\sim 12\%$ se encontraron dos PES con edades de 10×10^6 años y de 1000×10^6 años también con $Z = 0.004$ (ver Anexo A). Finalmente, cabe destacar que este es el primer estudio detallado de SL 573. Para poder realizar un análisis exhaustivo de las poblaciones que lo componen, será necesario mejorar la calidad del espectro integrado.

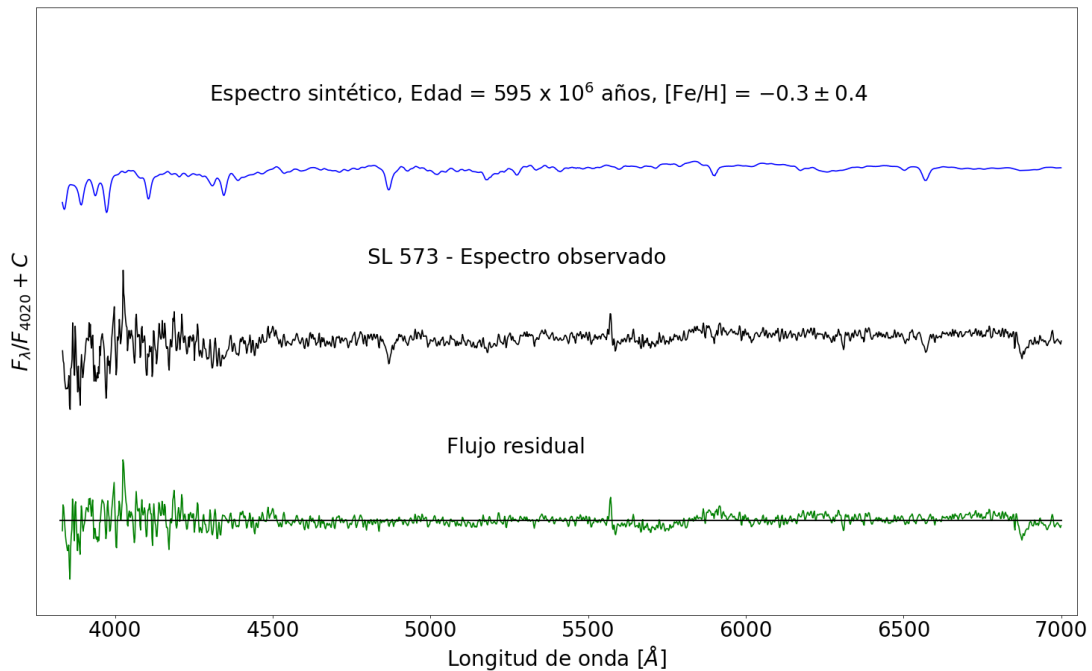


Figura 5.21: Ajuste de SL 573 realizado con STARLIGHT. Espectro sintetizado en azul y espectro integrado observado en negro, normalizados en 4020 Å. En verde se grafica el flujo residual.

5.7. NGC 2100

NGC 2100 fue seleccionado como objeto de control, ya que este CE presenta numerosos estudios en la literatura, en particular su edad y metalicidad son determinadas con rigurosidad. Patrick et al. (2016), a partir de espectroscopía en el infrarrojo cercano de 14 estrellas supergigantes rojas (SGR), encuentran una metalicidad promedio de $[Fe/H] = -0.43 \pm 0.10$, en tanto que Niederhofer et al. (2015) utilizando datos fotométricos del HST determinan una edad de 21×10^6 años, señalando que no encontraron una evidencia significativa de dispersión en la edad, es decir no habría PM. Del DD (Figura 4.4) se nota que el CE se ubica en la región de edades menores a los 40×10^6 años, en acuerdo con lo que estos autores determinaron.

En el espectro observado de NGC 2100 (Figura 5.23) se distinguen las líneas de hidrógeno de la serie de Balmer, estando la primera de ellas ($H\alpha$) en emisión, además de un continuo elevado hacia el azul. Las emisiones observadas hacia el rojo del espectro, denotan la presencia de estrellas peculiares como: Wolf-Rayet (WR), supergigantes (SG), estrellas de Carbono, entre otras. Al estudiar la población estelar catalogada en el objeto² en un radio de $1'$ se encontró la presencia de más de 6 estrellas WR, junto con variables de largo periodo, Cefeidas, RR Lyrae y binarias eclipsantes. Por otra parte, Patrick et al. (2016) encontraron evidencia de la presencia de SGR en este CE. Por este motivo, el mejor ajuste (Figura 5.23) resultó con el Yb3_WR_SG ($(5 - 10) \times 10^6$ años), luego de corregir el espectro observado por $E(B - V) = 0.32 \pm 0.03$.

La edad media encontrada a partir de la síntesis espectral de 4 PES es de 169×10^6 años. Este resultado a primera vista fue sorprendente ya que tanto los métodos de estimación a partir de los AE como el ajuste por *templates* proporcionan edades un orden de magnitud menor. Dos de las PES con las que se hizo la síntesis participan con un 35% de aporte, mientras que otras dos con valores menores al 10%. Las edades de las poblaciones con mayor contribución son de 1 y 25×10^6 años, siendo esta última la de mayor aporte. Las PES restantes tienen edades de $\sim 900 \times 10^6$ años lo que eleva el valor medio de edad estimada inicialmente. Es probable que este valor obtenido de la síntesis espectral se deba a la ausencia de espectros de estrellas peculiares en las bases utilizadas. Por otra parte, los valores de Z para las dos PES con mayor aporte son los dos extremos del intervalo aceptado para la NMM (0.004 y 0.02), lo que refleja un valor medio de $Z = 0.011$. Usher et al. (2019) determinan un $Z = 0.0072$, lo cual está en buen acuerdo con lo presentado en este trabajo, al igual que la edad que determinaron (21×10^6 años). Por otro lado, también en buen acuerdo, McLaughlin & van der Marel (2005) estimaron un $Z \sim 0.009$ y una edad de 15×10^6 años.

Diferentes autores han estudiado la población de estrellas Be de NGC 2100 (e.g. Paul et al. (2017) y Keller et al. (1999)). Tal como se mencionó en el caso de L 41, este tipo de estrellas rejuvenecen el objeto, evidenciando su presencia en el espectro integrado a través de las marcadas líneas de Balmer; en particular $H\alpha$ se presenta en emisión en este CE (Figura 5.24). Finalmente, dadas todas las evidencias de juventud que presenta NGC 2100 y siendo la PES con mayor aporte

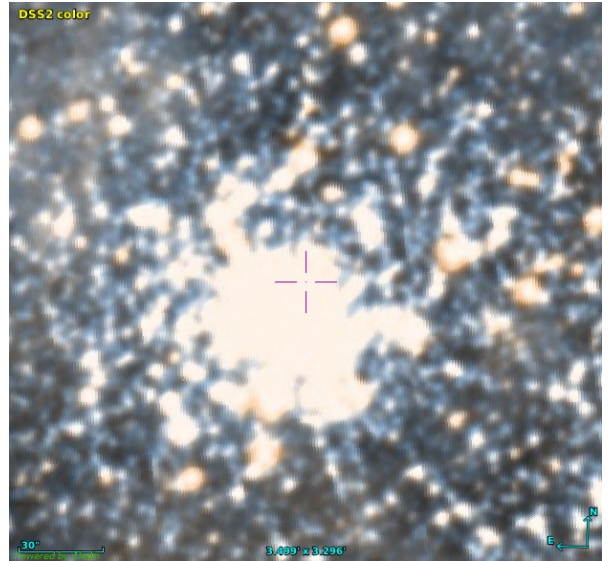


Figura 5.22: Imagen ($\sim 3' \times 2'$) de NGC 2100 del DSS.

²<http://simbad.cds.unistra.fr/simbad/>

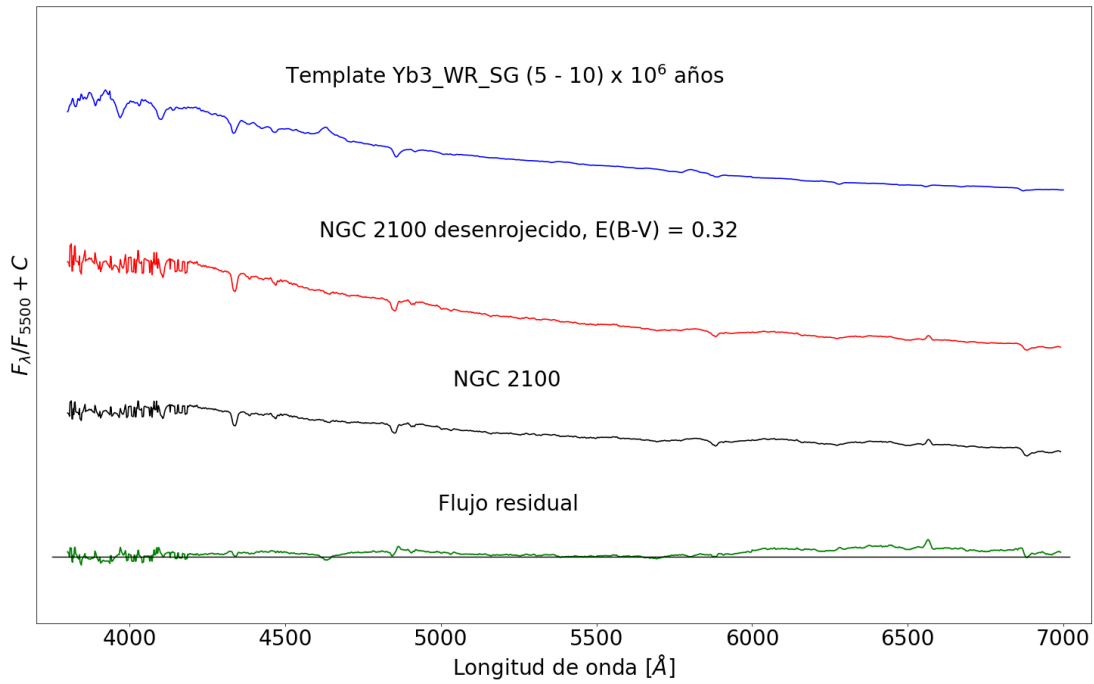


Figura 5.23: Ajuste del espectro integrado observado (en negro) de NGC 2100, con un *template* Yb3_WR_SG. En rojo se muestra el espectro integrado desenojeado y en verde el flujo residual. Espectros normalizados a la unidad en 5500 Å y desplazados por una constante para su mejor visualización.

