



AGRUPACIONES ESTELARES
Y LA ESTRUCTURA DEL SEGUNDO CUADRANTE GALÁCTICO

Autor: Lic. José Alejo Molina Lera

Director: Dr. Gustavo L. Baume

Codirector: Dr. Roberto Gamen

Tesis presentada para obtener el grado de
DOCTOR en ASTRONOMÍA

Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas
Universidad Nacional de La Plata

LA PLATA, ARGENTINA

MARZO 2020

Resumen

Los cúmulos estelares y las regiones de formación estelar son considerados importantes objetos para la investigación astrofísica (p.e. Portegies Zwart et al. 2010). Sus características particulares los hacen muy útiles en diversos aspectos. Aproximadamente el 80% de las estrellas de las regiones de formación estelar se encuentran en cúmulos por lo tanto son ideales para estudiar las primeras etapas de formación y evolución estelar (Lada & Lada 2003; Porras et al. 2003). Están formados por estrellas de aproximadamente la misma edad con un rango de masas estelares amplio lo cual permite derivar sus parámetros fundamentales: tamaños, excesos de color, distancias y edades. Debido a que los cúmulos jóvenes son importantes trazadores de los brazos espirales (Baume et al. 2006; Sung et al. 2013) desempeñan un papel fundamental en la comprensión de la estructura Galáctica.

En este trabajo de tesis estudiamos un conjunto de 19 agrupaciones estelares jóvenes ubicadas en el segundo cuadrante Galáctico. Para ello, utilizamos fotometría en el óptico e infrarrojo: SDSS (Ahn et al. 2012) y APASS (Henden et al. 2016), 2MASS (Cutri et al. 2003) y WISE (Cutri & et al. 2013), respectivamente. Teniendo en cuenta que para las regiones de los cúmulos la fotometría en el relevamiento SDSS se encuentra incompleta, hicimos uso de las imágenes FITS y realizamos fotometría de apertura. A su vez, empleamos datos espectroscópicos e información astrométrica del satélite Gaia (Lindegren et al. 2018). Las agrupaciones estelares fueron abordadas de manera sistemática, uniforme y homogénea, y seleccionadas a partir de un análisis preliminar realizado sobre 250 cúmulos listados en los catálogos “Milky Way global Survey of Star Clusters” (Kharchenko et al. 2013) y “New infrared star clusters in the Northern and Equatorial Milky Way with 2MASS” Bica et al. (2003b). El estudio fotométrico, espectro-fotométrico y astrométrico detallado nos permitió estimar y calcular sus parámetros fundamentales haciendo uso de tres técnicas de análisis distintas. De la construcción de los diagramas fotométricos multi-banda estimamos los parámetros fundamentales de las 19 agrupaciones estelares. Para 11 de ellas obtuvimos datos espectroscópicos propios del observatorio Gemini, y en conjunto con la espectroscopía recopilada de la bibliografía, realizamos un análisis espectro-fotométrico estableciendo excesos de color y distancias para 17 de los 19 cúmulos estelares. Adicionalmente, para 14 de las agrupaciones estelares derivamos resultados en distancia mediante datos Gaia *Data Release 2*. A partir de estos resultados investigamos la vinculación de las agrupaciones a la estructura y subestructura de la Vía Láctea redefiniendo su pertenencia a los diferentes brazos espirales, en particular, al denominado Nuevo Brazo más allá del Brazo Exterior introduciendo, a su vez, la presencia de una ramificación entre dos de los brazos principales.

Acrónimos y siglas

Lista de acrónimos y siglas utilizados en esta tesis:

- 2CG: Segundo cuadrante Galáctico
- 2MASS: *Two Micron All-Sky Survey*
- APASS: *AAVSO Photometric All-Sky Survey*
- CO: Monóxido de carbono
- DCC: Diagrama color-color
- DCM: Diagrama color-magnitud
- DR: *Data release*
- $E_{(B-V)}$: Exceso de color en el índice $(B - V)$
- ET: Este trabajo
- FWHM: *Full Width at Half Maximum*
- Ga: Giga años
- HI: Hidrógeno neutro
- HII: Hidrógeno ionizado
- HeI: Helio neutro
- HeII: Helio ionizado
- IR: Infrarrojo
- LSR: *Local Standard of Rest*
- Ma: Millones de años
- md : Módulo de distancia
- Mg: Magnesio
- MI: Medio interestelar
- MWSC: *Milky Way Star Clusters Catalog*
- MWSC+: Unión de los catálogos: *Milky Way Star Clusters Catalog* y *New infrared star clusters in the Northern and Equatorial Milky Way with 2MASS*

-
- NMG: Nube molecular gigante
 - PDR: Perfil de densidad radial
 - *r.m.s: Root Mean Square*
 - PSP: Pre-secuencia principal
 - *S/N: Relación señal-ruido*
 - SDSS: *Sloan Digital Sky Survey*
 - Si: Silicio
 - SP: Secuencia principal
 - TE: Tipo espectral
 - WISE: *Wide-field Infrared Survey Explorer*
 - YSOs: *Young Stellar Objects*
 - ZAMS: *Zero Age Main Sequence*

Índice general

Resumen	III
1. Introducción	1
1.1. La estructura de la Vía Láctea	1
1.2. Hacia el segundo cuadrante Galáctico	6
1.3. Agrupaciones estelares: objetivos y desarrollo de esta tesis	7
2. Información astrofísica	17
2.1. Datos fotométricos y astrométricos	17
2.1.1. Observaciones en el óptico	17
2.1.2. Observaciones en el infrarrojo	19
2.1.3. Datos astrométricos – Gaia	21
2.2. Información espectroscópica	22
2.2.1. Espectroscopía Gemini	23
2.3. Coeficiente de absorción selectiva	25
3. Metodología	29
3.1. Relevamientos, bases de datos y catálogos	29
3.2. Herramientas computacionales	31
3.2.1. Recolección de datos	33
3.2.2. Correlación cruzada	33
3.2.3. Parámetros espaciales: densidad estelar	36
3.2.4. Parámetros fundamentales: distancia, exceso de color y edades	38
3.3. Selección de agrupaciones estelares	45
4. Agrupaciones estelares seleccionadas	51
4.1. Teutsch 45	51
4.2. Waterloo 1	55
4.3. Mayer 2	58
4.4. Juchert 19	62

ÍNDICE GENERAL

4.5. Czernik 7	65
4.6. Czernik 6	68
4.7. Czernik 5	71
4.8. Berkeley 7	74
4.9. NGC 659	78
4.10. NGC 654	80
4.11. IRAS 23151+5912	82
4.12. FSR 0417	85
4.13. NGC 7510	88
4.14. BDS2003-42	90
4.15. BDS2003-39	92
4.16. BFS 16	94
4.17. BDS2003-36	97
4.18. Berkeley 55	99
4.19. Kronberger 80	101
5. Resultados y discusión	109
5.1. Parámetros fundamentales	109
5.2. Estructura del segundo cuadrante Galáctico	118
6. Conclusiones	127

Índice de figuras

1.1. Galaxia espiral M 51	2
1.2. Imagen artística de la Vía Láctea	3
1.3. Anomalía en velocidades de rotación Galáctica. Figura de Foster & Cooper (2010)	4
1.4. Distribución de regiones HII. Figura de Hou & Han (2014)	11
1.5. Estructura Galáctica: modelo de tres y cuatro brazos espirales. Figura de Hou & Han (2014)	12
1.6. Galaxia NGC 5468	13
1.7. Distribución de cúmulos estelares. Figura de Cantat-Gaudin et al. (2018)	14
1.8. Extensión del Brazo Scutum-Crux. Figura de Sun et al. (2015)	15
2.1. SDSS – instrumento y bandas de transmisión.	18
2.2. 2MASS – Bandas de transmisión.	21
2.3. 2MASS – Comportamiento del error y completitud fotométrica	22
2.4. Diagramas fotométricos para Czernik 6 – propuesta Gemini.	23
2.5. Campo de observación para la adquisición de espectros de Teutsch 45	24
2.6. R_V – Método de diferencia de color	27
3.1. Diagrama de flujo.	34
3.2. Datos recolectados de la zona para cada relevamiento – NGC 659.	35
3.3. Mapa de densidad estelar – NGC 659.	38
3.4. Diagramas fotométricos – NGC 659.	43
3.5. Diagrama distancia vs. magnitud en G de Gaia – NGC 659.	45
3.6. Distribución de cúmulos abiertos del MWSC.	48
3.7. Distribución de cúmulos abiertos del MWSC con contraparte observacional del SDSS.	49
3.8. Distribución de cúmulos abiertos del MWSC y nuestra selección.	49
4.1. Espectros – Teutsch 45	53
4.2. Densidad estelar y diagramas fotométricos – Teutsch 45	54
4.3. Espectros – Waterloo 1	56
4.4. Densidad estelar y diagramas fotométricos – Waterloo 1	57

ÍNDICE DE FIGURAS

4.5. Densidad estelar y diagramas fotométricos – Mayer 2	60
4.6. Espectros – Mayer 2	61
4.7. Densidad estelar y diagramas fotométricos – Juchert 19	63
4.8. Espectros – Juchert 19	64
4.9. Densidad estelar y diagramas fotométricos – Czernik 7	66
4.10. Espectros – Czernik 7	67
4.11. Densidad estelar y diagramas fotométricos – Czernik 6	69
4.12. Espectros – Czernik 6	70
4.13. Densidad estelar y diagramas fotométricos – Czernik 5	72
4.14. Espectros – Czernik 5	73
4.15. Densidad estelar y diagramas fotométricos – Berkeley 7	76
4.16. Espectros – Berkeley 7	77
4.17. Densidad estelar y diagramas fotométricos – NGC 659	79
4.18. Densidad estelar y diagramas fotométricos – NGC 654	81
4.19. Espectros – IRAS 23151+5912	83
4.20. Densidad estelar y diagramas fotométricos – IRAS 23151+5912	84
4.21. Espectros – FSR 0417	86
4.22. Densidad estelar y diagramas fotométricos – FSR 0417	87
4.23. Densidad estelar y diagramas fotométricos – NGC 7510	89
4.24. Densidad estelar y diagramas fotométricos – BDS2003–42	91
4.25. Densidad estelar y diagramas fotométricos – BDS2003–39	93
4.26. Espectro – BFS 16	95
4.27. Densidad estelar y diagramas fotométricos – BFS 16	96
4.28. Densidad estelar y diagramas fotométricos – BDS2003-36	98
4.29. Densidad estelar y diagramas fotométricos – Berkeley 55	100
4.30. Densidad estelar y diagramas fotométricos – Kronberger 80	102
4.31. Análisis de distancias utilizando datos Gaia DR2	103
5.1. Efectos evolutivos – Figuras de Bell (2016) y Martins & Palacios (2013).	111
5.2. Mayer 2 y Waterloo 1. Imagen WISE.	112
5.3. Comparación entre nuestros resultados: espectroscópicos, fotométricos y astrométricos	114
5.4. Comparación de resultados: excesos de color y distancias – ET y MWSC+	121
5.5. Comparación de resultados: distancias y tamaños – ET y MWSC+	122
5.6. Comparación de resultados: distancias – ET y Cantat-Gaudin et al. (2018)	123
5.7. Proyección sobre el plano Galáctico de los cúmulos estudiados I.	124
5.8. Proyección sobre el plano Galáctico de los cúmulos estudiados II.	125

Índice de tablas

2.1. Valores de punto cero para las calibraciones de flujo.	20
2.2. Valores de absorción relativa.	26
4.1. Parámetros fundamentales	104
4.2. Parámetros fundamentales para las estrellas con TE.	105
5.1. Parámetros fundamentales: excesos de color y distancias según las distintas técnicas de análisis.	113
5.2. Comparación de resultados – ET y MWSC+.	115

Capítulo 1

Introducción

1.1. La estructura de la Vía Láctea

En el siglo XIX, el astrónomo William Parsons (Rosse, 1850) se dedicó a estudiar un objeto catalogado, en aquel entonces, como nebulosa Messier 51. Utilizando el telescopio *Leviathan of Parsonstown*, de 1.8 m de diámetro y 16 m de distancia focal, elaboró reportes en donde menciona poder distinguir fuentes puntuales bajo ciertas condiciones climáticas e incluso la presencia de leyes dinámicas; dentro de nuestro alcance de entendimiento. Sus bocetos (ver Fig. 1.1) fueron estudiados por Alexander (1852), quien especuló acerca de la forma de la Vía Láctea. Alexander, analizando estas ilustraciones, planteó la posible semejanza entre aquella “nebulosa” y la Vía Láctea adjudicándole a la nuestra una estructura en forma de espiral con varias (mencionando hasta cuatro) ramas. En la actualidad, M 51 es también conocida como *Whirlpool*; una galaxia espiral ampliamente estudiada (Messa et al., 2018).

Desde aquel entonces hasta hoy se desarrollaron un conjunto de nociones puestas al servicio de dilucidar la forma de nuestra galaxia. A lo largo de décadas se han construido y definido “trazadores” de la estructura de una galaxia espiral: las asociaciones de estrellas OB y las regiones de hidrógeno ionizado (HII), muchas veces asociadas a estas estrellas tempranas; el hidrógeno neutro (HI) y su emisión característica de la línea de 21 cm; el gas molecular, las regiones masivas de formación estelar y las agrupaciones o cúmulos estelares. Al mismo tiempo se elaboraron métodos para calcular la distancia a estos trazadores: las paralajes trigonométricas, como método directo; y el método fotométrico, las paralajes espectroscópicas (o espectro-fotométricas) y el método cinemático, como indirectos. De la observación se ha determinado que un tercio del total de las galaxias contabilizadas son elípticas, y dos tercios de este total son galaxias espirales. Un 10% de las galaxias espirales presentan dos brazos, mientras que el 60% presentan entre cuatro y seis brazos (Dobbs & Baba, 2014). La enorme dificultad en trazar la estructura de la Vía Láctea y la ubicación del Sistema Solar; profundamente inmerso en el disco Galáctico, están estrechamente vinculadas. Sin embargo, mediante simple observación parece ser evidente la simetría de disco que exhibe nuestra galaxia y nos invita, entonces, a pensar su morfología dentro de una estructura de brazos en espiral.

La Fig. 1.2 muestra una imagen artística del diseño en espiral de la Vía Láctea. En esta repre-

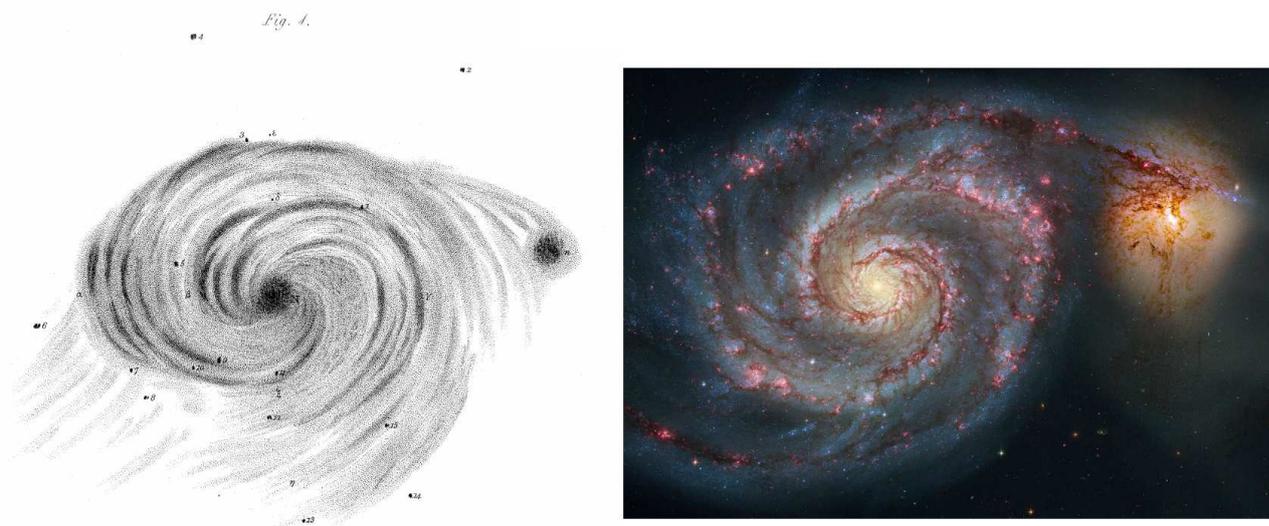


Figura 1.1. Izquierda: ilustración de la galaxia M 51 (Rosse, 1850). Derecha: imagen tomada por el telescopio espacial Hubble – NASA, Hubble Heritage Team, (STScI/AURA), ESA, S. Beckwith (STScI). Procesamiento adicional: Robert Gendler.

sentación se distinguen cuatro brazos; por un lado el Brazo de Perséo y el de Scutum–Centauro, por otro, con menor prominencia, los brazos de Sagitario y Norma. Entorno a la posición del Sol puede observarse la ramificación de Orión, y en el centro Galáctico la barra.

Unos de los primeros y principales trazadores de la estructura de nuestra galaxia son las estrellas jóvenes, de tipos espectrales (TE) OB, y las regiones HII. Sus estudios en el rango del óptico o el infrarrojo (IR) nos permiten realizar diversos análisis y determinar sus distancias. A su vez, la emisión del gas ionizado proveniente de las regiones HII es observado en longitudes de onda de radio y, en consecuencia, prácticamente no se ve afectada por la extinción debida polvo del medio interestelar (MI). En la década de 1970, Crampton & Georgelin (1975), a partir de métodos espectro–fotométricos y cinemáticos, determinan distancias a regiones HII encontrando segmentos correspondientes a cuatro brazos en espiral. Posteriormente, Georgelin & Georgelin (1976), vislumbran uno de los primeros diseños de la Vía Láctea, constituido por cuatro brazos espirales. Su modelo sitúa al Sol cerca o dentro de una configuración secundaria, llamada el *Orion Spur* o ramificación de Orión. Argumentan que esta estructura no pertenece a ninguno de los cuatro brazos, y presenta características de puente o Brazo Local conectando al Brazo de Carina con el de Perseo. Esta visión sigue siendo, incluso al día de hoy, válida.

La distribución del hidrógeno neutro muestra estructuras múltiples a lo largo de toda la Galaxia. El estudio a partir de la línea de 21 cm refleja: filamentos; burbujas y cáscaras; así como también estructuras de brazos, y un alabeo del disco hacia las regiones más externas (Dickey & Lockman, 1990). En la actualidad, trabajos como el de Jóhannesson et al. (2018) utilizan estos trazadores para poner restricciones a sus modelos. Estos modelos de densidad consideran brazos en espiral, el alabeo

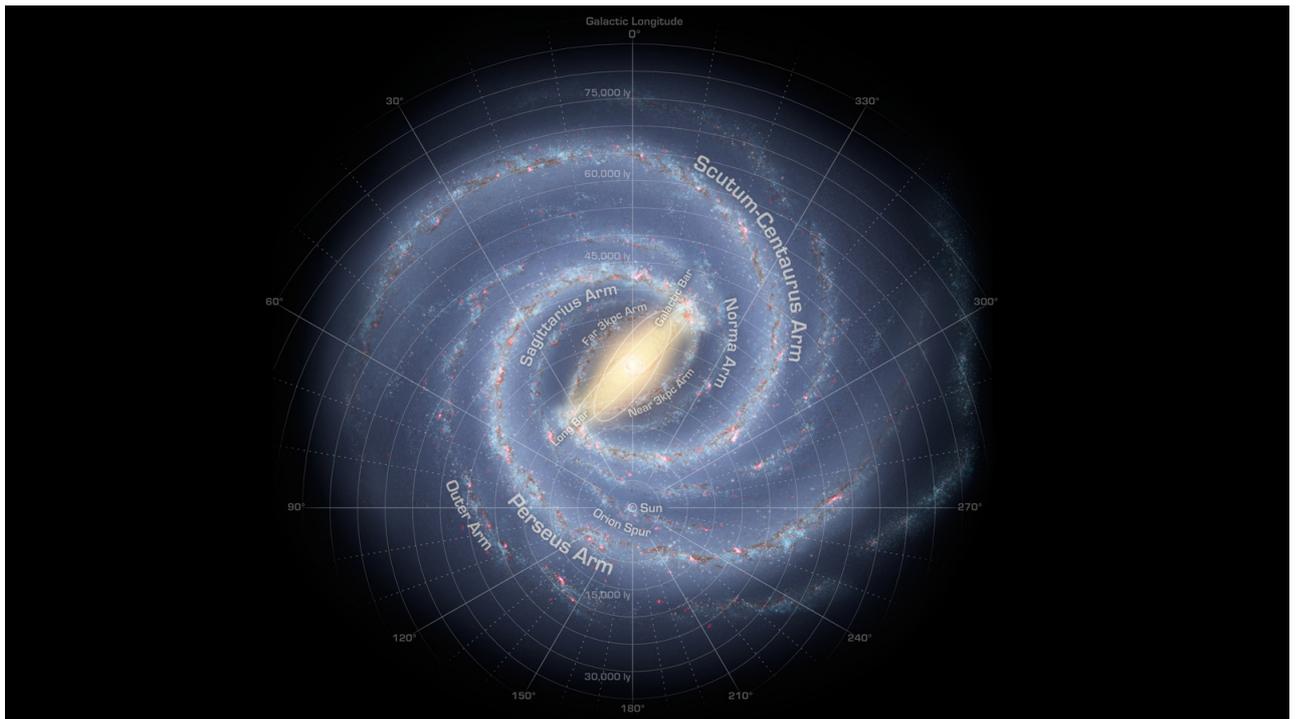


Figura 1.2. NASA/JPL-Caltech/R. Hurt.

del disco y una altura de escala del gas que se propaga radialmente y de manera creciente desde el centro Galáctico hacia la periferia. Una de las incertezas más importantes al mapear la emisión del HI deviene del uso de modelos cinemáticos de rotación Galáctica. Estas incertezas se reflejan en la diversidad de modelos, en la ambigüedad de las soluciones al estudiar las regiones ubicadas dentro del círculo Solar y, finalmente, en las desviaciones en la rotación circular. Esta última puede causar distorsiones sistemáticas en las distancias cinemáticas. Sobre este hecho, Burton (1971) indica, que el perfil observado del hidrógeno neutro puede ser mejor explicado mediante el uso de un campo de velocidades. Este modelo propone incluir una rotación circular pura, junto con movimientos de transición. Burton (1971) sugiere que estos últimos, pueden imitar o enmascarar las grandes diferencias en densidad. De las observaciones del HI podemos inferir que si bien su distribución se extiende más allá del disco Galáctico, ocupando un espacio de hasta 35 kpc desde el centro (Xu et al., 2018); su estudio no realiza un aporte en términos del diseño en espiral, aunque permite poner límites a la morfología y cinemática del mismo.

El gas molecular es un constituyente fundamental en la composición del MI de la Vía Láctea. Forma estructuras conocidas como nubes moleculares de distintos tamaños y masas; los lugares más propicios para la formación y el nacimiento estelar. En su publicación, Dobbs & Baba (2014), destacan que la estructura en espiral juega un rol importante en relación al gas molecular. Procesos como las colisiones entre nubes, las inestabilidades hidrodinámicas, la retroalimentación estelar y los campos magnéticos, desempeñan un papel fundamental en la evolución de estas estructuras moleculares.

1. Introducción

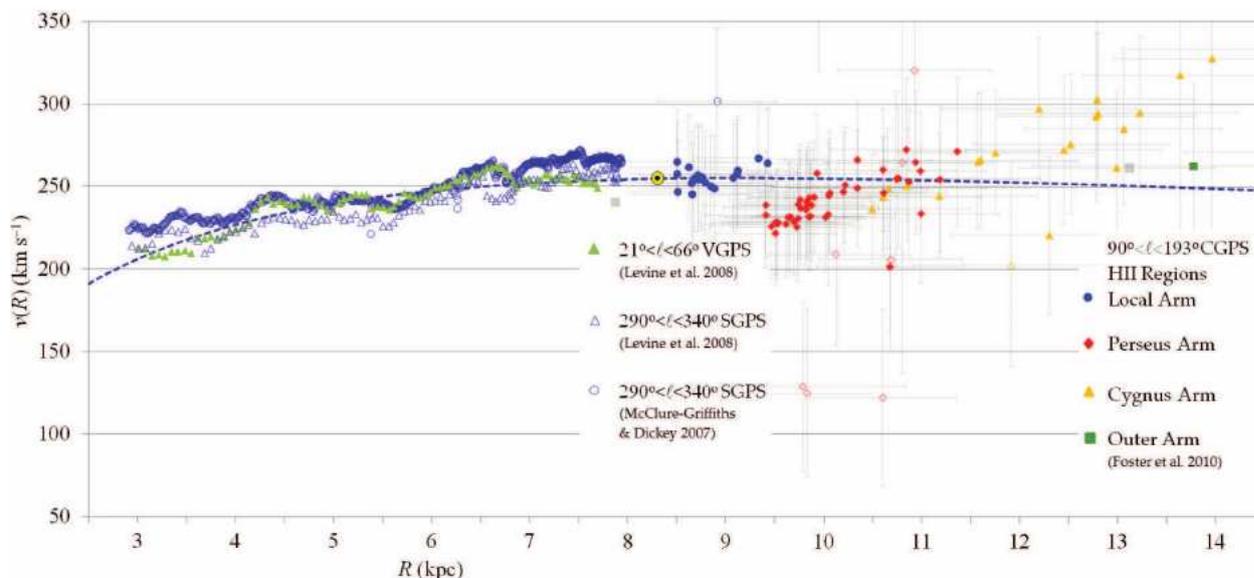


Figura 1.3. Foster & Cooper (2010). La figura muestra la curva de rotación Galáctica para distancias entre $3 < R < 14$ kpc. Los datos de la región interna corresponden a los relevamientos “VLA Galactic Plane Survey” (VGPS) y “Southern Galactic Plane Survey” (SGPS). Para la región externa se utilizaron los datos del “Canadian Galactic Plane Survey” (CGPS).

Su distribución y cinemática representan la respuesta al potencial gravitacional de la Galaxia trazando así los brazos espirales. Es así que, Du et al. (2017), realizando estudios del Brazo Local y el Brazo de Perseo, hallan evidencias del alabeo en la distribución del gas atómico y molecular e identifican cinco filamentos correspondientes a nubes moleculares gigantes (NMG) en el Brazo de Perseo. En los distintos cuadrantes Galácticos es posible distinguir los principales componentes trazados con NMG. En el primer cuadrante: los brazos de Scutum, Sagitario y Perseo, el Brazo Exterior e incluso estructuras más allá. En el cuarto cuadrante: los brazos de Carina, Centauro y el Brazo de Norma. En el segundo y tercer cuadrantes las características, en la forma de los brazos trazados con NMG, presentan una anomalía conocida desde hace tiempo y asociada al Brazo de Perseo. Esta anomalía se manifiesta como un aumento de la velocidad radial en dirección a la región más externa, como muestra la Fig. 1.3 de Foster & Cooper (2010).

En términos de la estructura Galáctica, los cúmulos estelares jóvenes son considerados trazadores fundamentales. Entre las primeras publicaciones que relacionan la distribución de estos objetos y la traza de los brazos de la Vía Láctea, se encuentran los trabajos realizados por Becker (1963, 1964). En sus resultados remarcan que los cúmulos estelares, en donde habitan fuentes de tipo espectral más temprano que B2, se distribuyen de manera coherente con las regiones HII cercanas, mientras que aquellos con TE más tardíos que B3 no se corresponden con la localización de los brazos. Estas diferencias en las poblaciones estelares, en relación a los TE, eran atribuidas a efectos evolutivos. Posteriormente, Janes & Adler (1982) y Janes (1988) sugieren que las distribuciones de los cúmulos

abiertos se asemejan más a pequeños grupos o segmentos de brazos cortos, careciendo de un patrón en espiral. En el año 2005, Dias & Lépine (2005) estudiando distintas poblaciones de cúmulos estelares distribuidos en el Brazo de Perseo, el Brazo Local y el Brazo de Carina concluyen que aquellos con edades aproximadas a 20 millones de años (Ma) van abandonando los brazos espirales y llenando las regiones inter-brazos, y para edades mayores a 30 Ma la distribución se aleja aún más de la estructura en espiral. Por tal motivo, a pesar de ciertas diferencias en la interpretación de los resultados, generalmente se asocia a las agrupaciones estelares jóvenes con los trazadores de brazos espirales galácticos. Este resultado, se refleja también en el trabajo publicado por Cantat-Gaudin et al. (2018) que al estudiar 1229 cúmulos abiertos logran determinar sus componentes estelares y distancias haciendo uso de datos del satélite Gaia “Data Release” (DR) 2 (Gaia Collaboration et al., 2018). En su trabajo los cúmulos más jóvenes se encuentran estrechamente distribuidos cerca del plano Galáctico trazando los brazos espirales, mientras que aquellos más evolucionados se ubican de manera más uniforme, se desvían del plano y tienden a situarse a distancias Galactocéntricas mayores. Vale la pena mencionar que las distancias calculadas mediante el uso del DR2 de Gaia, más allá de los 3 kpc, deben ser consideradas con reparos (Xu et al., 2018), aunque algunos autores las juzgan confiables hasta 5 kpc (Chen et al., 2019).

A lo largo de los años, a su vez, se han incorporado distintas características a la imagen de la Galaxia. Adicionalmente al alabeo del disco Galáctico (Skowron et al., 2019) se han detectado la presencia de una barra y un anillo en la región interna (Vallée, 2002), y un ensanchamiento del disco en la región exterior (Vázquez et al., 2008). Sin embargo, a pesar de la cantidad de estudios realizados, se mantiene cierta controversia sobre la cantidad de brazos. La imagen ilustrativa, presentada al comienzo de la sección (ver Fig. 1.2), se corresponde con la descripción propuesta por diversos trabajos que indican solo la existencia certera de dos brazos principales, siendo los otros dos mucho menos evidentes (Benjamin et al., 2005), aunque otros estudios ponen a los cuatro brazos en el mismo nivel de importancia (Camargo et al., 2015). En el primer escenario los brazos principales serían el Brazo de Scutum-Crux (-II) y el Brazo de Perseo (+I), mientras que los otros dos serían el Brazo de Sagitario-Carina (-I) y el Brazo de Norma-Cygnus (-III y +II). En la actualidad los brazos se encuentran mejor trazados y extendidos (Russeil et al. 2007; Vallée 2008; Hou & Han 2014; Bland-Hawthorn & Gerhard 2016).

Las simulaciones numéricas y las teorías analíticas, en conjunto con las observaciones, intentan explicar estas estructuras (Grosbøl & Carraro, 2018). En consecuencia se han propuesto diversos modelos para describir la traza seguida por los brazos espirales principales (Cordes & Lazio 2002, Hou & Han 2014, Vallée 2017). En el presente trabajo hemos utilizado, para la representación de los brazos, el propuesto por Hou & Han (2014). En su trabajo los autores construyen un modelo utilizando datos correspondientes a regiones HII, NMG y la emisión de masers del metanol en 6.7 GHz, ajustando tres y cuatro brazos espirales. En las Figs. 1.4 y 1.5 de Hou & Han (2014), se muestra la distribución de los distintos trazadores y sus correspondientes ajustes.

A pesar de los esfuerzos realizados, además de la controversia en relación a la cantidad de brazos

principales, se presume la existencia de características menores aun sin detectar. Estas características serían similares a las observadas en galaxias externas (Elmegreen, 1980). Ejemplos en la Vía Láctea son la ramificación de Orion, los filamentos moleculares gigantes identificados por Abreu-Vicente et al. (2016) en el cuarto cuadrante Galáctico y la descripción particular de la región de Carina dada por Carraro et al. (2017). A estas características menores, se suma la incógnita; ¿hasta dónde ocurre la formación estelar en dirección a las zonas más externas de la Galaxia?. En consecuencia, rastrear la región exterior del segundo cuadrante Galáctico (2CG), donde hay indicios de una estructura adicional; situada detrás del ya conocido Brazo Exterior (Sun et al., 2015), resulta sumamente interesante.

A lo largo de más de 150 años de observaciones se ha podido recabar una vasta cantidad de información; sumada, en las últimas décadas a modelos teóricos y numéricos, se han puesto al servicio de vislumbrar la estructura de nuestra galaxia. Sin embargo, aún así, se mantiene el interrogante acerca del diseño de la Vía Láctea. Las evidencias son interpretadas, por algunos autores, en favor de cierta semejanza con NGC 5468 (ver Fig. 1.6), es decir, un galaxia espiral con puentes que conectan los brazos, regiones más pequeñas en donde la dinámica del gas construye estructuras adicionales, y en donde los brazos parecen extenderse e ir disgregándose hacia el exterior, aunque otros trabajos argumentan un parecido más cercano al modelo de gran diseño.

1.2. Hacia el segundo cuadrante Galáctico

En las últimas décadas, es notorio el incremento en la cantidad de publicaciones orientadas a la estructura Galáctica del segundo cuadrante. En particular, las regiones internas han sido estudiadas haciendo uso de métodos directos e indirectos, utilizando como trazadores a cúmulos estelares, regiones HII y estrellas tempranas con TE OB. Si bien muchos de estos trabajos no están orientados específicamente hacia el segundo cuadrante han brindado nuevos resultados en pos de esclarecer su estructura. Hemos mencionados algunos en la sección anterior destacando el trabajo realizado por Cantat-Gaudin et al. (2018). En su figura 11 (ver Fig. 1.7) se muestra la distribución de cúmulos proyectados sobre el plano Galáctico. En primer lugar, este análisis constituye un aporte significativo al detectar nuevos candidatos a cúmulos abiertos; identificados en el panel de la izquierda con círculos amarillos. En el panel de la derecha se observa la distribución de las agrupaciones estelares ya conocidas, utilizando un gradiente de color para indicar sus edades. Estas edades fueron tomadas del catálogo “Global survey of star clusters in the Milky Way” (MWSC; Kharchenko et al. 2013) y serán discutidas en el Cap. 5. Este resultado representa nuevas evidencia reforzando la histórica visión al mostrar que los cúmulos estelares más jóvenes se distribuyen mayormente sobre los brazos espirales, siendo más notoria en el 2CG en torno al Brazo Local y al de Perseo, en donde a su vez no se observa una distribución clara más allá de este último.

Recientemente, Chen et al. (2019), utilizando datos Gaia DR2 y un conjunto de criterios fotométricos para seleccionar candidatas a estrellas de TE más tempranos que B3, estudian la morfología de la estructura en espiral de la Galaxia. En el 2CG logran trazar el Brazo Local y el Brazo de Perseo

encontrando patrones que podrían situarse en el Brazo Exterior o formar un puente entre el Brazo de Perseo y el Exterior.

En la actualidad el Brazo de Norma–Cygnus ha sido trazado en el primer cuadrante mediante el uso de nubes moleculares y regiones HII, y también, ha sido identificado en el 2CG como el Brazo Exterior (ver Fig. 1.2). Es así que, utilizando observaciones de monóxido de carbono (CO), información proporcionada por “Milky Way Imaging Scroll Painting” (MWISP), y la línea de 21 cm del HI, Du et al. (2016) detectan 332 nuevas nubes moleculares situadas en el Brazo Exterior. Sin embargo, la evidencia de formación estelar más allá del Brazo de Perseo tuvo sus primeros indicios en la publicación de Moffat & Vogt (1975). En su trabajo, estudian 26 cúmulos estelares encontrando que algunos de ellos se sitúan a aproximadamente 6 kpc de distancia. Algunos esfuerzos se han realizado, para completar el Brazo Exterior a lo largo del 2CG. Ejemplos, son los trabajos de Negueruela & Marco (2003, 2008), que mediante datos fotométricos y espectroscópicos en la región del óptico, estudian un conjunto de asociaciones OB estimando distancias de hasta 4 kpc.

Adicionalmente al Brazo Exterior, existen evidencias indicando la existencia de otro brazo externo más lejano aún; extendido a lo largo del primer y segundo cuadrante, identificado como el Nuevo Brazo (Dame & Thaddeus, 2011a; Sun et al., 2015) (ver Fig. 1.8). Este último y nuevo brazo sería la extensión de Brazo Scutum–Crux, revelado a partir de observaciones de HI y CO. En la Fig. 1.5 (Hou & Han, 2014) se distinguen, para el 2CG, las regiones HII en color rojo; utilizadas en el modelo para trazar los brazos espirales. La distribución de estas regiones muestran evidencias del Brazo Local y el de Perseo en el panel superior derecho. Para las zonas más externas, como consecuencia de la contribución al modelo de los otros trazados, indicados en color azul (panel inferior derecho), los brazos se pliegan en torno a distancias más cercanas. En consecuencia, algunas regiones HII inicialmente localizadas en el Brazo Exterior, ahora se observan sobre una estructura adicional.

Estos trabajos representan un gran aporte al identificar estructuras interestelares, pero aún no hay una evidencia clara de las poblaciones estelares correspondientes, con la excepción de algunas regiones débiles de formación estelar identificadas mediante datos en IR provenientes del relevamiento “Wide-field Infrared Survey Explorer” (WISE; Cutri & et al. 2013). Por lo tanto la ubicación del Nuevo Brazo se basa principalmente en mediciones de velocidades radiales y un modelo cinemático de rotación Galáctica. En consecuencia, como podemos observar en la Fig. 1.5, la contribución al modelo de cada uno de los distintos trazados construye un patrón de brazos espirales completamente diferente. Esto le atribuye una importancia superlativa a identificar las contrapartes estelares asociadas a estas regiones.

1.3. Agrupaciones estelares: objetivos y desarrollo de esta tesis

Las agrupaciones estelares jóvenes o cúmulos abiertos, son piezas fundamentales en la construcción del conocimiento de la física y la astronomía. Muchos de estos objetos son observables a simple vista, y según lo indican descubrimientos arqueológicos, han sido contemplado desde hace miles de años.

1. Introducción

Ilustraciones encontradas en la “Cueva de Lascaux”, situada al sudoeste de Francia, datadas con una antigüedad de 17 000 años (Rappenglück, 1997, 2001); o en el “Disco del Cielo de Nebra”, Alemania (Mozel, 2003); 1800 años, sugieren que estas civilizaciones realizaban observaciones del cúmulo abierto hoy conocido como Pléyades. Desde aquel entonces hasta hoy el estudio de estos objetos ha generado un avance sustancial en una vasta diversidad de ramas de la astronomía. Una gran cantidad de estos objetos fue compilada en uno de los primeros relevamientos o catálogo de cúmulos abiertos conocido como el “New General Catalogue” o “New General Catalogue of Nebulae and Clusters of Stars” (NGC). Este catálogo fue construido por John Louis Emil Dreyer en el año 1888 (Dreyer, 1888) e incluye observaciones de fines del siglo XVIII y principios del siglo XIX (Messier, 1781), (Herschel, 1786, 1789, 1802), (Herschel, 1864).

Con el paso de los años las observaciones de los cúmulos abiertos y sus interpretaciones teóricas han estado profundamente vinculadas al entendimiento de la evolución estelar, la edad del Universo y la cosmología (von Hippel, 2005). El motivo por el cual las agrupaciones estelares son de tamaño importancia está estrechamente relacionado con sus características. Los cúmulos abiertos nacen a partir de la fragmentación y posterior colapso gravitatorio de nubes de gas molecular. Son considerados objetos relativamente jóvenes, constituidos por pocas estrellas (cientos o miles) ligadas gravitatoriamente. Si bien presentan una geometría irregular es posible distinguirlos al ser sus densidades estelares mayores a las del campo circundante. Entre sus miembros se encuentran estrellas jóvenes y luminosas; siendo observables a enormes distancias. Debido a que un cúmulo estelar deviene de una misma nube de gas molecular se considera que sus estrellas comparten la composición química inicial, que se encuentran a la misma distancia de nosotros y, en muchos casos, que nacieron al mismo instante. A su vez se observa que las componentes de una dada agrupación estelar muestran un amplio espectro de masas, que comparten cierta dinámica; movimientos propios comunes y velocidades radiales similares, y que las más jóvenes se encuentran todavía inmersas en la nube de gas molecular que dio origen a su formación.

A lo largo de décadas se definieron un conjunto de parámetros llamados “Parámetros Fundamentales” con el fin de estudiar estas características. Las coordenadas de centro, o de máxima densidad estelar, de estos objetos nos permiten localizarlos en la esfera celeste. Sus tamaños proyectados nos proporcionan información sobre sus densidades. Las distancias nos permiten situarlos en el espacio e inferir sus tamaños reales, y la determinación de su enrojecimiento está vinculado al comportamiento del MI. Finalmente, sus edades nos permiten estudiar los procesos de formación y evolución estelar. Adicionalmente, el estudio de los cúmulos abiertos puede ser abordado a partir del uso de diversas técnicas como la espectroscopía, la fotometría y la astrometría. En particular, podemos destacar la simpleza con la que pueden ser estimados estos parámetros a partir de la construcción de los diagramas color-color (DCC) y color-magnitud (DCM) haciendo uso de datos fotométricos. Esta técnica nos permite identificar sus distintas poblaciones estelares y en consecuencia derivar los parámetros fundamentales. Si bien todos estos parámetros ocupan un lugar fundamental en el estudio de los cúmulos, es de destacar la determinación de distancias y edades. Particularmente, resulta importante

resaltar que la determinación de distancias nos permite, por un lado observar la distribución de estos objetos en la Galaxia, y en consecuencia estudiar la estructura de la misma, mientras que por otro lado, inferir información acerca de la luminosidad de las fuentes que los componen, y así estudiar la distribución de masa en los mismos. En cuanto a las edades, no es exagerado decir que el poder estimar la edad de estos objetos constituye uno de los avances más importantes en términos del desarrollo del conocimiento del ser humano:

“We take it as a given that we can model stars and their evolution and that we know the age of any stellar population that we have studied in sufficient detail. But this capability of ours should not be treated as an obvious and trivial extension of physics learned in labs on Earth. Certainly understanding stellar evolution is an extension of physical processes learned in our labs. But understanding stellar evolution is a lot more than that – it is an amazing success, one of the greatest scientific triumphs of the last 50 years. That these distant objects are understandable, even predictable, is a testament to the general applicability of scientific principles. And the derived properties of cluster stars underpins much of Galactic and extragalactic astronomy. In my opinion, the most important parameter to come from the mature field of stellar evolution is the age of stars and stellar systems. Just as the ability to date geological strata rapidly advanced geology, and just as molecular clocks are a key to unraveling evolutionary history of life on Earth, so too the ability to age date stars drives our cosmology” (von Hippel, 2005).

Las características mencionadas representan más bien un conjunto de hipótesis, que en términos generales son ampliamente aceptadas, y con el advenimiento de nuevos datos astrofísicos y el uso de nuevas tecnologías para su análisis, se mantienen en constante actualización. A modo de ejemplo podemos mencionar el estudio realizado por Jeffries et al. (2014) en donde logran identificar, dentro de un mismo cúmulo estelar, dos poblaciones con características distintas en términos de velocidad radial ($\Delta\sigma = 2 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$) y edad ($\Delta t = 1\text{--}2 \text{ Ma}$).

En el presente trabajo hemos estudiado en detalle 19 cúmulos estelares distribuidos a lo largo del segundo cuadrante Galáctico. Los mismos se encuentran representados en la Fig. 3.8. Este conjunto fue seleccionado a partir de un análisis preliminar realizado sobre aproximadamente 250 agrupaciones con disponibilidad de datos fotométricos ópticos del relevamiento Sloan Digital Sky Survey (SDSS; Ahn et al. 2012). Los aproximadamente 250 objetos iniciales fueron tomados de los catálogos MWSC y “New infrared star clusters in the Northern and Equatorial Milky Way with 2MASS” (Bica et al., 2003b), a los que nos referiremos a partir de ahora como MWSC+. El catálogo MWSC contiene los parámetros fundamentales para un total de 2808 cúmulos estelares, mientras que el Bica et al. (2003b) presenta únicamente las coordenadas de centro y tamaño para un conjunto de candidatos a cúmulos inmersos y carece de estimaciones de excesos de color, distancias y edades. Por tal motivo, a veces haremos alusión solo al MWSC y otras al MWSC+. A partir de la determinación de los parámetros fundamentales de los 19 cúmulos realizamos una descripción de cada uno destacando

1. Introducción

sus características individuales. Posteriormente, estudiamos su distribución en el segundo cuadrante Galáctico para contribuir al conocimiento de la estructura de la Galaxia y de sus regiones más externas.

Los objetivos de este trabajo fueron alcanzados a partir de la elaboración de una herramienta computacional que nos facilitó un método de análisis sistemático, homogéneo y uniforme. Mediante este método pudimos estudiar a las agrupaciones estelares haciendo uso tres técnicas de análisis distintas. Estas técnicas fueron basadas en el uso de diferentes tipos de datos astrofísicos. Por un lado, datos espectroscópicos recopilando de la literatura y recolectados a partir de campañas de observación propias. Por otro lado, datos fotométricos multi-banda, priorizando los datos en la región del óptico. Finalmente datos astrométricos del satélite Gaia. De esta manera calculamos y estimamos los parámetros fundamentales mencionados anteriormente de manera diversa, completa y precisa, verificando también, los valores listados en el MWSC+. En relación a la estructura Galáctica, nuestro objetivo fue orientado hacia definir o redefinir las distancias y edades de los cúmulos estudiados para identificar estructuras adicionales y detectar las contrapartes estelares de las regiones más externas.

El desarrollo de la tesis es el siguiente:

- Capítulo 2: realizaremos una descripción de la información astrofísica utilizada en este trabajo. Adicionalmente, expondremos los valores de absorción relativa empleados.
- Capítulo 3: expondremos la metodología del trabajo en torno al análisis de los datos astrofísicos: espectroscópicos, fotométricos y astrométricos. En el final del capítulo, realizaremos una breve descripción del proceso involucrado en la selección de los 19 cúmulos estelares.
- Capítulo 4: presentaremos, para cada cúmulo estelar estudiado, los resultados de nuestro estudio, describiendo en cada caso y con cada técnica los parámetros obtenidos.
- Capítulo 5: expondremos nuestros resultados, dando lugar a una discusión de los mismos, y una comparación con aquellos presentados en el MWSC+. En el final del capítulo, analizaremos las implicancias de los parámetros derivados de nuestro análisis dentro de un contexto general en torno a la estructura Galáctica del segundo cuadrante.
- Capítulo 6: realizaremos un breve resumen y expondremos las conclusiones del trabajo.

Finalmente, el trabajo presentado en esta tesis; sobre el estudio de las 19 agrupaciones estelares y su distribución Galáctica, fue expuesto a la comunidad científica mediante la publicación de dos trabajos en revistas de reconocimiento internacional con referato: Molina Lera et al. (2018) y Molina Lera et al. (2019).

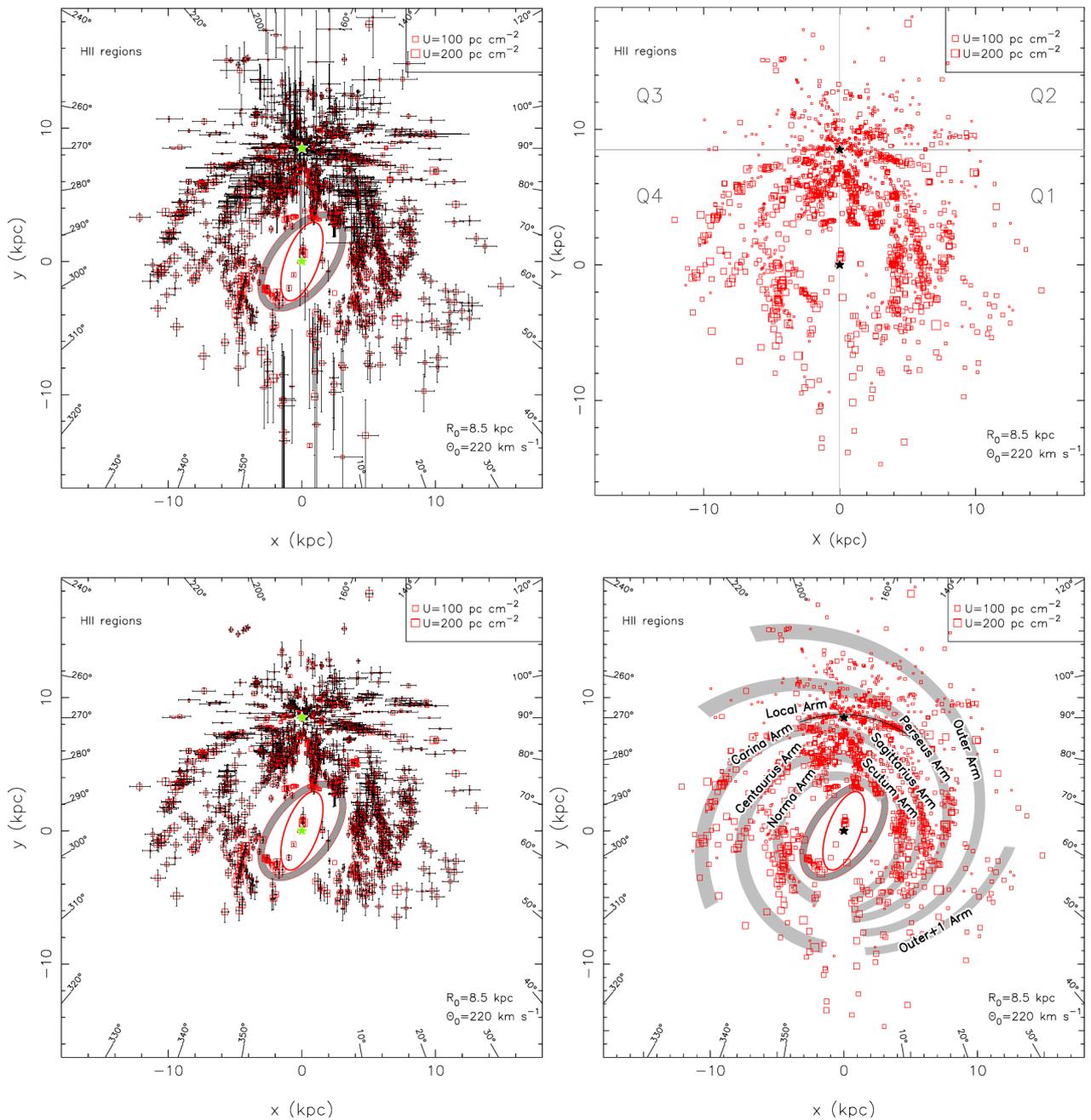


Figura 1.4. Hou & Han (2014). Distribución de regiones HII. Paneles superiores: regiones HII proyectadas en el plano Galáctico con barras de error en el panel de la izquierda y sin barras de error en el de la derecha. Abajo a la izquierda: regiones HII con errores en la determinación de distancias menores a 1 kpc. Abajo a la derecha: regiones HII superpuestas sobre el modelo de brazos espirales. Las coordenadas tienen su origen en el centro Galáctico, y el Sol está ubicado en $X = 0.0 \text{ kpc}$, $Y = 8.5 \text{ kpc}$. La elipse roja abierta indica la barra Galáctica (Churchwell et al., 2009) y en gris se muestra el ajuste al Brazo cercano y al Brazo Exterior a 3 kpc de ambos (Green et al., 2011).