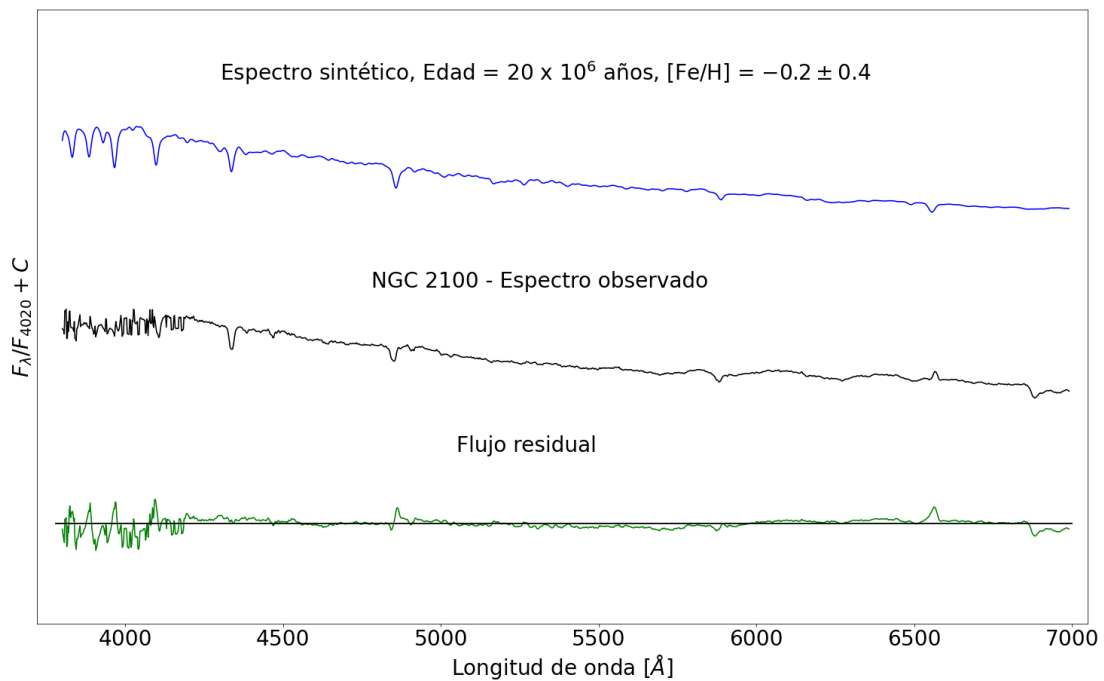


Figura 5.24: Ajuste de NGC 2100 realizado con STARLIGHT. Espectro sintetizado en azul y espectro integrado observado en negro, normalizados en 4020 Å. En verde se grafica el flujo residual.

la de 25×10^6 años, se desestima el valor medio de edad determinado por la síntesis espectral. Es decir, el espectro de NGC 2100 se puede tomar como espectro de referencia de poblaciones estelares jóvenes (20×10^6 años) con presencia de estrellas peculiares.

5.8. NGC 2109

NGC 2109 es un CE de brillo moderado (Figura 5.25). Hasta el momento, no se han encontrado estudios detallados de este objeto realizados por otros autores. Bica et al. (1996) clasifican a este CE como perteneciente a la clase SWB III, por lo que su edad debería estar comprendida en el rango $(70 - 200) \times 10^6$ años. Nayak et al. (2016), a partir de fotometría en los filtros VI de OGLE III (Udalski et al., 2008) realizan un ajuste semi-automático de isócronas, determinando una edad de 151×10^6 años, similar a la de Glatt et al. (2010).

Al realizar una primera inspección del espectro observado de este CE (Figura 5.26) pueden distinguirse las líneas de Hidrógeno de Balmer con mucha profundidad. Si bien la relación S/N de este objeto no es muy alta, su pendiente elevada hacia el azul es evidente, indicando mayor flujo en esa región espectral. A partir de estas características y de la medición de los AE de las líneas espectrales se determinó un rango de $(50 - 500) \times 10^6$ años con el método de Bica & Alloin y de $(40 - 350) \times 10^6$ años en concordancia con la determinada a partir del ajuste analítico (Tabla 5.1).

El mejor ajuste con FISA fue obtenido utilizando el *template* Yg correspondiente a edades de $(200 - 350) \times 10^6$ de años y un exceso de color de $E(B - V) = 0.11 \pm 0.01$. Como puede verse en la Figura 5.26 el flujo residual obtenido fue mínimo y sólo se distingue en la región de la línea $H\alpha$ y $H\beta$, indicando que el CE es más joven que la edad del *template*. Vale recordar la inexistencia de un espectro patrón de $\sim (100 - 160) \times 10^6$ años³.

Al sintetizar el espectro de NGC 2109 se obtuvieron valores medios de edad y metalicidad de 130×10^6 años y $Z = 0.016$, respectivamente. STARLIGHT utilizó 4 PES (ver Tabla del Anexo A) para la síntesis; siendo la población de 160×10^6 años la que predomina con un 70 % de aporte, $Z = 0.02$ y $A_V = 0.5$. Estos valores no sólo coinciden con las primeras estimaciones aquí presentadas sino que además coinciden con la literatura. El restante 30 % se dividió en 3 PES; la de mayor aporte es de 100×10^6 años mientras que las otras dos son de menos de 10×10^6 años. Nuevamente, se presenta la situación de que el valor promedio no resulta representativo siendo que el 70 % de la síntesis esta dada por el aporte de una PES de 160×10^6 años.

Respecto a los valores para A_V , Glatt et al. (2010) presenta un valor de $E(B-V) = 0.13$. Por otra parte, Ko et al. (2013), a partir de fotometría UBV (Zaritsky et al., 2004) y ajustando isócronas de Padova (Marigo et al., 2008), determinan edades y enrojecimientos para una centena de CE de la NMM, encontrando para NGC 2109 valores de 126×10^6 años y $E(B-V) = 0.2$, respectivamente. Las 2 PES con mayor aporte a la síntesis son las que poseen los valores de A_V que equivalen a excesos de color de este orden. Por otra parte, las otras PES proveen valores mucho mayores de edad. Luego, estos son motivos suficientes para poner por encima del valor promedio, los valores característicos de la PES con mayor contribución a la síntesis espectral. Vale destacar que este es el primer valor de metalicidad determinado para este CE.

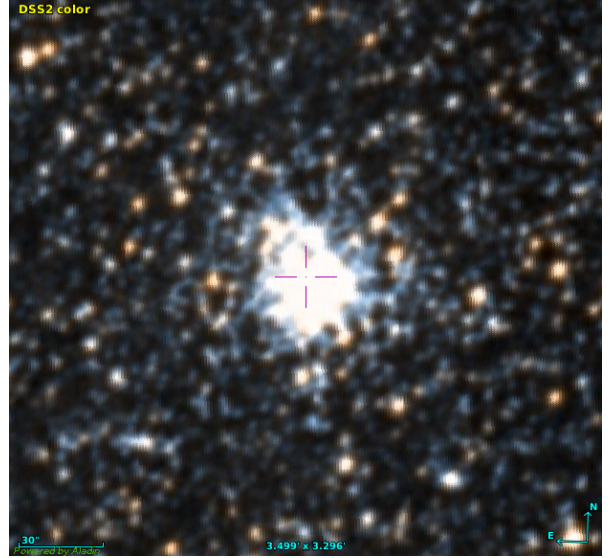


Figura 5.25: Imagen ($\sim 3' \times 2'$) de NGC 2109 del DSS.

³Recordar lo mencionado anteriormente Sección 5.4 sobre el *template* Yf

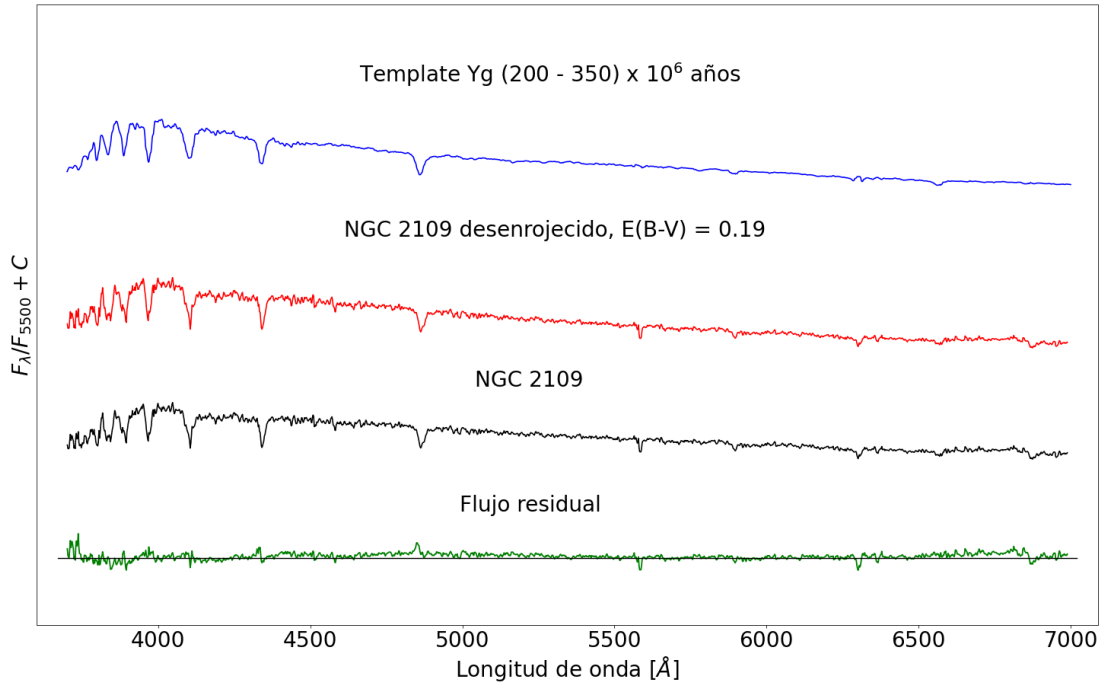


Figura 5.26: Ajuste del espectro integrado observado (en negro) de NGC 2109, con un *template* Yg. En rojo se muestra el espectro integrado desenojeado y en verde el flujo residual. Espectros normalizados a la unidad en 5500 Å y desplazados por una constante para su mejor visualización.

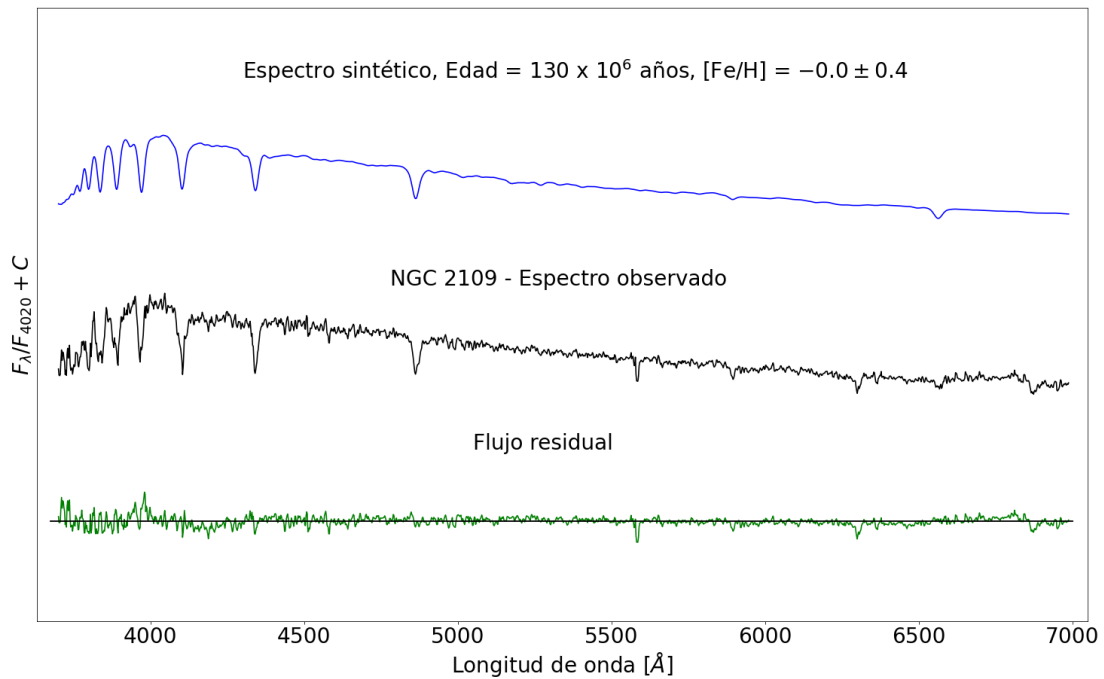


Figura 5.27: Ajuste de NGC 2109 realizado con STARLIGHT. Espectro sintetizado en azul y espectro integrado observado en negro, normalizados en 4020 Å. En verde se grafica el flujo residual.

5.9. NGC 2140

En la Figura 5.28 se puede ver que este CE tiene apariencia menos compacta y una densidad estelar menor en la zona central. Además no tiene ninguna estrella catalogada, por lo que no se conoce la población estelar presente. [Nayak et al. \(2016\)](#) y [Glatt et al. \(2010\)](#) incluyen a NGC 2140 en

sus estudios fotométricos presentando una edad de 72×10^6 y 100×10^6 años, respectivamente. Por otra parte, Talavera et al. (2009) presentan el único estudio espectroscópico hasta el momento del cúmulo, encontrando una edad levemente superior a la determinada por otros autores (100×10^6 años).

El primer *template* ajustado para NGC 2140 fue Ye (Figura 5.29) representando edades de $(45-75) \times 10^6$ años. Si bien es aceptable, las líneas de Balmer más allá de $H\gamma$ indicaban que se podría tratar de un cúmulo de mayor edad a la propuesta, presentándose nuevamente, la necesidad de contar con un *template* de $\sim 100 \times 10^6$ de años. Por este motivo se hicieron dos ajustes más (Figura 5.30, 5.31) con *templates* de $(35-65) \times 10^6$ de años y otro de $(50-110) \times 10^6$ de años correspondientes a la librería de Santos et al. (1995). En ambos casos los ajustes fueron aceptables determinando que este CE se encuentra libre de enrojecimiento ($E(V-B) = 0.0 \pm 0.05$).

Al sintetizar el espectro de NGC 2140 con el programa STARLIGHT se encontró, inesperadamente, que utilizó una única PES (ver Anexo A). Esto sería un muy buen ejemplo de que algunos CE son una PES en sí mismos. El aporte del 98 % estuvo dado por una población de 100×10^6 años y el valor de Z medio es 0.004, es decir la metalicidad típica de la NmM. No se encontró en literatura valores para la abundancia de este CE, por lo que esta sería la primera determinación.

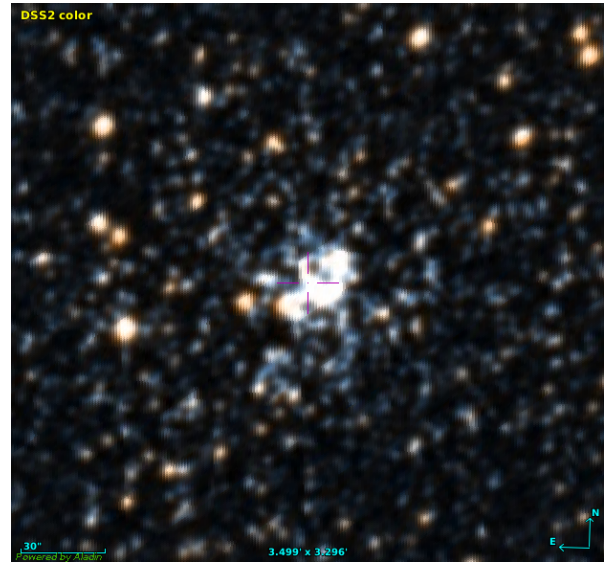


Figura 5.28: Imagen ($\sim 3' \times 2'$) de NGC 2140 del DSS.

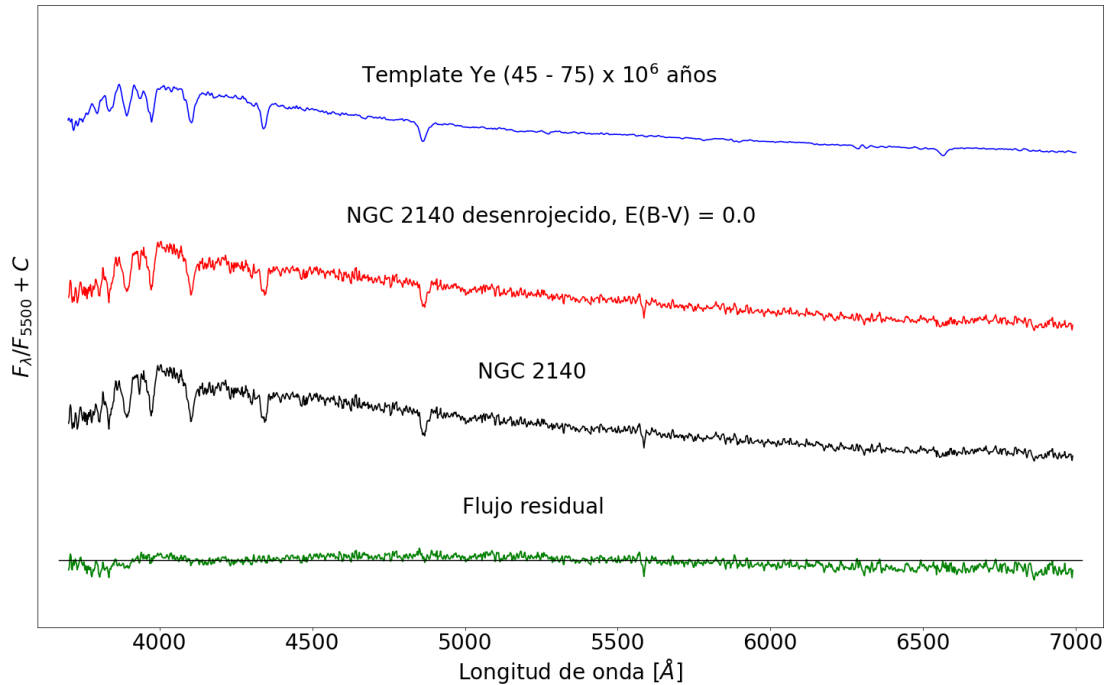


Figura 5.29: Primer ajuste del espectro integrado observado (en negro) de NGC 2140, con un *template* Ye. En rojo se muestra el espectro integrado desenojecido y en verde el flujo residual. Espectros normalizados a la unidad en 5500 \AA y desplazados por una constante para su mejor visualización.