1. Introducción

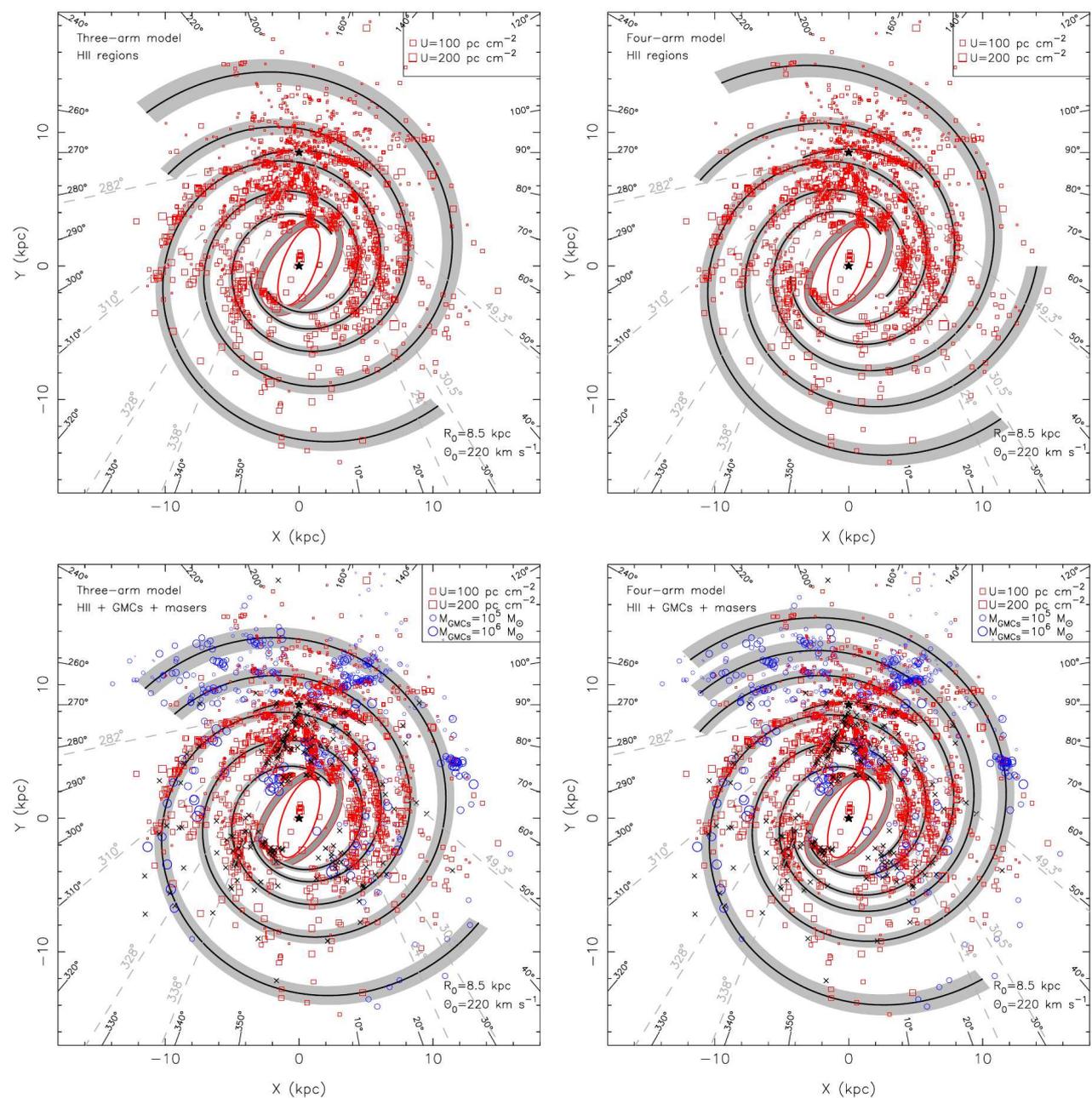


Figura 1.5. Hou & Han (2014). Paneles superiores: ajuste de tres y cuatro brazos (izquierda y derecha, respectivamente) para la distribución de regiones HII. Paneles inferiores: ajuste de tres y cuatro brazos (izquierda y derecha, respectivamente) para la distribución de los tres trazadores de brazos espirales. Características adicionales ver Fig. 1.4.



Figura 1.6. Imagen de ESA/Hubble & NASA, W. Li et al. de la galaxia NGC 5468.

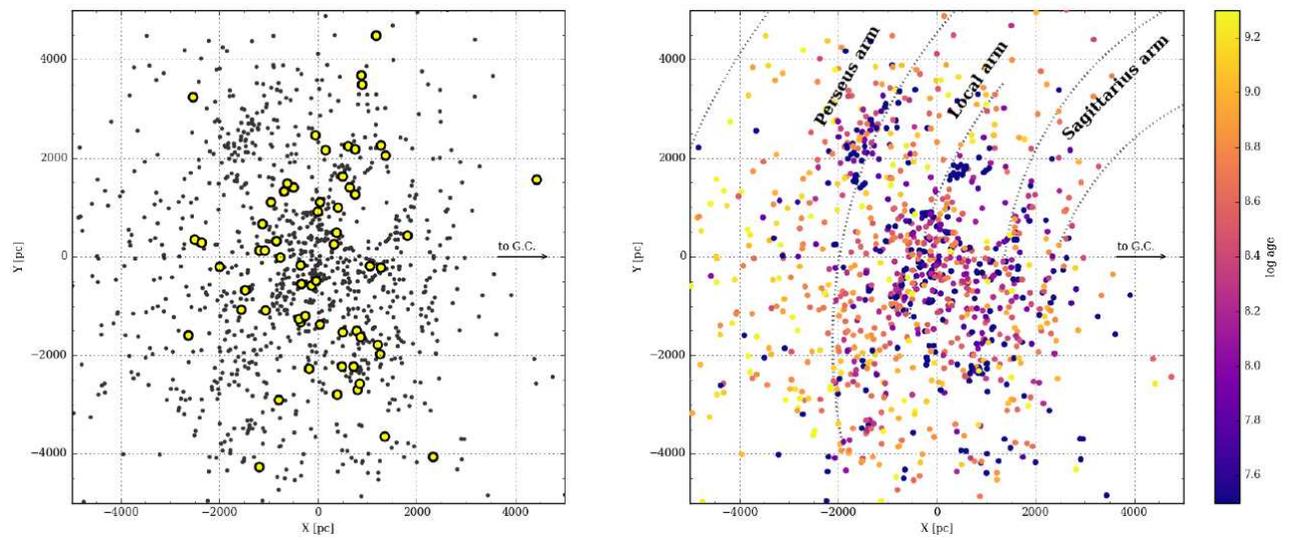


Figura 1.7. Cantat-Gaudin et al. (2018). Distribución de cúmulos estelares proyectados sobre el plano Galáctico. Panel de la izquierda: los símbolos color amarillo indican los cúmulos detectados en su trabajo. Panel de la derecha: se utiliza un gradiente de color para ilustran las edades (tomadas del MWSC) de los cúmulos estelares conocidos.

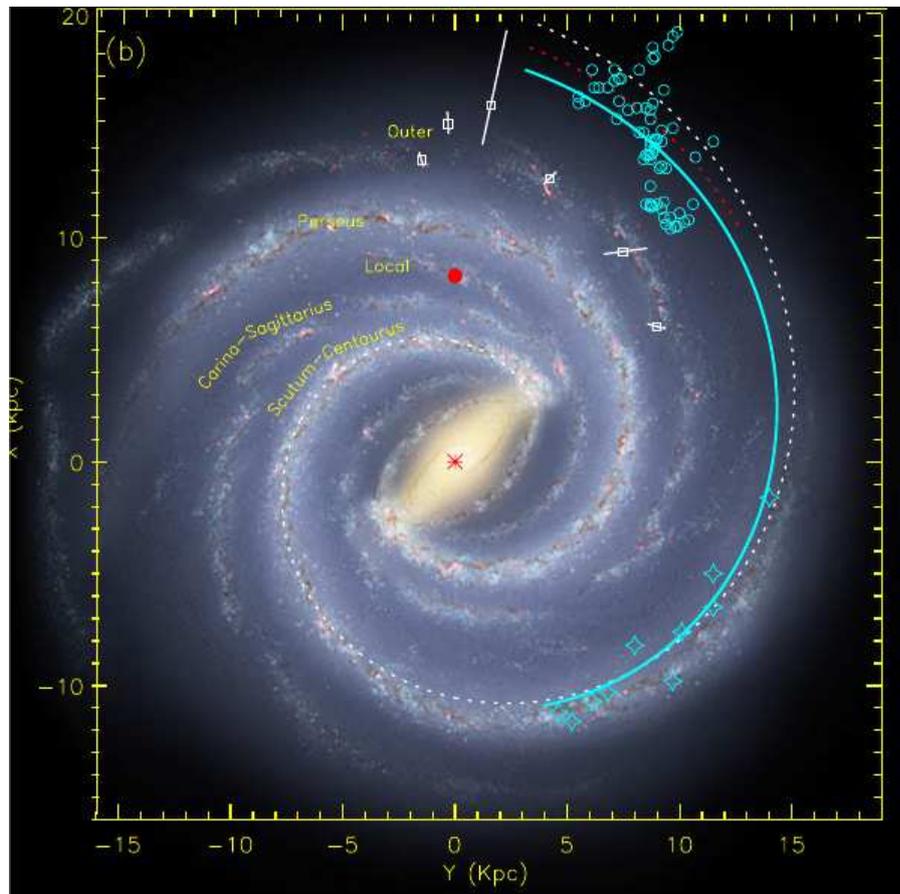


Figura 1.8. Sun et al. (2015). Con círculos azul claro se muestra posición de las nubes moleculares sobre la imagen artística (R. Hurt: NASA/JPL-Caltech/SSC). Se observa la extensión del Brazo Scutum-Crux hacia el segundo cuadrante.

Capítulo 2

Información astrofísica

2.1. Datos fotométricos y astrométricos

2.1.1. Observaciones en el óptico

Los datos fotométricos en el óptico fueron principalmente obtenidos del relevamiento Sloan Digital Sky Survey. El SDSS-III¹ es uno de los relevamientos fotométricos con mayor cobertura y homogeneidad en el rango óptico. Este relevamiento ha explorado el cielo sobre franjas de 2.5 grados de ancho. Varias de estas franjas se distribuyen atravesando el plano Galáctico cubriendo secciones en el primer, segundo y tercer cuadrante Galáctico. El catálogo fue generado mediante el uso de un telescopio de 2.5 m de diámetro, situado en el “Apache Point Observatory” ubicado en Nuevo México, y provee información fotométrica en cinco bandas de la región del óptico: $u = 3551 \text{ \AA}$, $g = 4686 \text{ \AA}$, $r = 6166 \text{ \AA}$, $i = 7480 \text{ \AA}$, $z = 8932 \text{ \AA}$ (ver Fig. 2.1)².

El procedimiento fotométrico estándar del SDSS (Lupton et al. 2002) fue diseñado originalmente para manejar campos de latitud Galáctica alta con densidades estelares relativamente bajas. Por lo tanto carece de información fotométrica de objetos ubicados en regiones pobladas, particularmente de los cúmulos estelares. Teniendo en cuenta esta carencia de datos realizamos nuestras propias mediciones fotométricas. En este sentido, optamos por una fotometría de apertura debido a las cuestiones que mencionaremos a continuación. Un amplio porcentaje de los cúmulos estelares estudiados resultaron ser poco densos; sin amontonamiento estelar. En los que se observaba una densidad estelar mayor, las fuentes más luminosas; en donde podría haber amontonamiento, debieron ser sustituidas por fotometría del relevamiento “AAVSO Photometric All-Sky Survey” DR9 (APASS; Henden et al. 2016), o en algunos casos de la base de datos Simbad (Wenger et al., 2000)³. Esta sustitución fue necesaria debido a los límites de saturación fotométrica en las bandas g , r , i del relevamiento SDSS. Por otro lado, la densidad de estrellas de campo en el 2CG es menor a la del primer o cuarto cuadrante y por lo

¹<http://www.SDSS3.org/>

²<https://www.SDSS.org/instruments/camera/>

³<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>

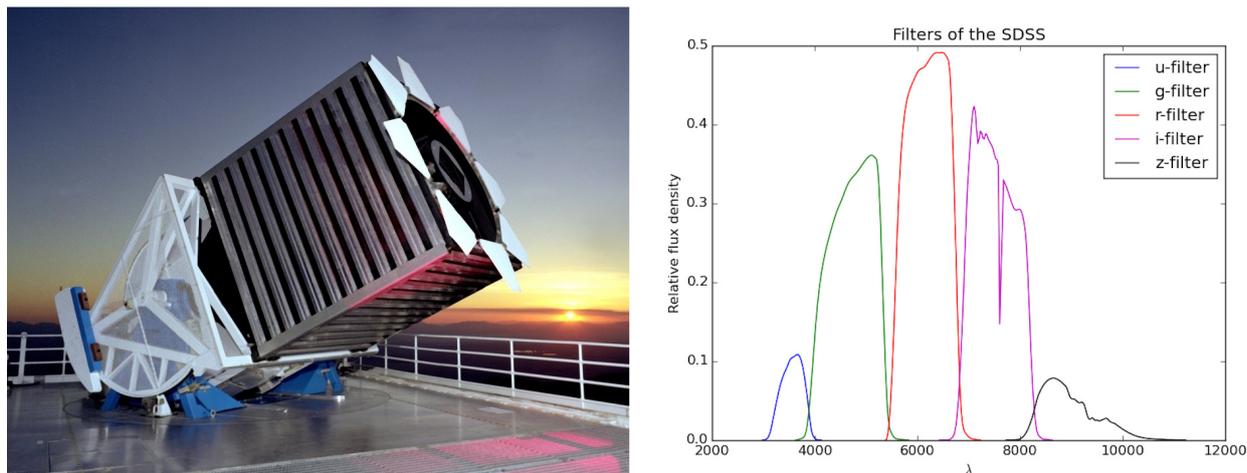


Figura 2.1. SDSS – instrumento y bandas de transmisión. Las curvas representan la transmisión como función de la longitud de onda – <https://www.sdss.org/>.

tanto se observa una menor contaminación estelar en la región de los cúmulos estudiados. Así mismo, considerábamos importante poder automatizar la etapa de adquisición y preparación de los datos, y esto solo era posible mediante fotometría de apertura. Finalmente, en cada instancia del trabajo de adquisición y análisis de los datos, así como también de los resultados fuimos corroborando que fotometría de apertura nos brindaba la precisión necesaria y esperada.

Para realizar esta tarea descargamos las imágenes FITS del SDSS DR12 “Science Archive Server” (SAS). Estas imágenes ya se encontraban corregidas por bias, flat y dark (Stoughton et al., 2002). Debido a que cada FITS cubre una región de $13'51 \times 8'98^4$, y teniendo en cuenta la posición relativa de los cúmulos estelares en estas imágenes, para cada objeto de estudio construimos un mosaico con tamaños entre $18'0 \times 18'0$ y $21'0 \times 21'0$. Estos mosaicos nos garantizaban obtener una cobertura que incluyera tanto al cúmulo abierto como al campo circundante. Para combinar las imágenes FITS empleamos el código “SWarp”⁵ que provee el SAS del SDSS. En este procedimiento los mosaicos son calibrados al igual que las imágenes originales utilizando únicamente la cantidad mínima necesaria de campos “primarios”. Los campos primarios corresponden a la mejor imagen observada de un zona con múltiples observaciones.

La fotometría se realizó utilizando una función desarrollada en lenguaje PYRAF que llamamos APER, en donde empleamos el conjunto de tareas de PYRAF/DAOPHOT. Considerando que el valor medio del “Full width at half maximum” (FWHM) en las imágenes FITS es de $1''3^6$, establecimos una apertura de $1''6$ sobre los mosaicos mencionados anteriormente. Para caracterizar el valor del cielo tomamos el valor de la moda en un anillo situado a una distancia de $3''2$ del centro de la fuente, con

⁴<https://www.sdss.org/instruments/camera/#MainParameterSummary>

⁵<https://dr12.SDSS.org/mosaics>

⁶<https://www.sdss.org/dr12/scope/>

un ancho de $2''0$.

Para la transformación de las coordenadas de placa (x, y) a las coordenadas ecuatoriales celestes $(\alpha_{J2000}, \delta_{J2000})$ y la posterior calibración en flujo desarrollamos dos tareas en lenguaje Python: XY2SKY para realizar la transformación e INST2STAND para las calibraciones. La tarea XY2SKY utiliza el paquete ASTROPY, particularmente la función WCS⁷. La misma se basa en utilidades que permiten administrar las transformaciones del “World Coordinate System” (WCS) en los archivos FITS. Estas transformaciones relacionan la ubicación de los píxeles de una imagen con su posición sobre la esfera celestes, y viceversa. Para las calibraciones de flujo, en la función INST2STAND, hicimos uso del paquete SCIPY donde podemos destacar la función STATS⁸. Este módulo contiene una gran cantidad de distribuciones de probabilidad y mantiene una creciente biblioteca de funciones estadísticas. La calibración se efectuó utilizando, por un lado la fotometría realizada, y por otro lado la información proporcionada en el catálogo SDSS (Alam et al., 2015). Sobre estas últimas fuentes establecimos los siguientes criterios con el objetivo de garantizar una selección de estrellas de comparación de calidad: a) “ $Q = 3$ ” indica una fotometría de calidad, b) “ $qmode = +$ ” una fotometría limpia, c) “ $mode = 1$ ” una fuente primaria y d) los rangos apropiados en magnitud para cada caso. De esta manera, tuvimos en cuenta los límites de saturación de cada filtro: $u = 12$, $g, r = 14.1$ e $i = 13.8$ y la capacidad de detección de fondo del cielo: $u = 22.1$, $g = 21.8$, $r = 22.2$ e $i = 20.3$ (Gunn et al., 1998). Sobre la distribución que surge de la diferencia entre ambos conjuntos de datos se calculó, para cada filtro, el punto cero y su error como el valor medio y el desvío estándar, respectivamente. Los valores obtenidos, junto con la cantidad de fuentes utilizadas, en cada banda para cada cúmulo estelar se presentan en la Tabla 2.1.

Como mencionamos anteriormente, la fotometría fue complementada para algunos casos en los cuales las estrellas resultaron saturadas. Para esto, en primer lugar, hicimos uso de los datos fotométricos en las bandas g, r, i del catálogo APASS DR9, y en segundo lugar empleamos la fotometría U, B, V, I de la base de datos Simbad. Esta última fue transformada al sistema de filtros del Sloan aplicando las transformaciones correspondientes dadas por Jester et al. (2005).

2.1.2. Observaciones en el infrarrojo

Los datos fotométricos en la región del infrarrojo fueron obtenidos de los relevamientos “Two Micron All Sky Survey” (2MASS; Cutri et al. 2003) y WISE.

El proyecto 2MASS recolectó 4.1×10^6 imágenes FITS comprimidas, que cubren la totalidad del cielo, identificando 471×10^6 fuentes puntuales. Las observaciones fueron realizadas desde dos telescopios de 1.3 m de diámetro ubicados en “Monte Hopkins”, Arizona, y Cerro Tololo, Chile (Skrutskie et al., 2006). Este relevamiento nos proporcionó datos fotométricos en las bandas J, H, K (ver Fig. 2.2).

En las Fig. 2.3 (Skrutskie et al., 2006) se muestra en el panel de la izquierda el comportamiento del error para las tres bandas fotométricas y en el panel de la derecha el esquema de completitud para la

⁷<https://docs.astropy.org/en/stable/wcs/>

⁸<https://docs.scipy.org/doc/scipy/reference/stats.html>

Tabla 2.1. Valores computados para el punto cero (zp) en cada banda fotométrica y de cada cúmulo estelar.

Filtro	u		g		r		i	
Cúmulo	n°	zp	n°	zp	n°	zp	n°	zp
Teu 45	6	2.61	10	2.62	9	2.62	21	2.61
W 1	11	2.76	26	2.77	34	2.70	20	2.71
M 2	7	2.71	7	2.72	17	2.71	26	2.75
Ju 19	7	2.82	11	2.81	25	2.71	11	2.73
Cz 7	8	2.63	108	2.64	43	2.65	60	2.65
Cz 6	14	2.75	13	2.71	7	2.75	37	2.73
Cz 5	14	2.81	22	2.77	17	2.69	29	2.72
Be 7	13	2.76	10	2.71	28	2.67	33	2.72
NGC 659	23	2.68	16	2.65	20	2.62	27	2.63
NGC 654	5	2.68	15	2.63	20	2.64	7	2.65
IR	13	2.77	31	2.68	56	2.65	50	2.65
FSR0417	15	2.71	32	2.70	37	2.68	17	2.68
NGC 7510	11	2.72	27	2.68	82	2.65	28	2.68
BDS 42	9	2.66	30	2.65	13	2.64	19	2.64
BDS 39	7	2.65	36	2.66	40	2.65	17	2.65
BFS 16	12	2.69	10	2.64	22	2.63	34	2.65
BDS 36	15	2.74	14	2.70	30	2.66	19	2.67
Be 5	16	2.75	14	2.66	27	2.67	18	2.68
K 80	19	2.67	23	2.67	63	2.65	19	2.66

Nota: n°: cantidad de estrellas utilizadas. σ : el desvío estándar en todo los casos fue del orden de ~ 0.01 .

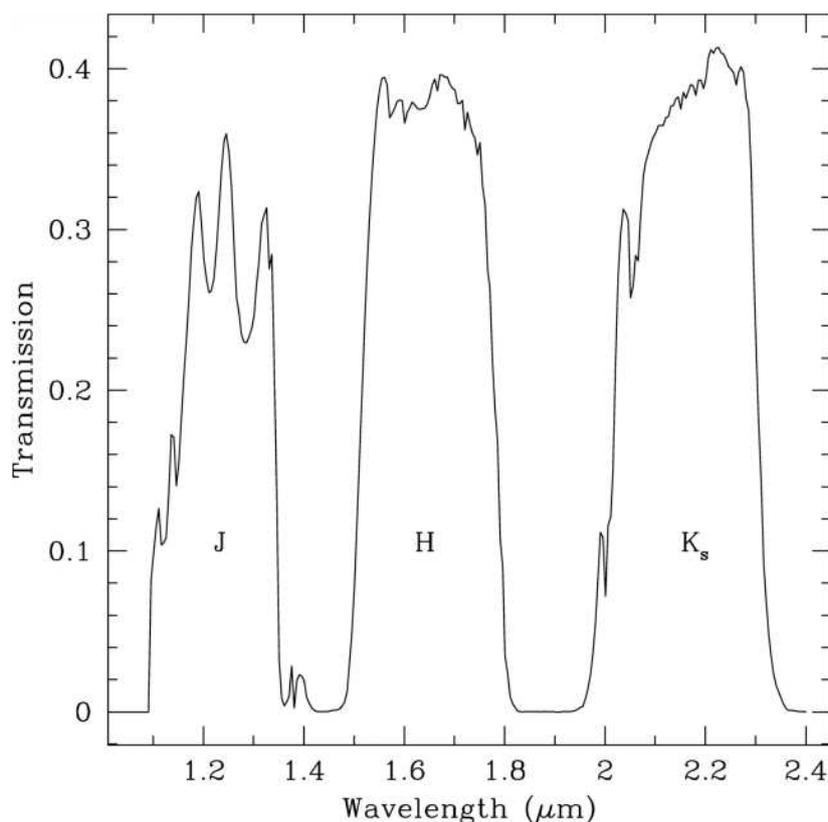


Figura 2.2. 2MASS – Bandas de transmisión. Las curvas representan la transmisión como función de la longitud de onda.

banda J . Teniendo en cuenta que hacia magnitudes en la banda J mayores a 16 los errores aumentan significativamente y la completitud disminuye, para nuestro análisis fotométrico, hemos considerado solo fuentes con magnitud en la banda $J < 16$ o que presentan un error en dicha banda < 0.09 .

El telescopio espacial de 40 cm WISE nos proporcionó datos fotométricos en las bandas 3.4 $[\mu]$, 4.6 $[\mu]$, 12 $[\mu]$ y 22 $[\mu]$ denominadas $W1$, $W2$, $W3$ y $W4$. Este catálogo contiene información fotométrica de más de 563×10^6 fuentes puntuales y extendidas. El relevamiento presenta únicamente aquellas fuentes cuya relación señal–ruido es $S/N > 5$ en al menos una de las bandas.

2.1.3. Datos astrométricos – Gaia

La información astrométrica fue adquirida haciendo uso de datos Gaia. Este satélite espacial ha compilado, en el DR2, datos de paralajes y movimientos propios, así como también fotometría en bandas particulares G (330–1050 nm), G_{BP} (330–680 nm) y G_{RP} (630–1050 nm) y velocidades radiales para 1.3×10^9 fuentes puntuales. Los valores medios en la incerteza de los movimientos propios, sin

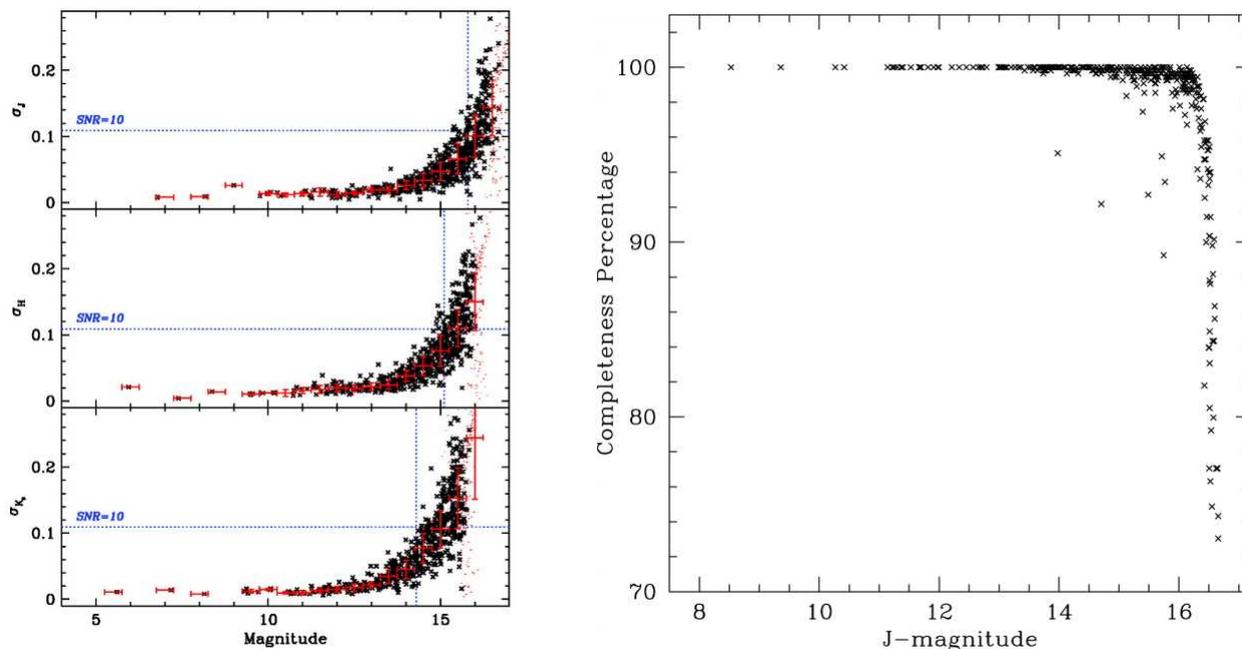


Figura 2.3. Skrutskie et al. (2006). Panel de la izquierda: error fotométrico vs. magnitud. Las cruces negras representan las medidas para fuentes puntuales; las barras rojas son los valores *r.m.s.* promedio con un binado de 0.5 mag de ancho. Las líneas azules horizontales indican los niveles en donde las relación señal–ruido alcanza un valor $S/N = 10$. Panel de la derecha: completitud vs. magnitud, para un conjunto de 549 observaciones de la banda J para una relación de señal–ruido $S/N = 10$ convergiendo a un valor de $J = 16.4$. Cada punto representa el porcentaje de detección en los 549 ensayos para una estrella dada.

considerar errores sistemáticos, aumentan hacia las estrellas más débiles: 0.04 mas/año para fuentes con $G < 14$, 0.1 mas/año para magnitudes $G = 17$ y 0.7 mas/año alcanzando la magnitud $G = 20$ (Lindegren et al., 2018).

En este trabajo hemos empleado sus datos fotométricos únicamente para construir los diagramas que representan distancia vs. magnitud en la banda G . Por tal motivo no establecimos criterios de selección sobre los mismos. De todas formas la elección en los valores para las cotas de error en los movimientos propios y las paralajes nos permitieron trabajar dentro de un rango adecuado en magnitud ($G \sim 17$) (ver Fig. 4.31).

2.2. Información espectroscópica

En una primer instancia recopilamos la información espectroscópica (tipos espectrales y clase de luminosidad), de las estrellas en los cúmulos estudiados, haciendo uso de la base de datos Simbad. Esta base de datos contiene referencias de la identificación y la bibliografía de objetos astronómicos así como también mediciones para una muestra del orden de 10^6 de estos objetos. La información

proporcionada por Simbad puede ser recolectada de diversas formas, en particular, mediante el uso del paquete ASTROQUERY.SIMBAD⁹.

Al recopilar la información notamos una carencia en varias agrupaciones estelares por lo cual decidimos solicitar tiempo *poor-weather* en el observatorio Gemini Norte para la adquisición de nuevos datos espectroscópicos.

2.2.1. Espectroscopía Gemini

La adquisición de los datos espectroscópicos se realizó a partir de la solicitud de dos propuestas de observación: GN-2017B-Q-82/GN-2018B-Q-408; PI: RG/JAML¹⁰, para hacer uso del “Gemini Multi-Object Spectrograph” (GMOS¹¹). Este instrumento se encuentra montado en el telescopio de 8 m del observatorio Gemini Norte. En conjunto obtuvimos un total de ~ 17 horas de tiempo de observación en donde adquirimos espectros para 22 fuentes puntuales distribuidas en 11 cúmulos estelares.

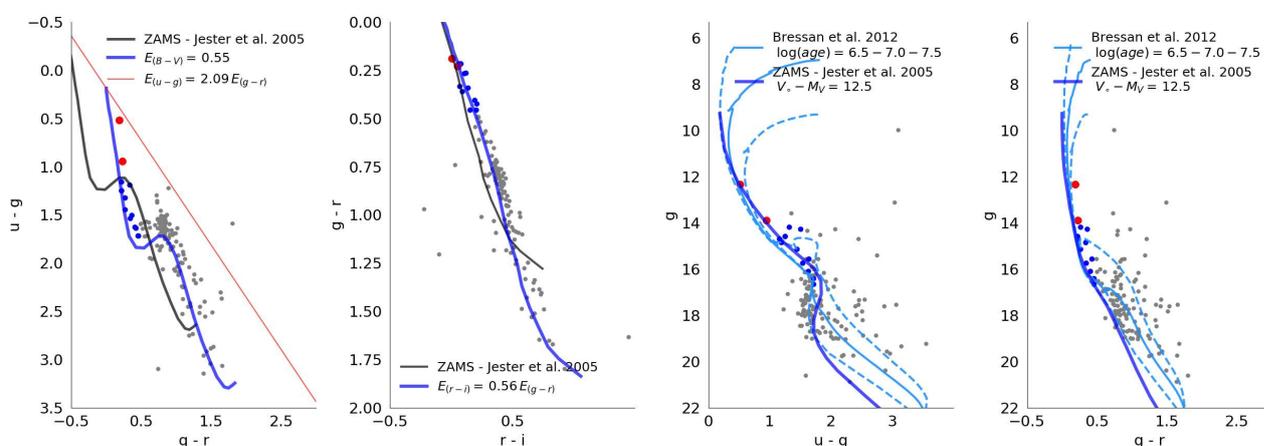


Figura 2.4. Diagramas fotométricos color-color y color-magnitud para Czernik 6 presentado en la propuesta de adquisición de datos espectroscópicos. Los círculos azules representan a las fuentes seleccionadas como de secuencia principal superior. Los círculos rojos muestran las candidatas seleccionadas para la adquisición de espectros.

La selección de los objetos se basó en un análisis preliminar en donde hicimos uso de nuestra fotometría de apertura, realizada sobre las imágenes FITS del relevamiento SDSS. El objetivo consistió en lograr identificar, fotométricamente, las estrellas más tempranas de los cúmulos estelares. Por tal motivo la elección se basó, principalmente, en el criterio establecido para identificar estrellas de la secuencia principal superior (SPS), que explicaremos en el Cap. 3. En la Fig. 2.4, que fue presentada en la propuesta de observación, se muestran los diagramas fotométricos color-color y color-magnitud en la región del óptico del SDSS para el cúmulo estelar Czernik 6. Los círculos azules muestran la

⁹<https://astroquery.readthedocs.io/en/latest/simbad/simbad.html>

¹⁰RG: Dr. Roberto Gamén – JAML: Lic. José Alejo Molina Lera

¹¹<http://www.gemini.edu/sciops/instruments/gmos/>

2. Información astrofísica

selección de fuentes SPS, y los rojos las dos candidatas a ser observadas en la propuesta. La observación fue realizada eligiendo un mínimo de dos objetos por cúmulo orientando la ranura para poder incluir a ambos en la misma integración, como se muestra en la Fig. 2.5 para el cúmulo estelar Teutsch 45.

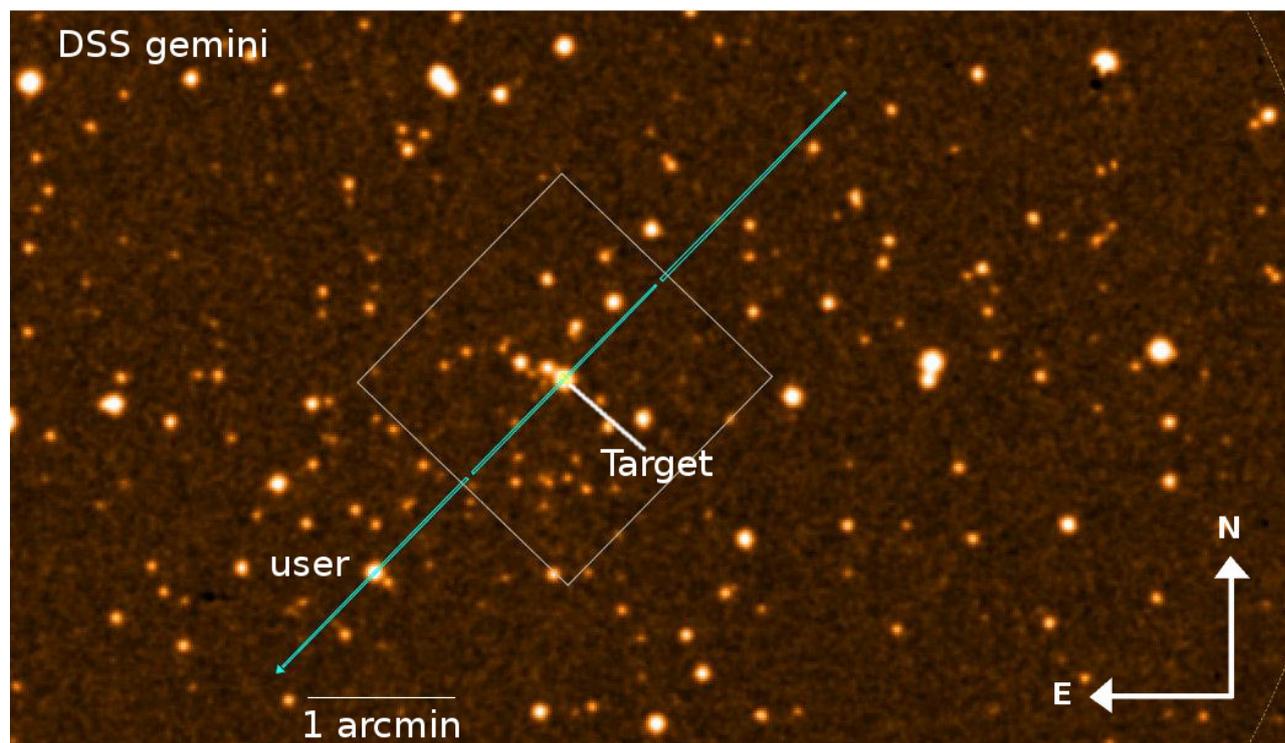


Figura 2.5. Campo de observación para la adquisición de espectros del cúmulo estelar Teutsch 45. En el centro de la imagen se ubica la fuente principal a ser observada y referida como *target*. La franja celeste muestra la orientación y tamaño de la ranura, en donde a su vez pueden observarse los espacios inter-CCD y la posición del segundo objeto marcado con la etiqueta *user*.

La configuración del instrumento GMOS fue establecida en su modo *long-slit* con una rendija de 1 segundo de arco (arcosegundo) de ancho cubriendo, como mencionamos, al menos dos objetos simultáneamente en cada integración. La red B600 fue centrada en dos longitudes de onda diferentes: 5200 \AA y 5250 \AA , para evitar los espacios inter-CCD en las imágenes espectrales al momento de combinarlas. Por lo tanto obtuvimos un rango de cobertura espectral entre $3700\text{--}6800 \text{ \AA}$ con relaciones de señal-ruido (S/N) típicas, $S/N \sim 150$, y un poder resolvente $R \sim 1000$ determinado como el FWHM de las líneas de emisión de las lámparas de comparación (de Cu y Ar) utilizadas.

Las imágenes espectrales fueron procesadas con las tareas del paquete Gemini de IRAF según los siguientes lineamientos estándar¹² sugeridos por el Observatorio Gemini. Cada imagen espectral fue corregida por flats y bias, obtenidos de la base de datos de Gemini. El OVERSCAN se aplicó en el modo

¹²http://www.gemini.edu/sciops/data/IRAFdoc/gmos_longslit_example.cl

usual con la tarea GSREDUCE. Los flats fueron procesados previamente con GSFLAT y los parámetros sugeridos por el “datoducto” o *pipeline* de GMOS. Las lámparas de comparación se calibraron con GSWAVELENGTH, y se comprobó que la solución sea buena a partir del residuo (*r.m.s.*, por sus siglas en inglés) obtenido y haciendo uso de GSTRANSFORM para verificar que la transformación fuera correcta, es decir, que las líneas de la lámpara estén correctamente alineadas. Para la extracción del espectro de interés, calibrado en longitud de onda, se utilizó la tarea APALL del paquete LONGSLIT, que es similar a GSETRACT de Gemini pero permite un mejor control de ciertas variables.

Los espectros se clasificaron cualitativamente comparándolos con los estándares dados por Walborn & Fitzpatrick (1990), Sota et al. (2011, 2014) y Maíz Apellániz et al. (2016). La razón de usar estos trabajos se debió a que la muestra está constituida por fuentes de TE OB. En consecuencia los criterios primarios de clasificación fueron primeramente la identificación de líneas de helio neutro (HeI) y helio ionizado (HeII) y posteriormente la existencia de líneas de silicio (Si). En los casos más tardíos se utilizó la presencia de magnesio ionizado (MgII). La elección de la ranura de 1 arcosegundo nos garantizaba una relación señal–ruido útil, en consecuencia, suponiendo un error de 10% en la determinación del centro, se esperaba un error de $30 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$. Adicionalmente, la calibración de longitud de onda (obtenida con 76 líneas) arrojó como resultado un *r.m.s.* 0.2 \AA (con errores máximos de aproximadamente $20 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$). A partir de estos resultados utilizamos los espectros únicamente para taxonomía espectral.

Las clasificaciones espectrales, para cada una de las fuentes, se detallan en el Cap. 4, en donde presentamos las imágenes de los espectros y los valores para el módulo de distancia y los excesos de color calculados haciendo uso de los TE.

2.3. Coeficiente de absorción selectiva

Debido a la ubicación cercana al plano Galáctico, de los cúmulos estelares estudiados, es frecuente obtener desviaciones de la ley de enrojecimiento normal. Por lo tanto aplicamos el método diferencial de color para estimar el coeficiente de absorción selectiva $R_V = A_V/E_{(B-V)}$, en donde $E_{(a-b)}$ representa la diferencia entre la absorción en las bandas a y b , es decir $A_a - A_b$. El método consiste en utilizar los TE de cada fuente para calcular $E_{(X-V)}/E_{(B-V)}$, bajo la noción de que hacia longitudes de onda mayor la absorción del MI es menor. De esta manera al ir variando la banda X , hacia regiones del espectro electromagnético cada vez más lejanas, la expresión anterior tiende a $A_V/E_{(B-V)} = R_V$. En este procedimiento calculamos las relaciones de exceso de color en las bandas *ugriJHK* para las estrellas clasificadas espectralmente con TE OB (ver Tabla 4.2) en ocho de los 19 cúmulos estudiados. Los resultados obtenidos fueron comparados con las relaciones correspondientes a los valores de absorción relativa r_n dados por Cardelli et al. (1989) para una estrella de tipo B5 V donde $r_n = A_n/A_V$ y A_V representa la absorción en la banda V . Estos valores se encuentran listados en la Tabla. 2.2. Las relaciones de excesos de color entre las bandas fotométricas a , b , c y d se calcularon como $E_{(a-b)}/E_{(c-d)} = (r_a - r_b)/(r_c - r_d)$.

2. Información astrofísica

R_V	r_U	r_B	r_V	r_R	r_I	r_u	r_g	r_r	r_i	r_z	r_J	r_H	r_K
2.0	1.902	1.519	1.024	0.791	0.510	1.936	1.366	0.849	0.595	0.387	0.224	0.140	0.091
2.1	1.857	1.495	1.023	0.797	0.524	1.888	1.350	0.854	0.606	0.402	0.233	0.145	0.094
2.2	1.815	1.473	1.022	0.803	0.535	1.845	1.335	0.858	0.616	0.415	0.241	0.151	0.098
2.3	1.778	1.453	1.021	0.808	0.546	1.805	1.322	0.862	0.626	0.427	0.249	0.155	0.101
2.4	1.743	1.435	1.020	0.813	0.556	1.769	1.309	0.866	0.634	0.438	0.256	0.160	0.104
2.5	1.711	1.418	1.019	0.817	0.565	1.736	1.297	0.869	0.642	0.449	0.262	0.164	0.106
2.6	1.682	1.402	1.018	0.821	0.574	1.705	1.287	0.872	0.649	0.458	0.268	0.167	0.109
2.7	1.654	1.387	1.018	0.825	0.582	1.676	1.277	0.875	0.656	0.467	0.273	0.171	0.111
2.8	1.629	1.373	1.017	0.828	0.589	1.650	1.267	0.877	0.662	0.475	0.278	0.174	0.113
2.9	1.605	1.361	1.016	0.831	0.596	1.625	1.259	0.880	0.668	0.482	0.283	0.177	0.115
3.0	1.583	1.349	1.016	0.834	0.602	1.602	1.250	0.882	0.673	0.489	0.287	0.179	0.116
3.1	1.562	1.338	1.015	0.837	0.608	1.580	1.243	0.884	0.678	0.496	0.292	0.182	0.118
3.2	1.543	1.327	1.015	0.840	0.613	1.560	1.236	0.886	0.683	0.502	0.295	0.184	0.120
3.3	1.525	1.317	1.014	0.842	0.619	1.541	1.229	0.888	0.687	0.508	0.299	0.186	0.121
3.4	1.508	1.308	1.014	0.845	0.624	1.523	1.222	0.890	0.691	0.513	0.302	0.189	0.123
3.5	1.491	1.299	1.013	0.847	0.628	1.506	1.216	0.891	0.695	0.518	0.306	0.191	0.124
3.6	1.476	1.291	1.013	0.849	0.633	1.490	1.211	0.893	0.699	0.523	0.309	0.192	0.125
3.7	1.461	1.283	1.013	0.851	0.637	1.474	1.205	0.894	0.702	0.528	0.311	0.194	0.126
3.8	1.448	1.276	1.012	0.853	0.641	1.460	1.200	0.896	0.706	0.532	0.314	0.196	0.127
3.9	1.435	1.269	1.012	0.854	0.644	1.446	1.195	0.897	0.709	0.536	0.317	0.198	0.128
4.0	1.422	1.262	1.011	0.856	0.648	1.433	1.191	0.898	0.712	0.540	0.319	0.199	0.129
4.1	1.411	1.256	1.011	0.858	0.651	1.421	1.186	0.899	0.714	0.544	0.321	0.201	0.130
4.2	1.399	1.250	1.011	0.859	0.654	1.409	1.182	0.901	0.717	0.548	0.324	0.202	0.131
4.3	1.389	1.244	1.011	0.861	0.657	1.398	1.178	0.902	0.720	0.551	0.326	0.203	0.132
4.4	1.378	1.238	1.010	0.862	0.660	1.387	1.174	0.903	0.722	0.554	0.328	0.204	0.133
4.5	1.369	1.233	1.010	0.863	0.663	1.377	1.170	0.904	0.725	0.557	0.330	0.206	0.134
4.6	1.359	1.228	1.010	0.865	0.666	1.367	1.167	0.905	0.727	0.560	0.332	0.207	0.134
4.7	1.350	1.223	1.009	0.866	0.668	1.358	1.164	0.905	0.729	0.563	0.333	0.208	0.135
4.8	1.342	1.218	1.009	0.867	0.671	1.349	1.160	0.906	0.731	0.566	0.335	0.209	0.136
4.9	1.333	1.214	1.009	0.868	0.673	1.340	1.157	0.907	0.733	0.568	0.337	0.210	0.136
5.0	1.326	1.210	1.009	0.869	0.675	1.332	1.154	0.908	0.735	0.571	0.338	0.211	0.137

Tabla 2.2. Valores de absorción relativa dados por Cardelli et al. (1989) para una estrella de TE B5 V.

Los resultados para los ocho cúmulos se presentan en la Fig. 2.6 que indica los valores de R_V adoptados para cada región. En el resto de los casos, para los cuales contábamos con información espectroscópica, obtuvimos una dispersión alta en los resultados. En consecuencia, adoptamos un enrojecimiento normal ($R_V = 3.1$) para los once restantes. Para estimar la influencia sobre nuestros resultados, en distancias y enrojecimiento, de estas últimas agrupaciones estelares, realizamos un estudio de la distribución de la SPS en los diagramas fotométricos considerando valores de R_V iguales a 2.9 y 3.4. Encontramos que para $R_V = 3.4$ las distancias disminuyen en sus valores hasta un 10%,

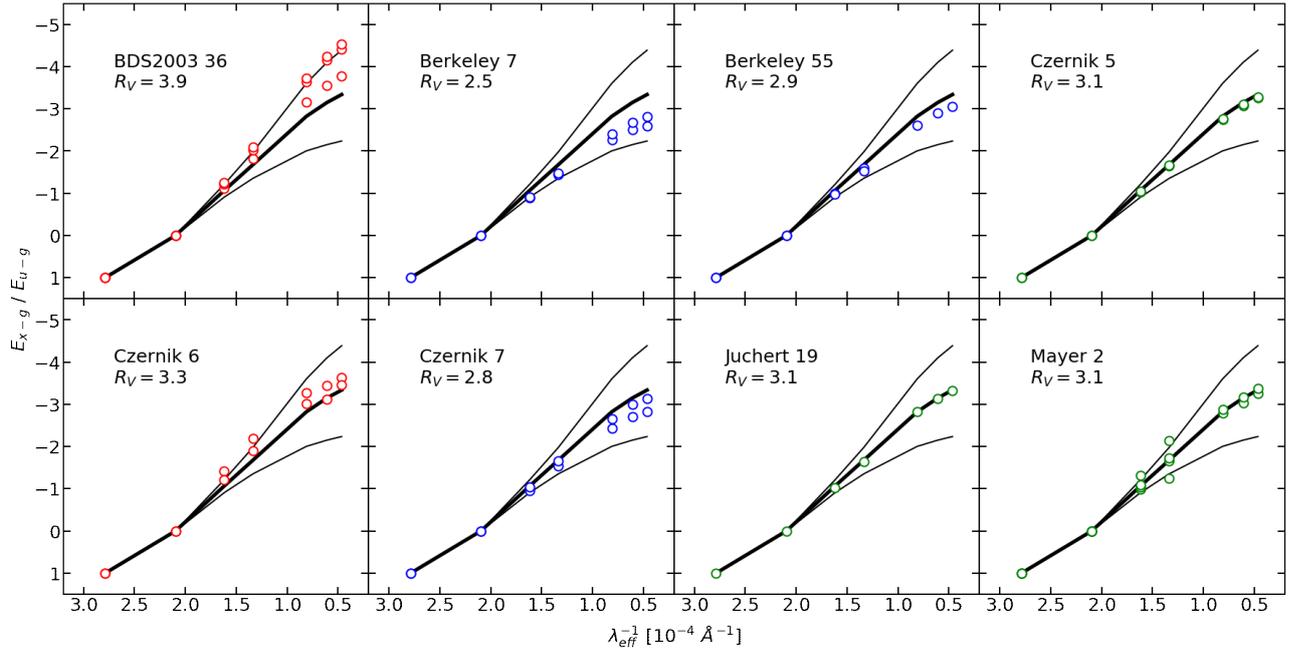


Figura 2.6. Método de diferencia de color para ocho de los cúmulos estudiado utilizando las bandas *ugriJHK*. Las curvas indican el comportamiento del enrojecimiento según el modelo de Cardelli et al. (1989) para $R_V = 2.0, 3.1$ y 4.0 (de abajo hacia arriba). Los símbolos rojos y azules ilustran cuando los valores son más altos y más bajos, respectivamente que $R_V = 3.1$, mientras que los símbolos verdes representan casos normales de enrojecimiento.

mientras que para $R_V = 2.9$ aumentan hasta un 5%. Como veremos más adelante, los errores introducidos en el estudio fotométrico fueron del orden de 0.2 magnitudes, por lo tanto las diferencias debido a desviaciones del valor normal de R_V juegan un rol menor en la determinación de las distancias a los cúmulos estelares analizados. Las variaciones en el exceso de color no fueron significativas.

Capítulo 3

Metodología

3.1. Relevamientos, bases de datos y catálogos

Los avances en términos tecnológicos han marcado históricamente cambios significativos en el desarrollo de la ciencia y la concepción del conocimiento científico. Particularmente en la última década la inmensidad de datos recolectados por relevamientos astronómicos, en muchos casos automáticos, desde tierra y en órbita, superan ampliamente nuestra capacidad de análisis. Este desarrollo requiere de nuevas técnicas y formas de procesar y analizar los datos exigiendo replantearnos los métodos que utilizamos para el análisis y eventual arribo a nuestros resultados científicos. Enfocándonos más puntualmente en este trabajo, los relevamientos como el SDSS, 2MASS, WISE, APASS y Gaia han generando terabytes de datos astronómicos, destacando también la base de datos Simbad que nuclea una enorme cantidad de información recolectada durante años de trabajo científico. La manera de acceder a esta información ha dado lugar al desarrollo de nuevas tecnologías. Tal es el caso de la base de datos VizieR¹ que proporciona, en la actualidad, la biblioteca más completa con acceso a más de 2×10^4 catálogos astronómicos, tablas y datos asociados, permitiéndonos acceder a ellos a través de múltiples interfaces.

En particular, los cúmulos abiertos son, desde hace décadas, importantes objetos de estudio y, en la actualidad, han dado origen al desarrollo de bases de datos como WEBDA² y diversos catálogos que resumen los resultados de sus trabajos. Un reconocido catálogo de cúmulos abiertos es el de Dias et al. (2002). Este catálogo fue construido para objetos visibles en el rango óptico y representa una colección de estudios realizados por distintos autores a lo largo de años de trabajo. En consecuencia los parámetros allí listados provienen de distintas campañas de observación en donde se han utilizado distintos instrumentos, técnicas y métodos de análisis, y por ende carece de cierta homogeneidad. En los últimos años la observación en el rango del IR, como es el caso del relevamiento 2MASS, brindó nuevos datos fotométricos ampliando los métodos de búsqueda de cúmulos abiertos hacia la región del infrarrojo en el espectro electromagnético. Es así que Bica et al. (2003a,b) y Dutra et al. (2003)

¹<http://vizier.u-strasbg.fr/>

²<https://webda.physics.muni.cz/navigation.html>

3. Metodología

han desarrollado catálogos basados en la detección de nuevos cúmulos abiertos altamente enrojecidos e incluso, Froebrich et al. (2007, 2010) han intentado determinar sus parámetros de manera uniforme y homogénea.

Como mencionamos en el Cap. 1 en esta tesis hemos utilizado los catálogos MWSC y “New infrared star clusters in the Northern and Equatorial Milky Way with 2MASS” (Bica et al., 2003b) (MWSC+). El catálogo MWSC contiene listados los parámetros fundamentales de más de 3000 cúmulos de la Vía Láctea y fue construido tomando como objetos primarios aquellos listados en el “Catalog of Open Cluster Data” (COCD) elaborado por Kharchenko et al. 2005 y complementado con los catálogo de Dias et al. (2002) y Melnik & Dambis (2009) para la región del óptico, y Bica et al. (2003a,b), Dutra et al. (2003), Froebrich et al. (2007, 2010) y Bukowiecki et al. (2011) para el IR. Fue creado con el objetivo de construir una muestra de cúmulos estelares Galácticos con parámetros bien determinados, que fuera lo suficientemente completa, en términos espaciales, como para permitir un estudio sin sesgos del contenido y evolución de los cúmulos en nuestra galaxia. A su vez, este proyecto no se limitó a estudiar objetos ya catalogados si no que apuntó a la detección de cúmulos desconocidos. Para realizar esta tarea los autores utilizaron un “datoducto” o arquitectura de datos cuyo principal propósito fue: distinguir agrupaciones del fondo a partir de criterios cinemáticos, fotométricos y espaciales; analizar la pertenencia de estrellas a cada cúmulo; y finalmente determinar los parámetros fundamentales de manera uniforme y homogénea. Para lograr este objetivo utilizaron los catálogos de fuentes puntuales: “Catalog of Positions and Proper Motions on the ICRS” (PPMXL; Roeser et al. 2010) y el 2MASS. De un total de 3784 objetos iniciales, 3006 fueron finalmente considerados como cúmulos o asociaciones reales. Esta última muestra incluye cúmulos de diferentes tipos: 147 resultan ser cúmulos globulares, 51 son asociaciones estelares y 2808, cúmulos abiertos. Si bien los valores listados en el MWSC son el producto de un análisis uniforme y homogéneo es reconocida la limitación al utilizar exclusivamente datos fotométricos en el IR para determinar los parámetros fundamentales de los cúmulos estelares. En particular, la estimación de centros y tamaños no resultaría, en principio, un inconveniente pero la de distancias, excesos de color y edades, sí. Esto se debe a que los cúmulos abiertos jóvenes presentan una secuencia principal (SP) pobladas de estrellas tempranas y muy azules, es decir, con escaso o nulo flujo hacia el infrarrojo. Por este motivo la fotometría infrarroja podría ser ineficiente en detectar sus miembros. Esto se refleja en la ambigüedad que presentan las soluciones basadas en la distribución de estrellas sobre los diagramas fotométricos en el IR. Es decir, los índices de color infrarrojos de estrellas masivas no son sensibles a sus distintos tipos espectrales, lo que se propaga como error al momento de determinar una solución utilizando las calibraciones para la secuencia principal de edad cero (ZAMS, por sus siglas en ingles), la SP o las isócronas. Por tal motivo, en este trabajo planteamos la importancia de realizar un análisis de cúmulos estelares de manera homogénea priorizando a su vez el uso de datos fotométricos en la región del óptico. Aunque cabe mencionar que en el caso de cúmulos estelares jóvenes, cuando se encuentran muy enrojecidos, la fotometría infrarroja podría resultar más eficiente en comparación con la fotometría óptica.

El MWSC+ fue empleado en esta tesis como punto de partida para la selección y el estudio

detallado de 19 cúmulos estelares ubicados en el segundo cuadrante Galáctico. En primer lugar, este catálogo nos resultaba importante por las coordenadas de centro y los tamaños. Estos dos parámetros serían fundamentales en la determinación de la ubicación y la delimitación de lo que llamamos la zona o zona de estudio. En segundo lugar, y solo para los cúmulos del MWSC+ que forman parte del MWSC, por los resultados en distancia, enrojecimiento y edad, que serían empleados en la comparación de resultados.

En el final de este capítulo (ver Sec. 3.3) describiremos brevemente el procedimiento y los criterios que fuimos estableciendo a partir del estudio de los objetos listados en el MWSC+ y que utilizamos para concluir en la selección de estas 19 agrupaciones estelares.

3.2. Herramientas computacionales

El desarrollo de nuevas herramientas computacionales es, en la actualidad, un pilar fundamental en la tarea científica. Consecuentemente, para la recolección y el tratamiento de los datos más el posterior análisis de los cúmulos estelares confeccionamos un código en el lenguaje Python³ que utiliza los siguientes paquetes:

- **NUMPY**: consiste en una biblioteca de funciones matemáticas de alto nivel para operar con vectores o matrices.
- **SCIPY**: se describe como un ecosistema de software de código abierto para matemáticas, ciencias e ingeniería.
- **MATPLOTLIB**: es una biblioteca que produce gráficos de calidad en una variedad de formatos y entornos interactivos para todas las plataformas.
- **PANDAS**: es una biblioteca de código abierto que proporciona estructuras y herramientas para el manejo y análisis de datos, de alto rendimiento y fácil uso.
- **ASTROPY**: es un proyecto fruto del esfuerzo de la comunidad para desarrollar un paquete de bibliotecas de uso astronómico.

Nuestra herramienta computacional está basada en una colección de funciones o tareas que nos permitieron obtener un conjunto de resultados a partir de un análisis sistemático, uniforme y homogéneo al estimar los parámetros fundamentales de cada cúmulo utilizando el mismo *set* de datos; fotométricos ópticos e IR, espectroscópicos y de paralajes.

El conjunto de parámetros iniciales utilizados es el siguiente:

- **Coordenadas de centro** (α_o , δ_o): coordenadas de ascensión recta y declinación para la época J2000.0 de centro del cúmulo estelar listadas en el MWSC+.

³<http://www.python.org>

3. Metodología

- **Diámetro** (d_o) [$'$]: parámetro de tamaño del cúmulo estelar listado en el MWSC+.
- **Distancia** (D) [kpc]: distancia establecida en el MWSC+.
- **Exceso de color** ($E_{(B-V)}$) [mag]: exceso de color en el índice ($B - V$) listado en el MWSC+.
- **Enrojecimiento diferencial** (δ) [mag]: este valor es definido por nosotros y se utiliza como parámetro para seleccionar la población de estrellas más tempranas que A0 (SPS) en los diagrama fotométricos ópticos.
- **Edad nuclear** ($EdadN$) [Ma]: valor establecido en el MWSC+ y determina la edad estimada a partir del estudio de la distribución estelar en la región superior de la secuencia principal.
- **Edad de contracción** ($EdadC$) [Ma]: valor establecido por nosotros y determina la edad estimada a partir de un estudio de la distribución de la población de estrellas de pre-secuencia principal.

El objetivo de nuestra herramienta consiste en poder derivar estos parámetros haciendo uso de tres técnicas de análisis distintos (espectroscopia, fotometría y astrometría). La Fig 3.1 ilustra el diagrama de flujo del conjunto de tareas. Como puede observarse en este diagrama los parámetros de centro (α_o , δ_o) y tamaño (d_o) iniciales, son utilizados para establecer la zona. Nuestra posterior determinación de los parámetros fundamentales espaciales: centros (α , δ) y tamaños (r), proviene de un análisis de densidad estelar de la zona haciendo uso de los datos fotométricos IR, que nos permite definir la región de estudio del cúmulo y así seleccionar las fuentes a analizar. Una vez definida la región de estudio y seleccionadas las fuentes se realiza el análisis de datos espectroscópicos y astrométricos. Los datos espectroscópicos nos permiten obtener valores medios para el exceso de color y el módulo de distancia. El estudio de las paralajes nos otorga valores de distancia. Finalmente, el análisis fotométrico consiste en ir modificando los parámetros listados en el MWSC+, manualmente, para buscar en los diagramas fotométricos un ajuste entre la traza que describen las fuentes seleccionados de la región de estudio y las calibraciones para la ZAMS, SP e isócronas. De esta manera, los datos fotométricos nos permiten estimar excesos de color, distancias, y edades nucleares y de contracción.

Debe tenerse en cuenta que el enrojecimiento, la distancia, la edad y la metalicidad en los cúmulos estelares son propiedades que están altamente relacionadas; comúnmente conocidas como “parámetros degenerados”. Una estimación simultánea de ellos requiere métodos probabilísticos (*likelihood*), los cuales están desarrollados y disponibles en la literatura (Perren et al., 2015). Contrariamente, es necesario asumir ciertos valores o condiciones para algunos de ellos y estimar los demás, como lo hemos hecho en este trabajo. El motivo por cual optamos por este último método, y no por uno probabilístico, fue debido a que la baja densidad estelar en la región superior de la secuencia principal de algunos cúmulos nos impedía realizar un análisis probabilístico. A su vez, tuvimos en cuenta que nuestro método nos permitía examinar el valor final de los parámetros estimados, lo cual resultaba fundamental en la formación de doctorado, ya que al trabajar con tres técnicas de análisis distintas

debíamos finalmente concluir un único resultado. Es decir, los resultados finales surgen al ir modificando, en los diagramas fotométricos, la posición de las calibraciones para la ZAMS o la SP en relación a la distribución de las distintas poblaciones estelares. En este procedimiento consideramos, a su vez, cómo sería la ubicación de estas curvas si se adoptaran los valores calculados a partir del análisis espectro-fotométrico y/o astrométrico. Es así que el conjunto final de resultados es un acuerdo entre las tres técnicas, que se refleja en la ubicación de las calibraciones de la ZAMS o la SP en los diagramas fotométricos y a los nos referimos como “los resultados”. El análisis que nos conduce a este acuerdo y los resultados serán presentados en el Cap. 4 y listados en la Tabla 4.1.

En el transcurso de este capítulo explicaremos el procedimiento que empleamos en cada etapa, desde la recolección de datos, hasta la obtención de los resultados.

3.2.1. Recolección de datos

Para la recolección de datos seleccionamos del MWSC+ el objeto con el que trabajaremos. A partir de los parámetros de centro (α_o , δ_o) y diámetro (d_o) definimos la zona como un cuadrado centrado en (α_o , δ_o) con lado de tamaño tres veces d_o . Para esta zona se descargan los datos de cada relevamiento utilizando el servicio VizieR Queries (astroquery.vizier). A tal fin construimos una función que llamamos vZR que nos permite recolectar los datos de los relevamientos: SDSS, 2MASS, WISE, APASS y Gaia, y Simbad.

En la Fig. 3.2 se muestra un mismo campo en donde en cada imagen se superponen los datos de cada uno de los relevamiento antes mencionados para el cúmulo abierto NGC 659. Como puede observarse, en el caso del SDSS (ver Fig. 3.2-a), la zona muestra la carencia de datos en la región del cúmulo estelar. Esta carencia de datos fotométricos en la región de sobre-densidad o cúmulo estelar, es parte de la construcción del catálogo SDSS. Por tal motivo desarrollamos la función APER, en lenguaje PyRAF, que nos permite realizar la fotometría de apertura. Posteriormente, en conjunto con las tareas XY2SKY y INST2STAND, mencionadas en Cap. 2, se obtiene la fotometría de la zona completa del SDSS llevada al sistema estándar de magnitudes. De esta manera, logramos cubrir el faltante de datos fotométricos del relevamiento SDSS (ver Fig. 3.2-b).

3.2.2. Correlación cruzada

Una vez que hemos recolectado el conjunto de datos de cada relevamiento para una zona, debemos construir una nueva tabla que contenga la información de cada uno de los relevamientos. En otras palabras; resolver un problema de correlación cruzada o *match* en función de la posición (las coordenadas celestes) de cada una de las estrellas que componen la zona que contiene al cúmulo estelar. A tal fin, desarrollamos la función MATCH que nos permite realizar esta tarea utilizando el procedimiento que describimos a continuación.

Los catálogos mencionados se presentan en forma de matriz, en donde cada fuente se sitúa en una fila diferente, y las columnas corresponden a cada una de sus características (astrometría, fotometría en diferentes bandas, clasificación espectroscópica, etc.). Una de las cuestiones centrales, al momento

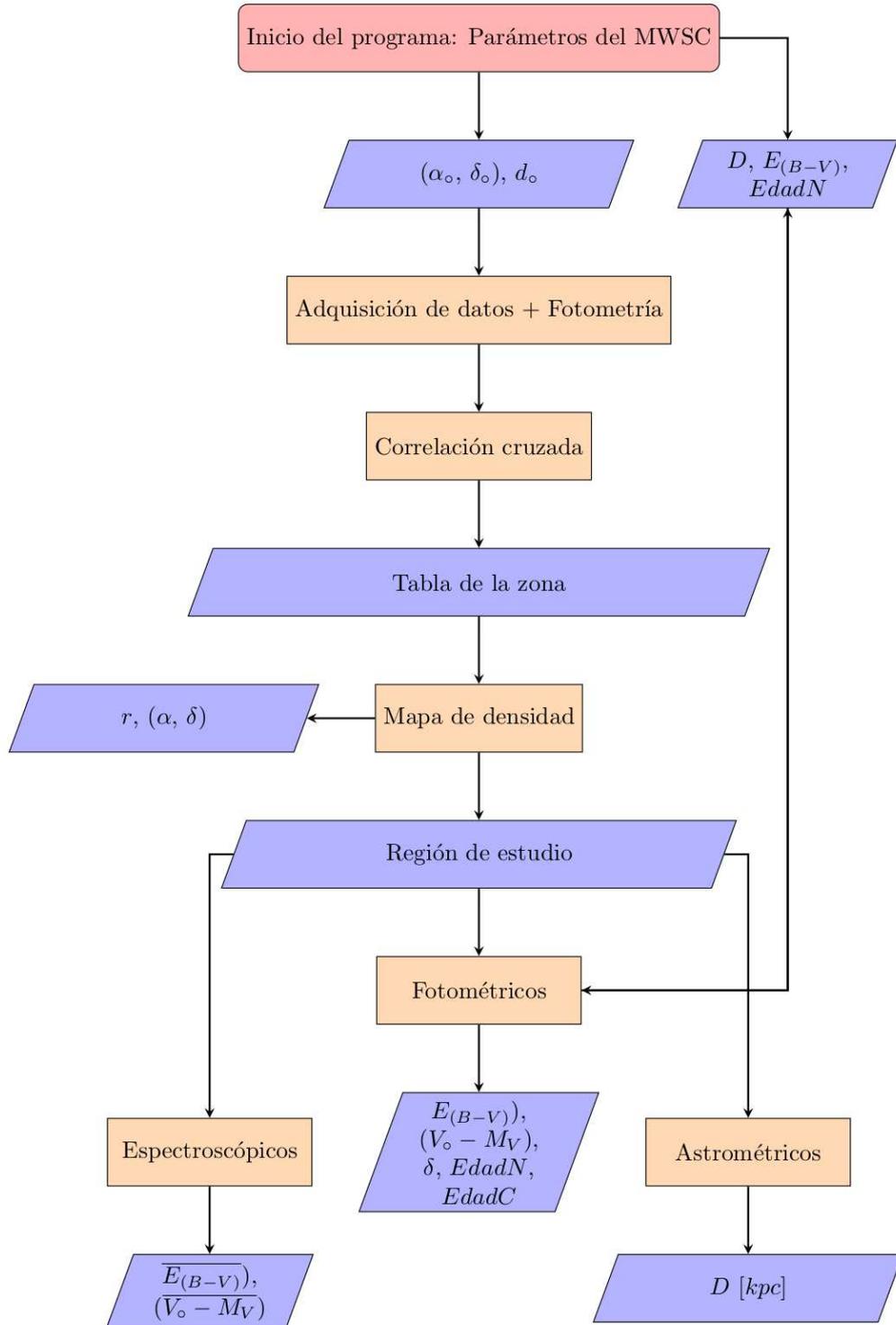


Figura 3.1. Diagrama de flujo. El esquema presentado en esta figura ilustra el diagrama de flujo de código.

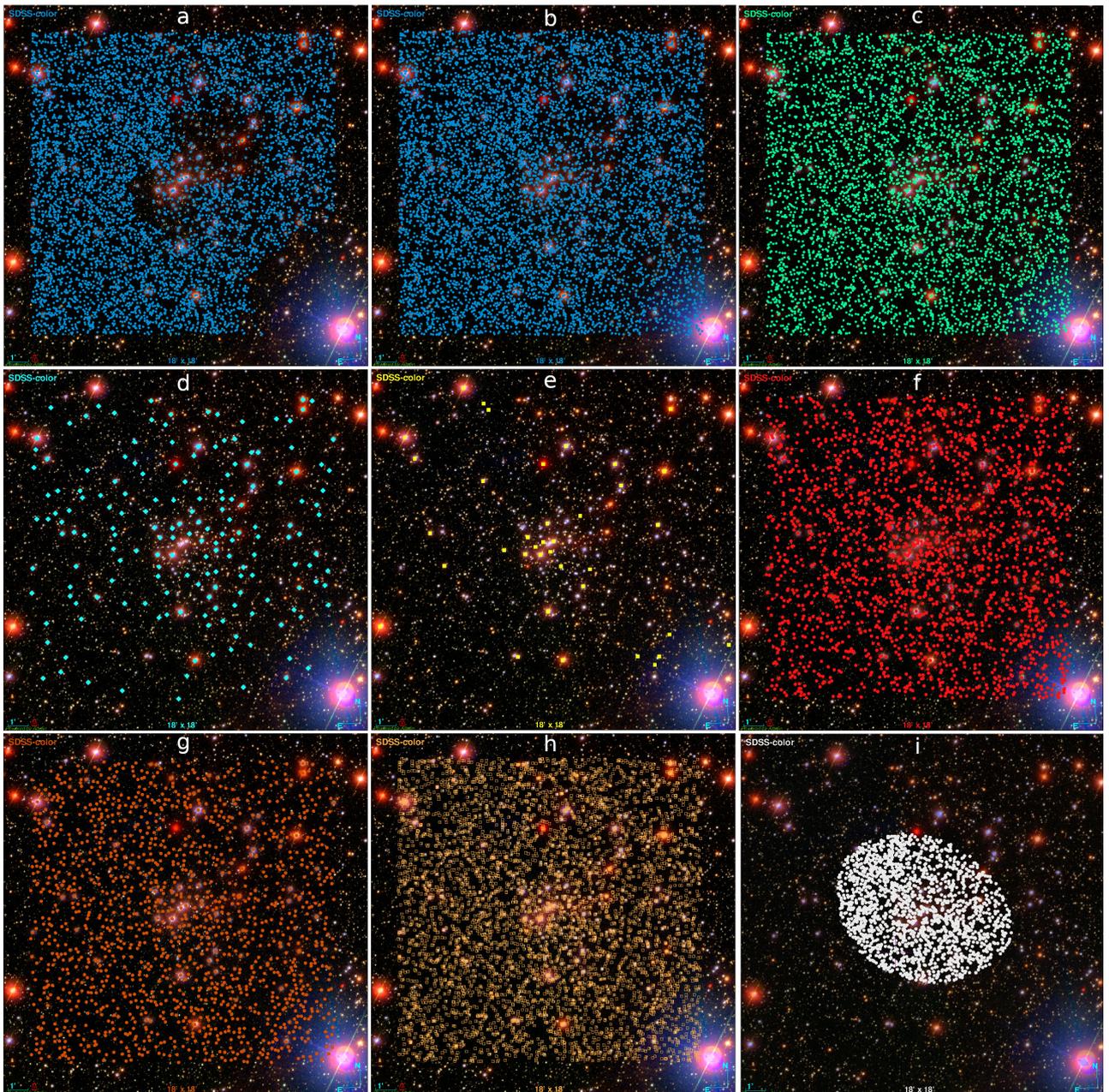


Figura 3.2. Relevamientos. La Figura muestra, en cada imagen, el mismo campo de observación de $18' \times 18'$, correspondiente al cúmulo estelar NGC 659. En la imagen (a) se observan el relevamiento SDSS abarcando la zona del campo y el vacío de datos. La imagen (b) muestra nuestra fotometría de las imágenes FITS donde se han completado los vacíos propios del relevamiento SDSS. La imagen (c) corresponde a los datos Gaia, mientras que (d) APASS, (e) Simbad, (f) y (g) 2MASS y WISE, respectivamente. Finalmente, en la imagen (h) se muestra el resultado de la correlación cruzada de todos los relevamientos, mientras que en (i) se presenta la región de estudio, delimitada a partir de análisis de sobre-densidad.

3. Metodología

de realizar la correlación, es que las coordenadas (α, δ) de las estrellas en los distintos relevamientos pueden variar levemente. Por lo tanto, consideramos que dos estrellas (una de cada relevamiento) pueden ser “la misma estrella” si sus coordenadas celestes son “aproximadamente” iguales. A su vez, debe tenerse en cuenta que la correlación no es inyectiva ni suryectiva, es decir, los catálogos no presentan, ni la misma cantidad de filas, ni todas las filas del catálogo con menor cantidad tienen una contraparte en el catálogo con mayor cantidad. Esto se debe a que los catálogos se obtienen de relevamientos con diferentes resoluciones espaciales y diferentes niveles de completitud. El procedimiento consiste en, a partir de dos catálogos A y B , construir mediante correlación cruzada, un tabla C' , que será posteriormente correlacionada con el catálogo C y así sucesivamente, tantas veces como catálogos deseemos correlacionar. A continuación explicaremos la correlación cruzada de dos catálogos A y B .

En primer lugar, definimos la función dst que nos permite establecer la distancia entre dos estrellas, una de cada catálogo, mediante la expresión:

$$dst = \sqrt{\left[(\alpha_{iA} - \alpha_{jB}) \cdot \cos(\delta_{jB}) \right]^2 + (\delta_{iA} - \delta_{jB})^2}, \quad (3.1)$$

donde $\alpha_{iA,jB}$ y $\delta_{iA,jB}$ representan la ascensión recta y la declinación de las estrellas i, j de los catálogos A, B , respectivamente. A su vez, establecemos un umbral ($thr = 3''0$) y diremos que dos estrellas (i, j), una de cada catálogo (A, B), serán candidatas a ser la misma estrella ($i = j$) si $dst_{iA,jB} < thr$. El procedimiento consiste en construir una circunferencia de radio thr centrada en las coordenada de la estrella i del catálogo A y detectar, dentro de esa circunferencia, a las dos fuentes: una de cada catálogo, cuya separación es la mínima entre todas las posibles fuentes que se encuentran dentro de esa circunferencia. En la gran mayoría de los casos, dentro de la circunferencia, la relación fue de 1 a 1. Una vez identificadas la estrellas del catálogo A y su contraparte en el B , establecemos las nuevas coordenadas celestes como el valor medio entre las dos fuentes. A su vez, el procedimiento es verificado mediante inspección visual, en cada zona, haciendo uso de la herramienta *Aladin*⁴. De esta manera, obtenemos la tabla final que usaremos en el siguiente paso. En la Fig 3.2-h presentamos a modo de ejemplo la imagen que muestra el resultado de la correlación cruzada de todos los catálogos de la zona que contiene al cúmulo estelar NGC 659.

3.2.3. Parámetros espaciales: densidad estelar

Si bien a simple vista es posible apreciar la geometría irregular que caracteriza a los cúmulos abiertos, históricamente la delimitación de la región de estudio, que contiene a las estrellas miembro de estas agrupaciones estelares, se realiza utilizando una geometría circular. Esta geometría es el resultado de un análisis de conteos estelares que parte desde la región central, o de mayor densidad, hacia la periferia del cúmulo. Se elige como radio del cúmulo el correspondiente a una circunferencia en donde la densidad estelar toma los mismos valores que en la región del cielo o fondo. Se establece, de esta manera, un indicador del tamaño del cúmulo estelar utilizando este radio angular como parámetro. En la actualidad, haciendo uso de las nuevas herramientas computacionales, se ha comenzado a

⁴<http://aladin.u-strasbg.fr/>

implementar, alternativamente, el análisis de mapas de densidad estelar y las diferentes curvas o caminos de isodensidad sobre estos mapas. Estas curvas nos permiten encontrar el trazo que recorre la densidad estelar donde alcanza el valor medio y delimitar así al cúmulo estelar mediante geometrías distintas a la circular. En el presente trabajo hemos utilizado esta técnica para la selección de estrellas teniendo en cuenta así la morfología irregular de las agrupaciones estelares. Para construir los mapas de densidad estelar y calcular las densidades máximas, medias y mínimas, y delimitar la región de estudio, construimos la tarea MPDENS que utiliza la función estadística proporcionada por el paquete de “scipy stats gaussian_kde⁵”. A su vez, definimos un cociente de densidades parametrizando las sobre-densidades estelares al calcular la relación: ρ_o/ρ_p , donde ρ_o representa la densidad estelar central (la densidad estelar máxima en toda la zona), mientras que $\rho_p = 2 \cdot (\rho_M \cdot \rho_m)/(\rho_M + \rho_m)$, con ρ_M (densidad máxima) y ρ_m (densidad mínima) calculadas en la periferia de la zona. Este parámetro nos permite cuantificar la densidad en el centro de la región.

Si bien los cúmulos abiertos se caracterizan, en muchos casos, por ser objetos jóvenes y brillantes la energía emitida por sus estrellas sufre la extinción del medio interestelar. Esta absorción interestelar cobra menor efecto hacia las regiones del IR en el espectro electromagnético, que hacia las del óptico. Es así, que la densidad estelar puede ser mejor estudiada, en términos generales, utilizando datos fotométricos en el IR. En consecuencia, hemos seleccionado la banda J del relevamiento 2MASS para construir estos mapas de densidad estelar limitándonos a valores de $J < 15 - 17$. La Fig 3.3–a muestra el mapa de densidad de la zona que contiene al cúmulo estelar NGC 659 (ver Fig 3.2) donde puede observarse el gradiente de color, de azul a rojo, para regiones de mayor a menor densidad, respectivamente. Las curvas de isodensidad se muestran en color gris, destacando en negro la correspondiente a la densidad estelar media, encerrando así a las estrellas que habitan la región de estudio del cúmulo estelar (ver Fig 3.2–i). La Fig 3.3–b muestra el análisis superpuesto sobre una imagen FITS en la banda J del relevamiento 2MASS, donde a su vez hemos graficado las estrellas que llamamos de SPS (ver Subsec 3.2.4) para observar su distribución en el cúmulo estelar.

Centros y estimaciones de tamaño

Los mapas de densidad estelar nos permiten establecer las coordenadas de densidad estelar máxima y el valor medio en la zona estudiada. En consecuencia, y como mencionamos anteriormente, la región cuya densidad estelar es mayor a la del valor medio contiene al conjunto de estrellas que utilizamos para nuestro análisis. En otras palabras, en cada caso, la curva de isodensidad que representa el valor medio de la zona encierra a las estrellas que (potencialmente) pertenecen al cúmulo y a su vez define la región de estudio y su forma.

Los centros y tamaños se establecieron a partir de los siguientes criterios:

- Centros (α , δ): adoptamos la ubicación de la densidad estelar máxima como centro del cúmulo estelar.

⁵https://docs.scipy.org/doc/scipy/reference/generated/textscipy.stats.gaussian_kde.html

3. Metodología

- Tamaños (r [']): para establecer este valor intentamos conservar el parámetro tradicional con el que se define el tamaño de un cúmulo estelar. Por lo tanto utilizamos el valor de la distancia máxima entre el centro y la curva de isodensidad media representando así el radio de una circunferencia (en el sentido tradicional) que contiene al cúmulo estelar.

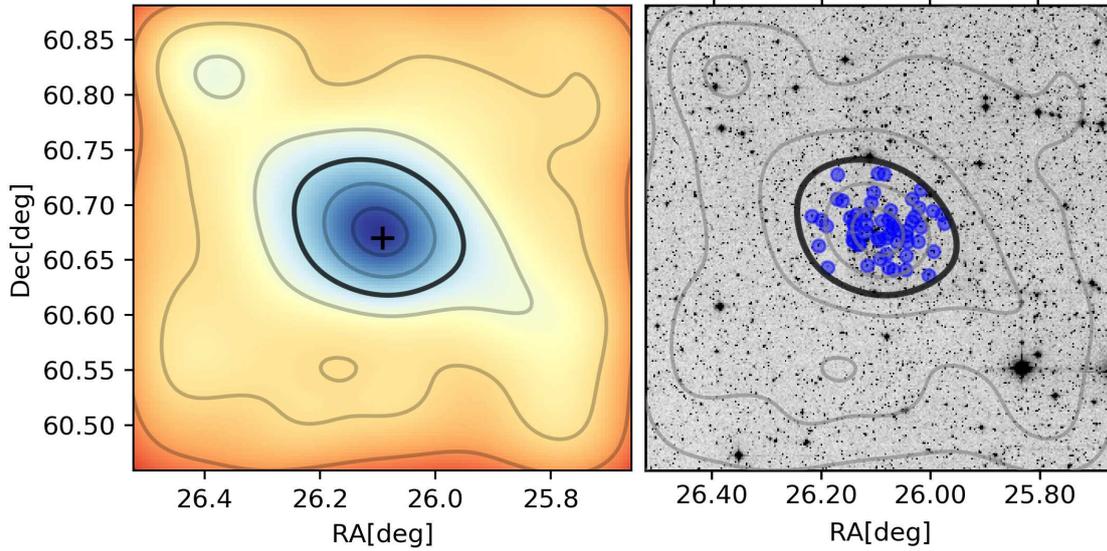


Figura 3.3. Mapa de densidad estelar. En la imagen de la izquierda se muestra el mapa de densidad de la zona que contiene al cúmulo estelar NGC 659 (ver Fig 3.2). La diferencia de densidad estelar se representa como el cambio de color de azul a rojo para regiones de mayor a menor densidad, respectivamente. Las curvas de isodensidad se muestran en color gris, destacando en negro la densidad estelar media, encerrando así a las estrellas que habitan la región de estudio correspondiente al cúmulo estelar. La cruz se sitúa en las coordenadas de centro (α_o , δ_o) dadas por el MWSC+. La imagen de la derecha muestra el análisis superpuesto sobre una imagen FITS del campo correspondiente a la banda J del relevamiento 2MASS, donde a su vez hemos graficado las estrellas que llamamos de SPS (ver Subsec 3.2.4) para observar su distribución en el cúmulo estelar.

3.2.4. Parámetros fundamentales: distancia, exceso de color y edades

En las siguientes subsecciones detallaremos los criterios empleados y parámetros obtenidos con cada una de estas tres técnicas de análisis utilizadas.

Espectroscopía

Los datos espectroscópicos, tanto los obtenidos mediante observaciones propias como los compilados de la base de datos Simbad, fueron utilizados para calcular valores medios de exceso de color ($\overline{E_{(B-V)}}$) y módulo de distancia ($\overline{V_o - M_V}$). A tal fin, construimos una tarea llamada SPT que utiliza el paquete NUMPY para realizar los cálculos que intervienen en el procedimiento. Este procedimiento

consistió en aplicar el tradicional método espectro–fotométrico, utilizando la magnitud visual absoluta (M_V) y las calibraciones de color intrínseco para la SP de Sung et al. (2013). Estas calibraciones fueron transformadas al sistema fotométrico de Sloan según las ecuaciones dadas por Jester et al. (2005). En el caso de los tipos espectrales no incluidos en la publicación mencionada realizamos una interpolación lineal. Para el color intrínseco en fuentes con clase de luminosidad (CL) IV adoptamos las de CL V. Los valores individuales de exceso de color y módulo de distancia se calcularon como:

$$E_{(B-V)}^i = \left[(g - r)^i - (M_g - M_r)^i \right] \cdot \left[(r_B - r_V) / (r_g - r_r) \right] \quad (3.2)$$

$$(V_o - M_V)^i = (g - M_g)^i - r_g \cdot R_V \cdot E_{(B-V)}^i, \quad (3.3)$$

donde g y r son las magnitudes fotométricas, mientras que M_g y M_r las magnitudes absolutas para el tipo espectral. Los valores para los coeficientes r_n , para las distintas bandas fotométricas (n) junto con los coeficientes de absorción selectiva (R_V), fueron presentados en el Cap. 2. Para realizar los cálculos espectro–fotométricos limitamos nuestra muestra a estrellas de tipo OB con CL establecida III, IV y V. Para fuentes que presentaban un rango en la clasificación espectral adoptamos el tipo espectral que resultaba consistente en relación a su posición en la distribución de la SPS (ver Subsec. 3.2.4) en los diagramas fotométricos. Las estrellas con tipo espectral son identificadas en los diagramas fotométricos para verificar su posición respecto a la distribución de fuentes del cúmulo estelar y las calibraciones de referencia, como muestra la Fig. 3.4. El conjunto total de estrellas con clasificación espectral se muestra en la Tabla 4.2 junto con el tipo espectral establecido y aquel que hemos adoptado. Como explicaremos en la Sec. 4 no todas las fuentes con tipos espectrales fueron consideradas para derivar los parámetros mencionados. En este sentido, el argumento para excluir un resultado individual del análisis es justificado debidamente. Asimismo, para algunos cúmulos estelares consideramos como resultado válido el cálculo espectro–fotométrico realizado sobre una muestra reducida del conjunto de espectros, siempre que arrojava resultados coherentes en relación a aquéllos derivados del estudio fotométrico o del análisis de datos Gaia. Esto se debe a que algunos de los espectros no fueron adquiridos por nosotros y por lo tanto no podemos verificar la clasificación espectral o en su defecto que la fuente no fuera de campo. En cuanto a nuestros datos espectroscópicos, en algunos casos, nos encontramos con las limitaciones propias de contar con espectros adquiridos a partir de tiempo *poor-weather*, por lo tanto la clasificación espectral puede estar limitada por una S/N baja. Las fuentes indicadas con un asterisco en la Tabla. 4.2 representan aquéllas estrellas seleccionadas para obtener valores medios de distancia y enrojecimiento, en donde la desvío estándar, en el cálculo de estos valores medios, fue tomado como el error. Posteriormente, el cómputo del error en distancia [kpc], para cotas superiores (d^{max}) e inferiores (d_{min}), fue realizado según la expresión:

$$d_{min}^{max} = d \cdot 10^{(\pm\epsilon)/5}, \quad (3.4)$$

donde ϵ representa el error, $d = 10^{[1+(V_o-M_V)/5]}$, y $(V_o - M_V)$ el módulo de distancia calculado.

Fotometría

Los datos fotométricos nos permitieron construir, para cada cúmulo estudiado, los DCC: $(u - g)$ vs. $(g - r)$ para la región del óptico y $(J - H)$ vs. $(H - K)$ para el IR, y DCM: g vs. $(u - g)$, g vs. $(g - r)$ para el óptico y J vs. $(H - K)$, J vs. $(J - K)$ para el IR. A partir de esta técnica pudimos estimar distancias, excesos de color y edades tanto nuclear como de contracción. Para esto utilizamos las calibraciones para la ZAMS y la SP dadas por Sung et al. (2013) para la región del óptico y Koornneef (1983) para el IR. Las calibraciones de Sung et al. (2013) fueron transformadas al sistema fotométrico de Sloan utilizando las ecuaciones dadas por Jester et al. (2005), al igual que en el caso de los datos espectroscópicos. El tratamiento de los datos fotométricos, en esta etapa del análisis, fue realizado utilizando una tarea que llamamos PHOTPLOT.

Este estudio fotométrico se basó en la caracterización de tres poblaciones estelares. Para definir estas poblaciones también hicimos uso de los valores para la absorción relativa r_n para las distintas bandas fotométricas (n) establecidas en el Cap. 2, al igual que con los datos espectroscópicos. Como muestran las ecuaciones Ec. 3.5 y Ec. 3.6 para el caso del óptico utilizamos el exceso de color $E_{(u-g)}$ como función del $E_{(g-r)}$ denotado aquí como egr y la absorción en la banda g establecida como A_g .

$$E_{(u-g)}(egr) = egr \cdot \left[(r_u - r_g) / (r_g - r_r) \right] \quad (3.5)$$

$$A_g(egr) = R_V \cdot r_g \cdot egr \cdot \left[(r_B - r_V) / (r_g - r_r) \right] \quad (3.6)$$

Mientras que en el IR hicimos uso de los excesos de color $E_{(J-H)}$ y $E_{(H-K)}$ como función del egr (ver Ecs. 3.8, 3.7), definido anteriormente.

$$E_{(J-H)}(egr) = egr \cdot \left[(r_j - r_h) / (r_g - r_r) \right] \quad (3.7)$$

$$E_{(H-K)}(egr) = egr \cdot \left[(r_h - r_k) / (r_g - r_r) \right] \quad (3.8)$$

A su vez, la relación entre $E_{(B-V)}$ y el estimado de los diagramas fotométricos del SDSS $E_{(g-r)}$ viene dada por:

$$E_{(g-r)} = E_{(B-V)} \cdot \left[(r_g - r_r) / (r_B - r_V) \right] \quad (3.9)$$

Las tres poblaciones estelares son el resultado de aplicar los criterios descriptos a continuación:

- **Secuencia principal superior (SPS):** La región de la secuencia principal superior se caracteriza por ser el lugar en donde se localizan las estrellas más tempranas que A0. El método consiste en seleccionar las fuentes que se encuentran entre dos curvas envolventes ubicadas entorno del correspondiente ajuste de la ZAMS. Este procedimiento se realiza simultáneamente en los diagramas $(u - g)$ vs. $(g - r)$ y g vs. $(u - g)$. Para caracterizar la curva envolvente en el caso del DCC realizamos un ajuste lineal de la región superior de la curva de calibración de la

ZAMS. Esta región representa la localización de las estrellas más tempranas que A0. Este ajuste lo definimos como $Zuggr$ (ver Ec. 3.10). Mientras que para la selección en el plano g vs. $(u - g)$ la curva envolvente es representada por un polinomio de orden 6, presentado en la Ec. 3.11, que deviene de un ajuste de la región superior de la ZAMS y que llamamos $Zgug$.

$$Zuggr(g - r) = 4.8 \cdot (g - r) + 2.3 \quad (3.10)$$

$$\begin{aligned} Zgug(u - g) = & 1.8 + 3.4 \cdot (u - g) - 1.2 \cdot (u - g)^2 + 11.1 \cdot (u - g)^3 \\ & - 23.9 \cdot (u - g)^4 + 16.4 \cdot (u - g)^5 - 3.0 \cdot (u - g)^6 \end{aligned} \quad (3.11)$$

Ambos polinomios, junto con la calibración de referencia para la ZAMS, son desplazados en los correspondientes diagramas de acuerdo con los valores adoptados para los excesos de color, absorción y módulo de distancia (md). Cada polinomio es posteriormente desdoblado en dos para ser apartado hacia ambos lados encerrando la calibración para la ZAMS, tanto en el DCC como en el DCM. Este apartamiento es cuantificado mediante el valor que le asignemos al parámetro δ . De esta manera, seleccionamos conjuntamente aquéllas fuentes que se encuentran dentro de los dos límites: superior e inferior, para el DCM y DCC. Las relaciones dadas en las Ec. 3.12 y Ec. 3.13 representan dichos límites en el diagrama $(u - g)$ vs. $(g - r)$, mientras que las establecidas en Ec. 3.14 y Ec. 3.15, aquellos correspondientes al plano g vs. $(u - g)$.

$$(u - g) < Zuggr\left((g - r) - (egr - 0.3 \cdot \delta) \right) + E_{(u-g)}(egr - 0.3 \cdot \delta) \quad (3.12)$$

$$(u - g) > Zuggr\left((g - r) - (egr + \delta) \right) + E_{(u-g)}(egr + \delta) \quad (3.13)$$

$$g > Zgug\left(\left[(u - g) - E_{(u-g)}(egr) \right] - E_{(u-g)}(0.3 \cdot \delta) \right) + md + A_g(egr) - 5 \cdot \delta \quad (3.14)$$

$$g < Zgug\left(\left[(u - g) - E_{(u-g)}(egr) \right] + E_{(u-g)}(0.3 \cdot \delta) \right) + md + A_g(egr) + 0.3 \cdot \delta \quad (3.15)$$

Los valores de δ se adoptaron al tener en cuenta el enrojecimiento diferencial y/o los posibles efectos evolutivos de cada cúmulo estudiado.

En la Fig. 3.4 puede observarse, con curvas negras delgadas en las imágenes (a) y (b), tanto el ajuste lineal para el diagrama $(u - g)$ vs. $(g - r)$ como el polinomio en el g vs. $(u - g)$. En ambos casos se observa el desplazamiento hacia ambos lados de la calibración para la ZAMS seleccionando así el conjunto de estrellas de la SPS representada con círculos de color azul.

- Poblaciones de pre-secuencia principal (PSP):** Las estrellas denominadas PSP son aquellas que se encuentran en una fase evolutiva previa a la de secuencia principal. Su fuente de energía proviene del colapso gravitacional, y al no haber comenzado en sus núcleos las reacciones termonucleares que dan origen a la quema estable de hidrógeno, todavía conservan vestigios de la nube de gas molecular que las formó. El recorrido hacia la ubicación en la ZAMS, de quema estable de hidrógeno en el núcleo, es descrito a partir de un camino cuyo inicio se establece como el límite de Hayashi. En consecuencia las estrellas PSP emiten más hacia el IR de lo que se espera para una estrella similar en la ZAMS. Por lo tanto, para seleccionar la población de estrellas PSP buscamos, como primer condición, aquellas fuentes que se ubican a la derecha de la curva de enrojecimiento dibujada en el DCC de los datos IR. La Fig. 3.4 muestra la selección de estrellas PSP ilustradas con círculos color naranja en los diagramas fotométricos. Para establecer el criterio utilizamos datos fotométricos 2MASS, y caracterizamos las fuentes que cumplen con las condiciones:

$$(J - H) < E_{(J-H)}(H - K) \quad (3.16)$$

$$(J - H) < 0.49 \cdot \left[(H - K) - E_{(H-K)}(egr) \right] + 0.46 + E_{(J-H)}(egr) \quad (3.17)$$

- Fuentes que corresponden a las estrellas de tipo T-Tauri clásicas:** Para realizar esta selección aplicamos los criterios proporcionados por Meyer et al. (1997). Las condiciones son similares a las del caso anterior ya que las estrellas T-Tauri corresponden a una población de estrellas PSP con masas inferiores a $2M_{\odot}$. Esta región se encuentra delimitada por las rectas rojas punteadas que se ilustran en la Fig. 3.4-f. Las estrellas de tipo T-Tauri se ubicarían, en el DCC IR, a la derecha de curva punteada que acompaña la dirección de enrojecimiento y por encima de la curva roja punteada que la atraviesa.

$$(J - H) < E_{(J-H)}(H - K) \quad (3.18)$$

$$(J - H) > 0.49 \cdot \left[(H - K) - E_{(H-K)}(egr) \right] + 0.46 + E_{(J-H)}(egr) \quad (3.19)$$

La SPS fue utilizada, principalmente, para estimar el exceso de color, la distancia y la edad nuclear. Mientras que las estrellas PSP y T-Tauri fueron empleadas para la detección de objetos estelares jóvenes o YSOs (por sus siglas en inglés) y para derivar la edad de contracción. Para estimar ambas edades utilizamos un conjunto de isócronas (ver Fig. 3.4), para poblaciones estelares con metalicidad solar de pre- y post-secuencia principal, dadas por Bressan et al. (2012). La edad nuclear se estimó comparando estas curvas teóricas con la distribución de estrellas de la SPS en el DCM g vs. $(u - g)$. Para los cúmulos con población de objetos PSP pudimos estimar la edad de contracción

al observar la distribución estelar de baja masa en el DCM g vs. $(g - r)$. Se notó cierta dispersión en nuestros datos comúnmente atribuida a la presencia de sistemas binarios, rotadores rápidos y/o enrojecimiento diferencial. Los valores de error fueron considerados del orden de 0.2 magnitudes en la estimación de los módulos de distancias y 0.1 para los excesos de color. El valor máximo y mínimo: d_{min}^{max} , respectivamente, en la distancia d [kpc] fue computado utilizando la Ec. 3.4.