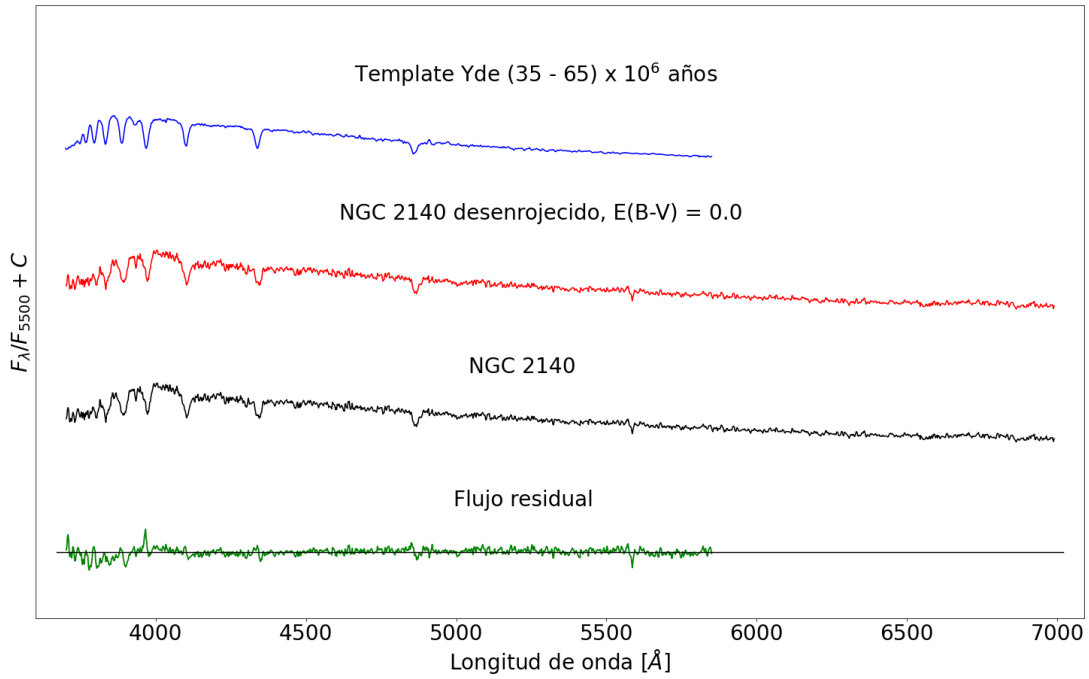


Figura 5.30: Primer ajuste del espectro integrado observado (en negro) de NGC 2140, con un *template* Yde (Santos et al., 1995). En rojo se muestra el espectro integrado desenojeado y en verde el flujo residual. Espectros normalizados a la unidad en 5500 Å y desplazados por una constante para su mejor visualización.

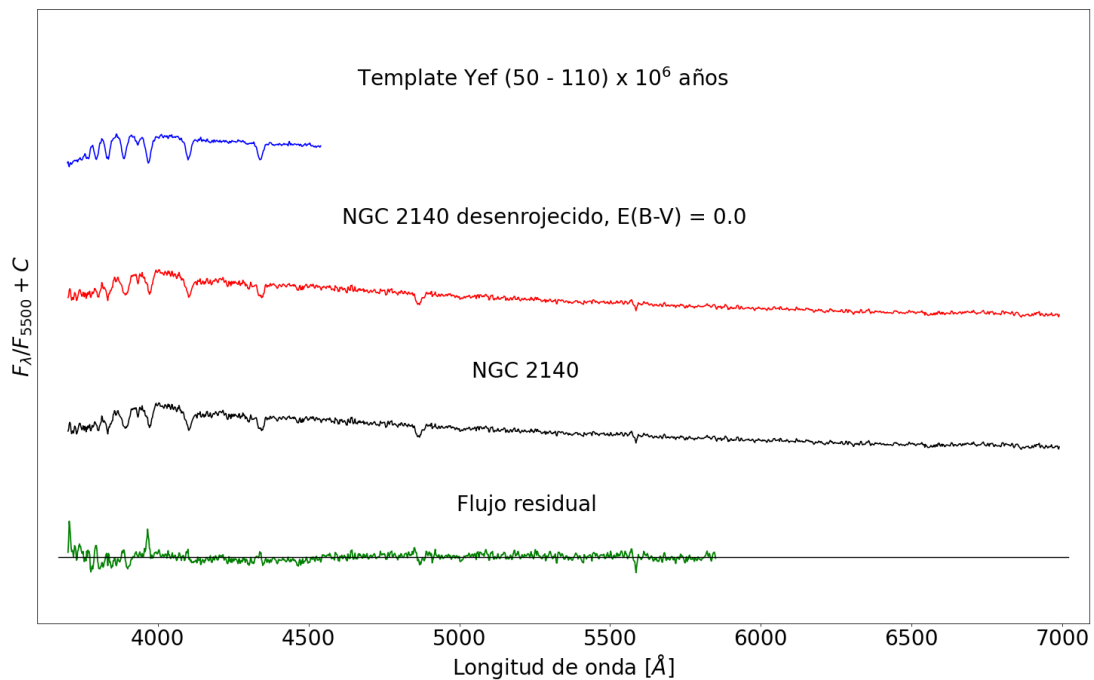


Figura 5.31: Primer ajuste del espectro integrado observado (en negro) de NGC 2140, con un *template* Yef (Santos et al., 1995). En rojo se muestra el espectro integrado desenojeado y en verde el flujo residual. Espectros normalizados a la unidad en 5500 Å y desplazados por una constante para su mejor visualización.

5.10. NGC 2145

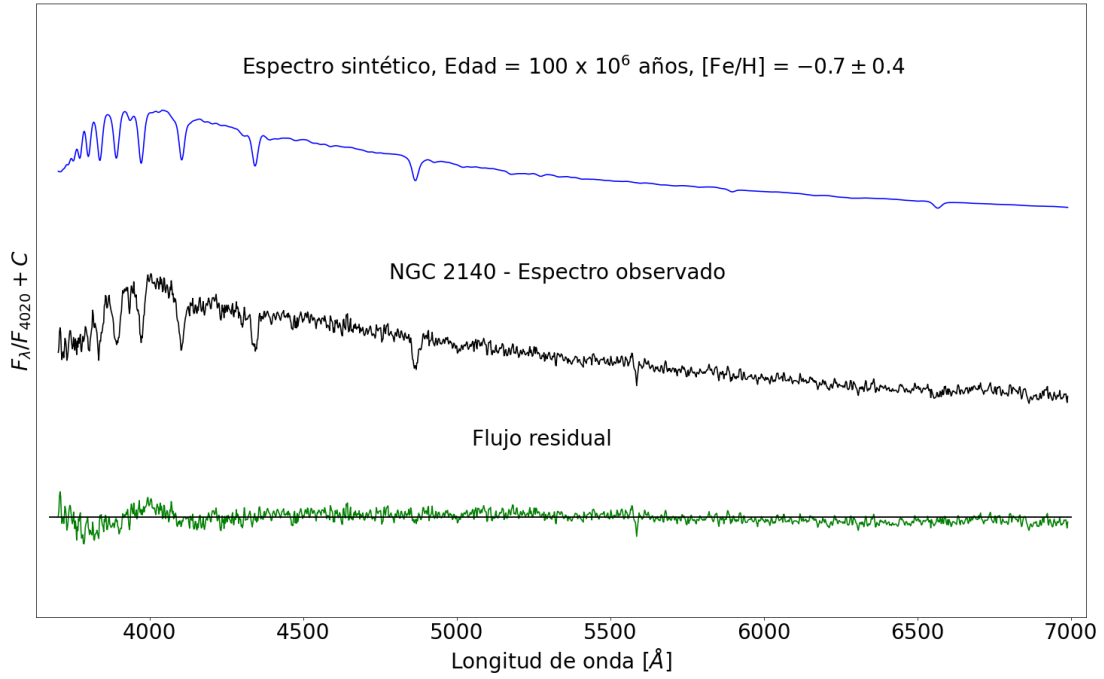


Figura 5.32: Ajuste de NGC 2140 realizado con STARLIGHT. Espectro sintetizado en azul y espectro integrado observado en negro, normalizados en 4020 Å. En verde se grafica el flujo residual.

El último CE de la muestra, pero no por ello menos importante, es NGC 2145. El mismo es un objeto compacto, con muy pocas estrellas intracúmulo catalogadas y de baja luminosidad (Figura 5.33). Los estudios más recientes fueron realizados aplicando técnicas fotométricas resultando en edades de 107×10^6 años (Nayak et al., 2016) y de 200×10^6 años (Glatt et al., 2010). Según la clasificación realizada por Bica et al. (1996) es un CE de tipo SWB IV A, lo que correspondería a una edad de $(200 - 400) \times 10^6$ años. Hasta el momento, no se registran valores determinados para metalicidad.

En la Figura 5.34 se presenta el ajuste con el *template* Yg correspondiente a un rango de edad de $(200 - 350) \times 10^6$ años, lo cual está en buen acuerdo con las primeras estimaciones realizadas a partir de AE (Tabla 5.1). En la región azul del espectro observado se puede distinguir la prominencia de las líneas y bandas de absorción, en relación a la región roja. Además, la pendiente del continuo se presenta levemente inclinada hacia las longitudes de onda corta. Si bien este objeto presenta la menor S/N de la muestra, el flujo residual es mínimo con excepción de las cercanías de algunas líneas. Al igual que en los dos CE analizados anteriormente (NGC 2109 y NGC 2140) se manifiesta la necesidad de contar con un *template* que represente una edad de alrededor $(100 - 160) \times 10^6$ de años.

Las PES empleadas para la síntesis de NGC 2145 fueron cuatro (ver Anexo A). Al igual que en casos anteriores, sucede que dos de ellas son las predominantes en aporte. Las edades correspondientes a las mencionadas PES son: 100×10^6 años y 160×10^6 años. Las diferencias entre los valores de Z de cada población no son significativas, e incluso su valor medio esta en

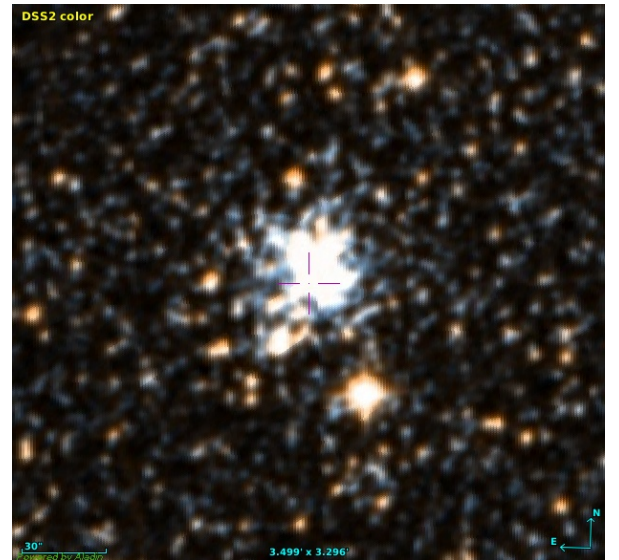


Figura 5.33: Imagen ($\sim 3' \times 2'$) de NGC 2145 del DSS.

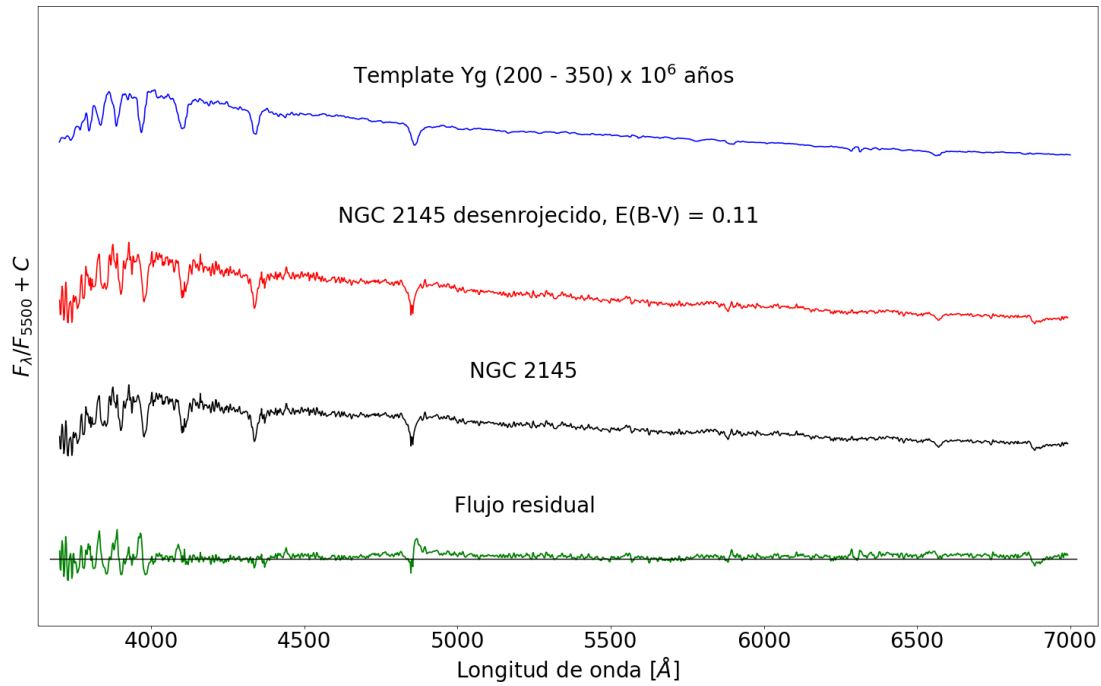


Figura 5.34: Primer ajuste del espectro integrado observado (en negro) de NGC 2145, con un *template* Yg. En rojo se muestra el espectro integrado desenojeado y en verde el flujo residual. Espectros normalizados a la unidad en 5500 Å y desplazados por una constante para su mejor visualización.

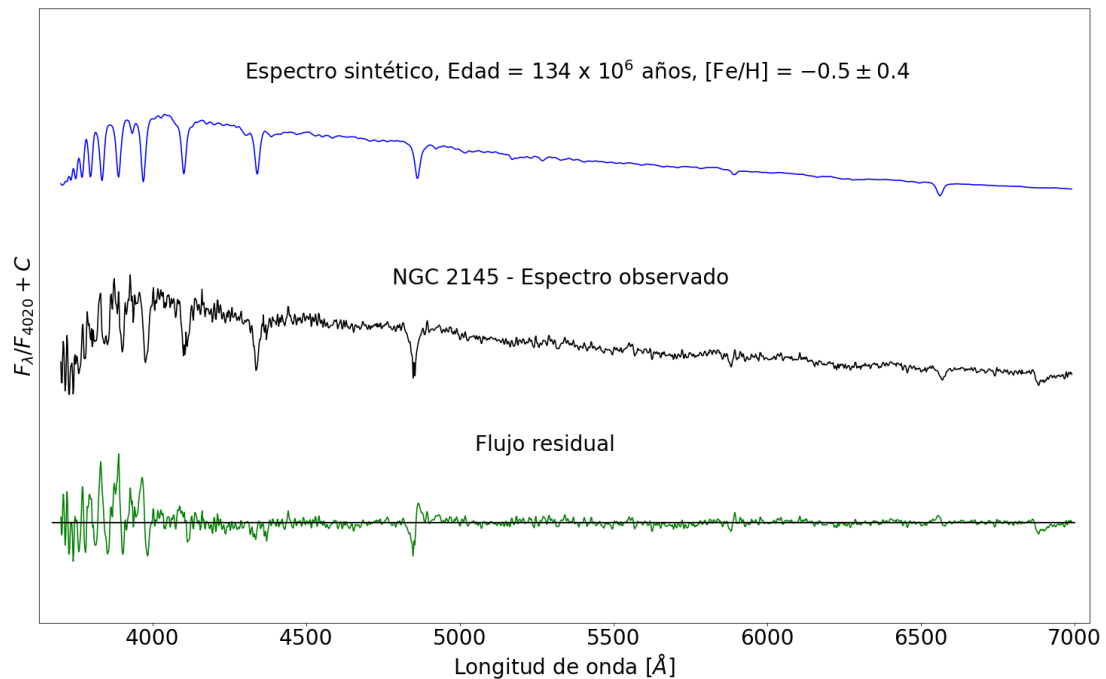


Figura 5.35: Ajuste de NGC 2145 realizado con STARLIGHT. Espectro sintetizado en azul y espectro integrado observado en negro, normalizados en 4020 Å. En verde se grafica el flujo residual.

acuerdo con lo esperado para un objeto de la NMM. Las PES de menor aporte tienen edades de 160×10^6 años y con el menor porcentaje 280×10^6 años. Como puede notarse, todas las contribuciones evidencian una edad en el mismo rango. La edad media obtenida para NGC 2145

es de 134×10^6 años y un $Z = 0.006$. La edad concuerda con la determinada por los otros métodos y además con la encontrada en literatura.

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. Es importante notar que los errores involucrados en estas determinaciones corresponden a las edades determinadas a partir del ajuste analítico es menor al 10 % (Tapia-Reina et al., 2022) 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).

Todos los valores de $E(B - V)$ se encuentran dentro del rango 0.0-0.3 (Zaritsky et al., 2004), valores típicos para CE de las NM. Los errores de los enrojecimientos determinados a partir de FISA se obtuvieron teniendo en cuenta la variación del flujo residual ($\sigma = 0.02$).

Tabla 5.1: Edades obtenidas para la muestra de CE estudiados, todas expresadas en 10^6 años.

Cúmulo	Edad Balmer	Edad DD	Edad ajuste analítico	Edad <i>template</i>	Edad STARLIGHT
L 41	< 10	< 40	1-20	2-4	3
NGC 1718	1000-5000	> 2500	1280	1000;5500	3100
NGC 1826	1000-5000	400-1500	670	500	275
NGC 1866	100-500	40-350	990	200-350	128
NGC 1946	10-50	< 40	20-40	40	20
SL 573	> 1000	> 2500	950	1000-500	595
NGC 2100	< 10	< 40	1-60	5-10	169
NGC 2109	50-500	40-350	10-460	200-350	130
NGC 2140	100-500	40-350	10-1570	35-65;50-110	100
NGC 2145	50-100	40-350	60	200-350	134

Capítulo 6

Sumario y perspectivas

A partir de observaciones realizadas con el telescopio “Jorge Sahade” de CASLEO, se presentan espectros integrados con un rango espectral útil: (3800 – 7250) Å correspondientes a 10 CE pertenecientes a las NM. En este capítulo se resumen los parámetros astrofísicos finalmente adoptados para cada uno de los objetos estudiados. También se realiza una breve discusión respecto a la multiplicidad estelar de algunos CE. Por último, se introducen nuevos *templates* representativos de diferentes edades para la metalicidad subsolar.

6.1. Parámetros adoptados

En la Tabla 6.1 se presentan los valores finalmente adoptados correspondientes a edad, exceso de color E(B-V) y metalicidad representada con [Fe/H]. Vale destacar que para cada CE, la edad proviene de analizar los 5 valores obtenidos a partir de los diferentes métodos, sin perder de vista los existentes en la literatura.

Tabla 6.1: Valores finales adoptados para la muestra de CE estudiados.

Cúmulo	Edad [$\times 10^6$ años]	E(B-V) [mag]	[Fe/H]
L 41	3 ± 2	0.14 ± 0.01	-1.7 ± 0.4
NGC 1718	3000 ± 1000	0.25 ± 0.05	-0.1 ± 0.4
NGC 1826	500 ± 300	0.05 ± 0.02	-0.2 ± 0.4
NGC 1866	160 ± 60	0.23 ± 0.02	-0.4 ± 0.4
NGC 1946	40 ± 20	0.03 ± 0.02	-0.4 ± 0.4
SL 573	1000 ± 500	0.10 ± 0.03	-0.3 ± 0.4
NGC 2100	20 ± 10	0.32 ± 0.03	-0.2 ± 0.4
NGC 2109	160 ± 40	0.11 ± 0.02	0.0 ± 0.4
NGC 2140	100 ± 50	0.00 ± 0.05	-0.7 ± 0.4
NGC 2145	150 ± 50	0.11 ± 0.02	-0.5 ± 0.4

El enrojecimiento (E(B-V)) corresponde al determinado del ajuste de *templates*, ya que si bien el método de la síntesis espectral provee un valor de A_V , no es tan preciso como el mencionado. Sin embargo, se encuentra un buen acuerdo entre ambas determinaciones. Respecto a la metalicidad de los objetos, se decidió representarla a través de [Fe/H] luego de convertir la abundancia Z obtenida del método de síntesis espectral, para facilitar su lectura.