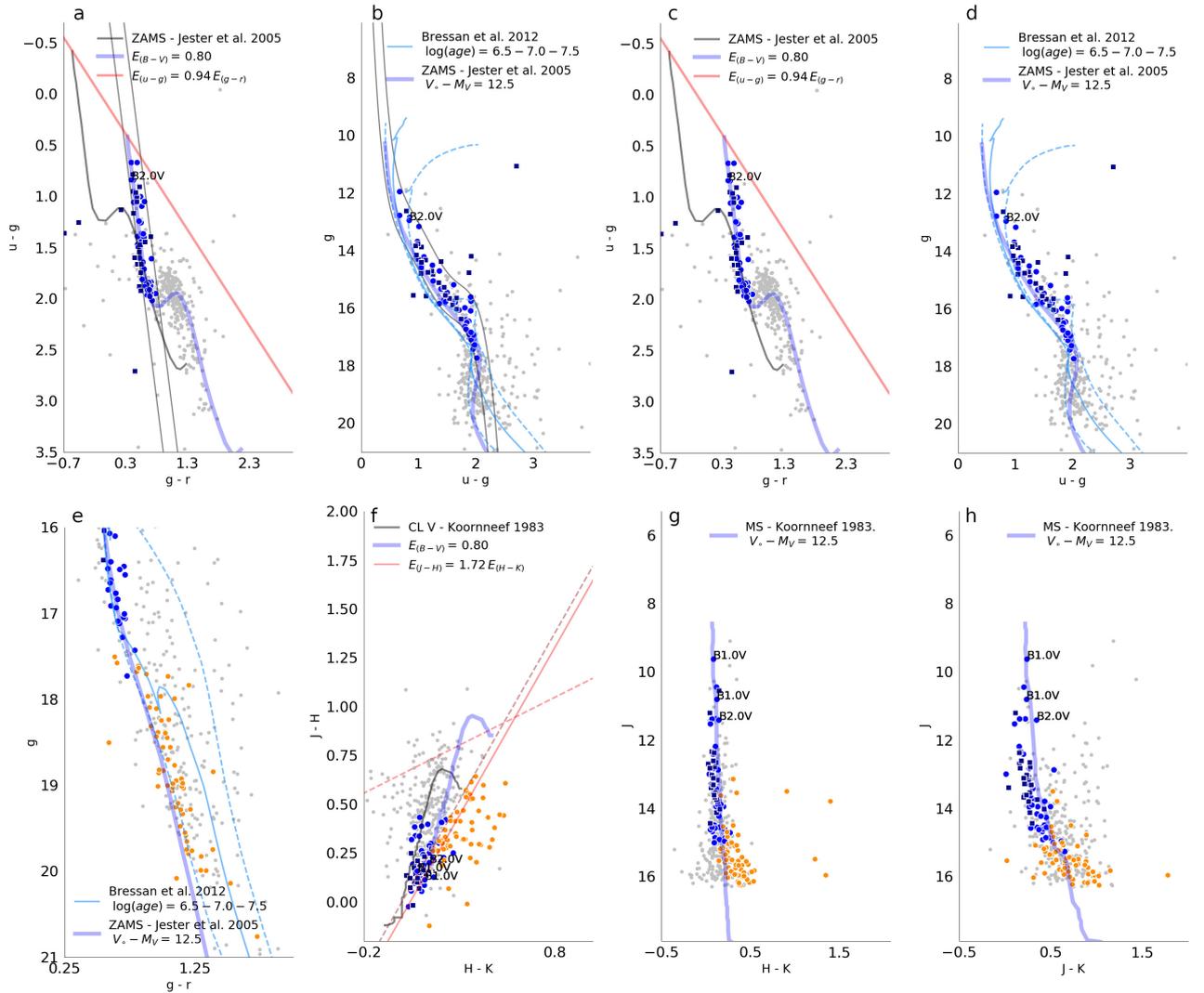


Figura 3.4. Diagramas fotométricos de NGC 659. Las curvas negras delgadas en (a) y (b) delimitan las regiones de selección de las fuentes de SPS. Las curvas negras y azules corresponden a las calibraciones para la SP o ZAMS. Las líneas rojas continuas representan la dirección de enrojecimiento. Las líneas rojas punteadas muestran el criterio Meyer et al. (1997). Las curvas de color azul claro representan a las isócronas de Bressan et al. (2012). Los círculos azules indican las estrellas de SPS seleccionadas y los círculos naranjas las candidatas a estrellas PSP. Los cuadrados azul oscuro muestran las estrellas seleccionadas en el análisis de datos de Gaia.

Astrometría

La información astrométrica proporcionada por Gaia DR2 fue utilizada para estimar las distancias a los cúmulos estelares. A tal fin, construimos un conjunto de funciones que llamamos GAIAC para realizar el análisis de los datos de movimientos propios y paralajes. En una primera instancia fue necesario corregir los paralajes debido a un *bias* en las magnitudes del relevamiento. Esta corrección consiste en sumar una constante, cuyo valor fue establecido en +0.029 mas (Lindegren et al., 2018), a todos los valores de paralaje. Posteriormente, tomamos las estrellas que se encuentran en la región de estudio del cúmulo a estudiar; previamente establecida a partir del análisis de densidad estelar (ver Subsec: 3.2.3). Sobre estas fuentes establecimos cotas para el error seleccionando aquéllas que satisfacen las condiciones dadas por:

$$e_{plx}/plx < 0.2 \quad (3.20)$$

$$e_{\mu}/\mu < 0.2, \quad (3.21)$$

donde plx y e_{plx} representan la paralaje y su error, respectivamente, mientras que μ y e_{μ} los correspondientes a movimientos propios, tanto en ascensión recta como en declinación. A continuación utilizamos este conjunto de estrellas para realizar un análisis de densidad estelar similar al descrito en la Subsec 3.2.3. En este caso la densidad estelar fue establecida sobre el plano del diagrama vectorial de movimientos propios $\mu_{\delta} - \mu_{\alpha} \cos(\delta)$. A partir de este análisis calculamos la densidad máxima de la distribución (ρ_M) y el desvío estándar ($\sigma\rho$), y seleccionamos aquellas estrellas que se encontraban dentro de la región delimitada por la trayectoria cuya isodensidad es:

$$\rho_M - 3 \cdot \sigma\rho \quad (3.22)$$

A partir de los valores de los paralajes individuales de las estrellas seleccionadas calculamos el promedio pesado por error ($\langle Plx \rangle$). Estos errores en el cálculo de $\langle Plx \rangle$ se tomaron como el desvío estándar (σ_{plx}) de los paralajes individuales. Las distancias finales fueron obtenidas como $d = 1/\langle Plx \rangle$ con cotas superior e inferior dadas por $1/(\langle Plx \rangle \mp \sigma_{plx})$.

Pudimos derivar distancias, utilizando datos de Gaia, para 14 de los 19 cúmulos abiertos. En los cinco restantes, no encontramos resultados concluyentes debido a la escasa cantidad de estrellas y/o la falta de datos de Gaia. Tanto en los diagramas fotométricos, como en los de magnitud vs. distancia (ver Fig. 3.4 y Fig. 3.5 respectivamente), las estrellas de Gaia seleccionadas se muestran con cuadrados azul oscuro. En este ejemplo, en los DCC y DMC de la región del óptico, que presentamos de NGC 659, sólo algunas de estas estrellas están situadas lejos de su ubicación esperada. Este efecto podría ser causado por valores saturados en las imágenes del SDSS.

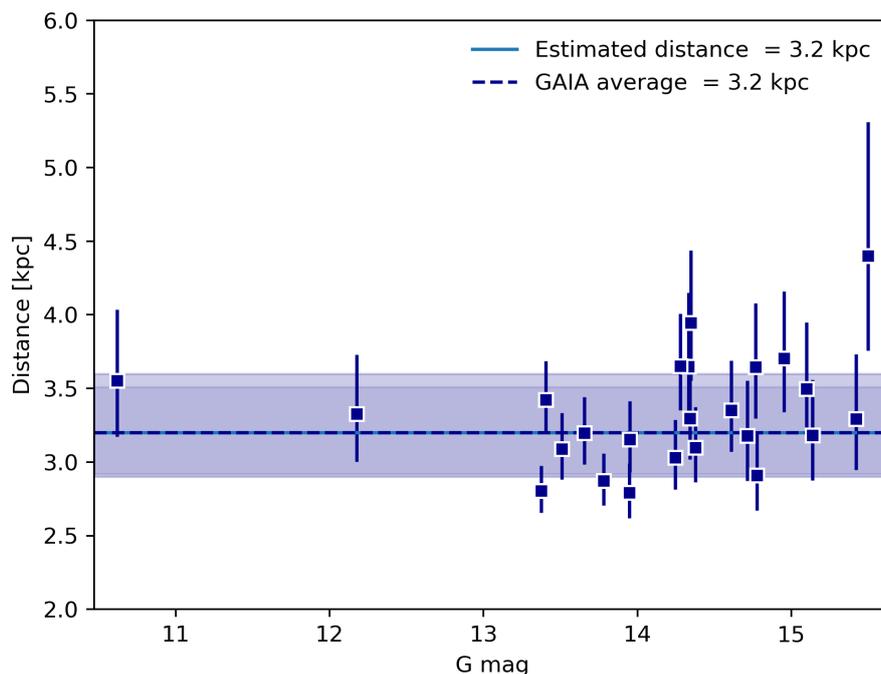


Figura 3.5. Diagrama distancia vs. magnitud en la banda G de Gaia para NGC 659: La línea azul oscura de trazos corresponde a la distancia promedio pesada por errores (líneas verticales) calculada utilizando las estrellas que se indican con cuadrados azul oscuro. La línea azul indica la distancia establecida como resultado final para este cúmulo. Las sombras azules que rodean cada línea corresponden a sus errores. Figura tomada de Molina Lera et al. (2019).

3.3. Selección de agrupaciones estelares

Al inicio de este capítulo destacamos la importancia en la homogeneidad del análisis al derivar resultados para analizar la estructura Galáctica. A su vez, establecimos la relevancia de los datos fotométricos en la región del óptico para el estudio de cúmulos estelares, en particular, el uso de las bandas tipo u , g , r , i . Por tal motivo, nuestro criterio de selección se basó primeramente en optar por agrupaciones estelares con datos fotométricos del relevamiento SDSS. En lo que resta de este capítulo daremos una explicación de los motivos, limitaciones y consideraciones que nos condujeron a la selección de los 19 cúmulos estelares presentados en este trabajo.

La Fig. 3.6 muestra los 2808 cúmulos abiertos listados en el MWSC y distribuidos a lo largo del plano de la Galaxia. Como mencionamos previamente, en una primer etapa de selección tomamos de este conjunto los 360 cúmulos estelares que presentaban una contraparte de datos en el relevamiento SDSS. Este grupo se muestra representado con círculos de color rojo en la Fig. 3.6 inferior, donde a su vez se ilustran los contornos que encierran las regiones de cobertura del SDSS. En particular, nuestro objetivo incluía trabajar con agrupaciones estelares relativamente jóvenes y lejanas utilizando, a su

3. Metodología

vez, los relevamientos 2MASS, WISE, APASS; la base de datos Simbad, y eventualmente datos Gaia. Por lo tanto, para cada cúmulo sería necesario analizar una gran cantidad de datos con una capacidad de procesamiento limitada. En este sentido, de los 360 cúmulos estelares centramos nuestra atención en los que presentaban principalmente un diámetro angular limitado a $d_o \sim 10'$ teniendo mayormente en cuenta aquellos listados con edades menores a ~ 100 Ma; eligiendo cúmulos jóvenes y lejanos. De esta manera, redujimos la muestra a las 250 agrupaciones que se muestran con círculos de color blanco en la Fig. 3.7. Como se aprecia de la figura, los cúmulos abiertos dentro de la región de observación del SDSS se encuentran principalmente distribuidos entre el primer y tercer cuadrante. Si bien los tres cuadrantes presentan una cobertura parcial, debido a que las observaciones del SDSS se encuentran limitadas a franjas que cruzan el ecuador Galáctico, el segundo cuadrante muestra una cobertura más amplia. Particularmente, y en comparación con los otros dos cuadrantes, el segundo cuenta con una mayor cantidad de estos cúmulos abiertos, los cuales a su vez presentaban menor cantidad de estudios realizados. Detectamos también que varias de estas agrupaciones habían sido pobremente estudiadas en el óptico, en algunos casos sólo habían sido identificadas, y a su vez se destacaba una carencia de datos espectroscópicos, más precisamente, de estrellas tempranas. Estas cuestiones nos orientaron a considerar la importancia de centrar nuestra atención en una región bien delimitada de la Galaxia, que nos permitiera contribuir a la noción de la estructura de la Vía Láctea hacia las zonas más externas. Seleccionamos así 94 agrupaciones estelares, todas distribuidas en el segundo cuadrante Galáctico, con la intención de poder construir, a partir de esta muestra, un conjunto final que fuera significativo pero manejable en términos de realizar un análisis detallado de cada agrupación estelar.

Los 94 objetos seleccionados se muestran con círculos vacíos de color blanco en la Fig. 3.8, siendo a su vez, la fracción representada con círculos blanco para $180^\circ > l > 90^\circ$ en la Fig. 3.7. Una de las consideraciones fundamentales al observar este grupo, para derivar el conjunto final de cúmulos estelares, era construir una muestra heterogénea en cuanto a estudios previos. Es decir, que contuviera tanto cúmulos previamente estudiados como objetos que solo hubieran sido identificados o pobremente estudiados en el óptico. De esta manera, podíamos contrastar nuestros resultados y validar nuestro método con los primeros y realizar estudios inéditos con los segundos. En ambos casos buscábamos obtener resultados nuevos teniendo en cuenta que realizábamos un estudio detallado y completo tanto con datos fotométricos como espectroscópicos y astrométricos. A su vez, esta selección fue el resultado de un proceso iterativo en donde fuimos encontrando limitaciones y condicionantes a nuestro análisis. La carencia de datos fotométricos en el catálogo del SDSS en las zonas de los cúmulos estelares (ver Fig. 3.2-a) nos impedía concretar un análisis utilizando este relevamiento, por lo cual, posteriormente deberíamos realizar la fotometría. Por tal motivo los primeros estudios se basaron en un análisis simplificado empleando datos fotométricos de los relevamientos APASS, 2MASS, WISE, y los datos fotométricos y espectroscópicos de la base de datos Simbad. Para esto establecimos criterios básicos basándonos en el análisis de mapas de densidad estelar y la distribución de sus estrellas en los diagramas fotométricos. Los mapas de densidad estelar nos permitieron distinguir entre posibles fluctuaciones estadísticas y cúmulos abiertos, mientras que el estudio de la distribución de las estrellas

dentro de la sobre-densidad en los diagramas fotométricos nos permitió buscar las trazas características que presentan estas agrupaciones. Los diagramas fotométricos fueron construidos a partir de las fuentes 2MASS y WISE, ya que presentan una cobertura total del cielo. Sin embargo para los casos en los que contábamos con fotometría del catálogo APASS, o fotometría y espectroscopía en la base de datos Simbad, pudimos complementar este análisis con diagramas fotométricos en el óptico e incluso con información espectroscópica. Al mismo tiempo, para cada cúmulo, fuimos recolectando información adicional de la bibliografía. Notamos que una cantidad significativa de los cúmulos catalogados en el MWSC, para el 2CG, no mostraban los rasgos propios de las agrupaciones estelares, es decir: se observaban densidades estelares muy bajas y distribuciones estelares dispersas en los diagramas fotométricos. En esta instancia decidimos incluir en el análisis a los candidatos a cúmulos embebidos listados en el catálogo de Bica et al. (2003b) ya que estos objetos sólo habían sido identificados.

Al momento de realizar estos estudios fue importante, también, tener en cuenta las limitaciones de los relevamientos utilizados. Por un lado, los umbrales de saturación para las distintas bandas fotométricas del CCD en el SDSS (ver Cap. 2). En este sentido era importante seleccionar cúmulos con magnitudes dentro de estos límites, o en su defecto, que contaran con una contraparte de datos en el óptico del relevamiento APASS. Esto nos permitía sustituir los valores saturados y así reconstruir la región superior de la SP. Por otro lado, el comportamiento del error y la completitud para las magnitudes del catálogo 2MASS (ver Fig. 2.3) nos ponía límites en la detección de estrellas PSP.

De este extenso análisis seleccionamos los 19 cúmulos estelares ubicados en el segundo cuadrante Galáctico que se muestran con círculos azules en la Fig. 3.8. Del MWSC fueron tomados 15 de estos 19, mientras que tres lo fueron del catálogo de Bica et al. (2003b). El cúmulo inmerso restante, denominado BFS 16, fue seleccionado al observar la vecindad de otros cúmulos abiertos mientras eran estudiados. A partir de esta muestra nos planteamos el objetivo de realizar un análisis sistemático, uniforme y homogéneo al derivar sus parámetros fundamentales, para posteriormente estudiar su vinculación con la estructura de la Vía Láctea, en particular hacia la dirección del anticentro Galáctico.

3. Metodología

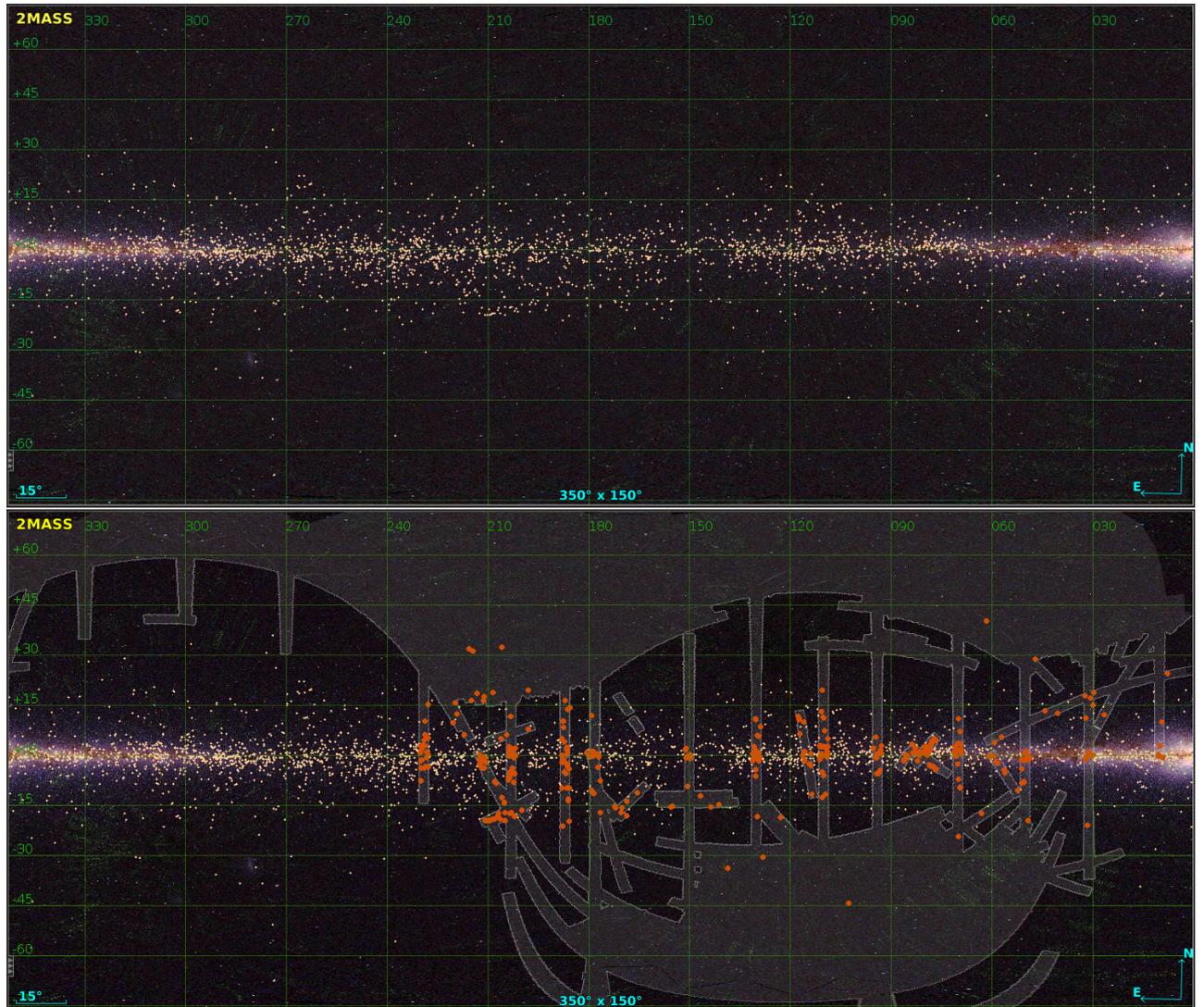


Figura 3.6. Distribución de cúmulos abiertos del MWSC. Superior: imagen 2MASS color del plano Galáctico, los puntos amarillos representamos los 288 cúmulos abiertos del MWSC. Inferior: misma descripción a la imagen superior, donde a su vez se observa la región de cobertura del relevamiento SDSS. Los círculos rojos corresponden a los cúmulos del MWSC que presentan contraparte observacional con el SDSS.

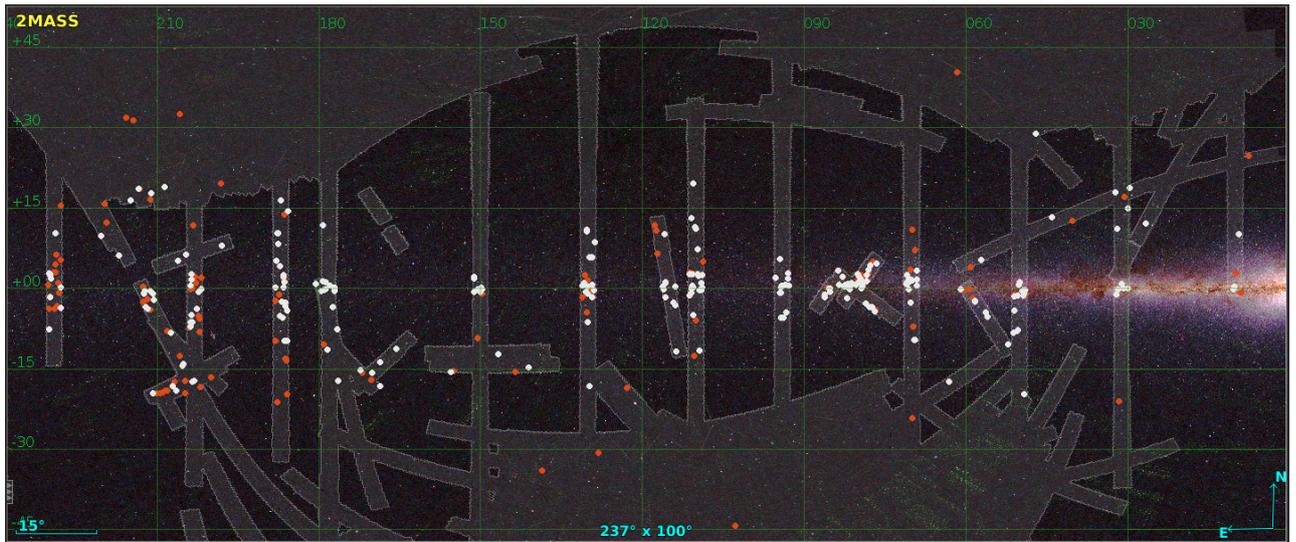


Figura 3.7. Distribución de cúmulos abiertos del MWSC con contraparte observacional del SDSS. Imagen 2MASS con cobertura parcial del plano Galáctico. Se observa también la cobertura del relevamiento SDSS. Los círculos blancos representan una selección de los ilustrados en rojo (ver Fig. 3.6) para tamaños $d_o < 10'$.

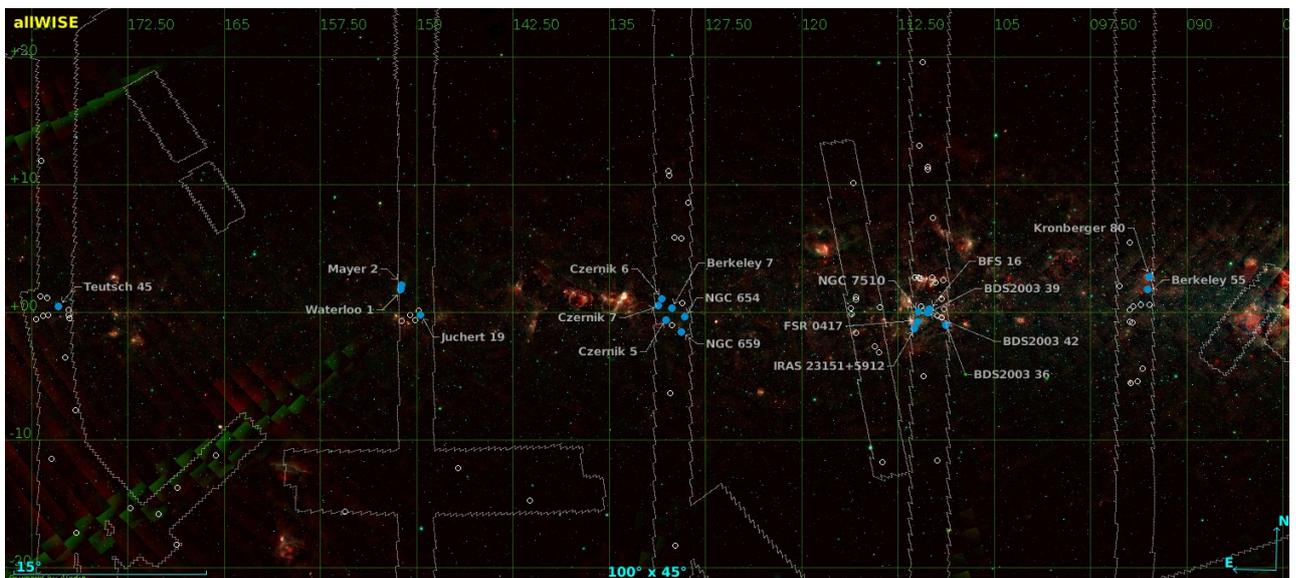


Figura 3.8. Distribución de cúmulos abiertos del MWSC y nuestra selección. Imagen allWise con cobertura total del 2do cuadrante Galáctico. Las franjas muestran la cobertura del SDSS. Los círculos azules representan la muestra final presentada en este trabajo de tesis. Los círculos vacíos blancos son aquellos ilustrados en blanco en la Fig. 3.7.

Capítulo 4

Agrupaciones estelares seleccionadas

En este capítulo presentamos el estudio realizado sobre las 19 agrupaciones estelares seleccionadas. Los cúmulos estelares se encuentran en orden desde el anticentro Galáctico $l = 180^\circ$ hasta el límite con el primer cuadrante Galáctico $l = 90^\circ$. Para cada uno hemos segmentado la información en: “Estudio previos”, “Parámetros espaciales”, “Espectroscopía”, “Fotometría” y “Astrometría”. De esta manera detallamos las conclusiones más relevantes de la bibliografía y posteriormente realizamos una descripción de nuestro análisis y resultados. Los parámetros fundamentales, que resultan de este análisis, se encuentran listados en la Tabla 4.1. Por otra parte, en la Tabla 4.2 presentamos las estrellas con TE y los parámetros calculados haciendo uso del análisis espectro-fotométrico, mientras que en la Fig. 4.31 se muestra el resultado del análisis de datos Gaia DR2. En el siguiente capítulo (ver Cap.5) compararemos y discutiremos estos resultados y, a su vez, analizaremos sus implicancias en relación a la estructura del segundo cuadrante Galáctico.

4.1. Teutsch 45

Estudios previos

Los estudios de Teutsch 45 presentados en el MWSC y en Bonatto & Bica (2010) muestran ciertas discrepancias con respecto a algunos de los parámetros fundamentales. Ambos trabajos coinciden en el estado evolutivo del cúmulo abierto estimando una edad de ~ 10 Ma. Sin embargo para el valor de exceso de color la diferencia resulta ser levemente mayor, calculando un enrojecimiento $E_{(B-V)}$ entre 0.75 y aproximadamente 1.0. La disimilitud más notoria se destaca en la distancia, este parámetro varía entre 3 y 7 kpc ($V_o - M_V = 12.4 - 14.2$).

Parámetros espaciales

En la Fig. 4.2 presentamos el mapa de densidad estelar de Teutsch 45. Como puede observarse las estrellas de la SPS, indicadas con círculos azules, se encuentran distribuidas mayormente cerca de la región de máxima densidad estelar. Las coordenadas de centro calculadas ubican a este cúmulo

4. Agrupaciones estelares seleccionadas

abierto en $l = 177.95$, $b = +00.53$ para el cual estimamos un radio angular $r = 2'.7$. De la relación de densidades estelares obtuvimos un valor de sobre-densidad relativa de $\rho_o/\rho_{out} \approx 3.6$.

Espectroscopía

Nuestras observaciones espectroscópicas relevan dos estrellas masivas en el cúmulo identificadas como 2MASS J05424388+3058051 y J05424991+3056454. Ambas resultan ser estrellas tempranas y se clasificaron como B0.5-1 V y B1-2 V, respectivamente. En particular J05424388+3058051 presenta líneas de CIII $\lambda 4647/50/51$ y HeII $\lambda 4686$. Estas líneas son características en estrellas B tempranas. Por el contrario el espectro más ruidoso, correspondiente a la fuente J05424991+3056454, no muestra indicios de estas líneas y por lo tanto su clasificación resulta ser de un TE más tardío. A su vez, no se detectaron líneas de MgII $\lambda 4481$ mientras que la línea SiIII $\lambda 4552$ se observó en forma marginal por lo que debería ser más temprana que B2.5.

Los espectros de estas nuevas estrellas de TE B se muestran en la Fig. 4.1. A partir de los mismos calculamos el valor medio espectro-fotométrico para el módulo de distancia y el exceso de color obteniendo los valores de $(\overline{V_o - M_V}) = 14.6$ (8.3 kpc) y $\overline{E_{(B-V)}} = 1.0$, respectivamente.

Fotometría

La Fig. 4.2 muestra los diagramas fotométricos para Teutsch 45 donde se representan con círculos azules las fuentes correspondientes a la SPS. En la figura puede apreciarse el ajuste que realizamos para la ZAMS y las isócronas. Los resultados muestran a Teutsch 45 como una agrupación estelar joven, con una edad nuclear de 1–3 Ma. Del ajuste para la ZAMS estimamos un módulo de distancia de 14.5 (8 kpc) y un $E_{(B-V)} = 0.95$. El análisis de los diagramas fotométricos en el IR, permite distinguir un pequeño grupo de estrellas de baja masa que sugiere la presencia de una población PSP (círculos naranjas) correspondientes a una edad de contracción, en concordancia con la estimada para la nuclear (1–3 Ma).

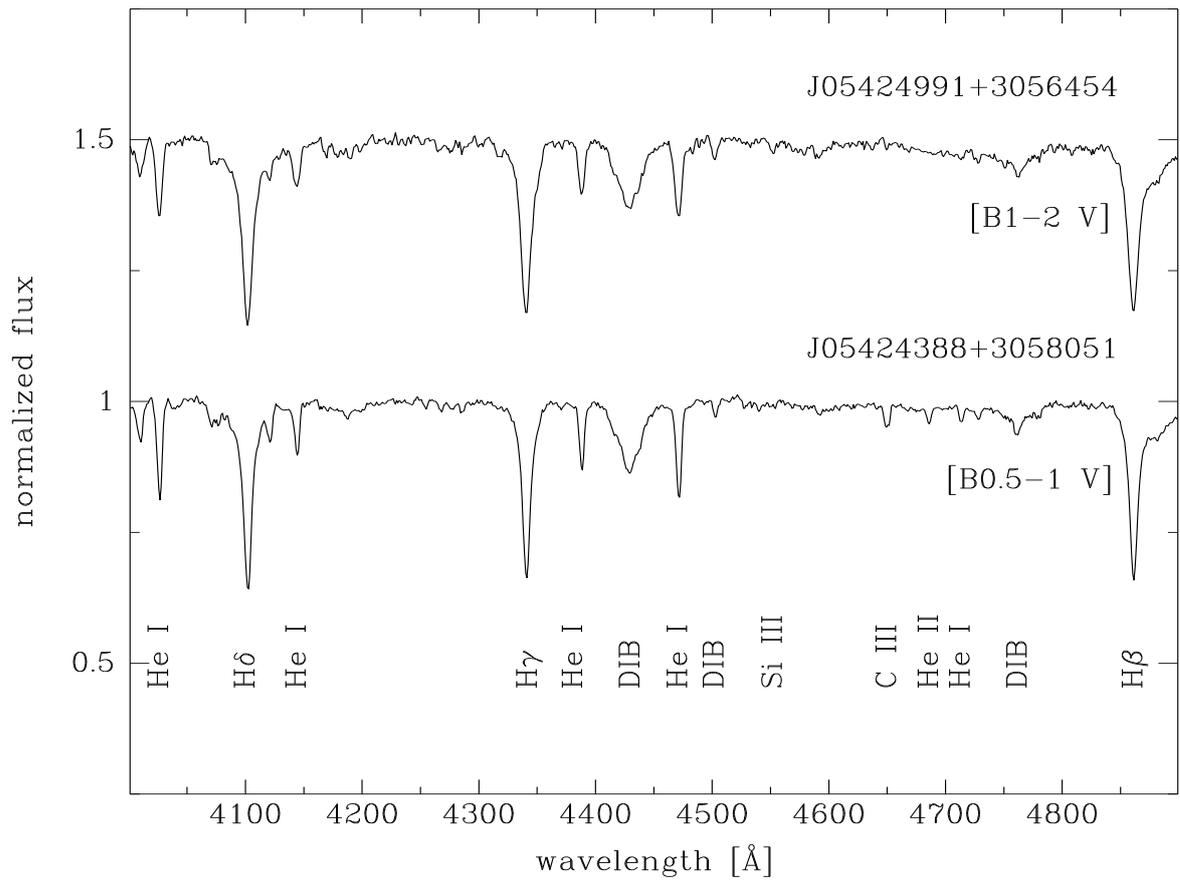


Figura 4.1. Espectros en la región del óptico obtenidos para las dos estrellas de tipo B en Teutsch 45. Se identifican las clasificaciones espectrales y las características más notables.

4. Agrupaciones estelares seleccionadas

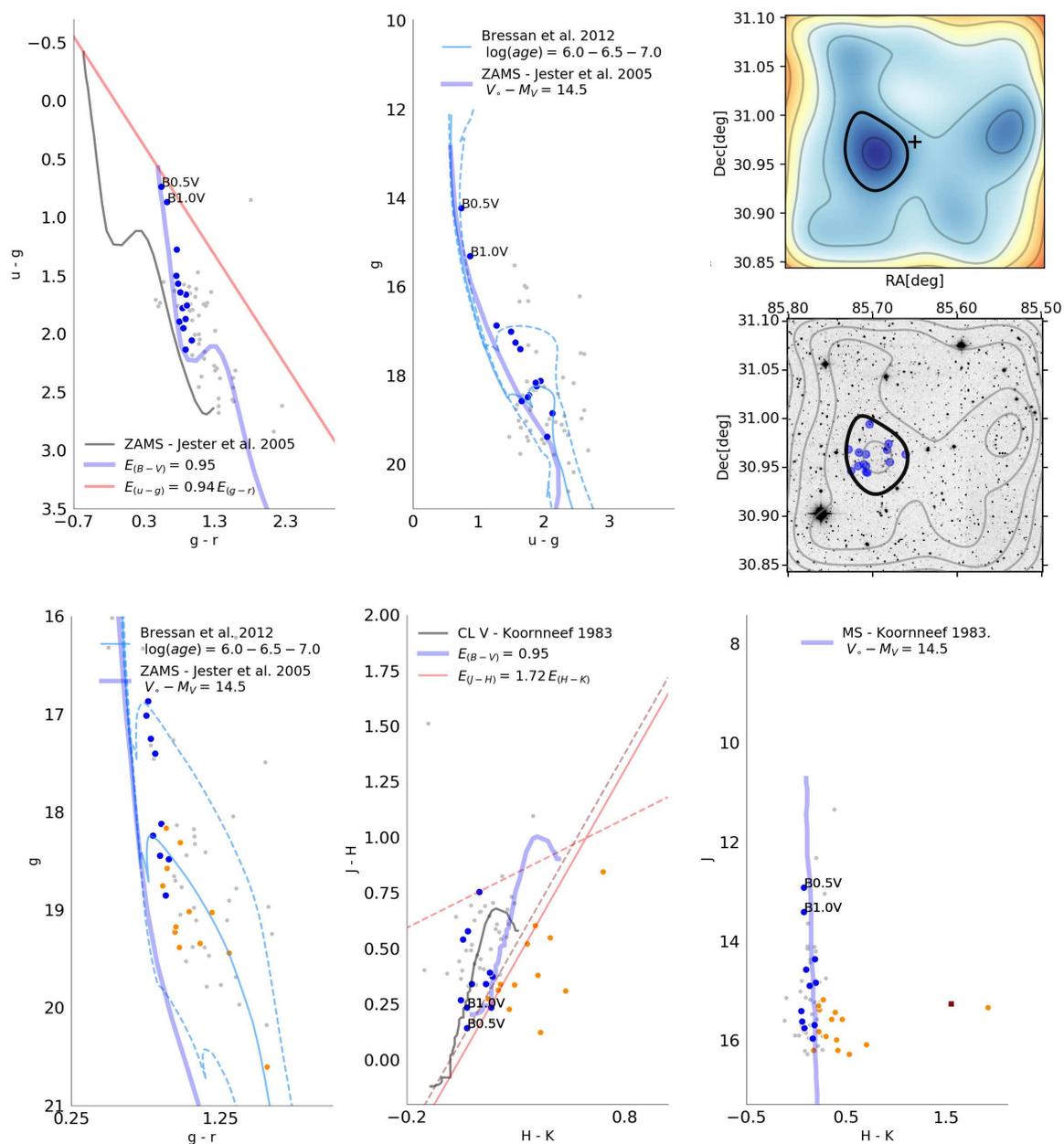


Figura 4.2. Teutsch 45. Arriba a la derecha: Mapa de densidad estelar: colores más azules indican valores de densidad mayores. Imagen FITS 2MASS en la banda J . Las curvas grises corresponden a valores estelares de isodensidad, la curva negra representa el valor medio. La cruz indica el centro de la zona (la coordenada de centro inicial), los círculos azules muestran a las estrellas de la SPS. Diagramas fotométricos: las curvas negras y azules son las calibraciones para la SP o ZAMS. Las líneas rojas continuas representan la dirección de enrojecimiento. La líneas de puntos rojas muestran el criterio de Meyer et al. (1997). Las curvas azules claras, indican las isócronas. Los círculos azules indican las estrellas SPS y los naranjas la población de estrellas PSP. Los cuadrados azul oscuro, las estrellas utilizadas en el análisis de datos de Gaia.

4.2. Waterloo 1

Estudios previos

El cúmulo estelar Waterloo 1 fue estudiado por Moffat et al. (1979) utilizando fotometría UBV y espectroscopía MK. Los autores catalogaron a BD+2 805 (= ALS 7928) como una estrella de TE O9.5. Calcularon un valor para la distancia de 4.4 kpc ($V_o - M_V = 13.2$) y un exceso de color de $E_{(B-V)} = 0.9$. Esta fuente se ubica en el centro de una estructura que presenta una simetría de burbuja y es asociada a la región HII de menor metalicidad de la Galaxia (Yasui et al., 2016a). El MWSC presenta los mismos resultados con respecto a la distancia y el enrojecimiento, y adicionalmente una edad de ~ 400 Ma. Recientemente Cantat-Gaudin et al. (2018), a partir del uso de datos Gaia DR2, establecieron una “distancia más probable”, definida por los autores como d_{mode} , de 4.1 kpc.

Parámetros espaciales

El análisis de densidad estelar revela una relación $\rho_o/\rho_{out} \approx 3$ y debido a que las imágenes FITS del SDSS cubren parcialmente el cúmulo las estrellas de la SPS se distribuyen fuera de la región central. Las coordenadas de máxima densidad estelar ubican a Waterloo 1 en $l = 151.27$, $b = +01.80$, mientras que el radio angular fue calculado con un valor $r = 2'.6$.

Espectroscopía

Para Waterloo 1 realizamos observaciones espectroscópicas sobre dos de las estrellas más brillantes de la región (ver Fig. 4.3). Una de ellas se identifica como 2MASS J04183563+5251541 (= BD+52 805) y fue clasificada como O8-8.5 V en acuerdo con el catálogo “Galactic O-Star Catalog” (GOSC; Maíz Apellániz et al., 2013) donde se encontraba clasificada como O8 V(n). La otra estrella, identificada como J04183481+5251575, fue clasificada con un TE B2-3 V ya que las líneas HeI son claramente visibles, pero en contraposición no se detecta HeII, SiIII o MgII. Adicionalmente, la estrella J04183950+5250550 fue previamente clasificada como B1.5 V en la base de datos Simbad. Por lo tanto, pudimos calcular el módulo de distancia espectro-fotométrico y el exceso de color utilizando las tres fuentes. Considerando un TE O8 V para la estrella O8-8.5 V y un B2 V para el B2-3 V los valores promediados para el módulo de distancia fue 12.95 (3.8 kpc) y para el exceso de color ($B - V$) de 0.9.

Fotometría

Los diagramas fotométricos de Waterloo 1 se muestran en la Fig 4.4. De la posición de las tres estrellas con clasificación espectral y la traza de la SPS inferimos una edad nuclear de 3–10 Ma. El módulo de distancia y el exceso de color se estimaron en 12.9 (3.8 kpc) y 0.85, respectivamente, en acuerdo con los calculados utilizando los datos espectroscópicos.

Astrometría

Un análisis de los datos astrométricos de Gaia DR2 nos permitió calcular, a partir de las paralajes, una distancia de 4.0 ± 0.6 kpc (ver Fig. 4.31). Este valor se encuentra en acuerdo con los derivados de los datos espectroscópicos y fotométricos. Las fuentes utilizadas para este análisis se representan en las figuras con cuadrados azul oscuro.

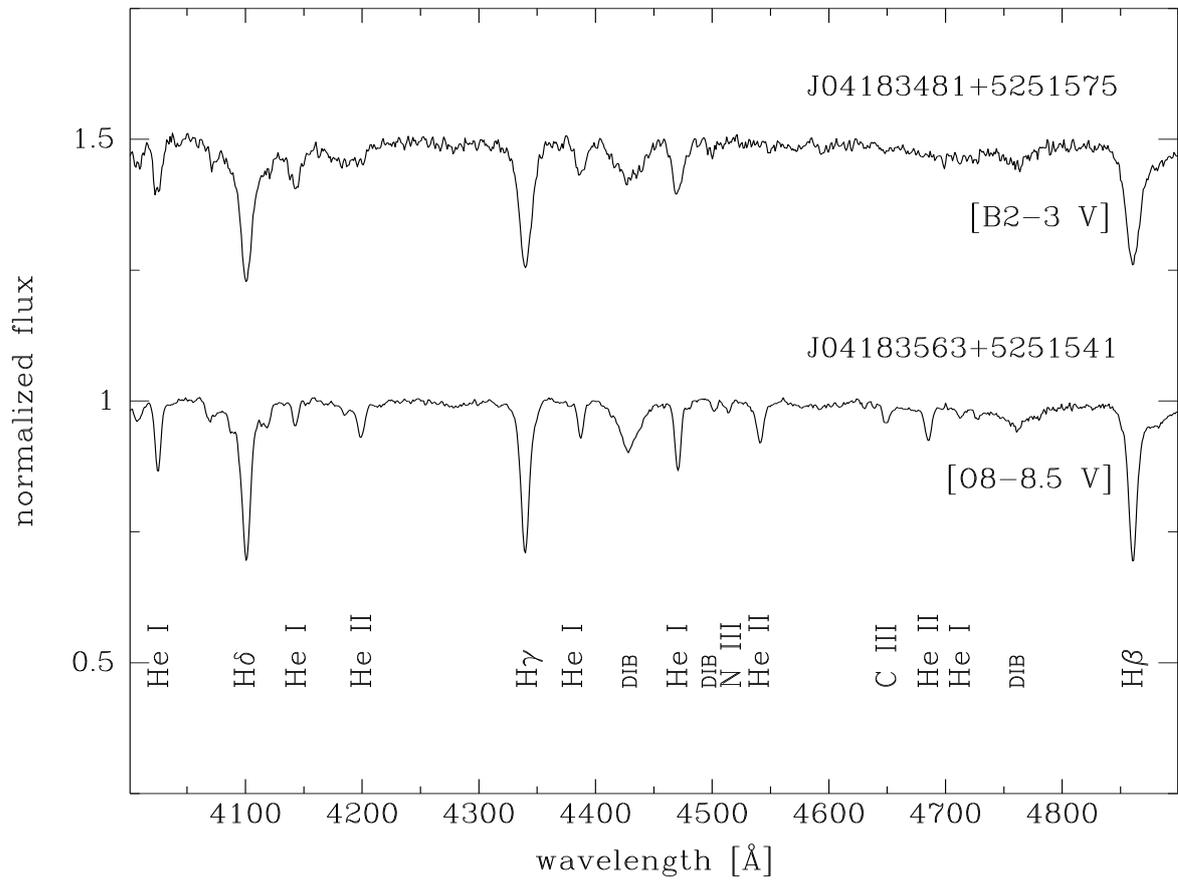


Figura 4.3. Espectros para el óptico de las estrellas OB del cúmulo estelar Waterloo 1.

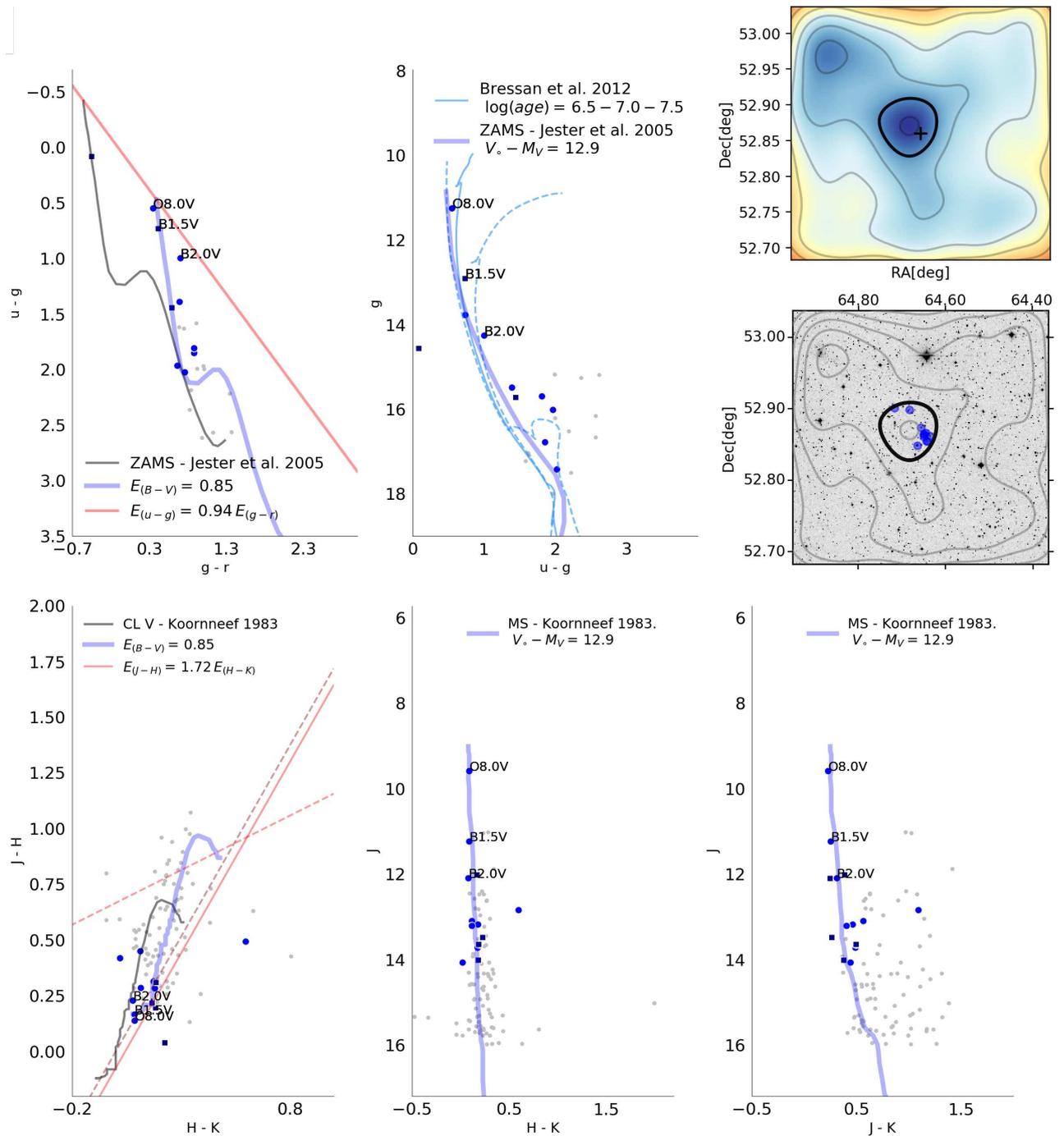


Figura 4.4. Waterloo 1. Descripción similar a la Fig. 4.2. Cuadrados en azul oscuro indican las estrellas utilizadas para en el análisis de realizado con datos Gaia.