Vale aclarar que la precisión que acompaña los valores determinados para la edad, proviene de examinar cuidadosamente que el intervalo final comprenda los valores encontrados por todos los

métodos, priorizando el sentido astrofísico. En el caso del exceso de color ($E(B-V)$), corresponde a la mínima variación necesaria para detectar un cambio en el ajuste del *template* escogido al espectro observado. Finalmente para el error de $[Fe/H]$, se asigna el indicado por [González Delgado & Cid Fernandes \(2010\)](#).

La muestra estudiada abarca un amplio rango de edades, desde CE muy jóvenes con edades de 3×10^6 años (L 41) hasta CE de edad intermedia: 3000×10^6 años (NGC 1718). Por otro lado, los valores de $E(B-V)$ abarcan entre 0 y 0.32, siendo estos similares al rango $[(0.0 - 0.3) \text{ mag}]$ encontrado por [Zaritsky et al. \(2004\)](#). En cuanto a la abundancia $[Fe/H]$, los valores encontrados para 8 CE de la muestra son los típicos de las NM.

6.2. Nuevos *templates*

Analizando la Figura 6.1 se puede ver que los espectros de NGC 2140, NGC 2145 y NGC 2109, presentan características similares y edades semejantes (Tabla 6.1). Por otra parte, tal como se mencionó en el Capítulo 5, no existe un espectro patrón que represente el rango de edades $(100 - 160) \times 10^6$ años, edad de los cúmulos mencionados. Por este motivo, la combinación de los tres espectros individuales de éstos CE fueron empleados para la construcción de un nuevo *template* que represente dichas edades (Figura 6.1). Este nuevo espectro patrón será de suma utilidad ya que se ubica en un rango de edades que se encontraba desierto ([Asa'd, 2014](#)).

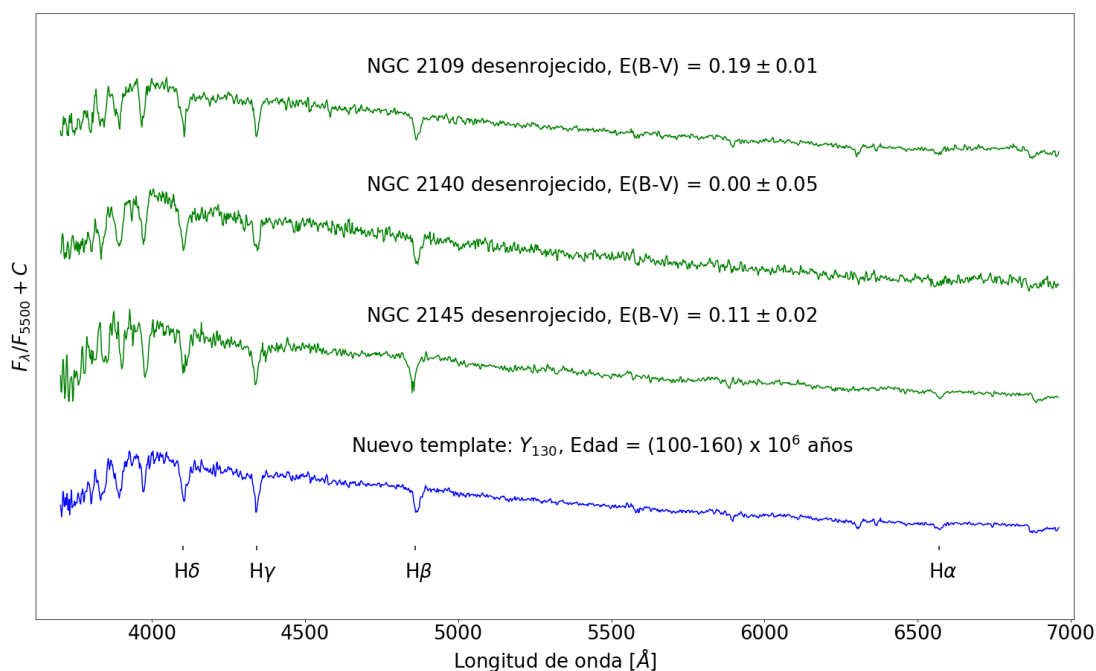


Figura 6.1: Nuevo *template* Y_{130} (en azul) correspondiente a $(100 - 160) \times 10^6$ años. En verde los espectros observados desenrojados empleados en la combinación. Todos los espectros normalizados a la unidad y desplazados por una constante para su mejor visualización.

Como resultado de este trabajo, se suman dos nuevos *templates* a los ya existentes (Figura 6.2). Uno de ellos representa poblaciones estelares muy jóvenes (20×10^6 de años) con el aporte de estrellas peculiares. El otro representa poblaciones estelares de edad intermedia (3000×10^6 años). Estos *templates*, si bien corresponden a espectros integrados de un único CE, poseen muy buena relación S/N y corresponden a objetos muy bien estudiados. Finalmente, se sientan las bases para la futura construcción de un *template* que represente poblaciones estelares de 1000×10^6 años.

De esta manera estos nuevos espectros de referencia, contribuyen a la ampliación de las librerías existentes que representan poblaciones estelares pobres en metales.

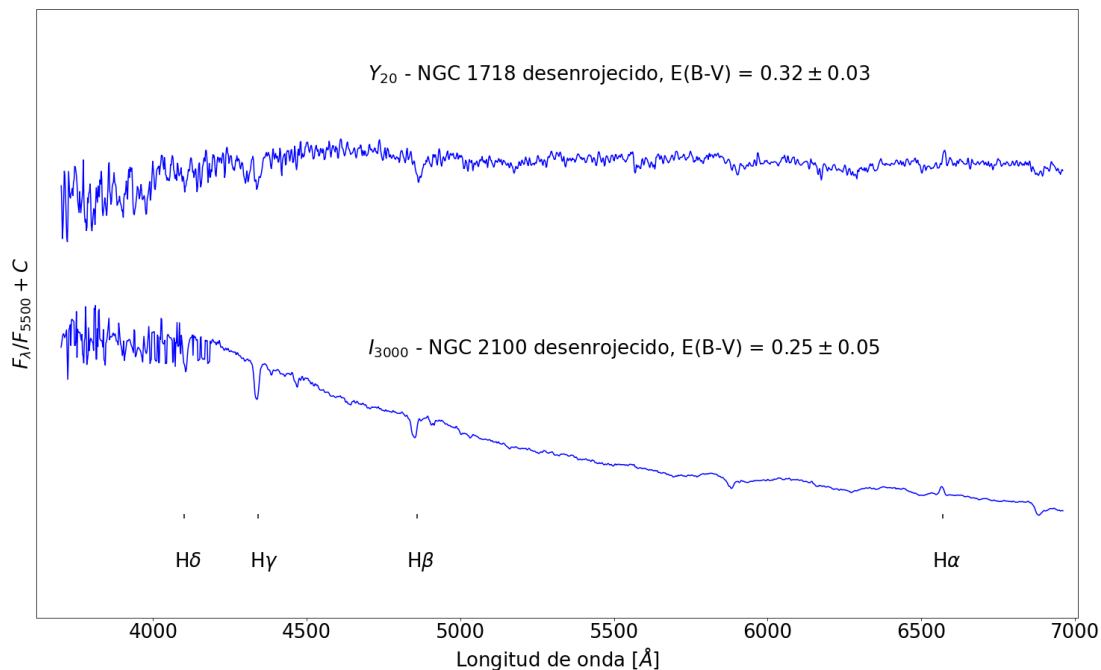


Figura 6.2: Nuevos *templates* Y_{20} y Y_{3000} correspondientes a 20×10^6 años y 3000×10^6 años respectivamente. Se señalan las líneas de Balmer. Ambos espectros normalizados a la unidad y desplazados por una constante para su mejor visualización.

6.3. Conclusiones

Los resultados aquí determinados son en general comparables con los existentes en literatura, utilizando métodos variados. Además, en este trabajo se realiza el primer estudio detallado de cuatro CE de la NMM: NGC 1826, SL 573, NGC 2109 y NGC 2145. Es importante destacar que la mayoría de los objetos de la muestra no presentaban determinaciones de metalicidad, siendo las aquí determinadas las primeras en su tipo. En tanto que las edades de NGC 1826 y SL 573 son las primeras en presentarse. En el caso de L 41 se redetermina la edad siendo este nuevo valor compatible con la existencia de estrellas Be.

Se analizaron las PES utilizadas en la síntesis espectral de cada CE y se encontró que en general, éstas contribuyen con diferentes porcentajes. En particular, en el caso de NGC 2140 se encontró, que el programa empleó una única PES. Esto sería un muy buen ejemplo de que algunos CE son una PES en sí mismos. Contrario a esto, se confirmó la presencia de PM en NGC 1866 y se sospecha la presencia de éstas en otros CE (SL 573 y NGC 1718).

A partir de los espectros integrados corregidos por enrojecimiento de NGC 2109, NGC 2140, NGC 2145 se crea un nuevo *template* que representa las poblaciones estelares correspondientes al rango $(100 - 160) \times 10^6$ de años. Así también los espectros integrados de NGC 2100 y NGC 1718, CE muy bien estudiados, sirven como espectros de referencia que representan poblaciones de 20×10^6 de años y 3000×10^6 de años, respectivamente.

6.4. Trabajo futuro

El estudio realizado ha sentado las bases para en un futuro cercano, y a partir de nuevos espectros integrados, sea posible mejorar la resolución temporal de la biblioteca de *templates* de metalicidad subsolar. Los nuevos espectros integrados serán analizados a partir de la síntesis espectral ya que este método ha demostrado ser concluyente en el análisis de las PM.

L41 es el único CE de este trabajo perteneciente a la NmM, por lo tanto se realizarán más observaciones espectroscópicas para poder ampliar la muestra de CE de esta galaxia. Por otra parte, este CE demostró ser de particular interés, ya que la presencia de estrellas Be ha demostrado ser un factor determinante en la estimación de sus parámetros astrofísicos. Por este motivo, además de mejorar la S/N de L41, se adquirirán los espectros de las estrellas individuales de este tipo. Finalmente, con los espectros aquí presentados y los que se espera obtener, se realizará una nueva clasificación espectral de CE de las NM.