4.3. Mayer 2

Estudios previos

Mayer 2 se ubica en la región HII denominada LBN 151.25+02.12 (Caplan et al. 2000; Rudolph et al. 2006). Esta región comparte la localización del cúmulo estelar Waterloo 1 y, como mencionamos anteriormente, se destaca por ser la región de formación estelar con la metalicidad más baja en la Galaxia (Yasui et al., 2016b). El MWSC presenta, para este objeto, una edad de 1.8 Ga. La distancia en el catálogo es de 2.1 kpc ($V_o - M_V = 11.6$) con un exceso de color $E_{(B-V)} = 0.899$. El análisis realizado por Yasui et al. (2016b), utilizando datos de IR, revela una edad mucho menor a aquella presentada por el MWSC, de 2–3 Ma. La distancia estimada por estos autores es de aproximadamente 4 kpc ($V_o - M_V = 13$). Otros trabajos indican la presencia de una estrella temprana de TE O9V/O9.5IV clasificadas por Crampton et al. (1978) y Moffat et al. (1979), respectivamente. Ambos trabajos la destacan como responsable dominante de la excitación de la región HII (Fernández-Martín et al., 2017). Las estimaciones en distancia para esta estrella varía de 7.6 kpc ($V_o - M_V = 14.4$) (Moffat et al., 1979) a 8.6 kpc ($V_o - M_V = 14.7$) (Chini & Wink, 1984).

Parámetros espaciales

La Fig. 4.5 muestra el mapa de densidad estelar y las curvas de isodensidad. Las estrellas de la SPS, representadas con círculos azules, se observan ubicadas en la región central del cúmulo abierto. De nuestro estudio morfológico realizado sobre esta región encontramos una clara sobre-densidad con un cociente $\rho_o/\rho_{out} \approx 3.0$. La máxima densidad estelar fue detectada en $l = 151.17$, $b = +02.12$ y el radio angular fue determinado en $r = 2'.3$.

Espectroscopía

Nuestras observaciones espectroscópicas revelaron dos nuevas estrellas masivas en el cúmulo: 2MASS J04194278+5310176 y J04194150+5310118 clasificadas como B1 V y B2-3 V, respectivamente. Los espectros presentan similitudes ya que no se observa HeII y SiIV $\lambda 4089$ mezclado con H δ , pero el SiIII $\lambda 4552$ parece estar presente solo en J04194278+5310176 y el SiII $\lambda \lambda 4128 - 4130$ en J04194150+5310118. A su vez, detectamos una estrella de TE B tardío la cual fue clasificada como Mayer 2 #4¹. El espectro de esta fuente presenta líneas de HeI $\lambda 4471$ ligeramente más intenso que el MgII $\lambda 4481$ y fue clasificada como B6 V. Los espectros de estas nuevas estrellas de TE B se muestran en la Fig. 4.6.

Dos de las nuevas estrellas de tipo B (B1 V y B2-3 V), junto con la estrella O9 V previamente conocida, fueron utilizados para la determinación espectro-fotométrica de los parámetros correspondientes. El valor medio de módulo de distancia ($\overline{V_o - M_V}$) y del exceso de color ($\overline{E_{(B-V)}}$) espectro-fotométrico

¹Esta estrella no se encuentra en el catálogo 2MASS, por lo tanto se la ha identificado así, por ser la cuarta estrella más brillante del cúmulo.

se estimaron en 13.8 (5.8 kpc) y 1.12, respectivamente. En la Fig. 4.5 puede observarse la ubicación particular de la fuente con TE B tardío sobre los DCM. Esta resulta ser más brillante que la B2-3 V y por tal motivo fue excluida del análisis. Esta particular posición en el diagrama podría explicarse en términos de una contaminación fotométrica teniendo en cuenta la cercanía ($< 1''.5$) con fuente B1 V más brillante. Alternativamente, este fenómeno podría deberse a que esta estrella fuera miembro de un sistema binario.

Fotometría

Nuestro análisis fotométrico (ver Fig. 4.5) muestra a Mayer 2 como un cúmulo abierto joven con una edad nuclear de 3–10 Ma. Los diagramas fotométricos también revelan una posible población de estrellas PSP (círculos naranjas) permitiendo asignarle una edad de contracción en acuerdo con la edad nuclear (1–3 Ma). Este valor es similar y consistente con la etapa evolutiva de una estrella de tipo O9 V. Para Mayer 2 las estimaciones fotométricas arrojan resultados para el módulo de distancia de 13.0 (4 kpc) y 1.05 para el exceso de color $E_{(B-V)}$.

Astrometría

En la Fig. 4.31 se muestra el resultado para la distancia a partir de análisis de datos Gaia (3.8 ± 0.3 kpc). Si bien se han utilizado únicamente tres fuentes se destaca que el valor del error resulta relativamente pequeño. Adicionalmente, el cálculo fue realizado utilizando tres estrellas que, como puede observarse en la Fig. 4.5, corresponden a las fuentes con TE O9.5 V, B1 V, y B3 V.

4. Agrupaciones estelares seleccionadas

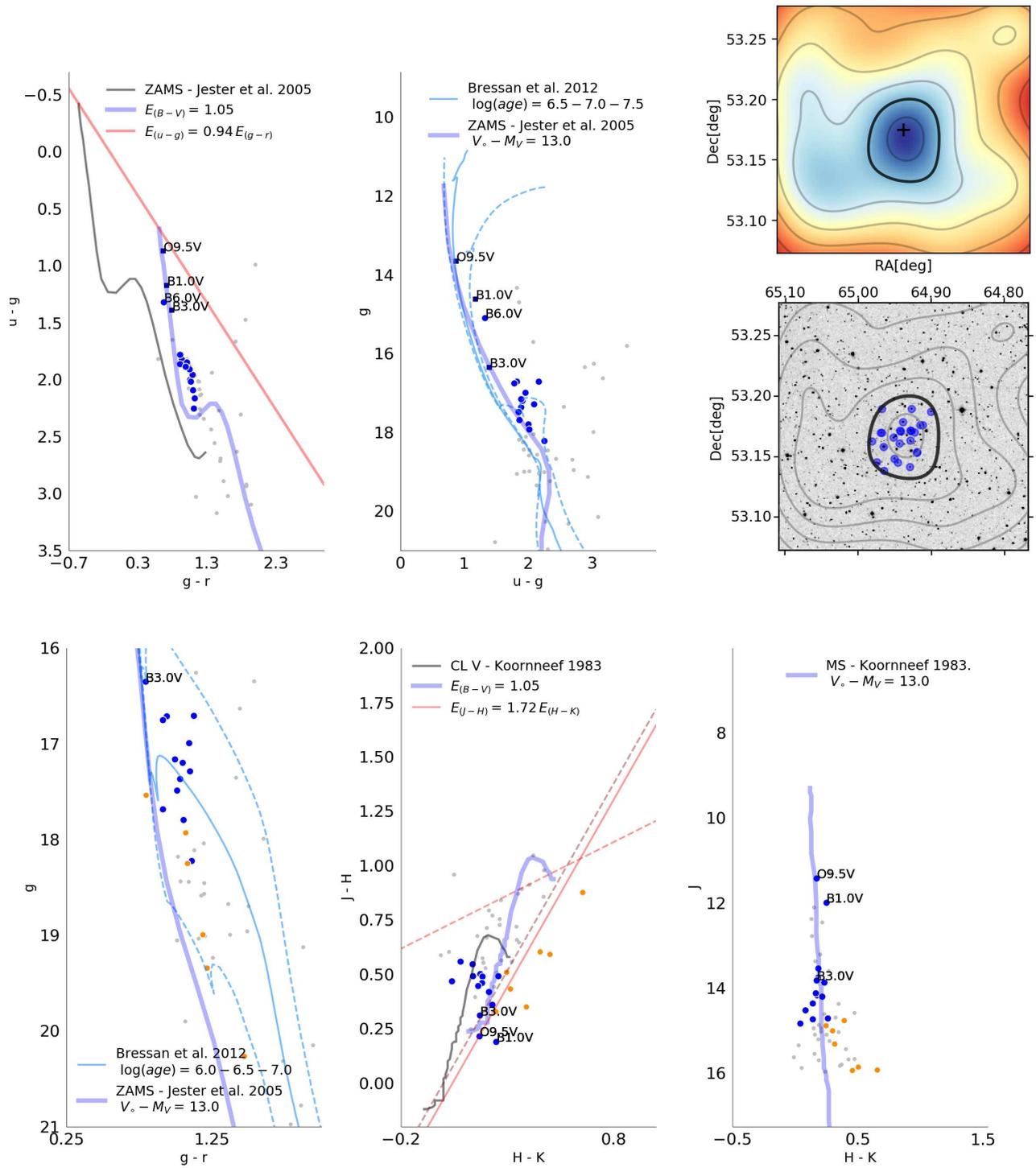


Figura 4.5. Mayer 2. Descripción similar a Fig. 4.2.

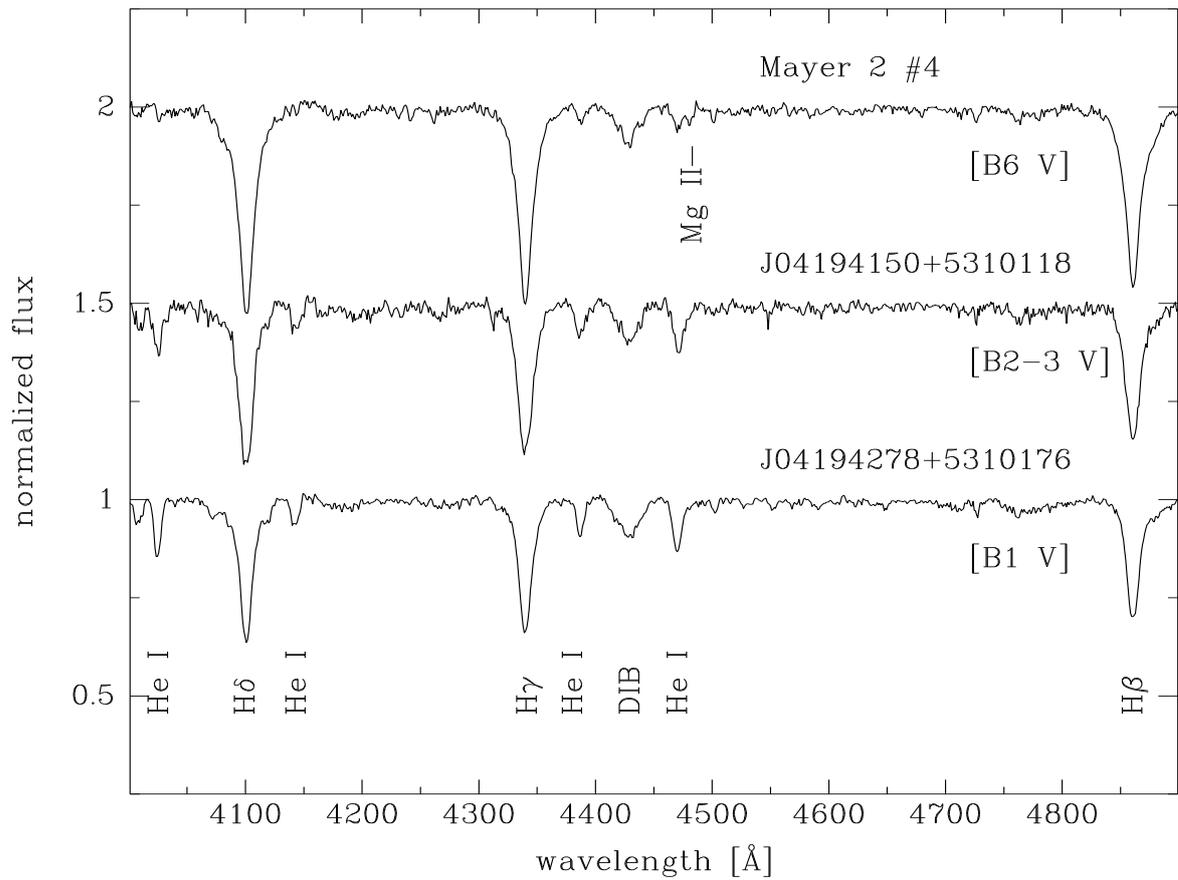


Figura 4.6. Espectros en la región del óptico obtenidos para las tres estrellas de tipo B en Mayer 2. Se identifican las clasificaciones espectrales y las características más notables. Se observa la banda interestelar difusa intensa (DIB: *Diffuse Interstellar Band*) en 4430 Å.

4.4. Juchert 19

Estudios previos

Juchert 19 fue únicamente estudiado por Kharchenko et al. (2013) y sus resultados son presentados en el MWSC. Las soluciones mostradas en este catálogo lo caracterizan como un objeto evolucionado con una edad 1.9 Ga. En cuanto a la estimación de exceso de color le atribuyen un valor de $E_{(B-V)} = 0.89$, mientras que el cálculo en distancia lo ubica a 3 kpc ($V_o - M_V = 12.4$) situándolo en el Brazo de Perseo. Por otro lado, Cantat-Gaudin et al. (2018), haciendo uso de datos Gaia DR2, establecieron una “distancia más probable” (*dmode*) de 7.6 kpc.

Parámetros espaciales

Los círculos azules (ver Fig. 4.7) ilustran a las estrellas de la SPS distribuidas de manera uniforme sobre la región del cúmulo. El estudio de densidad estelar revela una clara sobre-densidad $\rho_o/\rho_{out} \approx 3$ ubicando la coordenadas de máxima densidad en $l = 149.74$, $b = -00.20$. El radio angular fue calculado en un valor $r = 3'.3$.

Espectroscopía

La Fig. 4.8 muestra los espectros de las estrellas más brillantes de Juchert 19. A partir de estos nos fue posible clasificar a 2MASS J04021860+5226153 como B1-2 V y J04021886+5226197 como B0.2 V-III. Ambos espectros resultan similares pero adicionalmente en el segundo se observa la línea HeII $\lambda 4686$ y de manera marginal la línea de HeII $\lambda 4542$. Este hecho indica que la estrella J04021886+5226197 resulta ser más temprana. Teniendo en cuenta los criterios de luminosidad primarios para esta estrella (es decir, los efectos positivos en las relaciones SiIV 4089/HeI 4026–4144 y SiIV 4116/HeI 4121, y el efecto negativo en HeII 4686/HeI 4713) puede observarse que el SiIV $\lambda 4089$ se encuentra combinado con H δ en nuestros espectros. A su vez, es posible distinguir que el segundo par de líneas donde SiIV es más intenso que HeI y que HeII $\lambda 4686$ es casi similar a HeI $\lambda 4713$ (lo cual sugiere una CL mayor a V). Adicionalmente, presenta líneas HeI más amplias, lo que indica quizás binaridad. Este efecto, a su vez, imita al de una estrella intrínsecamente más brillante. Por tales motivos clasificamos la estrella más temprana como B0.2 V-III, que adoptamos como B0.0 III. Considerando que en el cálculo espectro-fotométrico se puede incurrir en errores grandes al utilizar estrellas masivas evolucionadas, tuvimos en cuenta únicamente la fuente con TE B1-2 V, adoptada como B1 V. Para ésta fuente calculamos un módulo de distancia ($V_o - M_V = 14.7$ (8.8 kpc) y un exceso de color de $E_{(B-V)} = 1.1$.

Fotometría

Los DCC y los DCM de Juchert 19 son presentados en la Fig. 4.7. En la imagen puede observarse el claro ajuste de la ZAMS con la selección de estrellas de la SPS. El exceso de color $E_{(B-V)}$ fue estimado

en 1.1, mientras que el módulo de distancia fue $(V_o - M_V) = 14.7$ (8.8 kpc). Adicionalmente, la posición de la SPS en relación a las isócronas en los DCM indican una edad nuclear de ~ 10 Ma.

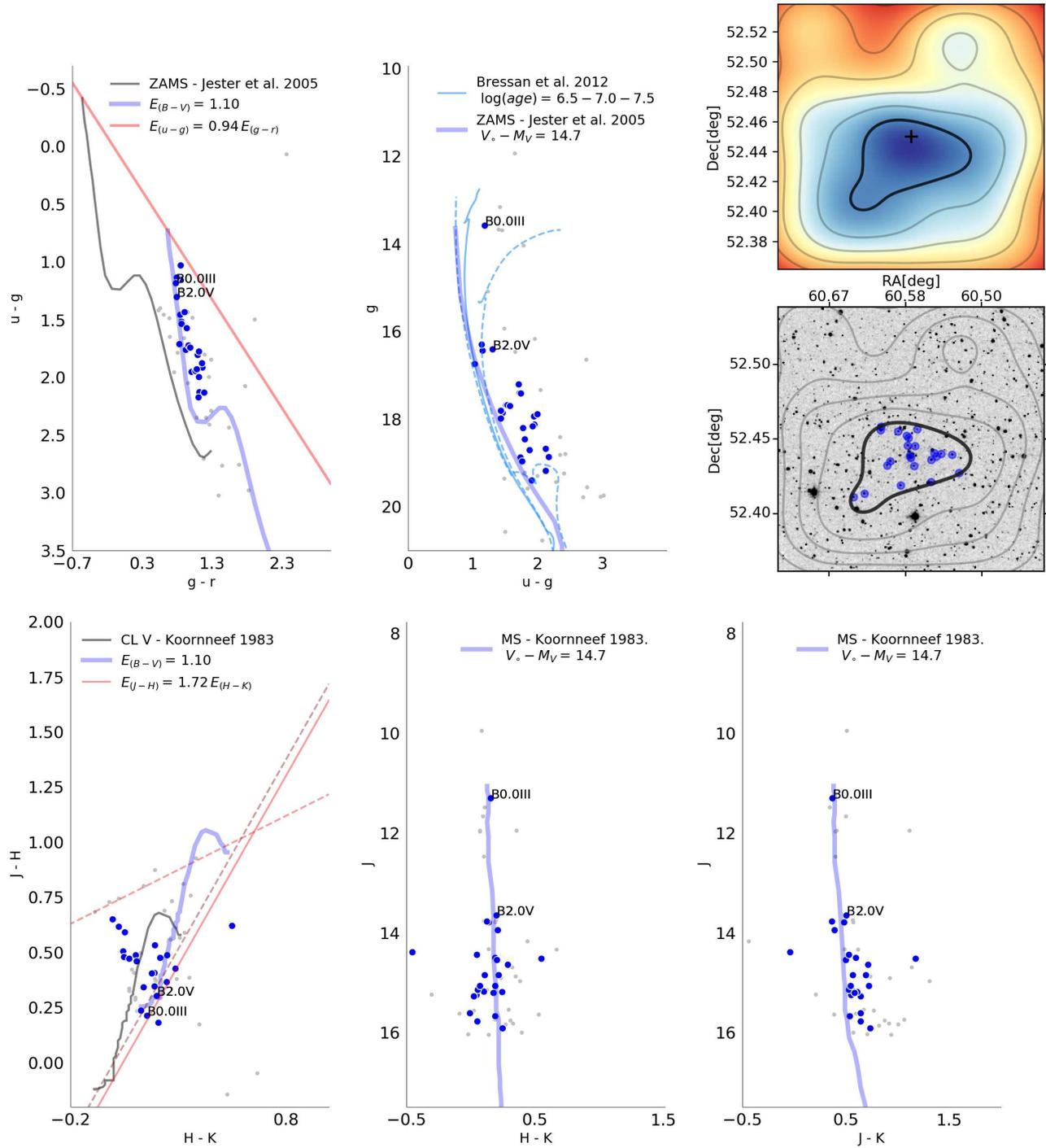


Figura 4.7. Juchert 19. Descripción similar a la Fig. 4.2.

4. Agrupaciones estelares seleccionadas

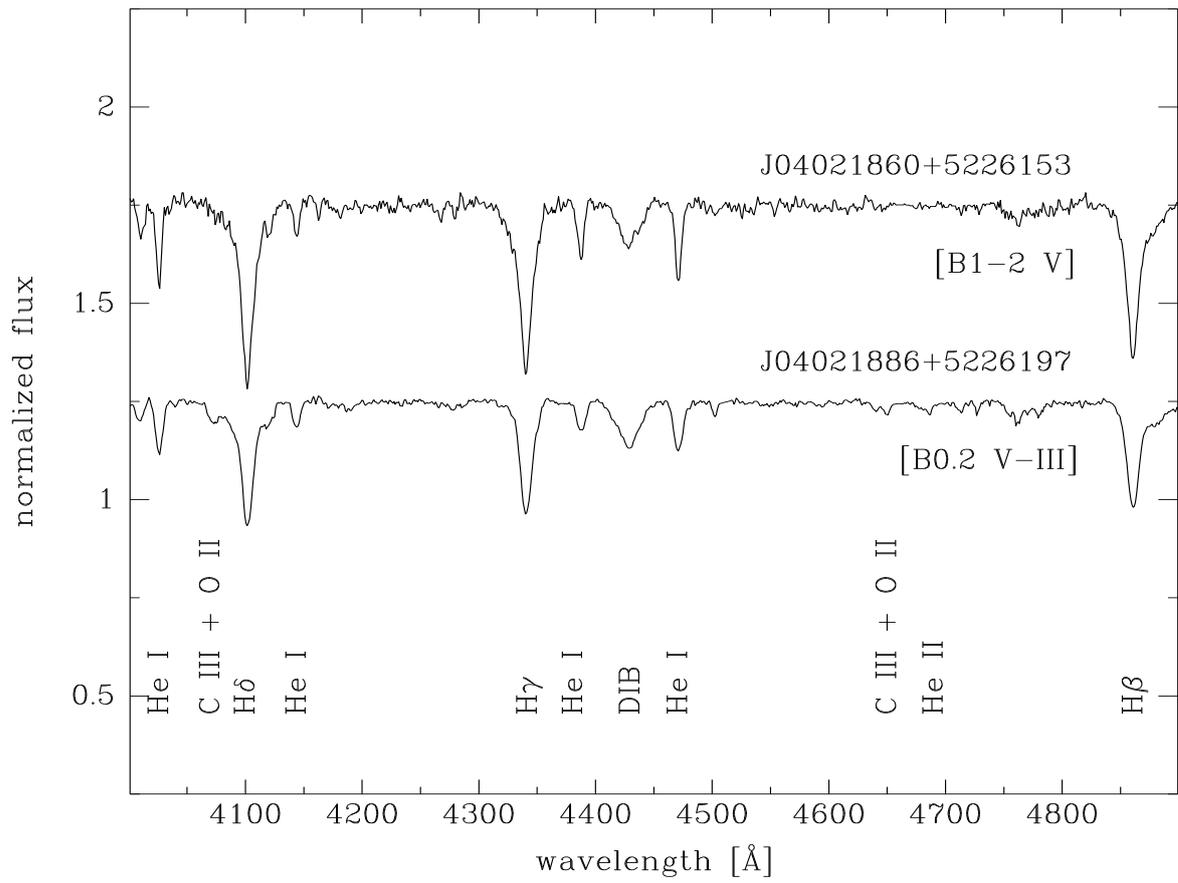


Figura 4.8. Espectros en la región del óptico para las dos estrellas de Juchert 19.

4.5. Czernik 7

Estudios previos

Camargo et al. (2009) y el MWSC muestran resultados similares para Czernik 7. Ambos trabajos estimaron una edad nuclear de entre 1–10 Ga lo cual corresponde a un objeto relativamente evolucionado. A su vez, consideraron un exceso de color de $E_{(B-V)} \approx 0.65$ y lo situaron a una distancia de aproximadamente 3 kpc ($V_o - M_V = 12.4$).

Parámetros espaciales

La Fig. 4.9 de Czernik 7 muestra las estrellas de la SPS situadas en la región central del cúmulo abierto. Del análisis de densidad estelar para esta región obtuvimos las coordenadas de centro ($l = 131.16$, $b = +00.53$), el tamaño angular ($r = 3'.3$) y una relación de sobre-densidad $\rho_o/\rho_{out} \approx 7.8$.

Espectroscopía

Los espectros adquiridos de las dos estrellas más brillantes de la región, 2MASS J02030903+6215549 y J02030876+6214325, nos permitieron establecer para ambas un TE B. Clasificamos el primero como B2.5 V debido a que la línea SiIII $\lambda 4553$ todavía se encuentra presente, mientras que la línea HeI $\lambda 4121$ resulta ser más intensa que la SiII $\lambda 4128 - 30$. Con respecto a J02030876+6214325 encontramos intensidades similares de las líneas MgII y HeI, indicando así un TE B7 V. Los parámetros espectro-fotométricos medios obtenidos utilizando ambas estrellas reflejan un valor de módulo de distancia de 12.88 (3.8 kpc) y un exceso de color de $\overline{E_{(B-V)}} = 0.7$.

Fotometría

A partir de la ubicación de la selección de las estrellas que componen la SPS sobre los diagramas fotométricos (ver Fig. 4.9) estimamos el módulo de distancia y $E_{(B-V)}$. Encontramos un resultado similar para el módulo de distancia, 12.8 (3.6 kpc), y el mismo valor para el exceso de color que aquellos calculados usando la técnica espectro-fotométrica. La edad nuclear fue estimada en ~ 30 Ma. Este cúmulo abierto resulta presentar una población PSP correspondiente a una edad de contracción de 10–30 Ma.

Astrometría

La Fig. 4.31 muestra el resultado del análisis de los datos astrométricos proporcionados por Gaia. En la misma se observa la dispersión en torno al cálculo del valor medio para la distancia (3.4 ± 1.0 kpc). Este valor es consistente con los obtenidos a partir del cálculo espectro-fotométricos y el estimado mediante el análisis fotométrico. En la Fig. 4.9 puede observarse que la distribución de estrellas seleccionadas para este análisis (cuadrados azul oscuro) se corresponden con la selección de la SPS.

4. Agrupaciones estelares seleccionadas

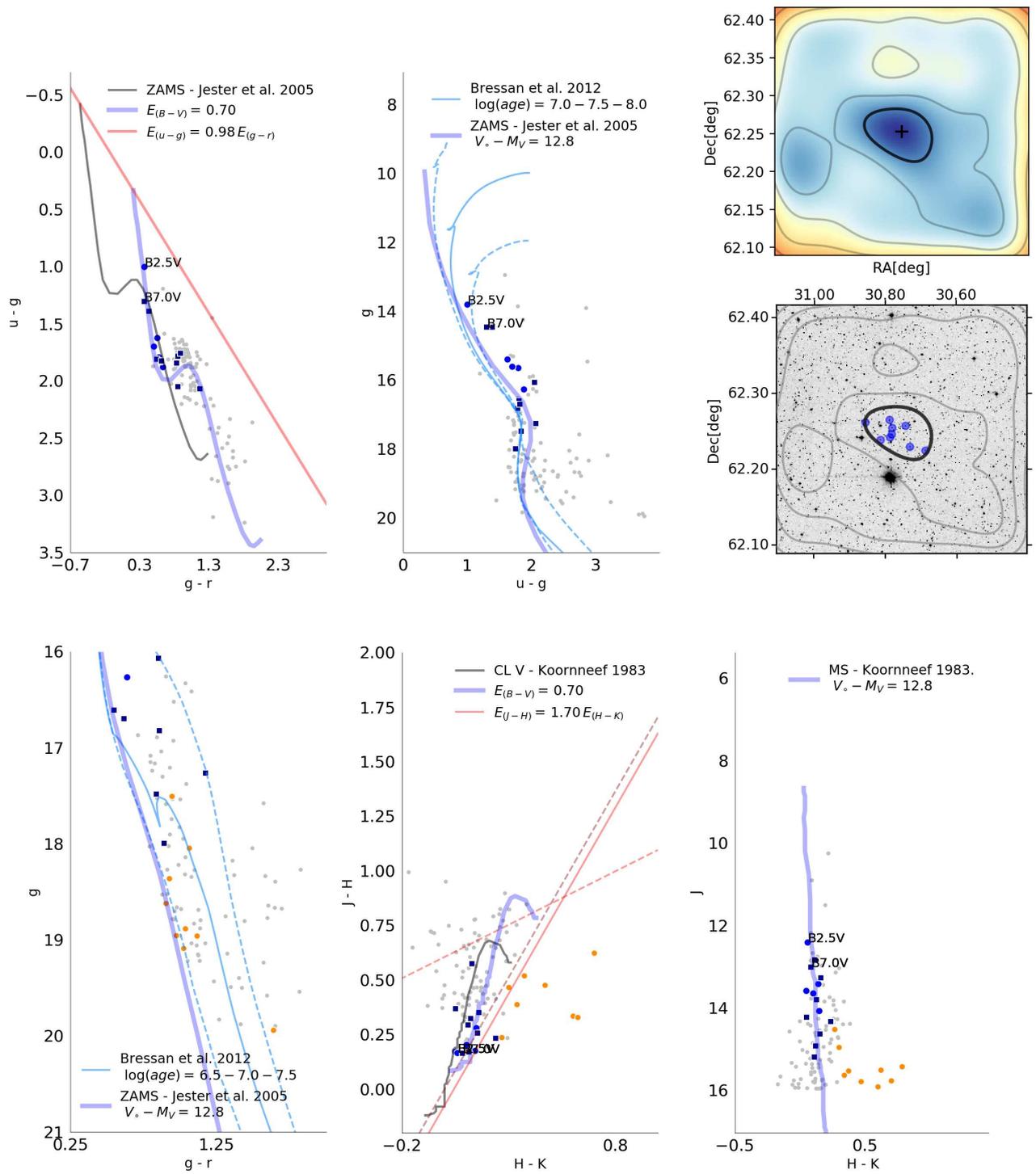


Figura 4.9. Czernik 7. Descripción similar a la Fig. 4.2.

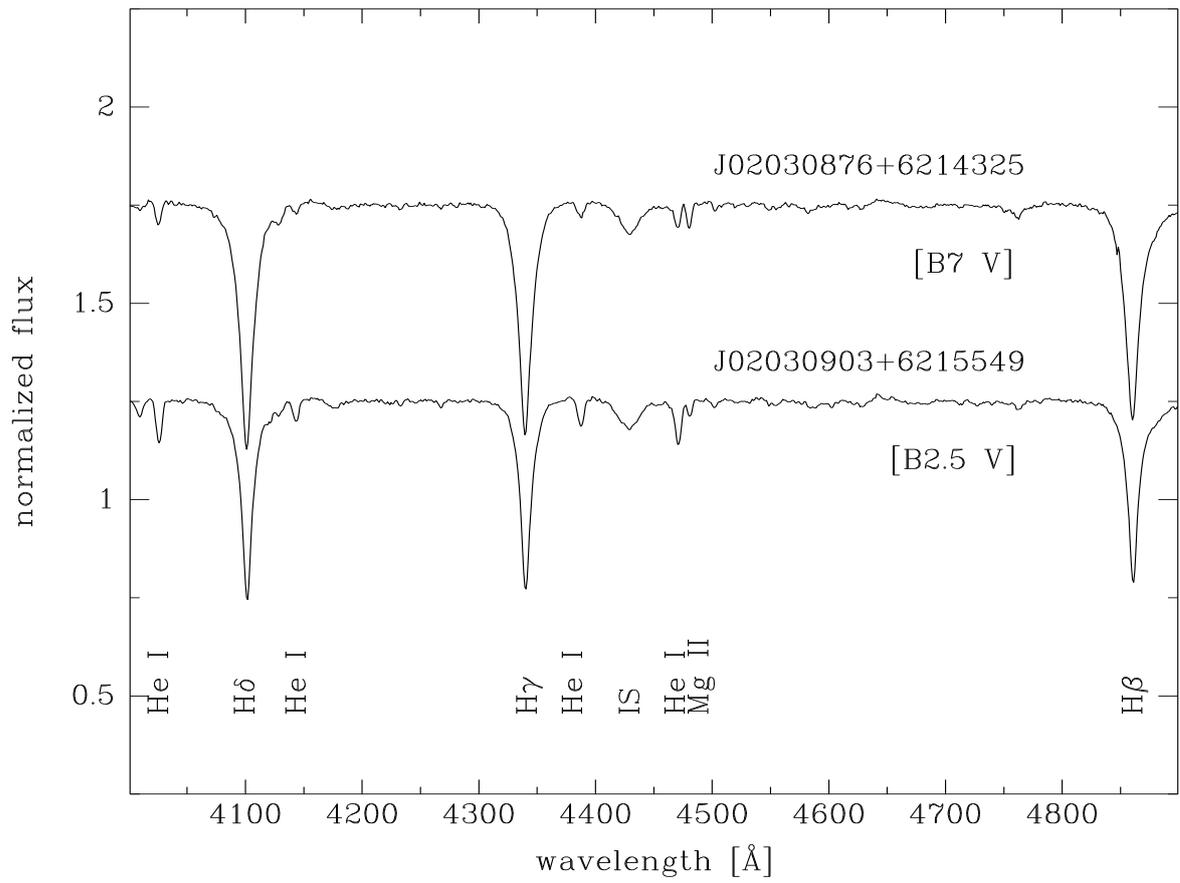


Figura 4.10. Espectro para la región del óptico de las dos estrellas ubicadas en Czernik 7.

4.6. Czernik 6

Estudios previos

Czernik 6 fue estudiado por Bisht et al. (2016), en donde haciendo uso de datos fotométricos *UBVI*, estimaron una distancia de 2.7 kpc ($V_o - M_V = 12.1$) y un exceso de color de 0.26. Camargo et al. (2009), mediante el análisis de datos de 2MASS, arribaron a un resultado de distancia de 5.0 kpc ($V_o - M_V = 13.5$) con un exceso de color de 0.48. Estos valores muestran amplias diferencias que adicionalmente se reflejan en la edad calculada. Bisht et al. (2016) estimaron una edad de 10 Ma, mientras que Camargo et al. (2009), presentaron en su trabajo una edad de 100 Ma. Por su parte el MWSC lo ubica a una distancia de 1.4 kpc ($V_o - M_V = 10.8$), mientras que Cantat-Gaudin et al. (2018) calcularon una “distancia más probable” (*dmode*) de 2.6 kpc a partir del análisis de datos Gaia.

Parámetros espaciales

La ubicación de las estrellas que componen a la SPS muestra una clara distribución central en torno a la coordenada de máxima densidad estelar ($l = 130.89$, $b = +01.06$), como se ilustra con círculos azules en la Fig. 4.11. Del análisis de densidad estelar obtuvimos una relación de sobre-densidad $\rho_o/\rho_{out} \approx 3.2$, y un tamaño angular $r = 3'3$.

Espectroscopía

En la Fig. 4.12 presentamos nuestras observaciones espectroscópicas que revelan la presencia de dos estrellas de TE B en Czernik 6. La primera, 2MASS J02020959+6250588, se clasificó como B2 V ya que la línea MgII $\lambda 4481$ es claramente visible y más intensa que las líneas SiIII. La segunda estrella, J02020467+6249397, resulta ser de TE B5 V. Esta fuente presenta la línea SiII $\lambda 4128 - 32$ similar a la línea HeI $\lambda 4121$, y la línea HeI $\lambda 4471$ es más intensa que el MgII $\lambda 4481$. Usando ambas fuentes calculamos valores medios para el módulo de distancia en 12.7 (3.5 kpc) y para el exceso de color en 0.58.

Fotometría

Para Czernik 6 observamos que los valores obtenidos en el cálculo espectro-fotométrico reflejan un ajuste consistente con la distribución estelar en relación al análisis fotométrico. En los DCC y DCM (ver Fig. 4.11) se observa la correspondencia entre ambas técnicas. La distancia fue estimada en 3.1 kpc ($V_o - M_V = 12.5$) y el exceso de color en 0.6. A su vez, la posición de la distribución de las SPS en relación a las isócronas indica una edad nuclear de 10–30 Ma. Dado que los datos en el IR también revelan rastros de una población de estrellas PSP inferimos una edad de contracción también de 10–30 Ma.

Astrometría

Las fuentes seleccionadas para el análisis de datos Gaia se ilustran con cuadrados azul oscuro en la Fig. 4.11. En la misma, puede observarse que la distribución de estas estrellas se corresponde con las de la SPS. La Fig. 4.31, muestra el resultado del análisis, de donde se desprende una distancia de 2.7 ± 0.5 kpc.

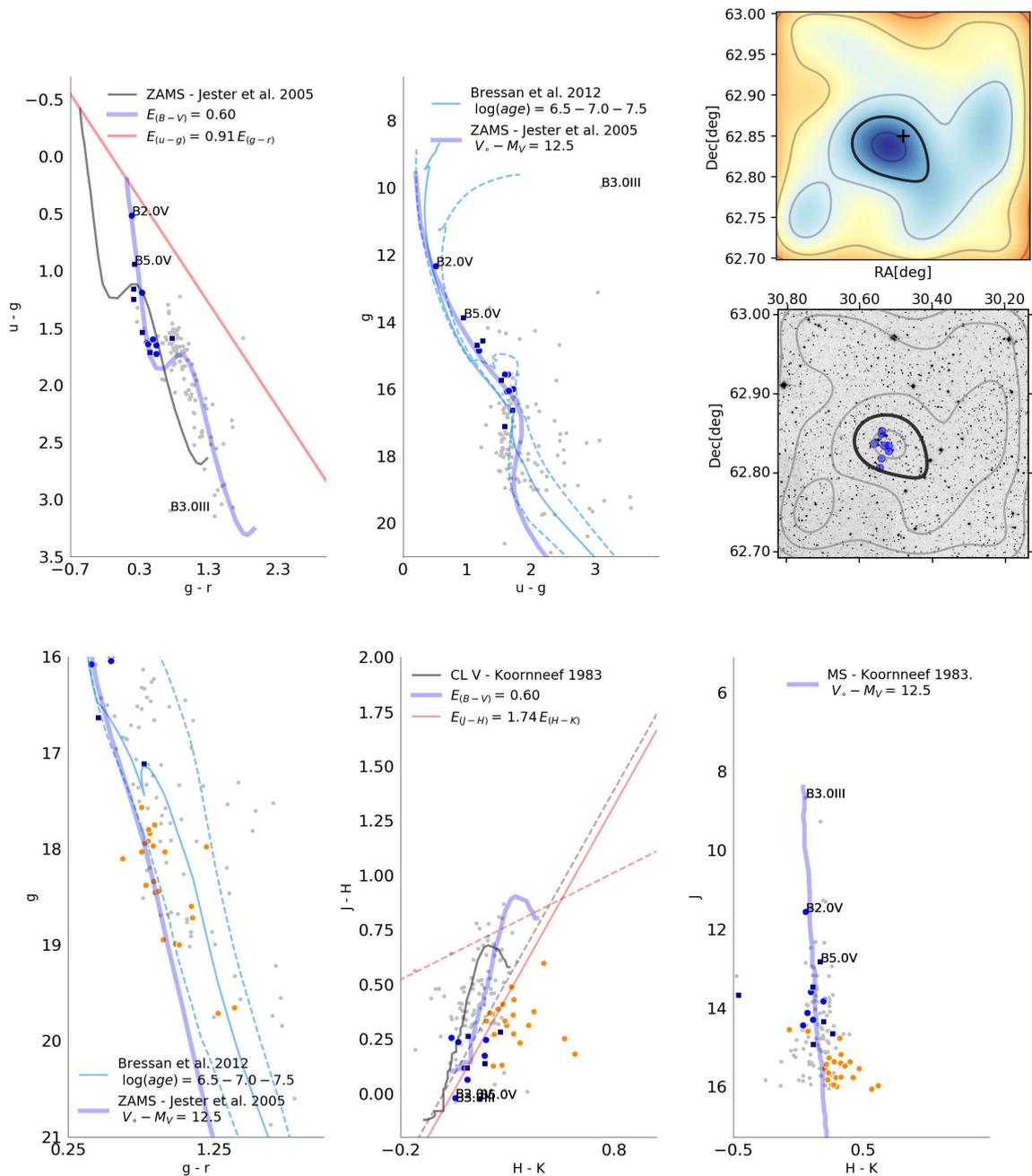


Figura 4.11. Czernik 6. Descripción similar a la Fig. 4.2.

4. Agrupaciones estelares seleccionadas

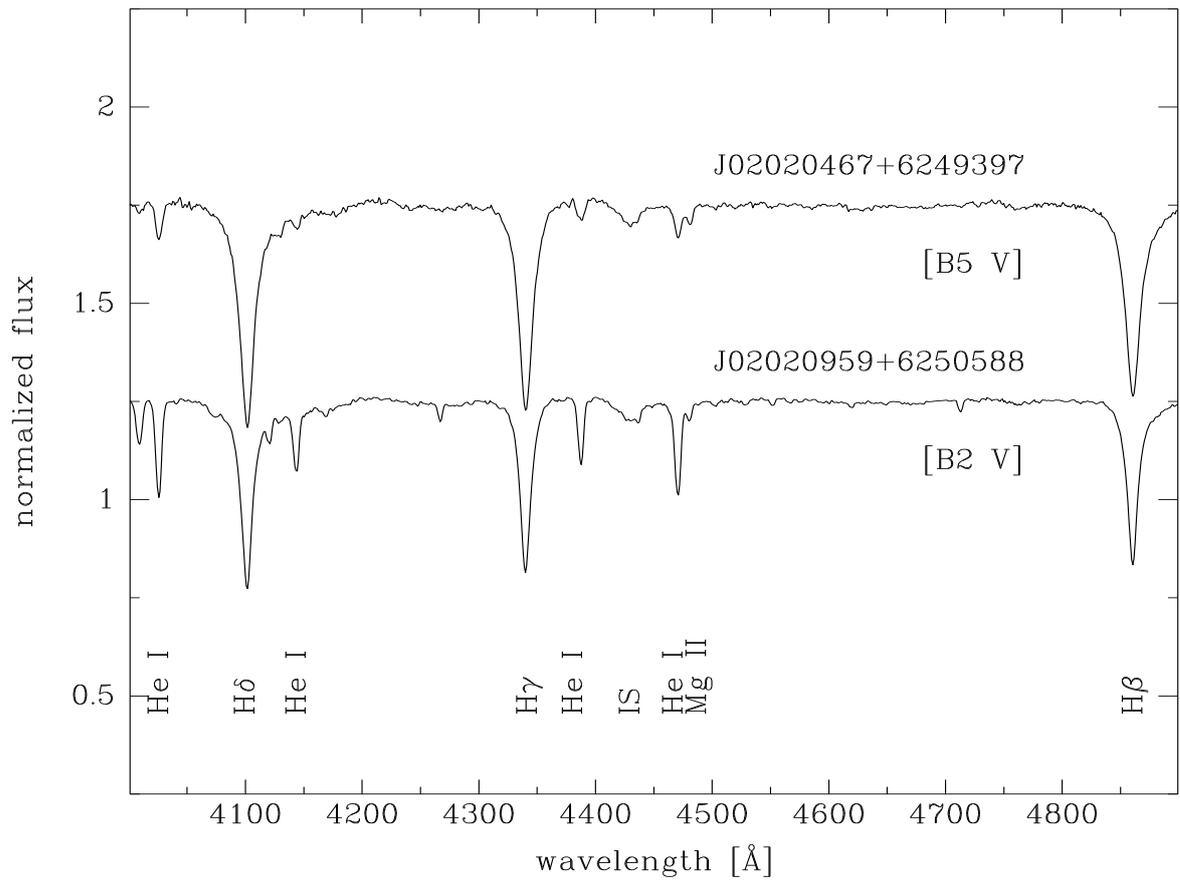


Figura 4.12. Espectros para la región del óptico de las dos estrellas Czernik 6.

4.7. Czernik 5

Estudios previos

Los parámetros listados en el MWSC para Czernik 5 nos presentan a este cúmulo estelar como relativamente evolucionado (400 Ma). Los autores estimaron el exceso de color en $E_{(B-V)} = 1.099$, mientras para el módulo de distancia establecieron un valor de $(V_o - M_V) = 11.9$ ubicándolo a una distancia de 2.4 kpc.

Parámetros espaciales

Como se observa en la Fig. 4.13 la distribución de estrellas de la SPS, graficadas con círculos azules, se concentra principalmente en la región central. Las coordenadas de centro fueron calculadas en $l = 130.55$, $b = -00.56$. Para Czernik 5 detectamos una sobre-densidad estelar $\rho_o/\rho_{out} \approx 12.8$ y un radio angular $r = 2'.2$.

Espectroscopía

Nuestros datos espectroscópicos nos permitieron detectar la presencia de una pequeña población de estrellas de tipo B tardío. En la Fig. 4.14 es posible apreciar las características principales de ambos espectros, a partir de los cuales clasificamos a 2MASS J01554505+6121177 como una estrella tipo B7 Ve y J01553688+6121524 como B8-9 V. Las intensidades de la línea de MgII $\lambda 4481$ y la de HeI $\lambda 4471$ resultan casi similares en ambos espectros, sin embargo, en el primero se observa la línea de H α en emisión. A partir del cálculo espectro-fotométrico el valor medio del módulo de distancia fue $(\overline{V_o - M_V}) = 11.2$ (1.7 kpc) y el del exceso de color $\overline{E_{(B-V)}} = 1.15$.

Fotometría

La Fig. 4.13 muestra los diagramas fotométricos para Czernik 5. La distribución de estrellas de la SPS, para la estimación de exceso de color ($E_{(B-V)} = 1.1$), resulta estar en acuerdo con el calculado a partir de los espectros. Sin embargo, el análisis de datos fotométricos en conjunto con el realizado a partir de los datos Gaia presentan resultado disímiles a aquellos calculados a partir de los datos espectroscópicos para la distancia. La estimación fotométrica sugiere una distancia de 3.7 kpc ($V_o - M_V = 12.8$), en acuerdo con el calculado utilizando datos Gaia. Por otro lado, a partir de la distribución de estrellas de la SPS junto con aquellas seleccionadas para el análisis de distancia de datos Gaia estimamos para este cúmulo una edad nuclear de ~ 100 Ma.

Astrometría

Del análisis de datos Gaia obtuvimos una distancia de 3.7 ± 0.5 kpc. La Fig. 4.31, muestra el resultado en donde las fuentes seleccionadas, representadas con cuadrados azul oscuro, se corresponde con las de la SPS de la Fig. 4.13.

4. Agrupaciones estelares seleccionadas

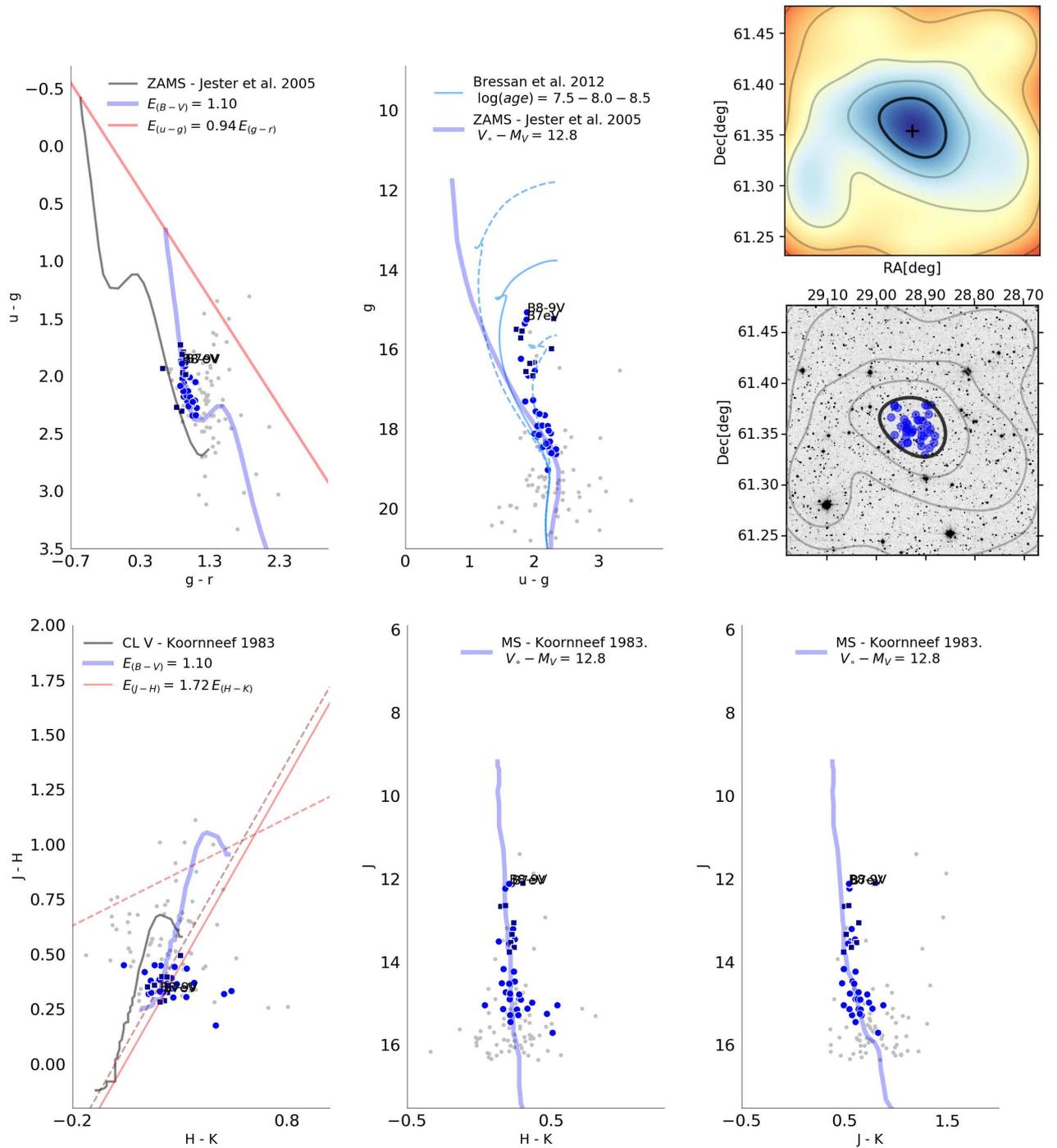


Figura 4.13. Czernik 5. Descripción similar a la Fig. 4.2.

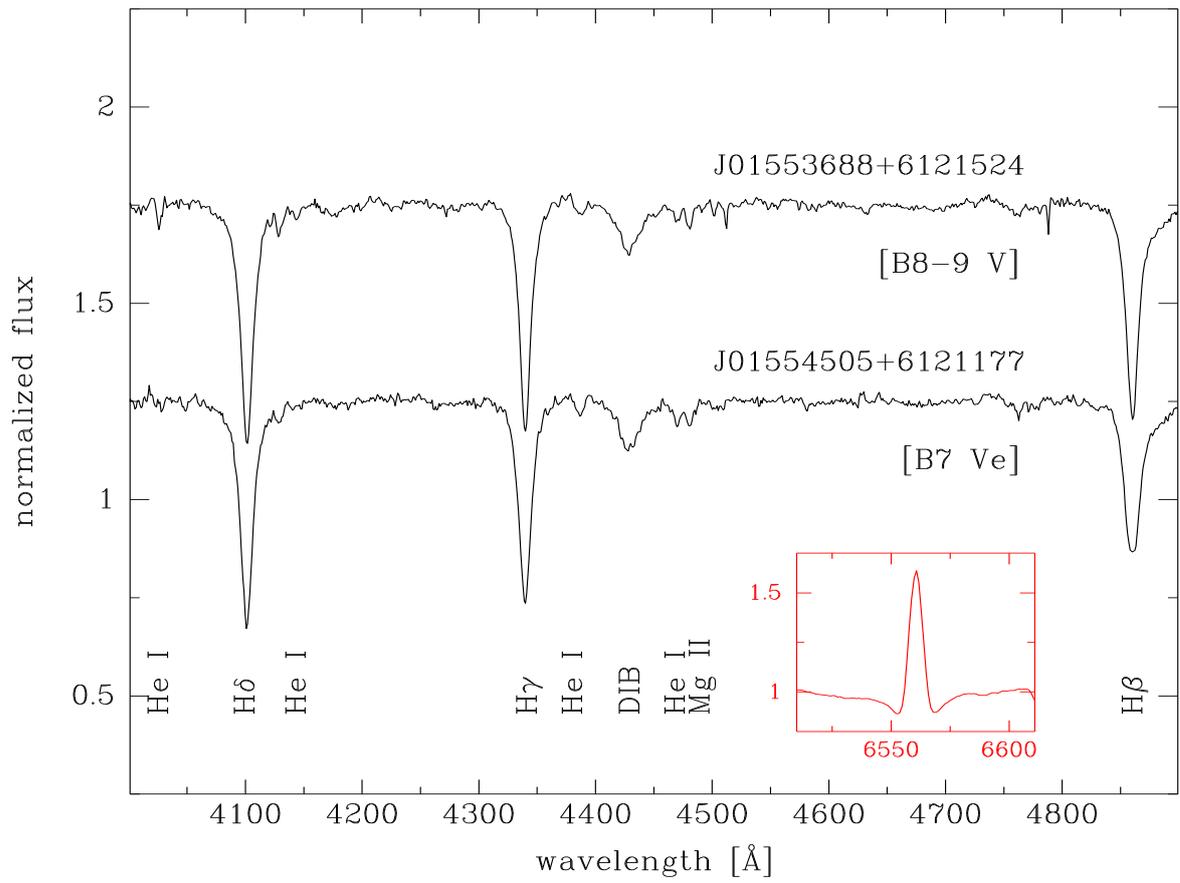


Figura 4.14. Espectros para la región del óptico de las dos estrellas en Czernik 5. La imagen interna en rojo muestra el perfil de emisión H α observado en las estrellas Be.

4.8. Berkeley 7

Estudios previos

Berkeley 7 es un cúmulo ampliamente estudiado tanto con datos fotométricos ópticos como IR. La literatura muestra diferentes resultados de análisis fotométricos y a su vez carencia de información espectroscópica. Phelps & Janes (1994) realizaron uno de los primeros estudios sobre este objeto en donde utilizaron fotometría CCD en las bandas UBV . Por otro lado, Dambis et al. (2017) hicieron uso de datos del “The INT Photometric H α Survey of the Northern Galactic Plane” (IPHAS) y APASS para comparar sus resultados de excesos de color, distancias y edades con otros cúmulos abiertos jóvenes y bien estudiados. Perren et al. (2015), a partir de una técnica de análisis automatizada, obtuvieron resultados para un radio fijado manualmente utilizando las bandas BV . Lata et al. (2014) tomaron observaciones en las bandas $UBVRI$ y derivaron resultados de distancia, exceso de color y edad. Estos trabajos revelan los siguientes rangos en los parámetros: distancia de 1.8 a 2.6 kpc ($V_o - M_V = 11.3 - 12.1$), $E_{(B-V)}$ aproximadamente 0.74 – 0.8 y una edad ~ 20 Ma. El MWSC ubica a este cúmulo abierto a una distancia de 2.6 kpc ($V_o - M_V = 12.3$) y un $E_{(B-V)} = 0.8$. Finalmente, Cantat-Gaudin et al. (2018) a partir del uso de datos Gaia DR2 situaron a Berkeley 7 a una distancia (d_{mode}) de 2.7 kpc.

Parámetros espaciales

La Fig.4.15 muestra el mapa de densidad estelar donde pueden observarse los círculos azules, que representan a las estrellas de la SPS, situadas en la región central del cúmulo estelar, entorno a las coordenadas de máxima densidad estelar ($l = 130.14$, $b = +00.38$). Para este objeto, calculamos una sobre densidad $\rho_o/\rho_{out} \approx 4.5$ y un radio angular de $3'.7$.

Espectroscopía

Para Berkeley 7 también realizamos observaciones espectroscópicas sobre tres estrellas en la región. Las fuentes se identifican como 2MASS J01541534+6221552, J01541292+6222398 y J01541267+6222454. De los resultados del análisis espectroscópico concluimos, en todos los casos, que se tratan de estrellas de TE B. J01541534+6221552 se clasificó como una estrella B1.5 III ya que la intensidad de la línea SiIII $\lambda 4553$ es comparable a la de MgII $\lambda 4481$ y las líneas de Balmer se muestran estrechas. De hecho estas líneas fueron las más estrechas de nuestra muestra. El espectro de J01541292+6222398 muestra características de un TE más tardío debido a que la línea SiIII resulta ser más débil que la de MgII, por lo tanto se estableció un TE B2 V. El espectro correspondiente a la estrella J01541267+6222454 resultó ser más ruidoso (ver Fig. 4.16) por lo que decidimos excluirlo para la consideración de los parámetros fundamentales. Sin embargo, se pudieron identificar algunas características y lo adoptamos con el TE B3-5 V debido a que todavía es posible observar el HeI $\lambda 4471$ más intensamente que el MgII $\lambda 4481$. Los cálculos espectro-fotométricos fueron realizados haciendo uso de las fuentes con

TE B1.5 III y B2 V. El motivo por el cual decimos incluir en este caso a la fuente con CL III fue, básicamente, por que sus valores eran consistentes con aquellos derivados para la B2 V, las estimaciones fotométricas y los resultados del análisis de datos Gaia. El valor medio para el módulo de distancia fue $\overline{(V_o - M_V)} = 12.52$ (3.2 kpc) y para el exceso de color $\overline{E_{(B-V)}} = 0.84$.

Fotometría

El análisis fotométrico y los TE establecidos muestran a este objeto como un cúmulo estelar relativamente joven (ver Fig. 4.15). Los valores de módulo de distancia $(V_o - M_V) = 12.5$ (3.1 kpc) y exceso de color $E_{(B-V)} = 0.75$, estimados a partir de este análisis, resultan estar en acuerdo con aquellos derivados del cálculo espectro-fotométrico. La edad nuclear estimada fue de ~ 30 Ma. También identificamos una población PSP a partir de la cual establecimos una edad similar (~ 30 Ma).

Astrometría

Del análisis de datos Gaia obtuvimos una distancia de 3.0 ± 0.4 kpc. La distribución de las fuentes seleccionadas, representadas con cuadrados azul oscuro en la Fig. 4.15, muestran un claro acuerdo para el valor de distancia estimado a partir de las distintas técnicas (ver Fig. 4.31). La Fig. 4.31 muestra el resultado del análisis en donde a su vez se representa la distancia estimada a partir del análisis fotométrico.

4. Agrupaciones estelares seleccionadas

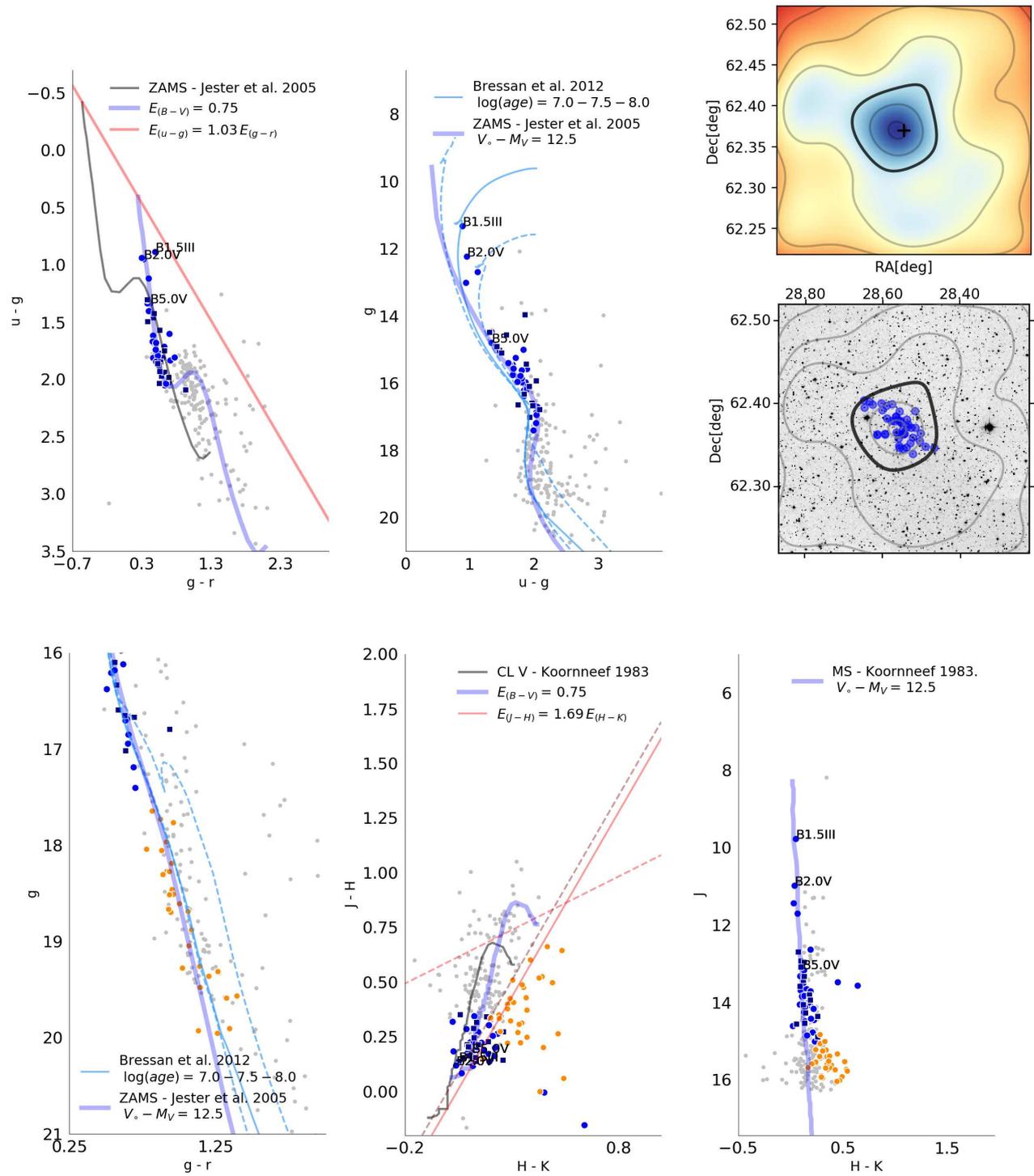


Figura 4.15. Berkeley 7. Descripción similar a la Fig. 4.2.

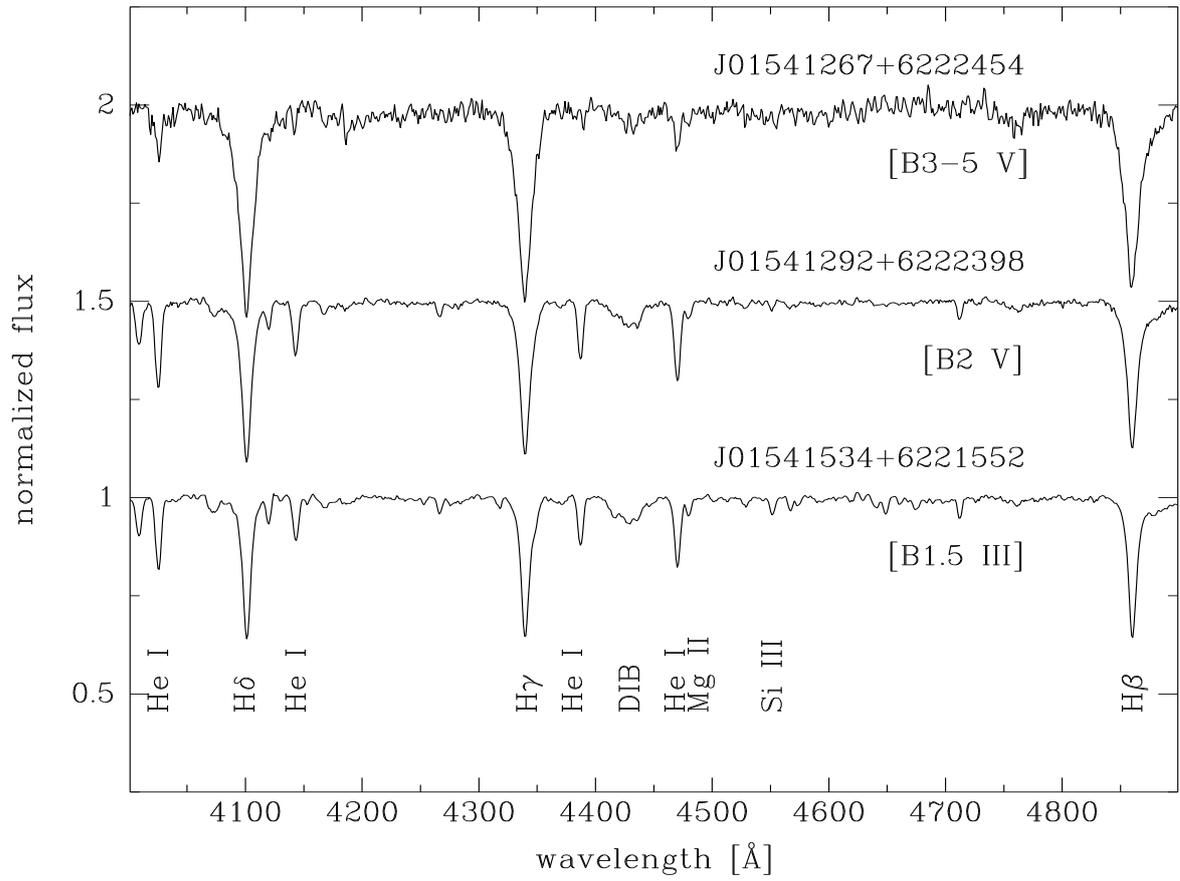


Figura 4.16. Espectros en el óptico para las tres estrellas de Berkeley 7.

4.9. NGC 659

Estudios previos

NGC 659 es un cúmulo estelar joven estudiado por primera vez por Steppe (1974). Mediante el uso de fotometría en las bandas *UGR* los autores derivaron distancias de 2.3 a 3 kpc ($V_o - M_V = 11.8 - 12.4$). Posteriormente Phelps & Janes (1994), usando fotometría CCD en el sistema *UBV*, estimaron una edad de 22 Ma, una distancia de 3.5 kpc ($V_o - M_V = 12.7$) y un $E_{(B-V)} \approx 0.63$. Recientemente Dambis et al. (2017), basado en datos fotométricos de IPHAS y APASS, derivaron una distancia de ~ 2.7 kpc ($V_o - M_V = 12.16$) y $E_{(B-V)} \approx 0.74$. En particular el MWSC coloca a esta agrupación estelar a 2.3 kpc de distancia ($V_o - M_V = 11.8$) con un exceso de color de 0.95 y una edad de ~ 60 Ma. Finalmente, Cantat-Gaudin et al. (2018) utilizaron datos Gaia DR2 para establecer una distancia (*dmode*) de ~ 3.2 kpc.

Parámetros espaciales

Nuestro estudio de sobre-densidad estelar presenta la mayoría de las estrellas de la SPS concentradas hacia el centro del cúmulo ($l = 129.37$, $b = -01.53$). El análisis realizado revela un cociente de densidad $\rho_o/\rho_{out} \approx 4.8$ y un radio angular $r = 4'8$.

Espectroscopía

Los datos espectroscópicos se obtuvieron de Mathew & Subramaniam (2011). Los autores catalogaron tres estrellas de tipo B: dos B1e V (2MASS J01442268+6040434 y 01442808+6040033) y una B2e V (J01443316+6040564). Debido a que la fotometría SDSS resulta saturada para ambas estrellas B1e V hicimos solo uso de la estrella B2e V para calcular el módulo de distancia espectro-fotométrico $V_o - M_V = 12.68$ (3.4 kpc) y el exceso de color $E_{(B-V)} = 0.79$.

Fotometría

La Fig. 4.17 muestra los diagramas fotométricos construidos con las estrellas dentro de la región de estudio, donde los círculos azules corresponden a la selección de fuentes de la SPS y los cuadrados azul oscuro indican las fuentes derivadas del análisis de datos Gaia DR2. Las estimaciones de los parámetros fundamentales del cúmulo refleja una distancia de 3.2 kpc ($V_o - M_V = 12.5$) y $E_{(B-V)} = 0.80$. Los diagramas fotométricos en IR también muestran una distribución coherente para las tres estrellas con clasificación espectral tanto en el DCC como en el DCM, así como de la SPS (ver Fig. 4.17). Adicionalmente, estimamos una edad nuclear entre 10–30 Ma y de la población de estrellas PSP un edad de contracción ~ 10 Ma.

Astrometría

Analizando las estrellas dentro de la región de estudio haciendo uso de datos Gaia DR2 calculamos una distancia de 3.2 ± 0.4 kpc. En particular, los resultados para la estrella B2 V están de acuerdo con las estimaciones fotométricas y los resultados del análisis de datos de Gaia.

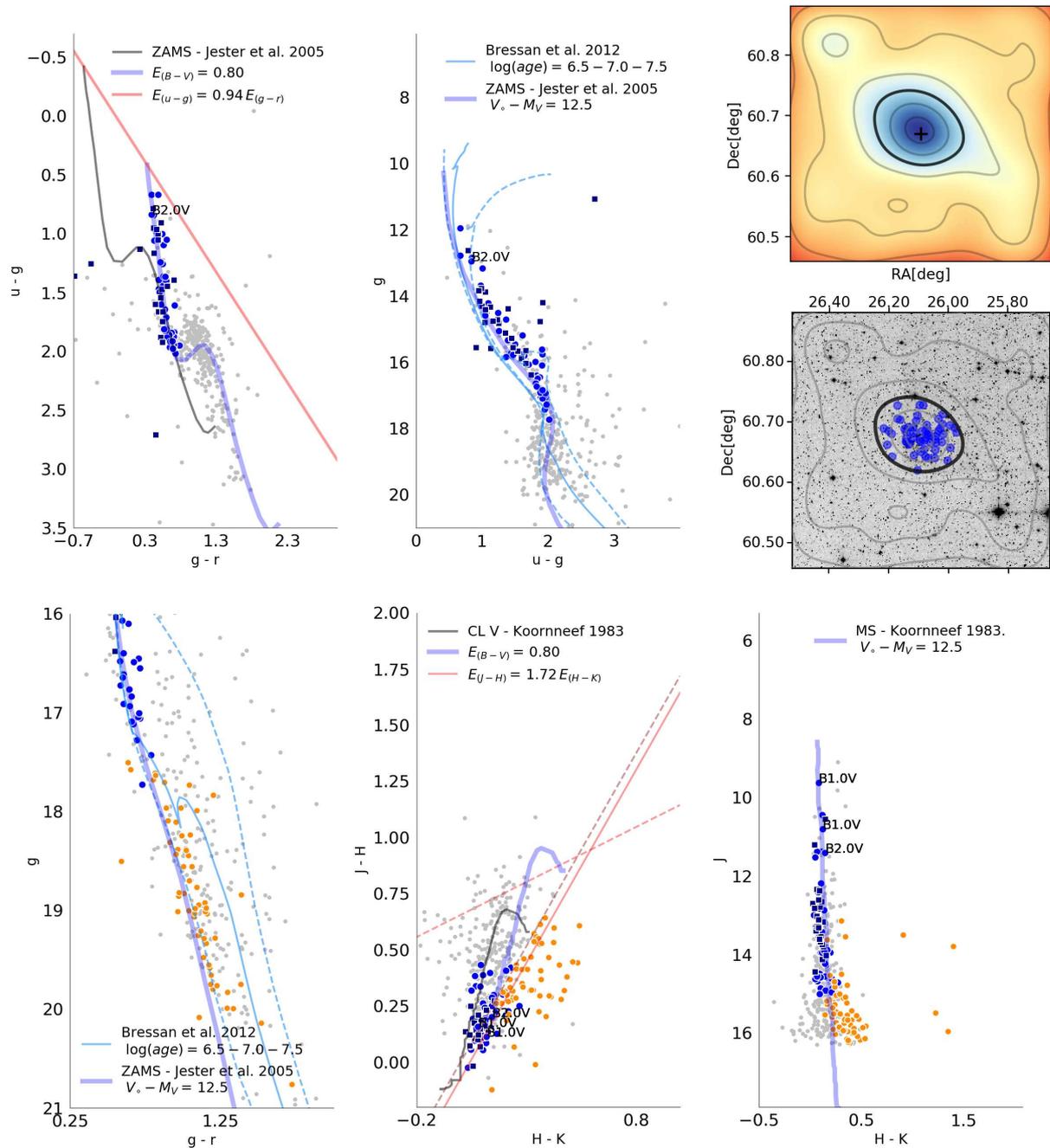


Figura 4.17. NGC 659. Descripción similar a la Fig. 4.2.

4.10. NGC 654

Estudios previos

NGC 654 fue estudiado utilizando fotometría fotoeléctrica en las bandas UBV por Huestamendia et al. (1993). Este trabajo refleja un valor para el módulo de distancia de $(V_o - M_V) = 12$ (2.5 kpc), un rango amplio en exceso de color $E_{(B-V)} = 0.74 - 1.19$ y una edad de 14 Ma. A su vez, Phelps & Janes (1994) estudiaron este cúmulo a partir de fotometría CCD en el sistema UBV calculando una distancia, exceso de color y edad de 3.5 kpc ($V_o - M_V = 12.15$), 0.90 y 8–25 Ma, respectivamente. Dambis et al. (2017) estimó 2.5–2.7 kpc para la distancia ($V_o - M_V = 12 - 12.2$), un exceso de color de $E_{(B-V)} \approx 0.8$ y una edad de ~ 30 –100 Ma. Por otra parte el MWSC lista los siguientes parámetros para este cúmulo estelar: distancia ~ 1.7 kpc ($V_o - M_V = 11.2$), $E_{(B-V)} = 0.75$ y edad ~ 20 Ma. Recientemente, Cantat-Gaudin et al. (2018) derivaron una distancia (d_{mode}) de 2.9 kpc usando datos astrométricos de Gaia DR2.

Parámetros espaciales

Para NGC 654 las coordenadas de centro calculadas lo ubican en $l = 129.08$, $b = -00.36$ en donde las estrellas de la SPS se observan en la Fig. 4.18 concentradas en la región central del cúmulo abierto. Del análisis de densidad estelar calculamos un cociente de densidad $\rho_o/\rho_{out} \approx 8.1$ y un radio angular $r = 7'.1$.

Espectroscopía

Encontramos 31 estrellas de tipo B en la literatura en la región NGC 654 (ver Tabla 4.2). Del cálculo de distancias espectro–fotométricas individuales, para cada fuente con TE, encontramos una dispersión significativa. Consecuentemente consideramos la posición de estas estrellas en los diagramas fotométricos, la distancia espectro–fotométrica individualmente calculada y la distancia derivada del análisis de datos de Gaia DR2 (3.0 ± 0.3 kpc), para seleccionar diez fuentes con TE B y derivar valores medios a partir del cálculo espectro–fotométrico. De esta forma calculamos para la distancia y el exceso de color: $(\overline{V_o - M_V}) = 12.5$ (3.1 kpc) y $\overline{E_{(B-V)}} = 0.9$. Las diez estrellas consideradas en los cálculos espectro–fotométricos se muestran con cuadrados violetas en la Fig. 4.18.

Fotometría

Los DCC y DCM se observan en la Fig. 4.18. Para el exceso de color estimamos $E_{(B-V)} = 0.75$, ligeramente inferior al resultado espectro–fotométrico, mientras que para el módulo de distancia, por lo anteriormente mencionado, estimamos un valor similar a aquel calculado para las diez estrellas con TE. Del ajuste de isócrona derivamos una edad nuclear de ~ 30 Ma. La población de estrellas PSP se indica en la Fig. 4.18 con círculos de color naranja a partir de los cuales obtuvimos una edad de contracción de 10–30 Ma.

Astrometría

Como mencionamos previamente el análisis realizado a partir de los datos astrométricos de Gaia DR2 (ver. Fig. 4.31) nos permitió situar este objeto a una distancia de 3.0 ± 0.3 kpc.

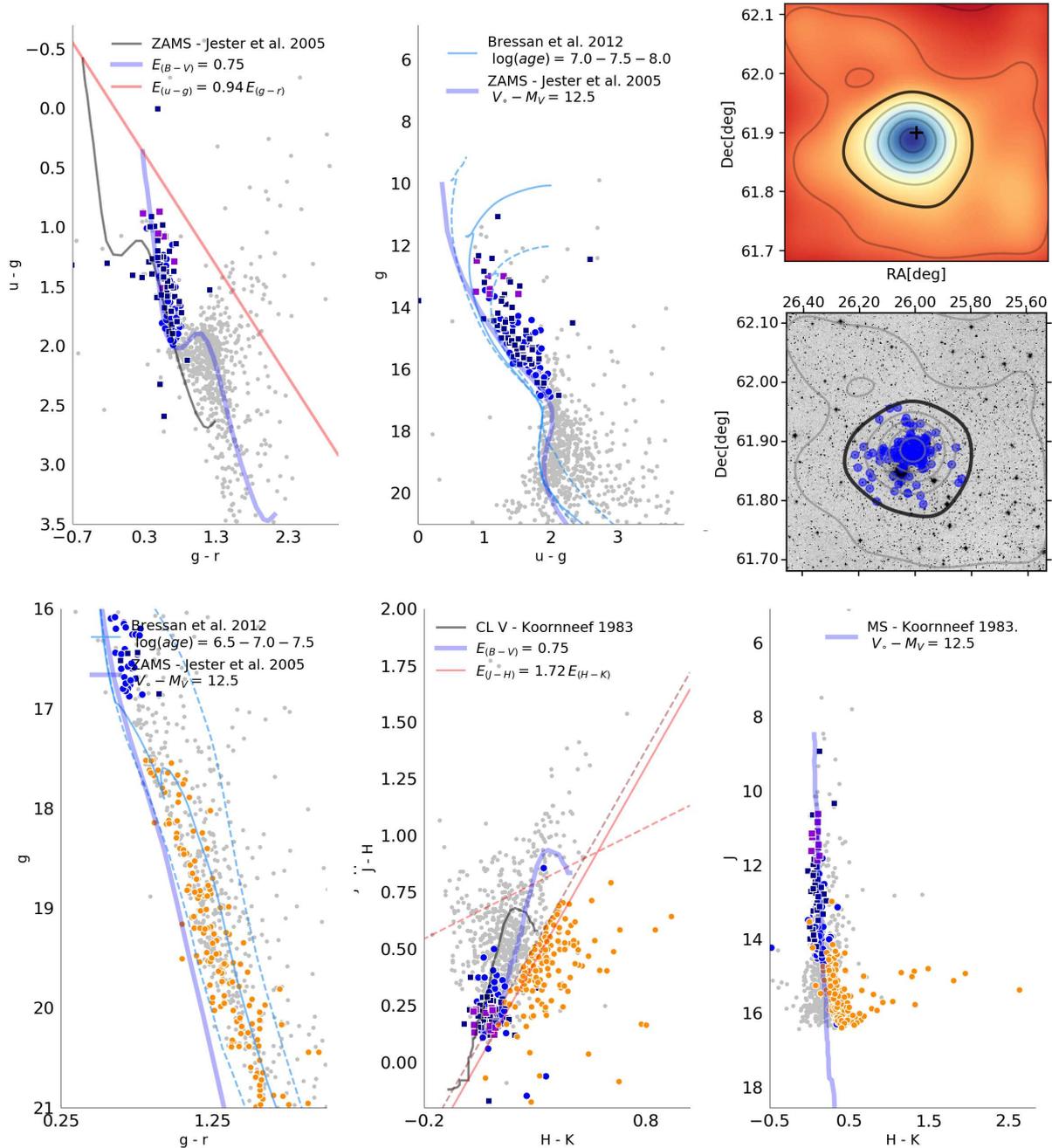


Figura 4.18. NGC 654. Descripción similar a la Fig. 4.2. Los cuadrados violetas indican las 10 estrellas con TE que fueron utilizadas en los cálculos espectro-fotométricos.

4.11. IRAS 23151+5912

Estudios previos

El cúmulo abierto IRAS 23151+5912 está ubicado al sureste de la nube molecular (Rodríguez-Esnard et al., 2014) y la región HII LBN 111.14-00.72, (Dubout-Crillon, 1976). Este objeto fue estudiado por Wouterloot & Brand (1989) y Sridharan et al. (2002), en donde los autores determinaron distancias cinemáticas de 5.57 y 5.7 kpc ($V_o - M_V = 13.7 - 13.8$), respectivamente. El cúmulo estelar se encuentra listado en el MWSC a una distancia de 2.9 kpc ($V_o - M_V = 12.3$), con un exceso de color de 1.25 y una edad de ~ 200 Ma.

Parámetros espaciales

La Fig. 4.20 muestra el mapa de densidad y la escasa cantidad de estrellas que componen la SPS. A partir del análisis de densidad estelar de esta región calculamos un cociente de densidad $\rho_o/\rho_{out} \approx 3.4$ ubicando las coordenadas de centro en $l = 111.23$, $b = -01.24$ y un radio angular $r = 2'.2$

Espectroscopía

Para la adquisición de datos espectroscópicos seleccionamos las dos estrellas más brillantes de la región de estudio, 2MASS J23171554+5929257 y J23171507+5929298. Ambas presentan características espectroscópicas similares a las estrellas B tempranas, como se puede ver en la Fig. 4.19. Un análisis detallado nos permite distinguir algunas diferencias entre ambas, es decir, para la fuente más brillante es posible identificar las líneas SiIII, SiII y OII que sugieren un TE B1-1.5 V, mientras que el espectro restante parece ser bastante más tardío, B2-3 V. Esto se debe al hecho de que el MgII $\lambda 4481$ y CII $\lambda 4267$ se detectan, solo en este caso, en forma marginal. Desafortunadamente ambas fuentes estelares resultan saturadas en las imágenes FITS SDSS para las bandas g , r , i , aunque J23171507+5929298 presenta una contrapartida en el relevamiento APASS, por lo que fue posible estimar una distancia de 2.8 kpc ($V_o - M_V = 12.22$) y un exceso de color de 0.8.

Fotometría

Los diagramas fotométricos ópticos e infrarrojos (ver Fig. 4.20) muestran una pequeña población de estrellas seleccionadas como SPS, una población PSP y otras fuentes identificadas como candidatas a estrellas T-Tauri. Con respecto al exceso de color estimamos un valor similar al calculado a partir de la estrella B1 V. Debido a la escasa cantidad de estrellas SPS utilizamos la fuente B1 V para seleccionar la isócrona (~ 30 Ma) que caracteriza la edad nuclear del cúmulo abierto y estimamos una distancia de 3.2 kpc ($V_o - M_V = 12.5$). A partir de la traza de la población PSP estimamos una edad de contracción similar a la edad nuclear (ver Tabla 4.1).

Astrometría

La Fig. 4.31 muestra el análisis realizado a partir de los datos Gaia. Las fuentes utilizadas para este estudio se representan con cuadrados azules oscuro en todos los diagramas. De este estudio encontramos valores que sitúan a la agrupación estelar a una distancia de 3.2 ± 0.2 kpc.

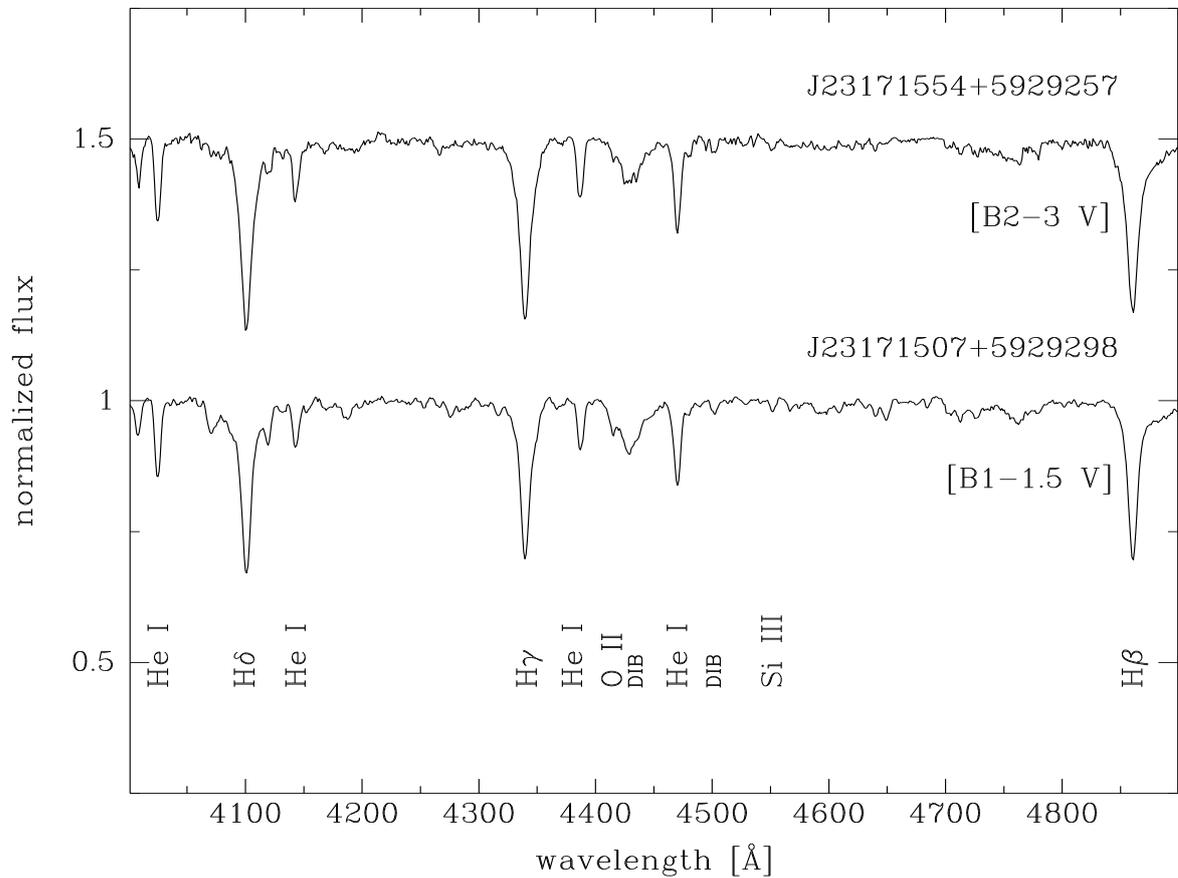


Figura 4.19. Espectros en la región del óptico de las dos estrellas en el cúmulo estelar IRAS 23151+5912.

4. Agrupaciones estelares seleccionadas

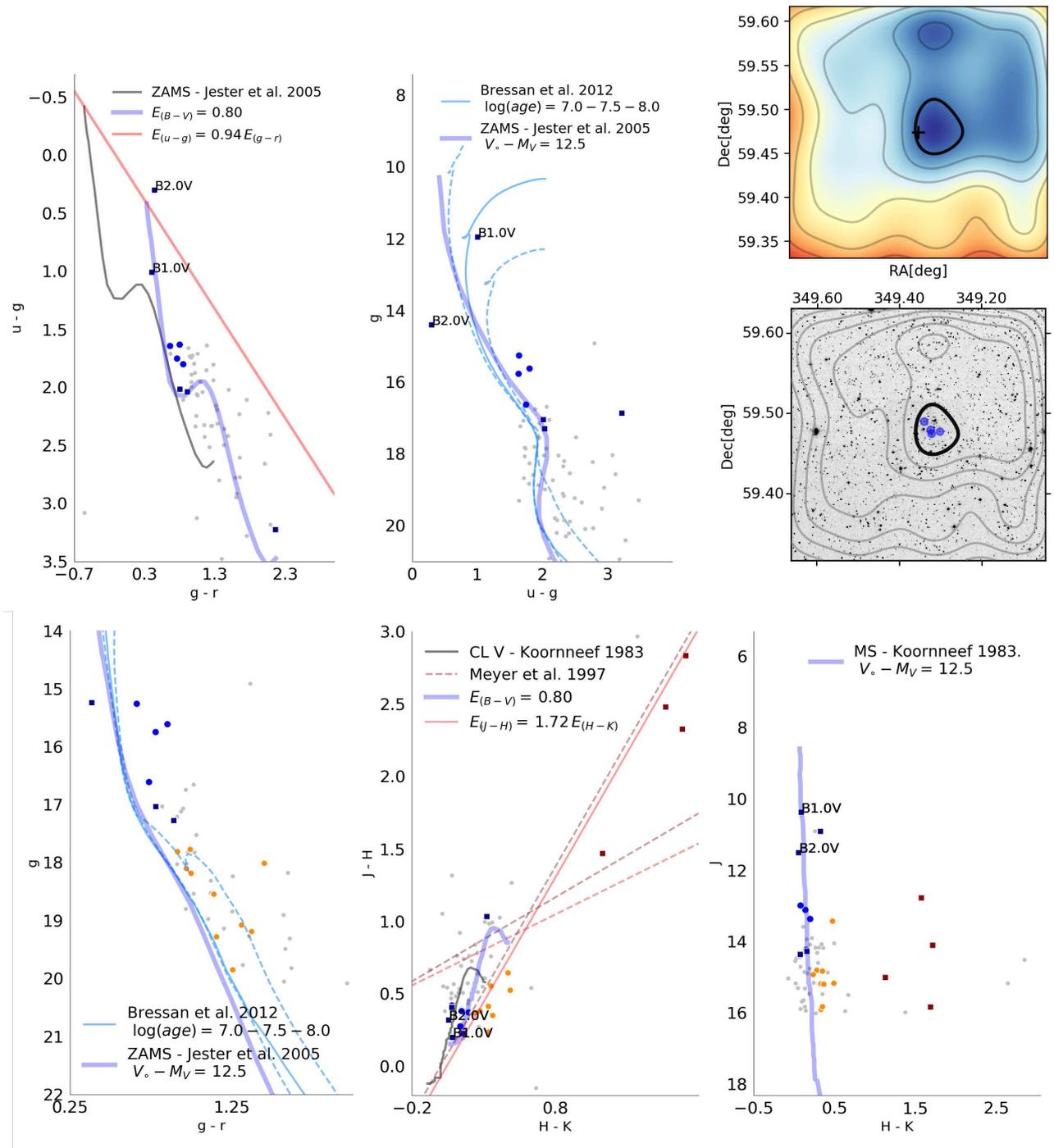


Figura 4.20. IRAS 23151+5912. Descripción similar a la Fig. 4.2. Cuadrados rojos indican las fuentes candidatas a ser T-Tauri.

4.12. FSR 0417

Estudios previos

Este cúmulo estelar se encuentra ubicado en la región HII catalogada como LBN 110.96-00.83 (Dubout-Crillon, 1976). FSR 0417 es presentado en el MWSC con una edad de ~ 200 Ma, a una distancia de 2.9 kpc ($V_o - M_V = 12.3$) y un $E_{(B-V)} \approx 1.25$. Fue, asimismo, estudiado por Buckner & Froebrich (2013), utilizando un método automático para estimar las distancias y enrojecimiento a partir de fotometría IR. Obtuvieron, de esta técnica, una distancia de 3.2 kpc.

Parámetros espaciales

En este caso el resultado del análisis muestra una sobre-densidad $\rho_c/\rho_{out} \approx 4.1$ con las estrellas que componen la SPS distribuidas sobre toda la región de estudio (ver Fig. 4.22). Las coordenadas de máxima densidad estelar ubican a este cúmulo estelar en $l = 110.96$, $b = -00.76$ con un tamaño angular $r = 6'.4$.

Espectroscopía

Las observaciones espectroscópicas de 2MASS J23134725+5953568 sugieren una clasificación de tipo espectral B1-2 V para esta fuente (ver Fig. 4.21). Entre las líneas de absorción más conspicuas se encuentran el SiIII $\lambda 4552$ y las mezclas CIII+OII $\lambda 4070, 4650$. Los valores espectro-fotométricos de módulo de distancia y exceso de color fueron calculados en 12.55 (3.2 kpc) y 1.05, respectivamente

Fotometría

El análisis fotométrico se muestra en la Fig. 4.22. Derivamos un módulo de distancia ($V_o - M_V$) = 12.5 (3.2 kpc) estimado a partir de la distribución de estrellas de la SPS. El exceso de color $E_{(B-V)} = 0.85$ resulta ser moderadamente diferente del calculado para la estrella B1 V. A pesar de la edad establecida en el MWSC llegamos a la conclusión de que FSR 0417 es un cúmulo estelar joven, con una edad nuclear de 3–10 Ma. En la Fig. 4.22 también se observa una población PSP (círculos naranjas) que sugiere una edad de contracción de 10–30 Ma.

Astrometría

Del análisis de datos Gaia pudimos establecer una distancia de 3.2 ± 0.5 kpc para este objeto. Las fuentes utilizadas para este estudio son representadas con cuadrados azul oscuro tanto en la Fig. 4.22 como en la Fig.4.31.

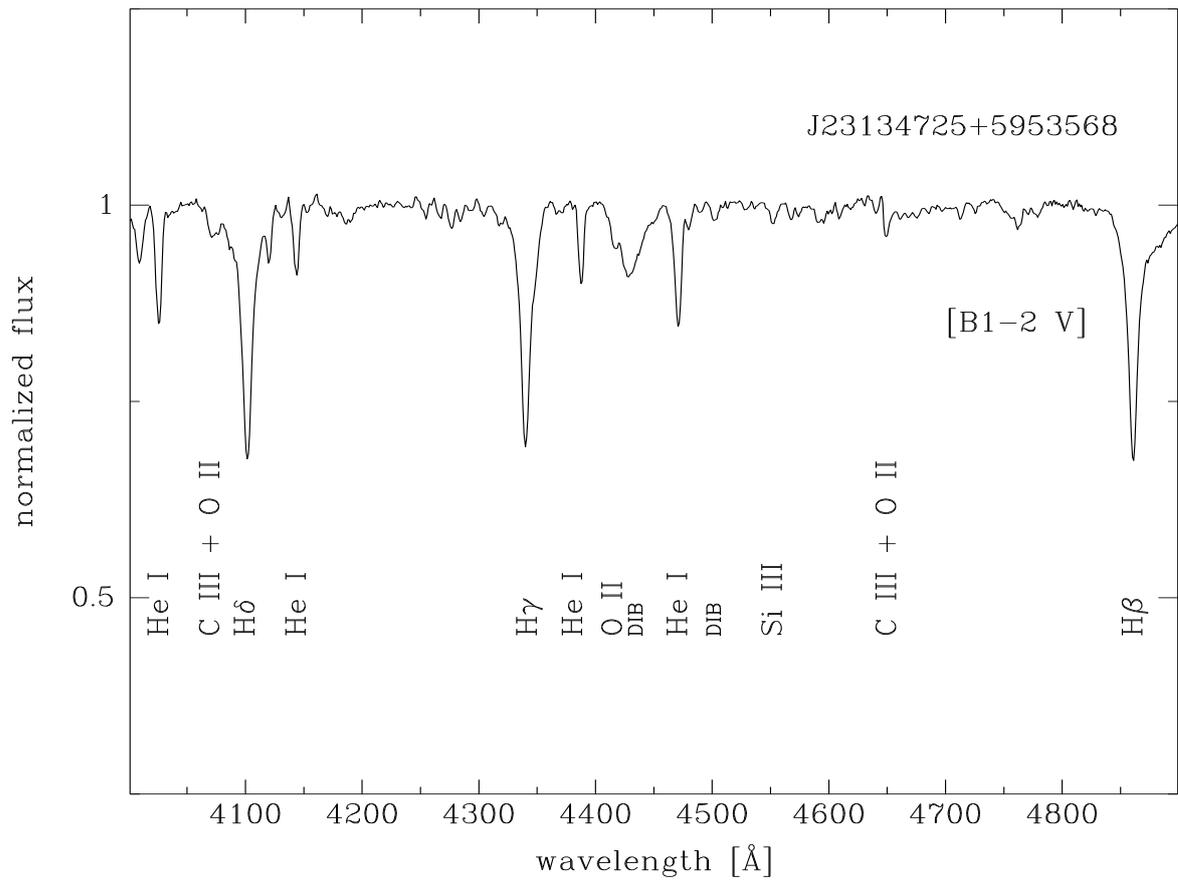


Figura 4.21. Espectro en la región del óptico de la estrella B del cúmulo abierto FSR 0417.