Referencias

- Ahumada A., Clariá J., Bica E., Dutra C., 2002, [A&A](#), **393**, 855
- Ahumada A. V., Clariá J. J., Bica E., 2007, [A&A](#), **473**, 437
- Ahumada A. V., Vega L. R., Clariá J. J., Oddone M. A., Palma T., 2016, [PASP](#), **128**, 094101
- Ahumada A. V., Vega-Neme L. R., Clariá J. J., Minniti J. H., 2019, [PASP](#), **131**, 024101
- Alcaino G., 1978, [A&AS](#), **34**, 431
- Andrews P. J., Lloyd Evans T., 1972, [MNRAS](#), **159**, 445
- Asa'd R. S., 2014, [MNRAS](#), **445**, 1679
- Asa'd R. S., Hanson M., Ahumada A. V., 2013, [PASP](#), **125**, 1304
- Bastian N., et al., 2019, [MNRAS](#), **489**, L80
- Baum W. A., 1959, [PASP](#), **71**, 106
- Benítez-Llambay A., Clariá J. J., Piatti A. E., 2012, [PASP](#), **124**, 173
- Besla G., Kallivayalil N., Hernquist L., van der Marel R. P., Cox T. J., Kereš D., 2012, [MNRAS](#), **421**, 2109
- Bica E., 1988, [A&A](#), **195**, 76
- Bica E., Alloin D., 1986a, [A&AS](#), **66**, 171
- Bica E., Alloin D., 1986b, [A&A](#), **162**, 21
- Bica E., Dutra C. M., 2000, [AJ](#), **119**, 1214
- Bica E., Claria J. J., Dottori H., Santos J. F. C. J., Piatti A., 1991, [ApJL](#), **381**, L51
- Bica E., Claria J. J., Dottori H., 1992, [AJ](#), **103**, 1859
- Bica E., Claria J. J., Dottori H., Santos J. F. C. J., Piatti A. E., 1996, [ApJS](#), **102**, 57
- Bica E., Bonatto C., Dutra C. M., Santos J. F. C., 2008, [MNRAS](#), **389**, 678
- Bica E., Westera P., Kerber L. d. O., Dias B., Maia F., Santos João F. C. J., Barbuy B., Oliveira R. A. P., 2020, [AJ](#), **159**, 82
- Bonatto C., Bica E., 2010, [MNRAS](#), **403**, 996
- Bruzual G., Charlot S., 2003, [MNRAS](#), **344**, 1000
- Bruzual A. G., 2010, [Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series A](#), **368**, 783

Böhm-Vitense E., 1992, Introduction to stellar astrophysics. Stellar structure and evolution.. Vol. 3

Cantat-Gaudin T., 2022, [Universe](#), **8**, 111

Carlos M., et al., 2023, [MNRAS](#), **519**, 1695

Casetti-Dinescu D. I., Moni Bidin C., Girard T. M., Méndez R. A., Vieira K., Korchagin V. I., van Altena W. F., 2014, [ApJL](#), **784**, L37

Chabrier G., 2003, [PASP](#), **115**, 763

Chilingarian I. V., Asa'd R., 2018, [ApJ](#), **858**, 63

Choudhury S., Subramaniam A., Cole A. A., 2016, [MNRAS](#), **455**, 1855

Choudhury S., et al., 2020, [MNRAS](#), **497**, 3746

Cid Fernandes R., Mateus A., Sodré L., Stasińska G., Gomes J. M., 2005, [MNRAS](#), **358**, 363

Cioni M. R. L., Girardi L., Marigo P., Habing H. J., 2006, [A&A](#), **452**, 195

Cioni M. R. L., et al., 2011, [A&A](#), **527**, A116

Clariá J., Ahumada A., Bica E., Pavani D., Parisi M., 2017, [NewA](#), **56**, 71

Clariá J.J. y Levato H., 2008, El espectro continuo de las atmósferas estelares. Ed. Comunicarte

Coelho P. R. T., 2014, [MNRAS](#), **440**, 1027

Colucci J. E., Bernstein R. A., McWilliam A., 2017, [ApJ](#), **834**, 105

Crampin J., Hoyle F., 1961, [MNRAS](#), **122**, 27

D'Onghia E., Fox A. J., 2016, [ARA&A](#), **54**, 363

D'Onghia E., Lake G., 2008, [ApJL](#), **686**, L61

Da Costa G. S., 2002, in Geisler D. P., Grebel E. K., Minniti D., eds, IAU Symposium 207, "Extragalactic Star Clusters" Vol. 207, Extragalactic Star Clusters. p. 83 ([arXiv:astro-ph/0106122](#)), [doi:10.48550/arXiv.astro-ph/0106122](#)

Dias W. S., Monteiro H., Moitinho A., L epine J. R. D., Carraro G., Paunzen E., Alessi B., Vilella L., 2021, [MNRAS](#), **504**, 356

Dias B., et al., 2022, [MNRAS](#), **512**, 4334

Diaz J., Bekki K., 2011, [MNRAS](#), **413**, 2015

Dreyer J. L. E., 1888, [MNRAS](#), **49**, 1

Elson R. A. W., Fall S. M., 1985, [ApJ](#), **299**, 211

Faber S. M., 1972, [A&A](#), **20**, 361

For B. Q., Staveley-Smith L., Matthews D., McClure-Griffiths N. M., 2014, [ApJ](#), **792**, 43

Gaia Collaboration Babusiaux C., van Leeuwen F., Barstow M. A., Zurbach C., Zwitter T., 2018, [A&A](#), **616**, A10

Galilei G., 1610, *Sidereus nuncius magna, longeque admirabilia spectacula pandens lunae facie, fixis innumeris, lacteo circulo, stellis nebulosis, ... Galileo Galileo : nuper a se reperti beneficio sunt observata in apprime vero in quatuor planetis circa Iovis stellam disparibus intervallis, atque periodis, celeritate mirabili circumvolutis ... atque Medicea sidera nuncupandos decrevit*, doi:10.3931/e-rara-695.

Gascoigne S. C. B., 1971, in Muller A. B., ed., *Astrophysics and Space Science Library Vol. 23, The Magellanic Clouds*. p. 25, doi:10.1007/978-94-015-6906-4_4

Gatto M., et al., 2022, *A&A*, 664, L12

Girardi L., Chiosi C., Bertelli G., Bressan A., 1995, *A&A*, 298, 87

Glatt K., et al., 2008, *AJ*, 136, 1703

Glatt K., et al., 2009, *AJ*, 138, 1403

Glatt K., Grebel E. K., Koch A., 2010, *A&A*, 517, A50

González Delgado R. M., Cid Fernandes R., 2010, *MNRAS*, 403, 797

González-Lópezlira R. A., 2018, *ApJ*, 856, 170

Goudfrooij P., et al., 2014, *ApJ*, 797, 35

Graczyk D., et al., 2020, *ApJ*, 904, 13

Gratton R., Bragaglia A., Carretta E., D’Orazi V., Lucatello S., Sollima A., 2019, *A&A Rv*, 27, 8

Grebel E. K., Gallagher John S. I., 2004, *ApJL*, 610, L89

Greggio L., Renzini A., 2011, *Stellar Populations. A User Guide from Low to High Redshift*

Grocholski A. J., Cole A. A., Sarajedini A., Geisler D., Smith V. V., 2006, *AJ*, 132, 1630

Harris J., Zaritsky D., 2009, *AJ*, 138, 1243

Hindman J. V., Kerr F. J., McGee R. X., 1963, *Australian Journal of Physics*, 16, 570

Hodge P. W., 1983, *ApJ*, 264, 470

Husser T. O., Wende-von Berg S., Dreizler S., Homeier D., Reiners A., Barman T., Hauschildt P. H., 2013, *A&A*, 553, A6

Kamann S., et al., 2020, *MNRAS*, 492, 2177

Kapse S., de Grijs R., Zucker D. B., 2021, *MNRAS*, 503, 6016

Kapse S., de Grijs R., Kamath D., Zucker D. B., 2022, *ApJL*, 927, L10

Keller S. C., Wood P. R., Bessell M. S., 1999, *A&AS*, 134, 489

Kerber L. O., Santiago B. X., Brocato E., 2007, *A&A*, 462, 139

Ko Y., Lee M. G., Lim S., 2013, *ApJ*, 777, 82

Kontizas E., Dialetis D., Prokakis T., Kontizas M., 1985, *A&A*, 146, 293

Kron G. E., 1957, *Leaflet of the Astronomical Society of the Pacific*, 7, 313

Krumholz M. R., McKee C. F., Bland-Hawthorn J., 2019, *ARA&A*, 57, 227

Lada C. J., Lada E. A., 2003, *ARA&A*, 41, 57

Lagioia E. P., Milone A. P., Marino A. F., Cordini G., Tailo M., 2019, *AJ*, 158, 202

Lauberts A., 1982, ESO/Uppsala survey of the ESO(B) atlas

Le Borgne J. F., et al., 2003, *A&A*, 402, 433

Le Borgne D., Rocca-Volmerange B., Prugniel P., Lançon A., Fioc M., Soubiran C., 2004, *A&A*, 425, 881

Li C., Tang B., Milone A. P., de Grijs R., Hong J., Yang Y., Wang Y., 2021, *ApJ*, 906, 133

Lindsay E. M., 1958, *MNRAS*, 118, 172

Maia F. F. S., et al., 2019, *MNRAS*, 484, 5702

Marigo P., Girardi L., Bressan A., Groenewegen M. A. T., Silva L., Granato G. L., 2008, *A&A*, 482, 883

Martayan C., Baade D., Fabregat J., 2010, *A&A*, 509, A11

Martins L. P., González Delgado R. M., Leitherer C., Cerviño M., Hauschildt P., 2005, *MNRAS*, 358, 49