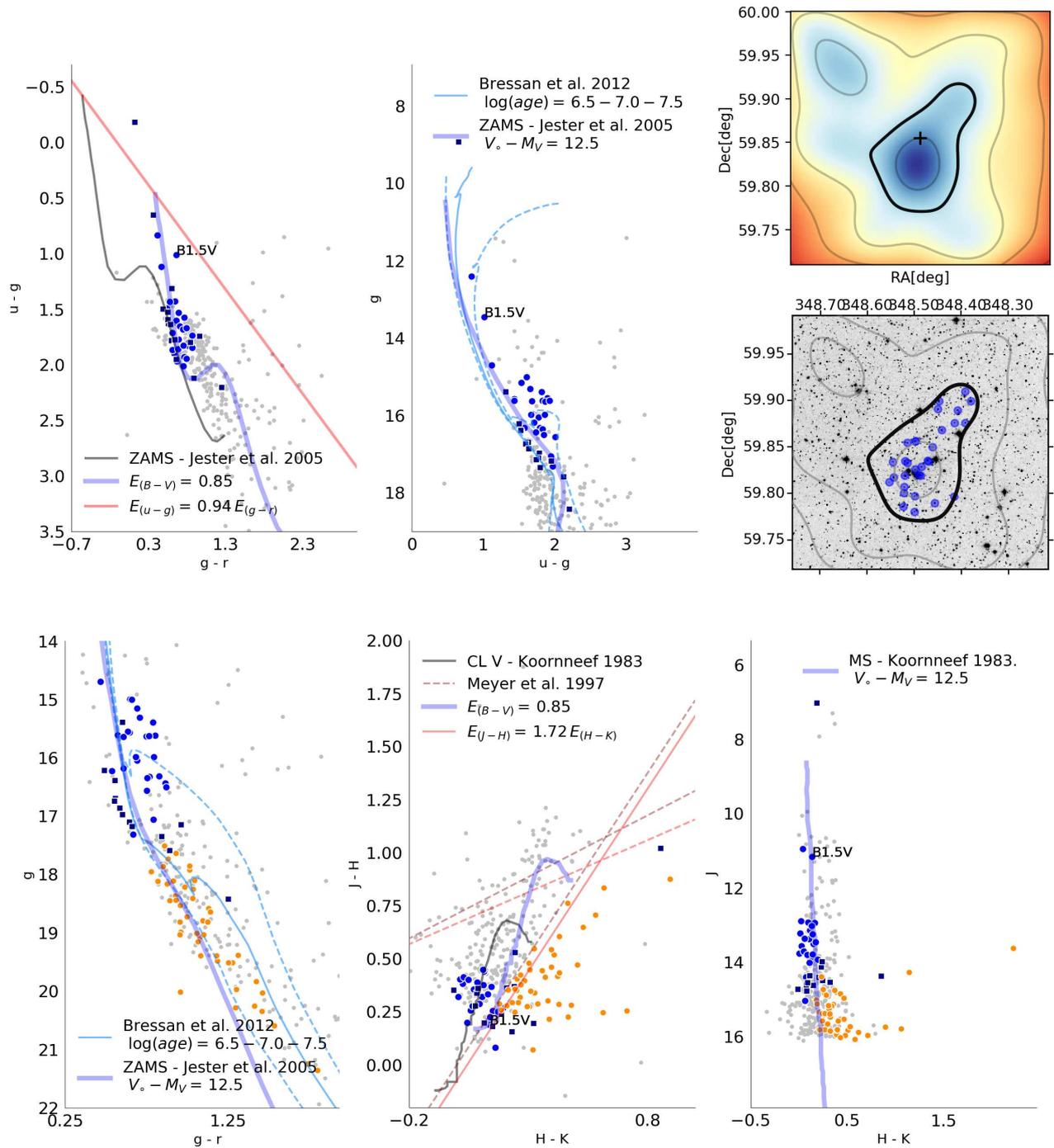


Figura 4.22. FSR 0417. Descripción similar a la Fig. 4.2.

4.13. NGC 7510

Estudios previos

Sagar & Griffiths (1991) refleja un análisis para NGC 7510 mediante fotometría CCD *BVI* donde estimaron un módulo de distancia de $(V_o - M_V) = 12.5$ (3 kpc) y un exceso de color de $E_{(B-V)} = 1.0 - 1.3$. Utilizando un conjunto de isócronas establecieron una edad de ~ 10 Ma. En el estudio presentado por Barbon & Hassan (1996), haciendo uso de fotometría fotográfica *UBV*, encontraron valores similares, es decir, $(V_o - M_V) = 12.45$ (~ 3 kpc), $E_{(B-V)} = 1.2$ y una edad de ~ 10 Ma. El MWSC lista los siguientes parámetros para este cúmulo: $(V_o - M_V) = 11.6$ (2.1 kpc), $E_{(B-V)} = 0.95$ y una edad ~ 50 Ma. Finalmente, del análisis de datos Gaia DR2, Cantat-Gaudin et al. (2018) calcularon para esta agrupación estelar una distancia de 3.2 kpc.

Parámetros espaciales

El análisis en relación al mapa de densidad estelar muestra una clara sobre-densidad que revela un cúmulo abierto poblado, con una relación de densidad $\rho_o/\rho_{out} \approx 6.4$. Las estrellas de la SPS se encuentran situadas cerca de su centro ($l = 110.91$, $b = +00.07$), como se muestra en la Fig. 4.23, a partir del cual hemos calculado un radio angular $r = 3'.8$.

Espectroscopía

Este cúmulo presenta una población joven de estrellas de TE B. La fuente estelar clasificada como B1e V no fue considerada en el cálculo espectro-fotométrico debido a que se encontraba saturada en las imágenes del SDSS para las bandas g , r , i y no presentaba contrapartida en otras bases de datos. Para el análisis utilizamos las cuatro fuentes con TE B restantes y obtuvimos valores medios de la distancia ~ 1.1 kpc ($\overline{V_o - M_V} = 10.5$) y exceso de color ~ 1.1 (ver Tabla 4.2).

Fotometría

Los diagramas fotométricos de esta región de estudio muestran una agrupación estelar que presenta indicios de estar fuertemente contaminada por estrellas de campo. Por tal motivo comparamos la estimación fotométrica para la distancia con aquella proporcionada a partir del análisis de datos de Gaia. Establecimos una distancia de ~ 3.1 kpc ($V_o - M_V = 12.5$) y un exceso de color $E_{(B-V)} = 1$. Obtuvimos el mismo exceso de color pero una distancia mayor que la calculada haciendo uso de la información espectroscópica. La edad de contracción fue estimada en ~ 10 Ma haciendo uso de la distribución de la población PSP, mientras que la edad nuclear fue considerada entre 10–30 Ma.

Astrometría

La distancia calculada utilizando datos Gaia presenta un valor de 3.2 ± 0.5 kpc. Observamos, adicionalmente, que el mejor ajuste de la ZAMS en los diagramas fotométricos también sugiere una

distancia similar.

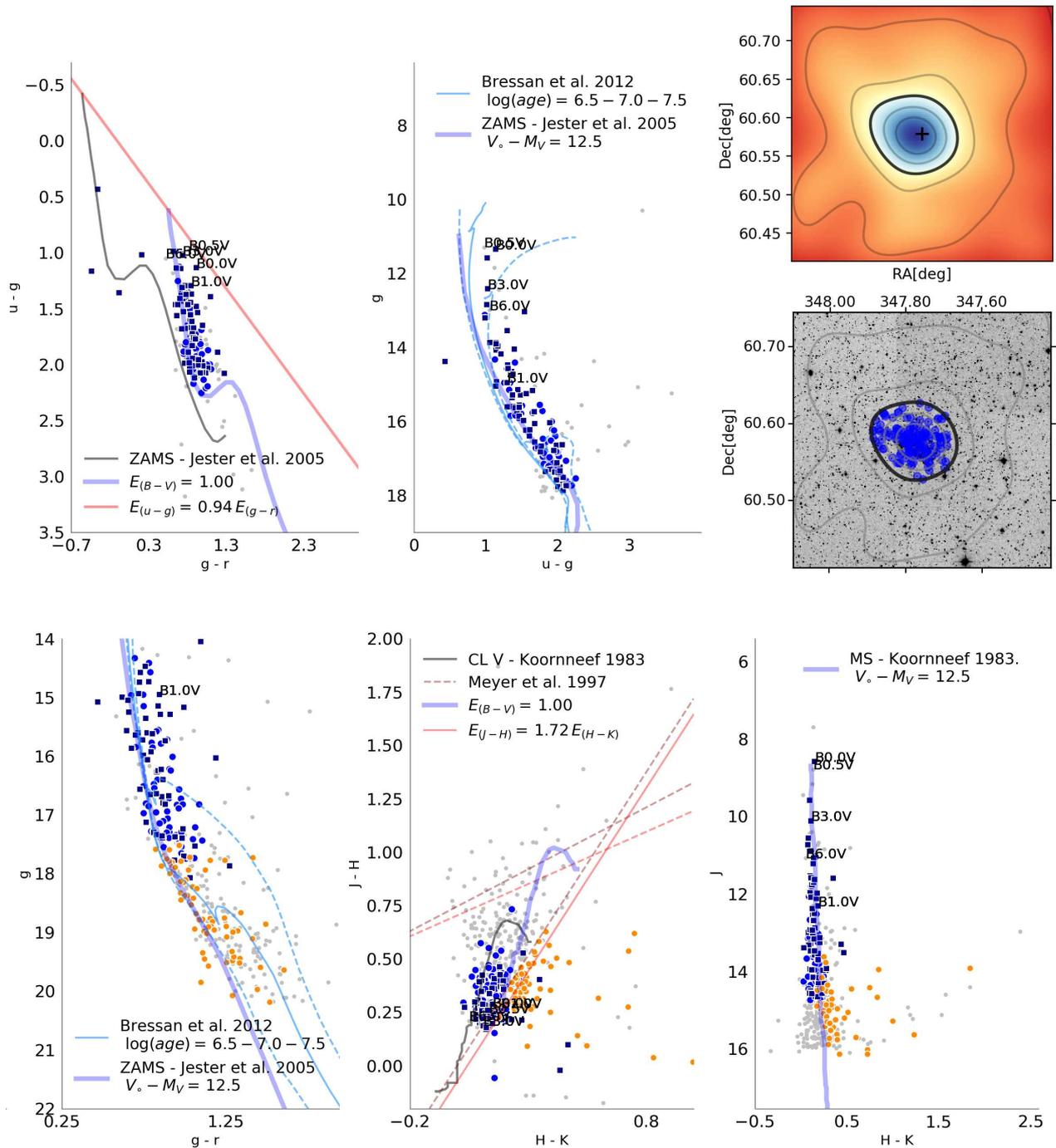


Figura 4.23. NGC 7510. Descripción similar a la Fig. 4.2.

4.14. BDS2003–42

Estudios previos

Esta agrupación estelar se encuentra ubicada en el centro de la región HII (Russeil et al., 2007) denominada BFS 18 y solo se ha identificado como un cúmulo embebido por Bica et al. (2003b). Sus parámetros como cúmulo abierto aún no han sido estimados. Sin embargo Sreenilayam et al. (2014) sitúan la región HII a una distancia cinemática de 3 kpc.

Parámetros espaciales

Las estrellas que corresponden a la SPS de este cúmulo se muestran en la Fig. 4.24 donde se observan ubicadas en la región central ($l = 110.25$, $b = +00.00$) ionizando la nube de gas molecular. Nuestros cálculos de densidad estelar revelan una clara sobre-densidad $\rho_o/\rho_{out} \approx 4.6$ y tamaño angular $r = 1'.0$.

Fotometría

El análisis fotométrico se presenta en la Fig. 4.24 en donde se observan características de una agrupación estelar joven e inmersa que se refleja en la dispersión de la población de estrellas que componen la SPS, particularmente en el DCC óptico. La estimación para la edad nuclear es de ~ 1 Ma y el ajuste de la ZAMS con la distribución de estrellas SPS indica para este cúmulo un módulo de distancia de $(V_o - M_V) = 12.4$ (3 kpc) y un exceso de color de $E_{(B-V)} = 1.8$.

Astrometría

Las fuentes seleccionadas en el análisis de datos Gaia, representadas con cuadrados azul oscuro en la Fig. 4.24, se observan distribuidas de manera consistente con la selección de estrellas de la SPS. En la Fig. 4.31 se encuentran representadas estas fuentes para las cuales calculamos un valor de distancia media 2.7 ± 0.6 kpc.

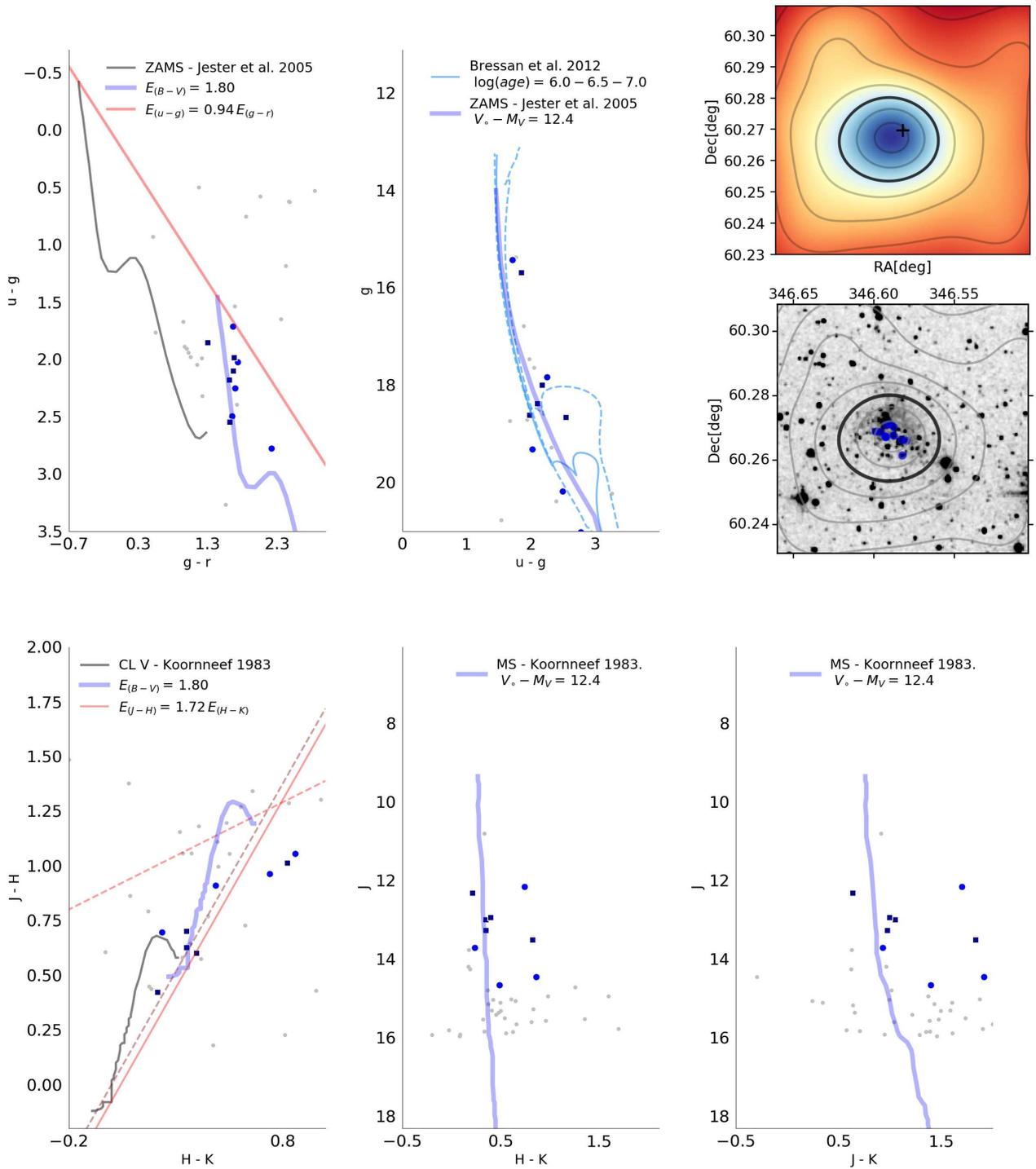


Figura 4.24. BDS2003-42. Descripción similar a la Fig. 4.2.

4.15. BDS2003–39

Estudios previos

BDS2003–39 es un pequeño cúmulo abierto catalogado por Bica et al. (2003b) e inmerso en la región HII compacta IC 1470 (Dubout-Crillon, 1976) no listado en el MWSC. Israel et al. (1973) realizaron observaciones en 21 cm de esta región y establecieron una distancia cinemática de 3.5 kpc. Por otro lado, Lynds & Oneil (1983) estudió a IC 1470 y propuso que la región HII se encuentra excitada por una única estrella de TE O7. Posteriormente, Russeil et al. (2007) concluyeron que el TE de esta estrella excitante era O8 V estableciendo una distancia espectro–fotométrica ~ 2.38 kpc.

Parámetros espaciales

La Fig. 4.25 muestra los mapas de densidad junto con los DCC y DCM en el óptico. En la misma puede observarse el pequeño grupo de estrellas de la SPS situadas en el centro de la región HII con un radio angular $r = 1'.4$. La relación de densidades se calculó en $\rho_o/\rho_{out} \approx 15$, mientras que las coordenadas de máxima densidad estelar fueron $l = 110.10$, $b = +00.04$.

Espectroscopía

Para el análisis espectro–fotométrico adoptamos un TE O8 V para la fuente antes mencionada al igual que aquel determinado por Russeil et al. (2007) y calculamos un módulo de distancia espectro–fotométrico de 11.23 (1.8 kpc) y un exceso de color de 1.75.

Fotometría

En el caso de BDS2003–39 adoptamos los valores derivados del cálculo espectro–fotométrico para el análisis fotométrico. El DCC óptico muestra una dispersión significativa de las fuentes que componente a la SPS hacia valores de enrojecimiento mayores al adoptado. Este enrojecimiento diferencial se debe a que el cúmulo estelar se sitúa dentro de la región HII compacta IC 1470. En relación al estado de evolución del cúmulo establecimos una edad nuclear de 1–3 Ma.

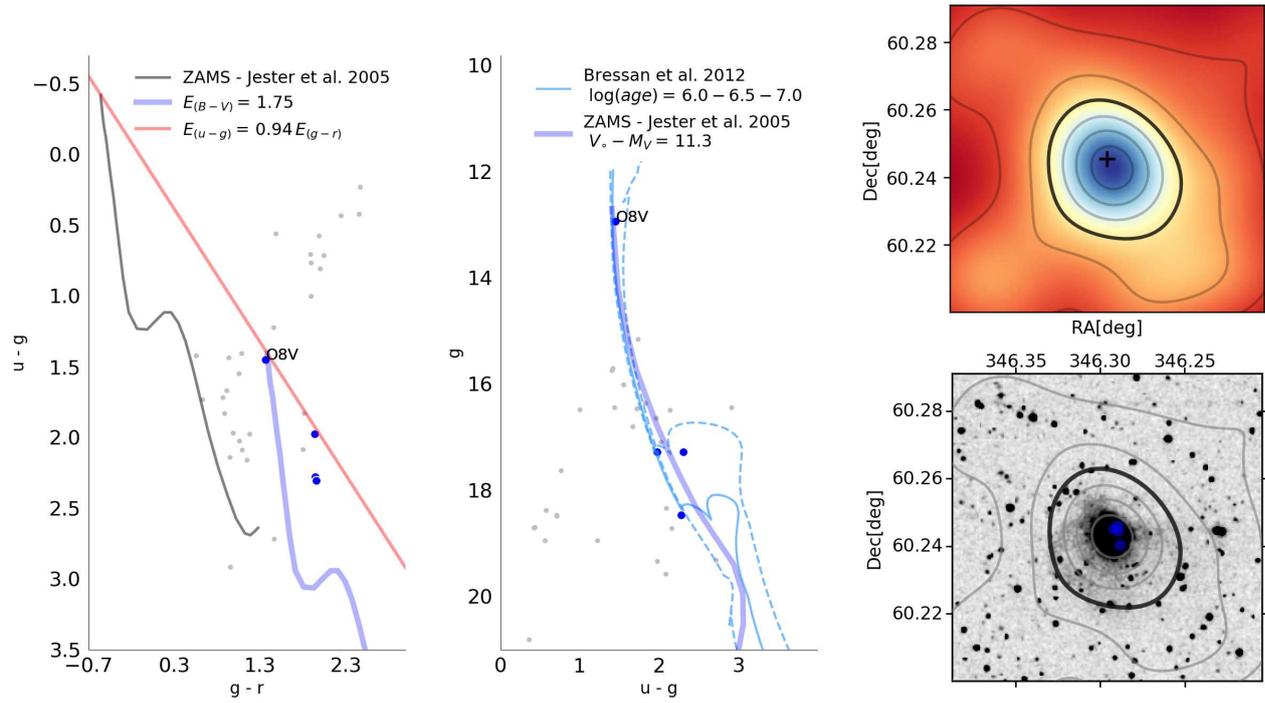


Figura 4.25. BDS2003-39. Descripción similar a la Fig. 4.2.

4.16. BFS 16

Estudios previos

Esta pequeña agrupación estelar se localiza en el centro de la región HII BFS 16 y no se ha identificado como un cúmulo abierto. La región HII fue estudiada por Fich & Blitz (1984) donde obtuvieron una distancia cinemática de ~ 4.8 kpc, mientras que Russeil et al. (2007) calculó una distancia Galactocéntrica de 9.9 kpc, situando al centro Galáctico a 8.5 kpc.

Parámetros espaciales

El análisis de densidad estelar revela una tenue sobre-densidad que se evidencia a partir del valor obtenido para el cociente de densidad ($\rho_o/\rho_{out} \approx 1.7$). Las pocas estrellas de la SPS de este grupo, que se muestran en la Fig. 4.27 con círculos azules, se sitúan relativamente cerca de la región central ($l = 110.02$, $b = +00.26$) ionizando la nube de gas molecular. El tamaño angular fue calculado en $r = 1'.8$

Espectroscopía

La Fig. 4.26 muestra nuestras observaciones espectroscópicas en donde hemos determinado para la fuente 2MASS J23035125+6024163 un TE B3-4 V. Esta clasificación se infiere a partir de la presencia de líneas de baja ionización de iones, es decir, SiII $\lambda 4128$, CII $\lambda 4267$ y MgII $\lambda 4481$, y la presencia intensa de HeI. Adoptando un TE B3 V calculamos una distancia de 2.3 kpc ($V_o - M_V = 11.8$) y un exceso de color de 1.1.

Fotometría

Nuestro análisis fotométrico (ver Fig. 4.27) indica un módulo de distancia de $(V_o - M_V) = 11.8$ (2.3 kpc) y un exceso de color de 1.1. Estos valores son los mismos que aquellos obtenidos haciendo uso de los datos espectroscópicos. De la posición de las estrellas que componen a la SPS y la ubicación de las isócronas estimamos, para este joven cúmulo embebido, una edad nuclear de 3–10 Ma.

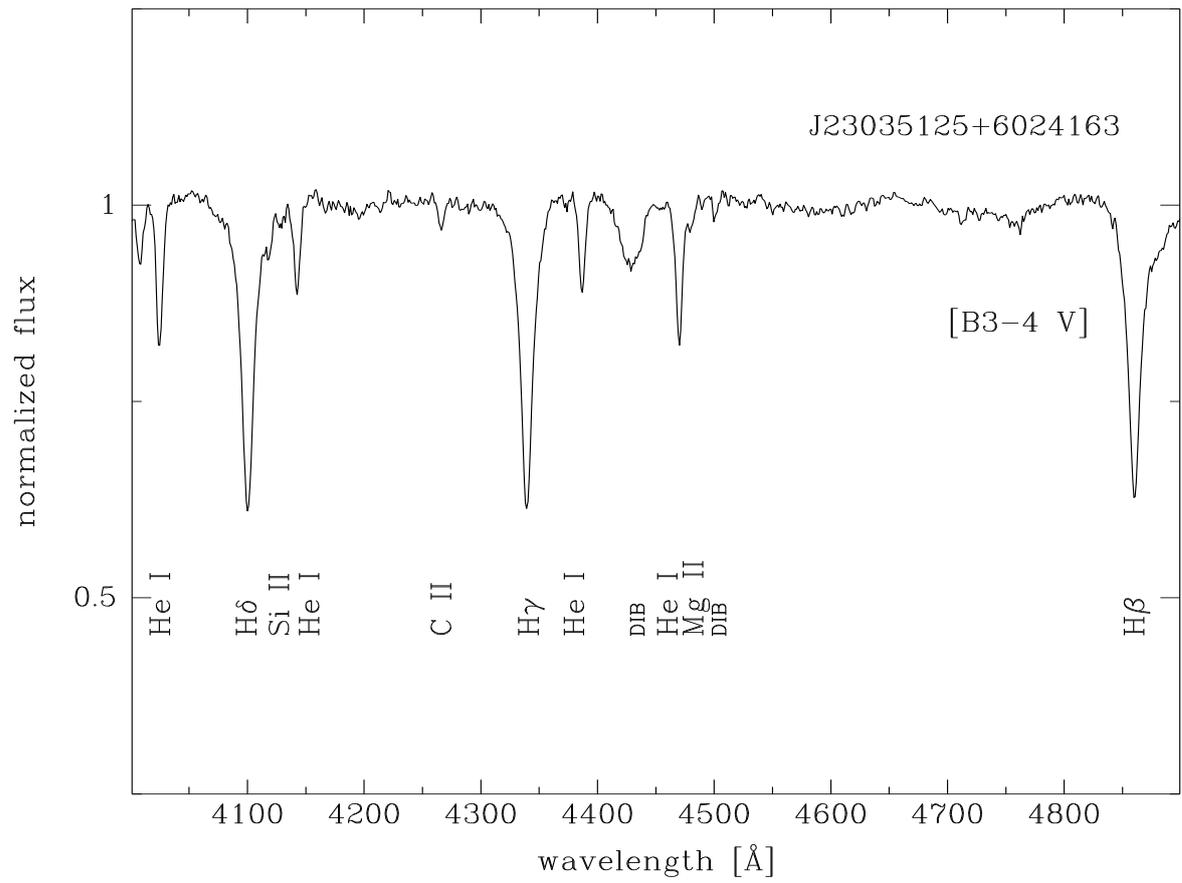


Figura 4.26. Espectro en la región del óptico de la estrella de tipo espectral B en BFS 16.

4. Agrupaciones estelares seleccionadas

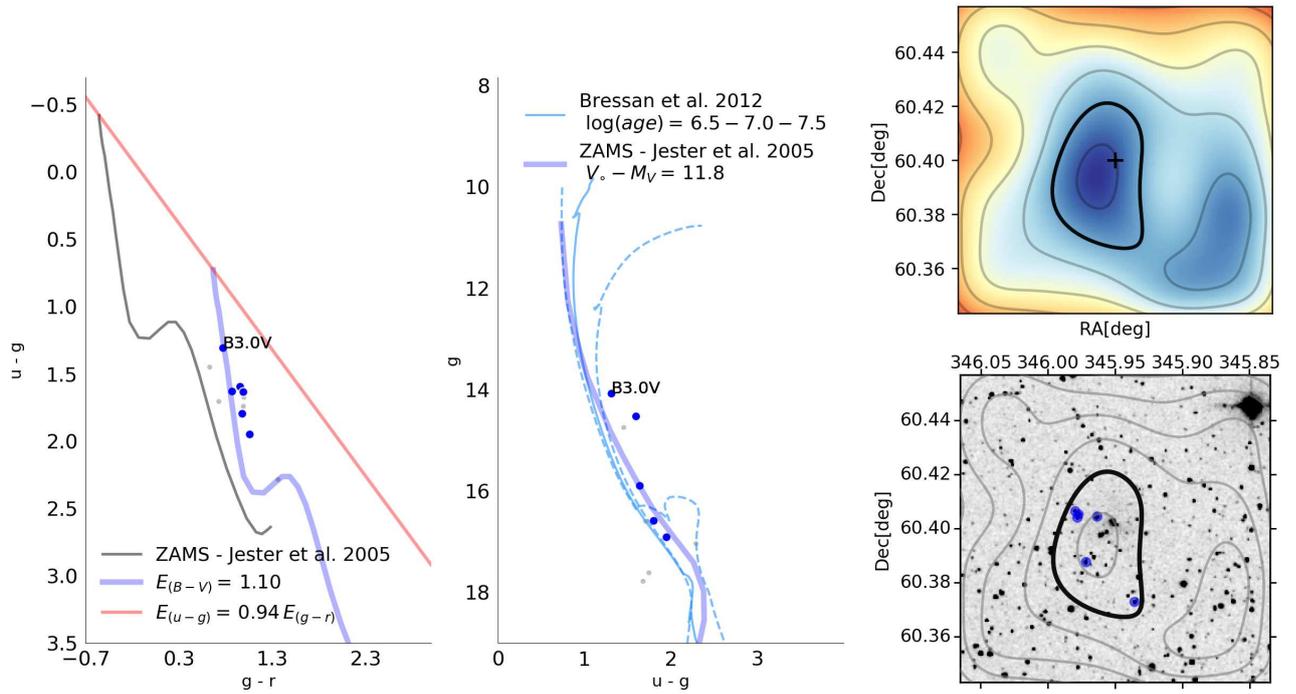


Figura 4.27. BFS 16. Descripción similar a la Fig. 4.2.

4.17. BDS2003–36

Estudios previos

Catalogado por Bica et al. (2003b) como BDS2003–36 este joven cúmulo inmerso se ubica en la región de HII SH 2-152 (Testor et al., 2014). Este objeto muestra una población confirmada de estrellas de TE B. Las publicaciones previas de la región han mostrado resultados muy disímiles con respecto a su distancia. Estos fueron derivados a partir del uso de diferentes técnicas y varían de 2.39 a 5.3 kpc ($V_o - M_V = 11.9 - 13.6$) (Ramírez Alegría et al., 2011).

Parámetros espaciales

La Fig. 4.28 revela una población de estrellas SPS, representadas con círculos azules, distribuidas a lo largo de la región de estudio. Puede observarse que la mayoría de ellas se ubican en la zona central ($l = 108.77$, $b = -00.95$) a partir de la cual hemos calculado un tamaño angular $r = 3'.4$. Nuestro análisis de densidad estelar muestra una clara sobre-densidad con un cociente de densidad $\rho_o/\rho_{out} \approx 4.5$.

Espectroscopía

De las cinco estrellas con TE B, que fueron recopiladas de la literatura, excluimos dos para los cálculos de valores medios en módulo de distancia y exceso de color. En el caso de la fuente 2MASS J22584878+5844538 detectamos que la magnitud en la banda g resultaba ser muy débil y en consecuencia no fue posible realizar una medición fotométrica confiable. Por otro lado, el análisis espectro-fotométrico de J22584222+5845458 sugiere la presencia de un sistema binario o la posibilidad de que se trate de una estrella de campo. Para las restantes, los valores medios calculados para el módulo de distancia y exceso de color fueron de $(\overline{V_o - M_V}) = 12.5$ (3.2 kpc) y $\overline{E_{(B-V)}} = 1.6$.

Fotometría

El análisis de los diagramas fotométricos construidos con las fuentes 2MASS muestran una población de fuentes candidatas a PSP, como se ilustra en la Fig. 4.28. A su vez, en la distribución de estrellas de la SPS se observa cierta dispersión en los diagramas del óptico. A igual que en el caso de BDS2003–39 esta dispersión revela un enrojecimiento diferencial interno, comúnmente observado en las regiones de formación estelar. Del análisis fotométrico obtuvimos un valor para el módulo de distancia de $(V_o - M_V) = 12.5$ (3.2 kpc) y un enrojecimiento de $E_{(B-V)} = 1.4$, al igual que el calculado a partir de los datos espectroscópicos. También estimamos para este cúmulo una edad nuclear de ~ 30 Ma.

4. Agrupaciones estelares seleccionadas

Astrometría

La distancia calculada a partir del análisis de datos Gaia para BDS2003-36 fue de 2.5 ± 0.5 kpc. En la Fig. 4.31 se encuentran representadas las fuentes utilizadas al igual que en la Fig. 4.28 en donde se observan distribuidas junto con la selección de estrellas de la SPS.

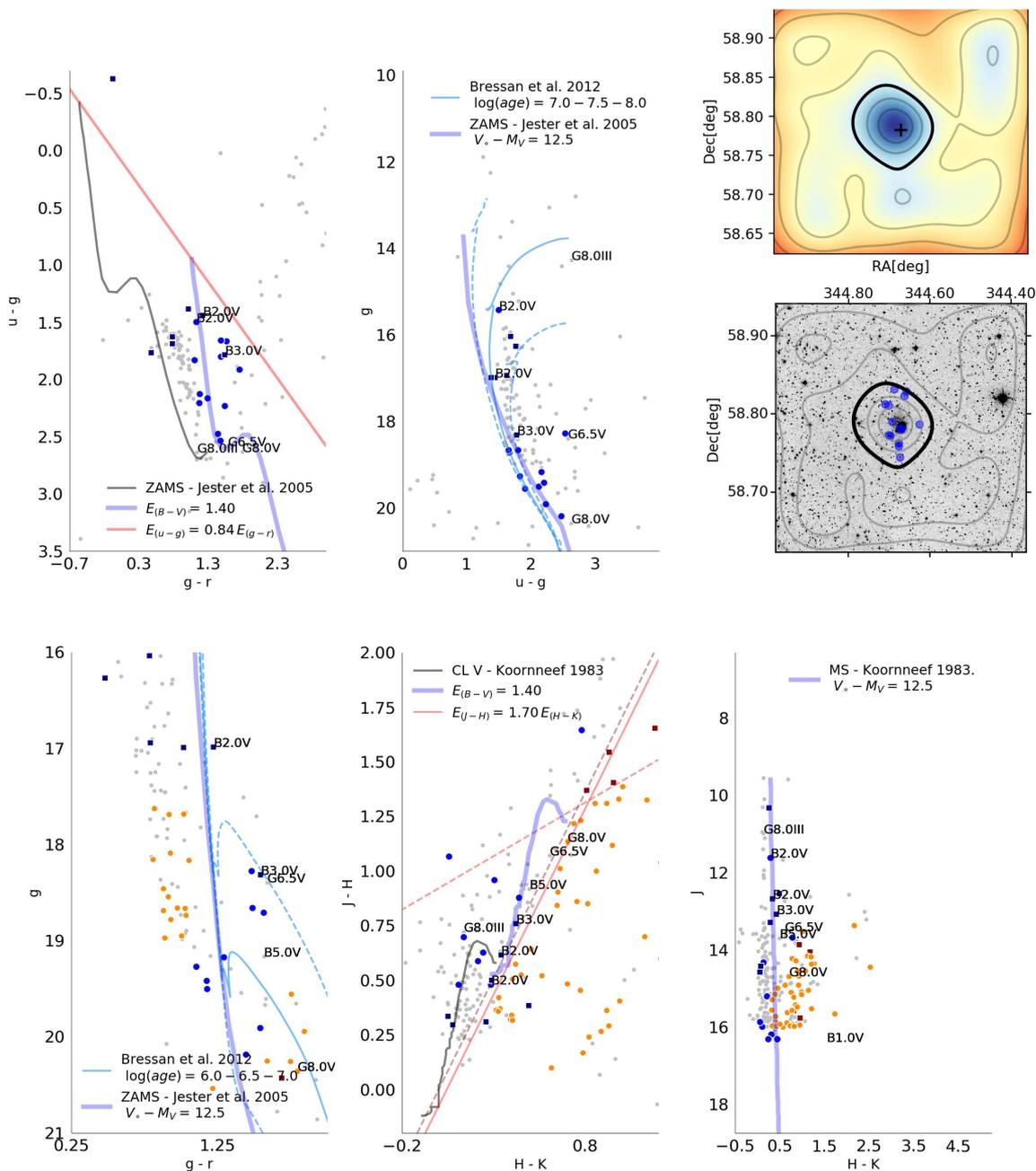


Figura 4.28. BDS2003-36. Descripción similar a la Fig. 4.2. Los cuadrados rojo oscuro indican las candidatas a estrellas T-Tauri.

4.18. Berkeley 55

Estudios previos

Berkeley 55 presenta una población de estrellas evolucionadas. Esta población está constituida por supergigantes de baja luminosidad, gigantes brillantes, gigantes de TE B y una secuencia principal que comienza a partir de una fuente de TE B4 V (Negueruela & Marco, 2012). Los trabajos previos muestran resultados similares con respecto a su edad y exceso de color, pero difieren en la distancia: 4, 1.4, 1.2 y 1.7 kpc ($V_o - M_V = 13.0 - 10.7 - 10.4 - 11.1$) para Negueruela & Marco (2012), Tadross (2008), Maciejewski & Niedzielski (2007) y MWSC, respectivamente. Mediante el uso de datos Gaia DR2 Cantat-Gaudin et al. (2018) establecieron una “distancia más probable” (d_{mode}) de 2.9 kpc.

Parámetros espaciales

La selección de estrellas que caracterizan a la SPS (ver Fig. 4.29) se encuentra situada principalmente en la región central del cúmulo estelar ($l = 093.03$, $b = +01.80$). Calculamos para Berkeley 55 una relación de densidades $\rho_o/\rho_{out} \approx 5$ y un radio angular $r = 2'.7$.

Espectroscopía

Las fuentes con TE fueron compiladas de la base de datos Simbad. Para los cálculos de valores medios en distancia y exceso de color hemos utilizado el total de estrellas con TE B detectado en la zona. De este estudio obtuvimos un módulo de distancia ($\overline{V_o - M_V} = 12.4$ (3 kpc) y un exceso de color $\overline{E_{(B-V)}} = 1.77$.

Fotometría

Los diagramas de Berkeley 55 se presentan en la Fig. 4.29. La distribución de estrellas de la SPS y de aquellas con TE es consistente con un módulo de distancia ($V_o - M_V = 12.5$ (3.2 kpc) cuyo valor es igual al calculado espectro-fotométricamente. Para el exceso de color estimamos un valor de $E_{(B-V)} = 1.4$, levemente inferior al mencionado anteriormente. Del ajuste de esta distribución con el conjunto de isócronas estimamos una edad nuclear de 30–100 Ma.

Astrometría

El resultado calculado para Berkeley 55, a partir del uso de datos Gaia, muestra un acuerdo con aquellos derivados de los datos espectroscópicos y fotométricos. En la Fig. 4.31 se representa, con cuadrados azul oscuro, la selección de estrellas utilizadas para estimar el valor medio en distancia de 2.8 ± 0.6 kpc. Dichas fuentes se observan distribuidas en la Fig. 4.29 de manera consistente con la estimación de distancia y exceso de color.

4. Agrupaciones estelares seleccionadas

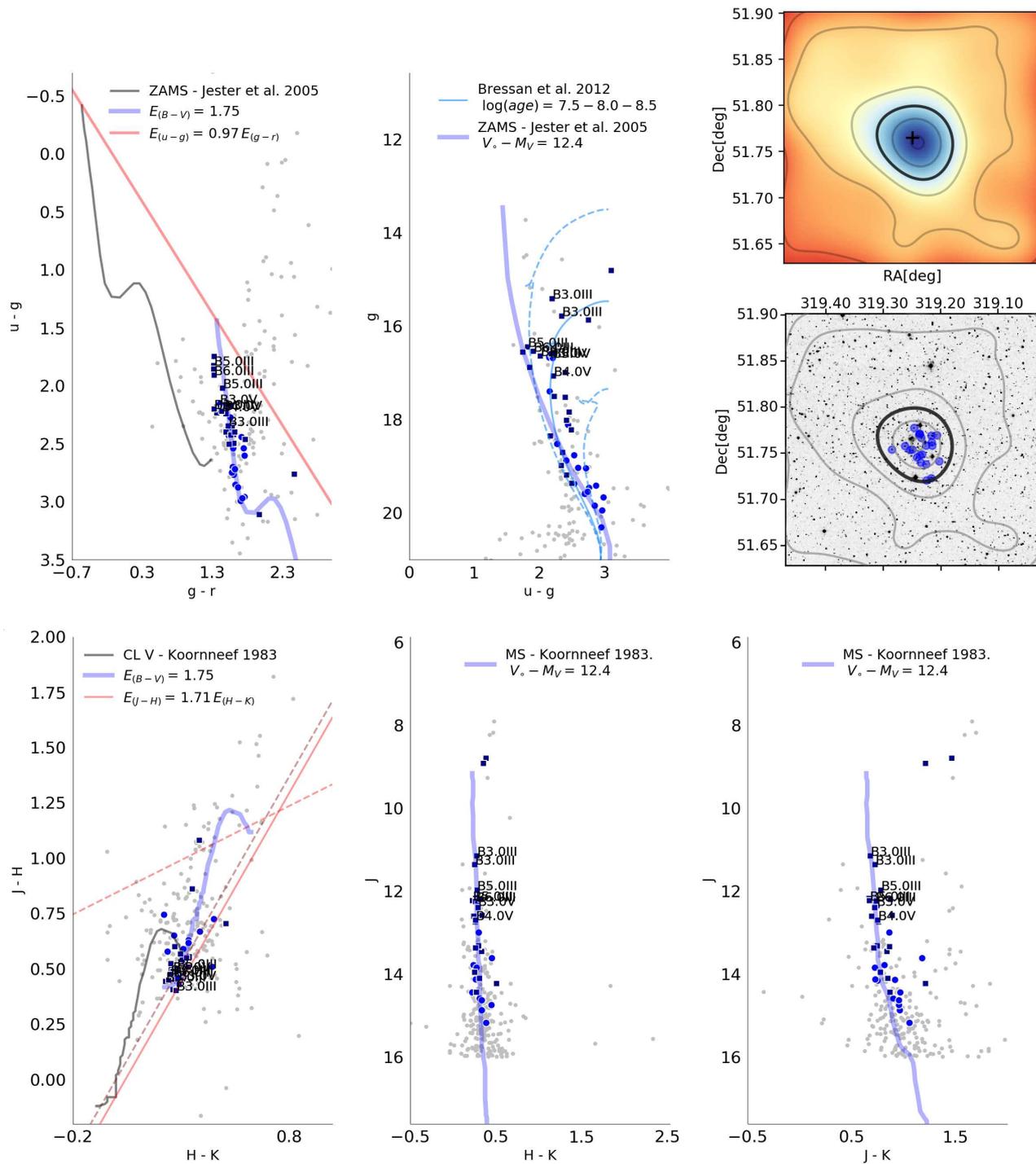


Figura 4.29. Berkeley 55. Descripción similar a la Fig. 4.2.

4.19. Kronberger 80

Estudios previos

El cúmulo abierto Kronberger 80 se encuentra ubicado en las proximidades de la región HII GAL093.06+02.81 (Lockman, 1989). El MWSC lista este objeto compacto como un cúmulo estelar evolucionado (~ 550 Ma) situado a una distancia de ~ 5 kpc ($V_o - M_V = 13.5$) con un exceso de color ~ 1.3 . Utilizando datos Gaia DR2 Cantat-Gaudin et al. (2018) calcularon una distancia (d_{mode}) de 10 kpc.

Parámetros espaciales

En la Fig. 4.30 puede apreciarse que el conjunto de estrellas de la SPS se sitúan principalmente en el centro del cúmulo abierto ($l = 093.03$, $b = +01.80$) para el cual calculamos un radio angular $r = 3'.5$. A su vez, se observan algunas de estas fuentes ampliamente distribuidas a lo largo de la región de estudio. Del análisis de densidad estelar calculamos un cociente de densidad $\rho_o/\rho_{out} \approx 5$.

Fotometría

El análisis de datos fotométricos, mostrado en la Fig. 4.30, presenta la distribución de estrellas seleccionadas para la SPS (círculos azules). La ubicación de estas fuentes en el DCC óptico es consistente con el de las estrellas más tempranas que A0, y a su vez, la distribución en el DCC infrarrojo es consistente con la de los otros diagramas. En consecuencia, pudimos estimar el módulo de distancia ($V_o - M_V = 14.2$ (7 kpc) y el exceso de color en 2.6. Del ajuste de la traza que describe la SPS con las isócronas se deduce que Kronberger 80 es un cúmulo abierto joven con una edad nuclear de no más de 30 Ma.

4. Agrupaciones estelares seleccionadas

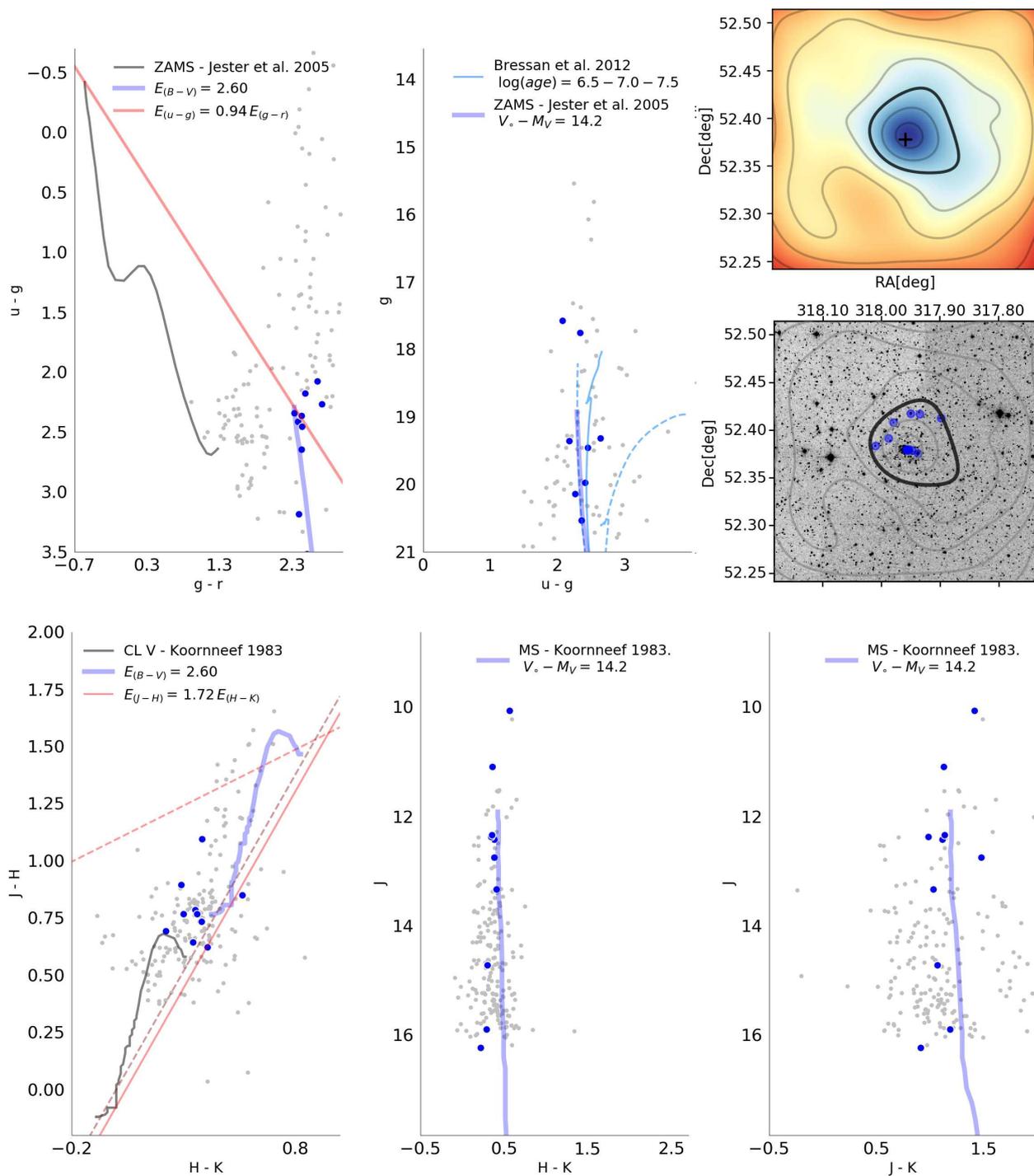


Figura 4.30. Kronberger 80. Descripción similar a la Fig. 4.2.

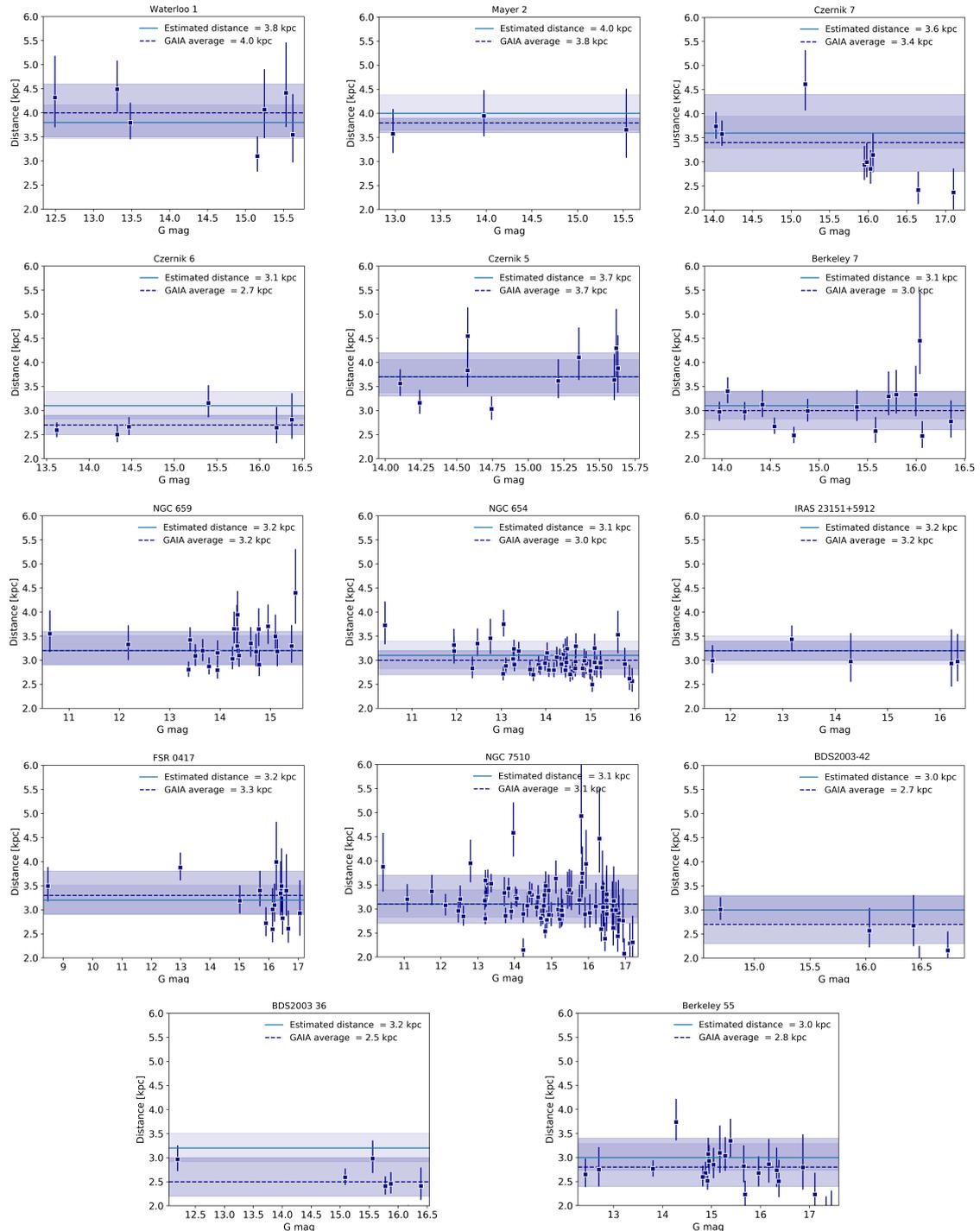


Figura 4.31. Distancia vs. magnitud G (filtro de magnitud Gaia). La línea azul oscura corresponde a la distancia promedio pesado por error, calculada con las estrellas que se indican con cuadrados azul oscuro. Los errores individuales se ilustran con líneas verticales. La línea azul indica la distancias listada en la Tabla 4.1. Las sombras azules que envuelven cada línea corresponden al error calculado en cada caso. Figuras tomadas de Molina Lera et al. (2019).