Massey P., 1997, National Optical Astronomy Observatory

Mateo M., Hodge P., Schommer R. A., 1986, *ApJ*, 311, 113

McLaughlin D. E., van der Marel R. P., 2005, *ApJS*, 161, 304

Milone A. P., Marino A. F., 2022, *Universe*, 8, 359

Milone A. P., Marino A. F., D'Antona F., Bedin L. R., Da Costa G. S., Jerjen H., Mackey A. D., 2016, *MNRAS*, 458, 4368

Milone A. P., et al., 2017, *MNRAS*, 465, 4363

Milone A. P., et al., 2020, *MNRAS*, 491, 515

Moraux E., 2016, in EAS Publications Series. pp 73–114 ([arXiv:1607.00027](https://arxiv.org/abs/1607.00027)), doi:10.1051/eas/1680004

Moura T. C., Trevisan M., Barbuy B., Rossi S., 2019, *ApJ*, 885, 28

Mucciarelli A., et al., 2011, *MNRAS*, 413, 837

Narloch W., et al., 2022, *A&A*, 666, A80

Nayak P. K., Subramaniam A., Choudhury S., Indu G., Sagar R., 2016, *MNRAS*, 463, 1446

Nayak P. K., Subramaniam A., Choudhury S., Sagar R., 2018, *A&A*, 616, A187

Nidever D. L., Majewski S. R., Butler Burton W., Nigra L., 2010, *ApJ*, 723, 1618

Niederhofer F., Hilker M., Bastian N., Silva-Villa E., 2015, *A&A*, 575, A62

Parisi M. C., 2018, Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía, 60, 222

Parisi M. C., et al., 2014, *AJ*, 147, 71

Patrick L. R., Evans C. J., Davies B., Kudritzki R. P., Hénault-Brunet V., Bastian N., Lapenna E., Bergemann M., 2016, *MNRAS*, 458, 3968

Paul K. T., Subramaniam A., Mathew B., Shruthi S. B., 2017, *NewA*, **56**, 28

Piatti A. E., 2022, *MNRAS*, **511**, L72

Piatti A. E., Bica E., Clariá J. J., Santos J. F. C., Ahumada A. V., 2002, *MNRAS*, **335**, 233

Pickles A. J., 1985, *ApJS*, **59**, 33

Pietrzynski G., Udalski A., Kubiak M., Szymanski M., Wozniak P., Zebrun K., 1998, *AcA*, **48**, 175

Pietrzyński G., et al., 2019, *Nature*, **567**, 200

Prugniel P., Soubiran C., 2004, *arXiv e-prints*, pp astro-ph/0409214

Putman M. E., et al., 1998, *Nature*, **394**, 752

Rafelski M., Zaritsky D., 2005, *AJ*, **129**, 2701

Renzini A., 1981, *Annales de Physique*, **6**, 87

Sakari C. M., McWilliam A., Wallerstein G., 2017, *MNRAS*, **467**, 1112

Sakari C. M., Shetrone M. D., McWilliam A., Wallerstein G., 2021, *MNRAS*, **502**, 5745

Salaris M., Cassisi S., 2005, *Evolution of Stars and Stellar Populations*

Sánchez-Blázquez P., Gorgas J., Cardiel N., González J. J., 2006, *A&A*, **457**, 809

Santiago B. X., 2009, in Van Loon J. T., Oliveira J. M., eds, *Review talk at the IAU Symposium 256 Vol. 256, The Magellanic System: Stars, Gas, and Galaxies*. pp 69–80 ([arXiv:0810.1514](https://arxiv.org/abs/0810.1514)), [doi:10.1017/S1743921308028287](https://doi.org/10.1017/S1743921308028287)

Santos J. F. C. J., Piatti A. E., 2004, *A&A*, **428**, 79

Santos J. F. C. J., Bica E., Claria J. J., Piatti A. E., Girardi L. A., Dottori H., 1995, *MNRAS*, **276**, 1155

Santos J. F. C. J., et al., 2020, *MNRAS*, **498**, 205

Searle L., Wilkinson A., Bagnuolo W. G., 1980, *ApJ*, **239**, 803

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

Shapley H., 1918, *Contributions from the Mount Wilson Observatory / Carnegie Institution of Washington*, **152**, 1

Shapley H., Lindsay E. M., 1963, *Irish Astronomical Journal*, **6**, 74

Silva D. R., Cornell M. E., 1992, *ApJS*, **81**, 865

Simondi-Romero F., 2021, PhD thesis, FaMAF, UNC, <https://rdu.unc.edu.ar/handle/11086/23000>

Simondi Romero F., Ahumada A., Vega-Neme L., 2022a, *Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía La Plata Argentina*, **63**, 115

Simondi-Romero F. O., Ahumada A. V., Tapia-Reina M., Vega-Neme L., 2022b, *Actas de las Cuartas Jornadas de Astrofísica Estelar*, enviado

Spinrad H., Taylor B. J., 1971, *ApJS*, **22**, 445

Stanimirović S., Staveley-Smith L., Jones P. A., 2004, *ApJ*, **604**, 176

Stone R. P. S., Baldwin J. A., 1983, [MNRAS](#), **204**, 347

Talavera M. L., Ahumada A. V., Clariá J. J., Santos J. F. C. J., Bica E., Parisi M. C., 2009, in *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica Conference Series*. pp 117–118

Tapia-Reina M. I., Simondi-Romero F., Ahumada A., Vega-Neme L., Minniti J., Oviedo C., Clariá J., 2022, *Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía*, 64

Testa V., Ferraro F. R., Chieffi A., Straniero O., Limongi M., Fusi Pecci F., 1999, [AJ](#), **118**, 2839

Thuan T. X., Gunn J. E., 1976, [PASP](#), **88**, 543

Tinsley B. M., 1968, [ApJ](#), **151**, 547

Tinsley B. M., 1972, [ApJ](#), **178**, 319

Tinsley B. M., 1973, [ApJ](#), **186**, 35

Trumpler R. J., 1930a, Leaflet of the Astronomical Society of the Pacific, **1**, 117

Trumpler R. J., 1930b, [Lick Observatory Bulletin](#), **420**, 154

Tsujimoto T., Bekki K., 2009, [ApJL](#), **700**, L69

Udalski A., et al., 2008, [AcA](#), **58**, 89

Usher C., et al., 2019, [MNRAS](#), **482**, 1275

Westerlund B. E., 1997, Cambridge Astrophysics Series, **29**

Whipple F. L., 1935, Harvard College Observatory Circular, **404**, 1

Xin Y., Deng L., de Grijs R., Mackey A. D., Han Z., 2008, [MNRAS](#), **384**, 410

Zaritsky D., Harris J., Thompson I. B., Grebel E. K., 2004, [AJ](#), **128**, 1606

Zinn R., 1980, [ApJ](#), **241**, 602

de Vaucouleurs G., Freeman K. C., 1972, [Vistas in Astronomy](#), **14**, 163

van den Bergh S., 1975, [ARA&A](#), **13**, 217

van den Bergh S., Hagen G. L., 1968, [AJ](#), **73**, 569

van der Marel R. P., 2001, [AJ](#), **122**, 1827

van der Marel R. P., Kallivayalil N., 2014, [ApJ](#), **781**, 121

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 [Benítez-Llambay et al. \(2012\)](#), and the STARLIGHT code ([Cid Fernandes et al., 2005](#)).

Anexo A

Síntesis de STARLIGHT

Se presentan a continuación los datos obtenidos de la síntesis espectral realizadas con STARLIGHT para cada CE de nuestra. Los datos provistos son edad (en $\times 10^6$ años), metalicidad (Z) y porcentaje de contribución de cada PES partícipe en el espectro sintetizado. Además, se incluyen los valores medios de los parámetros determinados a partir de las PES presentadas en cada caso.

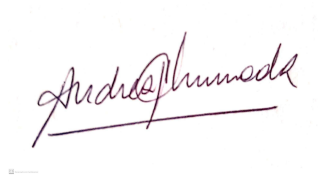
Tabla A.1: Datos obtenidos de la síntesis espectral. Todas las edades se presentan en $\times 10^6$ años.

Cúmulo	Edad	Z	%	PES	Z
	media	media		Edad	
L 41	3	0.0004	52	1.0	0.0004
			20	6.6	0.0004
			18	8.7	0.0004
NGC 1718	3127	0.015	8	10000	0.004
			12	13000	0.004
			16	1300	0.008
			16	8.7	0.02
			7	10.0	0.02
			30	286.1	0.02
			6	508.8	0.02
			4	13000	0.02
NGC 1826	275	0.012	28	508.8	0.004
			8	904.8	0.004
			4	3.7	0.02
			33	8.7	0.02
			15	286.1	0.02
NGC 1866	128	0.013	51	160.9	0.008
			46	101.5	0.02

Tabla A.1: Continuación.

Cúmulo	Edad	Z		PES	
	media	media	%	Edad	Z
NGC 1946	20	0.007	17	101.5	0.004
			48	1.0	0.008
			35	5.0	0.008
SL 573	595	0.010	11	10.0	0.004
			17	904.8	0.004
			12	1278	0.004
			6	1.0	0.008
			5	3.2	0.008
			8	1278	0.008
			4	4250	0.008
			6	3.2	0.02
28	8.7	0.019			
NGC 2100	169	0.011	35	1.0	0.004
			8	904.8	0.008
			36	25.1	0.02
			9	904.8	0.02
NGC 2109	130	0.016	6	1.0	0.004
			16	101.5	0.004
			5	5.0	0.02
			70	160.9	0.02
NGC 2140	99	0.004	98	101.5	0.004
NGC 2145	134	0.006	62	101.5	0.004
			8	160.9	0.004
			22	160.9	0.008
			8	286.1	0.02

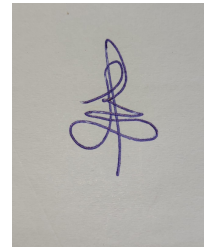
Los abajo firmantes, miembros del Tribunal de evaluación de tesis, damos fe que el presente ejemplar impreso se corresponde con el aprobado por este Tribunal.



Dra. Ahumada Andrea V.



Dr. Günthardt Guillermo I.



Dra. Saker Leila Y.