Tabla 4.1. Parámetros fundamentales de los cúmulos estelares.

Cúmulo	Centro		Radio [']	ρ_o/ρ_{out}	$E_{(B-V)}$ [mag]	δ [mag]	$(V_o - M_V)$ [mag]	Distancia [kpc]	Edad [Ma]	
	$\alpha_{J2000.0}$	$\delta_{J2000.0}$							Nuclear	Contracción
Teutsch 45	05:42:45.0	30:57:38.9	2.7	3.6	0.95	0.20	14.5	8.0	1–3	1–3
Waterloo 1	04:18:43.4	52:52:08.8	2.6	2.0	0.85	0.30	12.9	3.8	3–10	–
Mayer 2	04:19:44.3	53:10:05.5	2.3	3.0	1.05	0.30	13.0	4.0	3–10	1–3
Juchert 19	04:02:19.0	52:26:30.5	3.2	3.0	1.10	0.30	14.7	8.8	~ 10	–
Czernik 7	02:03:03.8	62:15:08.8	3.3	7.8	0.70	0.20	12.8	3.6	~ 30	10–30
Czernik 6	02:02:04.7	62:50:11.0	3.1	3.2	0.60	0.15	12.5	3.1	10–30	10–30
Czernik 5	01:55:40.6	61:21:15.7	2.2	12.8	1.10	0.40	12.8	3.7	~ 100	–
Berkeley 7	01:54:14.7	62:22:12.9	3.7	4.5	0.75	0.30	12.5	3.1	~ 30	~ 30
NGC 659	01:44:23.5	60:40:25.7	4.8	3.3	0.80	0.20	12.5	3.2	10–30	~ 10
NGC 654	01:43:59.7	61:53:08.0	10.2	3.4	0.75	0.30	12.5	3.1	~ 30	10–30
IRAS 23151+5912	23:17:17.3	59:28:35.2	2.2	3.4	0.80	0.30	12.5	3.2	~ 30	~ 30
FSR 0417	23:13:58.3	59:49:28.1	6.4	4.1	0.85	0.25	12.5	3.2	3–10	10–30
NGC 7510	23:11:04.6	60:34:29.8	3.8	5.8	1.00	0.30	12.5	3.1	10–30	~ 10
BDS2003–42	23:06:21.5	60:15:59.6	1.0	5.5	1.80	0.30	12.4	3.0	~ 1	–
BDS2003–39	23:05:10.1	60:14:31.0	1.4	15.0	1.75	0.50	11.3	1.8	1–3	–
BFS 16	23:03:49.2	60:24:05.0	1.8	1.7	1.10	0.30	11.8	2.3	3–10	–
BDS2003–36	22:58:44.2	58:47:16.7	3.4	4.5	1.40	0.55	12.5	3.2	~ 30	–
Berkeley 55	21:16:57.2	51:45:34.1	2.7	5.0	1.75	0.20	12.4	3.0	~ 100	–
Kronberger 80	21:11:49.4	52:22:43.7	3.5	5.5	2.60	0.50	14.2	7.0	10–30	–

Tabla 4.2. Parámetros fundamentales para las estrellas con tipo espectral(TE).

Fuente	2MASS/id	$\alpha_{J2000.0}$	$\delta_{J2000.0}$	TE	TE _{adoptado}	M_V	$E_{(B-V)}$	$(V_o - M_V)$
Teutsch 45								
ET*	05424388+3058051	5:42:43.9	30:58:05.0	B0.5-1V	B0.5V	-3.52	0.98	14.29
ET*	05424991+3056454	5:42:49.9	30:56:45.4	B1-2V	B1.0V	-3.20	1.03	14.85
Waterloo 1								
ET*	04183563+5251541	4:18:35.6	52:51:54.2	O8-8.5V	O8.0V	-4.70	0.83	13.08
SB*	04183950+5250550	4:18:39.5	52:50:55.1	B1.5V	B1.5V	-2.85	0.83	12.85
ET*	04183481+5251575	4:18:34.8	52:51:57.6	B2-3V	B2.0V	-2.50	1.07	12.92
Mayer 2								
SB	J04195155+5309290	4:19:51.6	53:09:29.1	O9.5IV-V	O9.5V	-4.13	1.11	13.83
ET	J04194278+5310176	4:19:42.8	53:10:17.7	B1V	B1.0V	-3.20	1.12	13.81
ET	J04194150+5310118	4:19:41.5	53:10:12.0	B2-3V	B3.0V	-1.70	1.13	13.96
ET	Mayer 2 #4	4:19:42.6	53:10:16.8	B6V	B6.0V	-0.70	0.96	12.33
Juchert 19								
ET	J04021886+5226197	4:02:18.8	52:26:20.2	B0.2V-III	B0.0III	-4.70	1.20	13.97
ET*	J04021860+5226153	4:02:18.6	52:26:15.3	B1-2V	B2.0V	-2.50	1.16	14.72
Czernik 7								
ET*	J02030903+6215549	2:03:09.0	62:15:54.9	B2.5V	B3.0V	-1.70	0.76	13.06
ET*	J02030876+6214325	2:03:08.7	62:14:32.4	B7V	B7.0V	-0.40	0.67	12.70
Czernik 6								
ET*	J02020959+6250588	2:02:09.6	62:50:58.8	B2V	B2.0V	-2.50	0.60	12.67
SB	J02021143+6250310	2:02:11.4	62:50:31.0	B3II	B3.0III	-3.00	1.06	8.93
ET*	J02020467+6249397	2:02:04.7	62:49:40.0	B5V	B5.0V	-1.00	0.58	12.77
Czernik 5								
ET	J01554505+6121177	1:55:45.1	61:21:18.2	B7eV	B7.0V	-0.40	1.19	11.28
ET	J01553688+6121524	1:55:36.9	61:21:52.4	B8-9V	B8.0V	-0.15	1.12	11.09
Berkeley 7								
ET*	J01541534+6221552	1:54:15.3	62:21:55.2	B1.5III	B1.5III	-3.90	0.93	12.50

ET*	J01541292+6222398	1:54:12.9	62:22:39.7	B2V	B2.0V	-2.50	0.76	12.55
ET	J01541267+6222454	1:54:12.7	62:22:45.4	B2-5V	B5.0V	-1.00	0.78	13.51
NGC 659								
M&S	J01442268+6040434	1:44:22.7	60:40:43.5	B1Ve	B1.0V	-3.20	–	–
M&S	J01442808+6040033	1:44:28.1	60:40:03.3	B1Ve	B1.0V	-3.20	–	–
M&S*	J01443316+6040564	1:44:33.2	60:40:56.5	B2Ve	B2.0V	-2.50	0.79	12.68
NGC 654								
SB*	J01434647+6152515	1:43:46.5	61:52:51.6	B1V	B1.0V	-3.20	0.91	12.74
SB	J01440191+6153251	1:44:01.9	61:53:25.2	B1V	B1.0V	-3.20	1.52	9.85
SB*	J01440189+6155168	1:44:01.9	61:55:16.8	B1V	B1.0V	-3.20	1.13	12.10
SB*	J01435915+6155187	1:43:59.1	61:55:18.7	B1V	B1.0V	-3.20	1.11	12.36
SB	J01430402+6148356	1:43:04.0	61:48:35.5	B1.5Ie	B1.5I	-6.50	0.84	15.52
SB*	J01435113+6154258	1:43:51.2	61:54:25.9	B1.5V	B1.5V	-2.85	0.99	12.74
SB*	J01442096+6150374	1:44:21.0	61:50:37.5	B1.5V	B1.5V	-2.85	0.77	12.62
SB	J01441216+6152429	1:44:12.2	61:52:42.9	B1.5V	B1.5V	-2.85	0.89	13.45
SB	J01440148+6154017	1:44:01.5	61:54:01.3	B1.5V	B1.5V	-2.85	0.99	13.03
SB	J01435723+6152413	1:43:57.4	61:52:41.3	B1.5V	B1.5V	-2.85	0.86	11.82
SB	J01440803+6153429	1:44:08.0	61:53:42.9	B2II	B2.0III	-3.60	0.92	11.31
SB*	J01435182+6154194	1:43:51.9	61:54:19.4	B2V	B2.0V	-2.50	0.95	12.70
SB*	J01441776+6153153	1:44:17.8	61:53:15.2	B2V	B2.0V	-2.50	0.84	12.68
SB	J01435781+6153519	1:43:57.9	61:53:52.1	B2IV	B2.0V	-2.50	0.88	11.81
SB	J01440094+6152012	1:44:00.9	61:52:01.2	B2V	B2.0V	-2.50	0.94	13.18
SB*	J01440667+6153225	1:44:06.7	61:53:22.6	B2V	B2.0V	-2.50	0.89	12.35
SB	J01440240+6153300	1:44:02.4	61:53:30.1	B2V	B2.0V	-2.50	0.96	11.52
SB*	J01435570+6153411	1:43:55.8	61:53:41.1	B2V	B2.0V	-2.50	0.90	12.81
SB	J01440202+6153557	1:44:02.0	61:53:55.8	B2V	B2.0V	-2.50	1.53	10.20
SB	J01440073+6153517	1:44:00.7	61:53:51.8	B2V	B2.0V	-2.50	0.88	13.98
SB	J01435543+6148332	1:43:55.4	61:48:33.3	B2V	B2.0V	-2.50	0.83	13.19
SB	J01435774+6154017	1:43:57.7	61:54:01.8	B2.5V	B2.5V	-2.10	1.05	11.96

SB	J01441177+6153593	1:44:11.8	61:53:59.1	B2.5V	B2.5V	-2.10	0.92	13.16
SB*	J01434699+6151407	1:43:47.0	61:51:40.8	B3V	B3.0V	-1.70	0.81	12.32
SB	J01442718+6153267	1:44:27.2	61:53:25.8	B3V	B3.0V	-1.70	0.97	11.95
SB	J01440419+6153559	1:44:04.3	61:53:56.1	B3V	B3.0V	-1.70	1.01	13.29
SB	J01435196+6153586	1:43:52.0	61:53:59.4	B3V	B3.0V	-1.70	1.18	10.44
SB	J01435338+6153121	1:43:53.4	61:53:12.2	B4V	B4.0V	-1.25	0.20	14.32
SB	J01441310+6152309	1:44:13.1	61:52:31.2	B5V	B5.0V	-1.00	0.72	10.06
SB	J01442173+6151438	1:44:21.7	61:51:43.8	B6V	B6.0V	-0.70	0.66	10.38
SB	J01435144+6151111	1:43:51.4	61:51:11.2	B6V	B6.0V	-0.70	0.80	9.55
IRAS 23151+5912								
ET	J23171554+5929257	23:17:15.5	59:29:25.4	B2-3V	B2.0V	-2.50	-	-
ET*	J23171507+5929298	23:17:15.2	59:29:29.1	B1-1.5V	B1.0V	-3.20	0.84	12.22
FSR 0417								
ET*	J23134725+5953568	23:13:47.3	59:53:56.9	B1-2V	B1.5V	-3.20	1.05	12.55
NGC 7510								
SB*	J23105736+6034015	23:10:57.4	60:34:01.4	B0Ve	B0.0V	-3.85	1.32	10.45
SB*	J23110287+6033327	23:11:02.9	60:33:32.8	B0.5V	B0.5V	-3.52	1.22	10.44
SB	J23110853+6035032	23:11:08.5	60:35:03.3	B1Ve	B1.0V	-3.20	-	-
SB*	J23105917+6033184	23:10:59.2	60:33:18.5	B3V	B3.0V	-1.70	1.07	10.26
SB*	23110544+6035075	23:11:05.4	60:35:07.6	B6V	B6.0V	-0.70	0.81	10.81
BDS2003-39								
R*	J23051015+6014427	23:05:10.1	60:14:42.7	O8V	O8.0V	-4.70	1.75	11.23
BFS 16								
ET*	23035125+6024163	23:03:51.2	60:24:16.0	B3-4V	B3.0V	-1.70	1.10	11.80
BDS2003-36								
RA	J22584878+5844538	22:58:48.8	58:44:53.9	B1V	B1.0V	-3.20	-	-
RA*	J22584708+5846201	22:58:47.1	58:46:20.2	B2V	B2.0V	-2.50	1.48	12.87
RA	J22584222+5845458	22:58:42.2	58:45:45.9	B2-3V	B2.0V	-2.50	1.40	11.68
RA*	J22584219+5845330	22:58:42.2	58:45:33.0	B2-3V	B3.0V	-1.70	1.73	12.21

RA*	J22584045+5847060	22:58:40.4	58:47:06.1	B5V	B5.0V	-1.00	1.71	12.44
RA	J22584291+5847268	22:58:42.9	58:47:26.9	G6.5V	G6.5V	5.30	0.90	8.60
RA	J22584306+5848362	22:58:43.0	58:48:36.2	G8-9III	G8.0III	0.75	0.28	11.76
RA	J22584805+5848001	22:58:48.0	58:48:00.2	G8V	G8.0V	5.50	1.05	9.64
Berkeley 55								
N&M*	J21170229+5146581	21:17:02.3	51:46:58.2	B3-4III	B3.0III	-3.00	1.74	12.40
N&M*	J21165127+5146073	21:16:51.3	51:46:07.5	B3-4III	B3.0III	-3.00	1.80	12.47
N&M*	J21165948+5145195	21:16:59.5	51:45:19.6	B3-5IV-V	B3.0V	-1.70	1.78	12.13
N&M*	J21165758+5145233	21:16:57.5	51:45:23.4	B3-5IV-V	B3.0V	-1.70	1.83	12.24
N&M*	J21165467+5144458	21:16:54.7	51:44:46.4	B4-5IV-V	B4.0V	-1.25	1.77	12.20
N&M*	J21165723+5144226	21:16:57.2	51:44:22.7	B5-7III-IV	B5.0III	-2.15	1.69	12.75
N&M*	J21170291+5145280	21:17:02.9	51:45:28.0	B5-7III-IV	B5.0III	-2.15	1.86	12.36
N&M*	J21170172+5146491	21:17:01.7	51:46:49.2	B6-8III	B6.0III	-1.85	1.67	12.59
N&M	J21165990+5145587	21:17:00.0	51:45:58.7	F8Ib	F8.0I	-6.45	0.14	20.81
N&M	J21165450+5145422	21:16:54.5	51:45:42.3	G8II	G8.0III	0.75	1.46	9.47
N&M	J21165138+5144481	21:16:51.4	51:44:48.0	K0Ib	K0.0I	-6.10	1.41	15.86
N&M	J21165970+5145535	21:16:59.7	51:45:53.6	K0Ib-II	K0.0III	0.60	0.17	14.16
N&M	J21165840+5143262	21:16:58.4	51:43:26.2	K1Ib	K1.0I	-6.05	0.00	21.11
N&M	J21165645+5146489	21:16:56.5	51:46:49.0	K4II	K4.0III	0.04	1.33	10.12

Nota: ET: Este trabajo. SB: Simbad. RA: Ramírez Alegría et al. (2011). N&M: Negueruela & Marco (2012), M&S: Mathew & Subramaniam (2011). R: Russeil et al. (2007). (*) indica las estrellas utilizadas para calcular valores medios en módulo de distancia y exceso de color.

Capítulo 5

Resultados y discusión

En este capítulo presentaremos y discutiremos nuestros resultados. En primer lugar, realizaremos la comparación entre las tres técnicas de análisis. A continuación, extenderemos este estudio a los parámetros listados en el MWSC+ (tamaños, excesos de color, distancias y edades) y los presentados por Cantat-Gaudin et al. (2018) (distancias). Finalmente, analizaremos sus implicancias dentro del contexto general que hace a la estructura Galáctica en el segundo cuadrante.

Los cúmulos estelares en las figuras y las tablas, son presentados en orden descendente según su distribución, desde el anticentro Galáctico $l = 180^\circ$ hacia el límite con el primer cuadrante Galáctico $l = 90^\circ$.

5.1. Parámetros fundamentales

En la Tabla 5.1 se encuentran listados los parámetros fundamentales para los 19 cúmulos estelares presentados en este trabajo. En la misma hemos incorporado los resultados espectro-fotométricos, fotométricos y las distancias según el análisis de datos Gaia. El error involucrado en cada una de las técnicas y su posterior cálculo fue detallado en el Cap. 3. En la Fig. 5.3 se encuentra representada la Tabla 5.1. Los círculos verdes corresponden a los resultados espectro-fotométricos y los azules a las estimaciones fotométricas, los cuadrados azul oscuro representan el análisis de Gaia.

En la imagen superior de la figura, se observa que los valores obtenidos para el exceso de color ($E_{(B-V)}$), calculados a partir de las fuentes con TE y estimados haciendo uso de los datos fotométricos, muestran un claro acuerdo. Es decir, para los 19 cúmulos estelares hemos derivado valores de excesos de color a partir de un ajuste coherente entre la distribución de estrellas en los DCC y las curvas de calibración para las ZAMS, en donde a su vez, en 17 de ellos este resultado se corresponde con el análisis espectro-fotométrico realizado sobre las fuentes con TE. Por otro lado, como se ilustra en la figura inferior, para las distancias encontramos que sólo algunos cúmulos presentan diferencias significativas. Para los 14 cúmulos estelares en donde obtuvimos resultados de distancia utilizando datos Gaia, la concordancia con las estimaciones fotométricas es notable. La diferencia más notoria, y que discutiremos brevemente a continuación, se destaca para Czernik 5, NGC 7510 y Mayer 2 entre

el valor en distancia derivado del análisis fotométrico y astrométrico, y el calculado haciendo uso de los datos espectroscópicos.

En Czernik 5, la discrepancia puede deberse a la presencia de líneas en emisión del hidrógeno, como se observa en el espectro de la fuente clasificada como B7 V (ver Fig. 4.14). La presencia de este tipo de líneas altera el resultado espectro-fotométrico ya que el brillo total calculado sería la suma del flujo de la estrella y la envoltura. Por otro lado, teniendo en cuenta la edad nuclear (~ 100 Ma) estimada para este cúmulo abierto, la fuente clasificada como B8 V podría ser catalogada con CL III. La baja resolución de los espectros no nos permite distinguirlo, sin embargo el cálculo espectro-fotométrico para una fuente B8 III nos otorga una distancia de 2.7 kpc. La diferencia de distancia, entre este nuevo cálculo espectro-fotométrico y el correspondiente al análisis de datos astrométricos y fotométricos, es de 1 kpc, que a su vez corresponde a $\Delta(V_o - M_V) = 0.68$.

En cuanto a NGC 7510, en el estudio realizado Barbon & Hassan (1996), los autores determinaron un módulo de distancia 1.75 mag mayor que el derivado de datos espectroscópicos. Al igual que en el caso de Czernik 5 esto puede ser explicado en términos de los efectos evolutivos de las estrellas más masivas, en este caso, la población de estrellas con TE B. Adicionalmente, al igual que el caso de Czernik 5, una de las fuentes resulta ser Be. Suponiendo CL III para estas estrellas, el nuevo cálculo espectro-fotométrico arroja una distancia promedio de ~ 2 kpc. En este caso la discrepancia resulta ser de 1.1 kpc, que se traduce $\Delta(V_o - M_V) = 0.95$.

Es decir, las distancias espectro-fotométricas pueden incluir errores significativos en el cálculo cuando se utilizan estrellas masivas evolucionadas. Esto se debe a que las calibraciones para magnitudes absolutas son menos precisas ya que las etapas evolutivas posteriores a la secuencia principal pasan a depender fuertemente de la rotación estelar y la pérdida de masa. Fenómenos poco entendidos aún (Martins & Palacios, 2013). La Fig. 5.1 muestra en la izquierda la figura 2 de Bell (2016) y en la derecha la figura 11 de Martins & Palacios (2013). En ambas se ilustra, a partir de la construcción de diferentes modelos evolutivos, las incertezas en la localización de las fuentes sobre los DCM al abandonar la SP. Esto es reproducido por los modelos de evolución estelar y a su vez observado al representar conjuntos de estrellas masivas evolucionadas en los diagramas color-magnitud.

En el caso de Mayer 2, hemos calculado una distancia de 5.8 kpc según los datos espectroscópicos y ~ 4 kpc según los resultados de datos Gaia y fotométricos. La Fig. 5.2 muestra la ubicación este objeto junto al cúmulo Waterloo 1. En la misma se distinguen los TE obtenidos de la literatura: O9.5 IV para Mayer 2 y B1.5V para Waterloo 1, y los restantes, que fueron adquiridos a partir de nuestras campañas de observación. En el Cap. 4, mencionamos que la región HII, en donde se ubica Mayer 2, presenta la metalicidad más baja de la Galaxia (Yasui et al., 2016b,a), y para realizar el análisis espectro-fotométrico las calibraciones de referencia utilizadas (ver Cap. 3) fueron construidas para una población de estrellas con metalicidad solar. Bajo estas condiciones, si asumimos que Mayer 2 se ubica a una distancia de 4 kpc y sus estrellas son de baja metalicidad, el cálculo espectro-fotométrico no debería revelar una distancia más lejana, como hemos obtenido (5.8 kpc), si no todo lo contrario. Esto se debe a que para bajas metalicidades las estrellas se muestran ubicadas hacia regiones

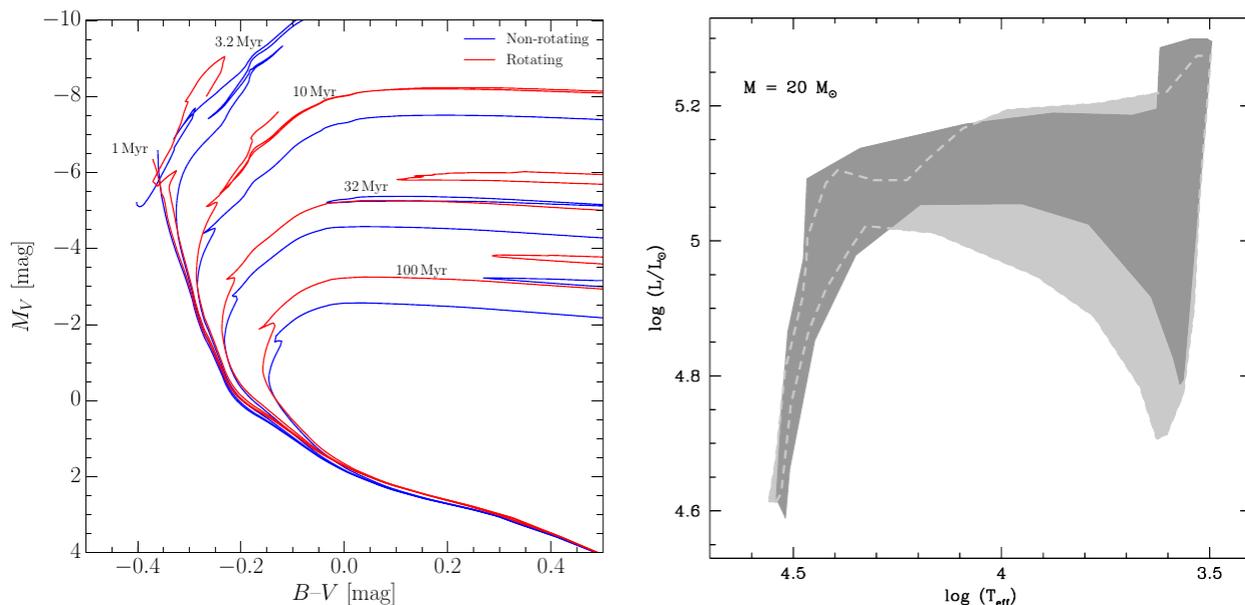


Figura 5.1. Izquierda (Bell, 2016): los efectos de incluir la rotación estelar en los *tracks* evolutivos en los modelos de isócronas de Geneva (Ekström et al., 2012). Derecha (Martins & Palacios, 2013): incertezas en la ubicación del *track* evolutivo con rotación (gris oscuro) y sin rotación (gris claro, delimitado por líneas discontinuas). Se han considerado *tracks* generadas por cinco códigos diferentes (GINEBRA, STERN, FRANEC, MESA y STAREVOL) con tasas de rotación iniciales similares.

“más azules” o de mayor temperatura en el DCM óptico. Por otro lado, nuestra distancia calculada para Mayer 2, a partir del análisis de datos Gaia, refleja un resultado de 3.8 kpc. Si bien este valor se encuentra en el límite de confianza, en términos de resultados derivados a partir de datos Gaia, es importante destacar que fue calculado con un error relativamente pequeño y que se realizó haciendo uso de las tres estrellas más tempranas del cúmulo con tipos espectrales determinados: O9.5I V, B1 V y B3 V. A su vez, en el análisis fotométrico ilustrado en la Fig. 4.5 de Mayer 2 se muestra que la distancia estimada de 4 kpc arroja un resultado coherente entre posición de la calibración para la ZAMS y la distribución de estrellas de la SPS. La diferencia que refleja el cálculo espectro-fotométrico con este valor, podría ser producto del comportamiento del MI en la región del cúmulo estelar, aunque en este caso particular hemos encontrado un resultado normal de $R_V = 3.1$ (ver Cap. 2). Se desprende entonces la necesidad de un nuevo estudio en términos espectroscópicos que arroje claridad en la determinación de los TE y el resultado de nuestros cálculos espectro-fotométricos. El valor que hemos adoptado, para la distancia de Mayer 2 (4 kpc), está relacionado con el hecho de que tanto este cúmulo como Waterloo 1 podrían ser producto de la fragmentación de una misma nube de gas molecular, en donde puede interpretarse de la Fig. 5.2, que distintos brotes de formación estelar dieron origen a estos dos cúmulos estelares. De esta manera, el resultado adoptado para Mayer 2, resulta consistente con la ubicación de Waterloo 1 (ver Tabla 5.1), situado a 3.8 kpc, distancia calculada utilizando las

5. Resultados y discusión

tres técnicas de análisis. Y adicionalmente, es también consistente con los trabajos realizados por Yasui et al. (2016b,a) que establecen distancias tanto para Mayer 2 como para SH 2-208 de ~ 4 kpc utilizando un ajuste de la función de luminosidad en la banda K (KLF).



Figura 5.2. Imagen WISE color – Aladin (Bonnarel et al., 2000). La figura muestra el campo que contiene a los cúmulos estelares Mayer 2 y Waterloo 1. Se indican los TE y otros objetos presentados en Yasui et al. (2016a,b).

Tabla 5.1. Parámetros fundamentales de los cúmulos estelares. Excesos de color y distancias según las distintas técnicas de análisis.

Cúmulo	Centro		Radio [']	$E_{(B-V)}$ [mag]		Distancia [kpc]			Edad [Ma]	
	$\alpha_{J2000.0}$	$\delta_{J2000.0}$		Fot.	T.E.	Fot.	T.E.	Gaia	Nuclear	Contracción
Teutsch 45	05:42:45.0	30:57:38.9	2.7	0.95	1.00±0.04	8.0 ^{+0.8} _{-0.7}	8.3 ^{+1.7} _{-1.4}	–	1–3	1–3
Waterloo 1	04:18:43.4	52:52:08.8	2.6	0.85	0.90±0.14	3.8 ^{+0.4} _{-0.3}	3.8±0.2	4.0 ^{+0.6} _{-0.5}	3–10	–
Mayer 2	04:19:44.3	53:10:05.5	2.3	1.05	1.12±0.01	4.0±0.4	5.8±0.2	3.8 ^{+0.1} _{-0.2}	3–10	1–3
Juchert 19	04:02:19.0	52:26:30.5	3.2	1.10	1.10±0.03	8.8±0.8	8.8 ^{+2.0} _{-1.6}	–	~ 10	–
Czernik 7	02:03:03.8	62:15:08.8	3.3	0.70	0.70±0.06	3.6 ^{+0.4} _{-0.3}	3.8 ^{+0.5} _{-0.4}	3.4 ^{+1.0} _{-0.6}	~ 30	10–30
Czernik 6	02:02:04.7	62:50:11.0	2.5	0.60	0.58±0.01	3.1±0.3	3.5±0.1	2.7±0.2	10–30	10–30
Czernik 5	01:55:40.6	61:21:15.7	2.2	1.10	1.15±0.05	3.7 ^{+0.4} _{-0.3}	1.7±0.1	3.7 ^{+0.5} _{-0.4}	~ 100	–
Berkeley 7	01:54:14.7	62:22:12.9	3.7	0.75	0.84±0.12	3.1±0.3	3.2±0.1	3.0±0.1	~ 30	~ 30
NGC 659	01:44:23.5	60:40:25.7	4.8	0.80	0.79	3.2±0.3	3.4	3.2 ^{+0.4} _{-0.3}	10–30	~ 10
NGC 654	01:43:59.7	61:53:08.0	7.1	0.75	0.90±0.12	3.1±0.3	3.1 ^{+0.4} _{-0.3}	3.0 ^{+0.2} _{-0.3}	~ 30	10–30
IRAS 23151+5912	23:17:17.3	59:28:35.2	2.2	0.80	0.80	3.2±0.3	2.8	3.2±0.2	~ 30	~ 30
FSR 0417	23:13:58.3	59:49:28.1	6.4	0.85	1.05	3.2±0.3	3.2	3.2 ^{+0.5} _{-0.4}	3–10	10–30
NGC 7510	23:11:04.6	60:34:29.8	3.8	1.00	1.10±0.22	3.1±0.3	1.1±0.1	3.2 ^{+0.6} _{-0.4}	10–30	~ 10
BDS2003–42	23:06:21.5	60:15:59.6	1.0	1.80	–	3.0±0.3	–	2.7 ^{+0.6} _{-0.4}	~ 1	–
BDS2003–39	23:05:10.1	60:14:31.0	1.4	1.75	1.75	1.8±0.3	1.8	–	1–3	–
BFS 16	23:03:49.2	60:24:05.0	1.8	1.10	1.10	2.3±0.2	2.3	–	3–10	–
BDS2003–36	22:58:44.2	58:47:16.7	3.4	1.40	1.60±0.14	3.2±0.2	3.2±0.5	2.5 ^{+0.5} _{-0.3}	~ 30	–
Berkeley 55	21:16:57.2	51:45:34.1	2.7	1.75	1.77±0.07	3.0±0.3	3.0±0.3	2.8 ^{+0.6} _{-0.4}	~ 100	–
Kronberger 80	21:11:49.4	52:22:43.7	3.5	2.60	–	7.0 ^{+0.7} _{-0.6}	–	–	10–30	–

5. Resultados y discusión

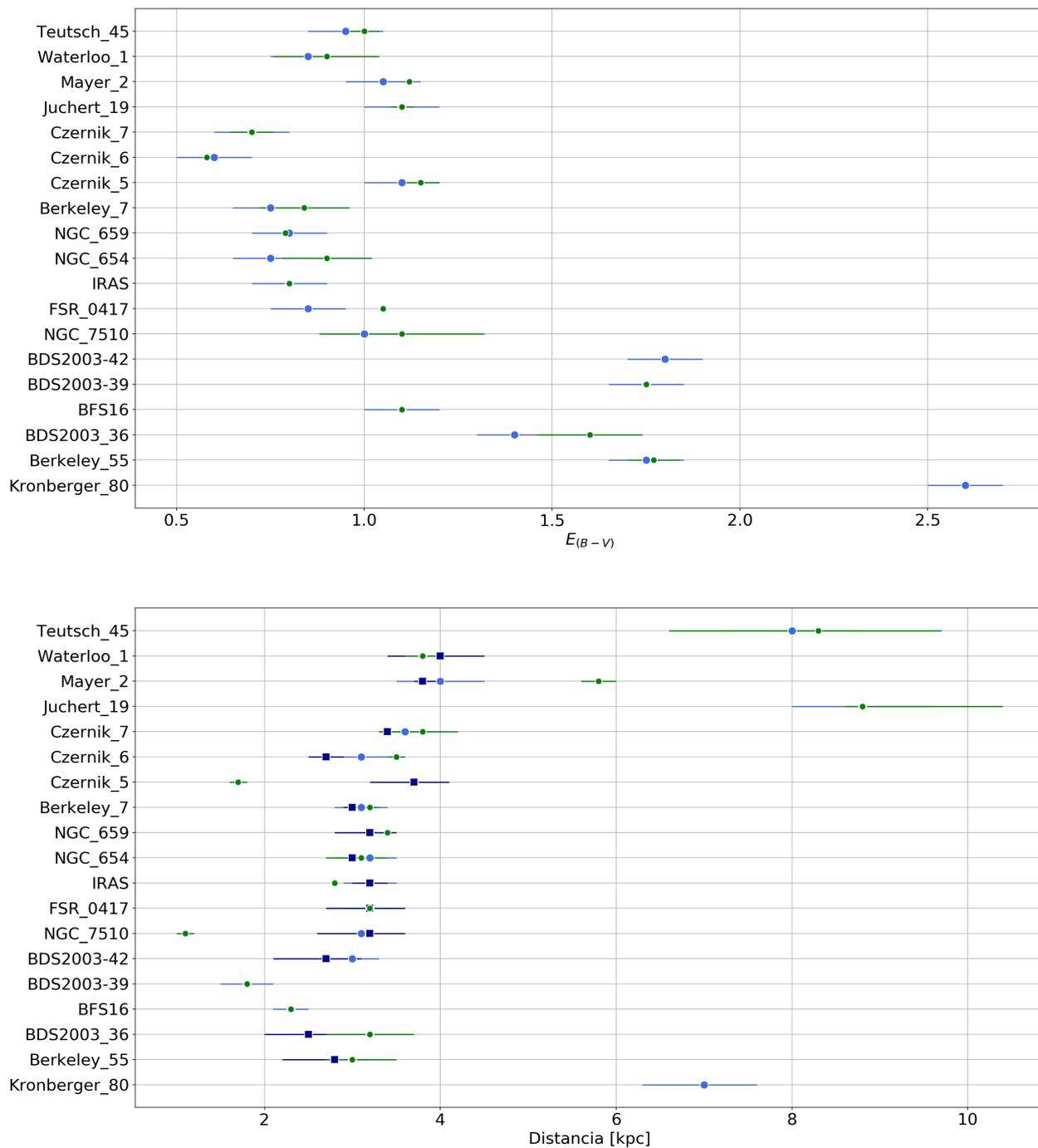


Figura 5.3. Imagen superior: comparación de resultados para los excesos de color derivados del cálculo espectro-fotométrico (círculos verdes) y las estimaciones fotométricas (círculos azules). Las líneas horizontales indican el error en cada caso. Imagen inferior: comparación de resultados para las distancias obtenidas del cálculo espectro-fotométrico (círculos verdes), las estimaciones fotométricas (círculos azules) y los cálculos a partir del análisis de datos Gaia (cuadrados azul oscuro). Las líneas horizontales indican el error en cada caso.

5. Resultados y discusión

En la Tabla 5.2 presentamos nuestros resultados junto a los del MWSC+ y las distancias calculadas por Cantat-Gaudin et al. (2018). Al igual que en la comparación anterior, en las Figs. 5.4–5.5, hemos gráfico los radios, excesos de color, distancias y edades. En la misma, representamos con círculos color naranja aquellos listados en el catálogo MWSC+ y con círculos azules nuestro resultado.

Comparando nuestros resultados con los del MWSC+, puede observarse que en algunos casos las diferencias no resultan significativas. Sin embargo, se destacan algunas disimilitudes importantes. En términos de parámetros fundamentales espaciales le atribuimos las discrepancias más notorias al uso de diferentes técnicas para determinar las coordenadas de centro y los tamaños. El MWSC basa su estudio, principalmente, en el análisis de perfiles de densidad radial (PDR), obtenidos a partir de conteos estelares. Los perfiles fueron construidos en la banda K del relevamiento 2MASS y computados para tres radios distintos: $r_0 < r_1 < r_2$. En este caso, hemos optado por r_2 como parámetro de tamaño, ya que representa la distancia entre el centro del cúmulo y la zona en donde la densidad estelar alcanza el valor de la densidad estelar del campo circundante. Por otro lado r_0 , llamado radio del núcleo, corresponde a la distancia entre el centro del cúmulo y la zona en donde la curva que describe el PDR se hace plana. Mientras que r_1 , denominado como el radio visible desde la parte central, representa la distancia desde el centro hasta donde la disminución de la densidad estelar se detiene abruptamente. En cuanto a la determinación de las coordenadas de centro de los cúmulos abiertos, los autores las establecieron a partir de inspección visual de la distribución estelar (Kharchenko et al., 2012). Así mismo, en el caso de los tres cúmulos tomados de Bica et al. (2003a) (BDS2003–36/39/42), tanto las coordenadas de centro como los tamaños fueron el resultado de inspección visual sobre imágenes en la banda K del relevamiento 2MASS.

En relación a los excesos de color, las distancias y las edades, el MWSC, basó su análisis en la construcción de DCC y DCM en las bandas J , H , K del catálogo 2MASS. Mediante el desplazamiento de isócronas, sobre estos diagramas, realizaron un proceso iterativo que involucraba la estimación en conjunto de estos tres parámetros fundamentales. Como mencionamos en el Cap. 3, los valores listados en el MWSC son derivados de un estudio uniforme y homogéneo pero sus parámetros fundamentales son, finalmente, el producto de un análisis realizado exclusivamente sobre datos fotométricos en la región del IR. Es por esto, que las soluciones que brinda el ajuste de isócronas y las calibraciones para la ZAMS o SP en torno a la distribución de estrellas de los cúmulos abiertos, consideramos, no ofrecen en todos los casos resultados confiables. Esto se debe, como indicamos previamente, a que los índices de color infrarrojos de estrellas masivas no son sensibles a sus distintos tipos espectrales. Las marcadas diferencias que encontramos en los resultados de distancias resaltan este hecho, teniendo en cuenta que los valores obtenidos en nuestro trabajo son, en la mayoría de los casos, el producto de dos o tres técnicas distintas de análisis. Sólo en el caso de Kronberger 80 no fue posible completar el estudio fotométrico con datos espectroscópicos o un análisis propio de datos Gaia.

Considerando las edades establecidas en el catálogo MWSC, se observan casos en donde han estimado valores de edad incompatibles en términos evolutivos, ya que para algunos cúmulos estelares la edad establecida en el catálogo y la población de estrellas tempranas con TE OB no se corresponden.

En contraposición, en todos los casos, las edades estimadas en nuestro trabajo son consistentes con las respectivas poblaciones de estrellas tempranas situadas en la región de estudio de los cúmulos estelares. Este hecho debe remarcar la importancia de un análisis completo, en términos de datos astrofísicos, para poder inferir la edad de los cúmulos estelares. Fundamentalmente al momento de ser utilizados para describir su distribución relacionando su estado evolutivo con la estructura Galáctica. Si bien, hay contadas evidencias que favorecen una visión ya mencionada a lo largo de esta tesis, es importante poner en consideración que el uso de datos fotométricos en las regiones del óptico, especialmente utilizando la banda u (o similar), complementados con datos espectroscópicos, brinda resultados más confiables al momento de poder encontrar cotas que restrinjan el estado evolutivos de un cúmulo estelar.

En cuanto a la distancia calculada a partir de datos Gaia, presentamos la Fig. 5.6 en donde graficamos con cuadrados de color rojo los valores establecidos en el trabajo realizado por Cantat-Gaudin et al. (2018) y con cuadrados azul oscuro nuestros cálculos en base a datos Gaia. Esta figura, que refleja los valores presentados en la Tabla 5.2, muestra un claro acuerdo entre ambos trabajos. Esto se debe al hecho de haber realizado un estudio de características similares en donde nuestros datos y los utilizados por Cantat-Gaudin et al. (2018) presentan una intersección en común.

5.2. Estructura del segundo cuadrante Galáctico

La Fig. 5.7 muestra la distribución de los 19 cúmulos estelares estudiados en el 2CG. En el panel de la izquierda, con círculos naranjas, representamos los valores establecidos en el MWSC+. En el panel de la derecha, con círculos azules, nuestros resultados. A su vez, se ha graficado el patrón en espiral sugerido por Hou & Han (2014). En su modelo, los autores han considerados dos casos. En el primero caso, el ajuste fue realizado tomando únicamente datos correspondientes a las regiones HII. En el segundo caso, el primero fue complementado con otros dos trazadores: las nubes moleculares y la emisión de masers de metanol en 6.7 GHz. En este último caso, el HII fue tomado como principal trazador, y en ambos casos utilizaron criterios de selección en donde ponderaron, para el HII, los datos obtenidos haciendo uso de métodos directos. De estos dos modelos, hemos optado por el primer caso, con un patrón en espiral constituido por 4 brazos, una distancia Galactocentrica = 8.3 kpc y una velocidad de rotación circular para el “Local Standard of Rest” (LSR) de $\Theta = 239 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$. En el mismo, el recorrido del Nuevo Brazo fue extendido al segundo cuadrante manteniendo su ángulo de inclinación. Esta elección fue realizada al observar el patrón de los brazos espirales de ambos modelos, como se muestran en la Fig. 1.5 del Cap. 1, y al tener en cuenta la distribución de los cúmulos estelares estudiados entorno a estos patrones. La Fig. 5.8 es similar a la Fig. 5.7 en donde adicionalmente hemos graficado otros trazadores de brazos espirales. Los círculos vacíos rojos corresponden a regiones HII (Hou & Han, 2014), mientras que los círculos violeta muestran las nubes moleculares de CO observadas por Dame & Thaddeus (2011b), Sun et al. (2015) y Du et al. (2016). Los tamaños de los círculos azules, que representan nuestros resultados de distancia para los 19 cúmulos estelares, se han graficado de manera proporcional a la edad estimada.

Como muestra la Fig. 5.7, a excepción de Waterloo 1 para el resto de los cúmulos estelares hemos establecido distancias mayores a las listadas en el MWSC+. Se muestra que, hacia regiones más externas, varias de las agrupaciones que eran consideradas pertenecientes al Brazo de Perseo, en efecto, se encuentran ubicadas de manera dispersa abarcando más de un solo brazo en espiral. En primer lugar, Berkeley 55, que se mostraba ubicado en el Brazo de Orion, parece estar asociado al Brazo de Perseo como también es sugerido por Negueruela & Marco (2012). En relación a los cúmulos no listados en el MWSC: BDS2003–39/42 se encuentran ubicados en el Brazo de Perseo, mientras que BDS2003–36 y BFS16 parecen situarse entre el Brazo de Orion o Brazo Local y el de Perseo. La notoria diferencia en distancias se destaca para Teutsch 45, Mayer 2, Juchert 19 y Kronberger 80 en donde Teutsch 45 y Juchert 19 se ubican más allá del Brazo Exterior. Es notable la posición de estos dos cúmulos estelares en relación a la proyección del Nuevo Brazo, identificado por Sun et al. (2015) utilizando HI y datos de CO. Los resultados espectro-fotométricos para estos dos cúmulos, obtenidos a partir de datos espectroscópicos propios, y las estimaciones fotométricas dan evidencias de que la formación estelar en el segundo cuadrante se extiende más allá del Brazo Exterior, y que estas agrupaciones estelares se sitúan sobre o muy próximas a la proyección del Nuevo Brazo.

Tomando la Fig. 5.8, la traza del Brazo Exterior dada por el modelo Hou & Han (2014) parece

tener un ángulo de inclinación menor que el seguido por las observaciones de CO, pero uno mayor que el indicado para algunas regiones HII. Este comportamiento podría deberse a una estructura particular de ramificación o un efecto dinámico en este brazo. En este sentido es remarcable la distribución de las agrupaciones, partiendo desde Berkeley 55 hasta Waterloo 1 y Mayer 2, en donde pueden distinguirse a NGC 7510 y a FSR 0417 junto con NGC 659/654 y Czernik 5/6/7 en correspondencia con la ubicación de varias regiones HII. Esta traza de cúmulos estelares podría vislumbrar una estructura interbrazos. Esta estructura es consistente con lo remarcado por Dobbs & Bonnell (2006) y Shetty & Ostriker (2006) donde destacan que este tipo de construcciones se observa comúnmente en varias galaxias espirales y, como mencionamos en el Cap. 1, parece ser causada por la disgregación en la configuración de los brazos principales como consecuencia de órbitas divergentes o compresión diferencial de gas.

En términos evolutivos, los cúmulos estudiados en este trabajo, han resultado ser agrupaciones estelares jóvenes con un rango de edad de entre 1–100 Ma. Si bien la población estudiada resulta ser joven, se destaca su distribución sobre el plano Galáctico en consideración con la edad. Como mencionamos en el Cap. 1, históricamente se distinguen dos tipos de brazos espirales. Uno asociado a objetos jóvenes; estrellas OB y jóvenes asociaciones estelares. Estos brazos espirales son regiones donde se observa el nacimiento de estrellas y, en consecuencia, son espacios ocupados por nubes moleculares gigantes en donde los cúmulos abiertos jóvenes y las regiones de fotodisociación son los mejores trazadores de este tipo de brazos. Mientras que el otro tipo está constituido principalmente por poblaciones de estrellas más evolucionadas, que han migrado de sus lugares de nacimiento y forman otro tipo de brazo espiral (Xu et al., 2018). En este sentido, en la Fig. 5.8, puede observarse que los cúmulos estelares más evolucionados se sitúan entre el Brazo de Perseo y el Brazo Exterior delineando esta estructura interbrazo mencionada anteriormente. Esta ramificación se extiende hasta Mayer 2 y Waterloo 1 (ver Fig. 5.2), dos cúmulos estelares jóvenes. En particular, como mencionamos anteriormente, los dos cúmulos se ubican en una de las regiones de menor metalicidad de la Galaxia. Esto podría vincularse con los resultados presentados por Dobbs & Bonnell (2006), en donde a partir de simulaciones de partículas hidrodinámicas explican, que estas ramificaciones en las galaxias espirales se deben a estructuras presentes en sus brazos, que son el resultado de órbitas divergentes producto del potencial espiral. En consecuencia, estas estructuras, que devienen de las nubes de gas molecular, se orientan de manera perpendicular hacia las regiones externas del brazo y al abandonarlo generan estos puentes o ramificaciones. Podríamos entonces especular, que este efecto daría lugar a que zonas en los interbrazos sean ocupadas por gas molecular primordial, que todavía no ha sido enriquecido producto de la continua formación estelar.

En relación a la población de estrellas tempranas, a partir de observaciones espectroscópicas propias, hemos detectado 22 estrellas de tipo OB, 17 de ellas más tempranas que B3, es decir, estrellas masivas. La identificación de estas estrellas masivas y la estimación de sus distancias constituyen resultados relevantes en términos de la distribución de estrellas tempranas en el 2CG. A excepción de tres fuentes particulares, abordadas en el Cap. 4, y dos en cada caso: Mayer 2 y Czernik 5, las restantes

5. Resultados y discusión

se encuentran distribuidas acorde a las distancias estimadas para los cúmulos estelares en donde fueron observadas. Cabe mencionar que, al discutir el caso de Mayer 2, es posible que los resultados espectro-fotométricos de 5.8 ± 0.2 kpc fueran correctos para las estrellas de TE OB. En consecuencia, esta población se ubicaría sobre el Brazo Exterior. En este sentido, la distancia espectro-fotométrica calculada debe ser abordada con nuevas observaciones espectroscópicas y fotométricas para poder resolver esta discusión.

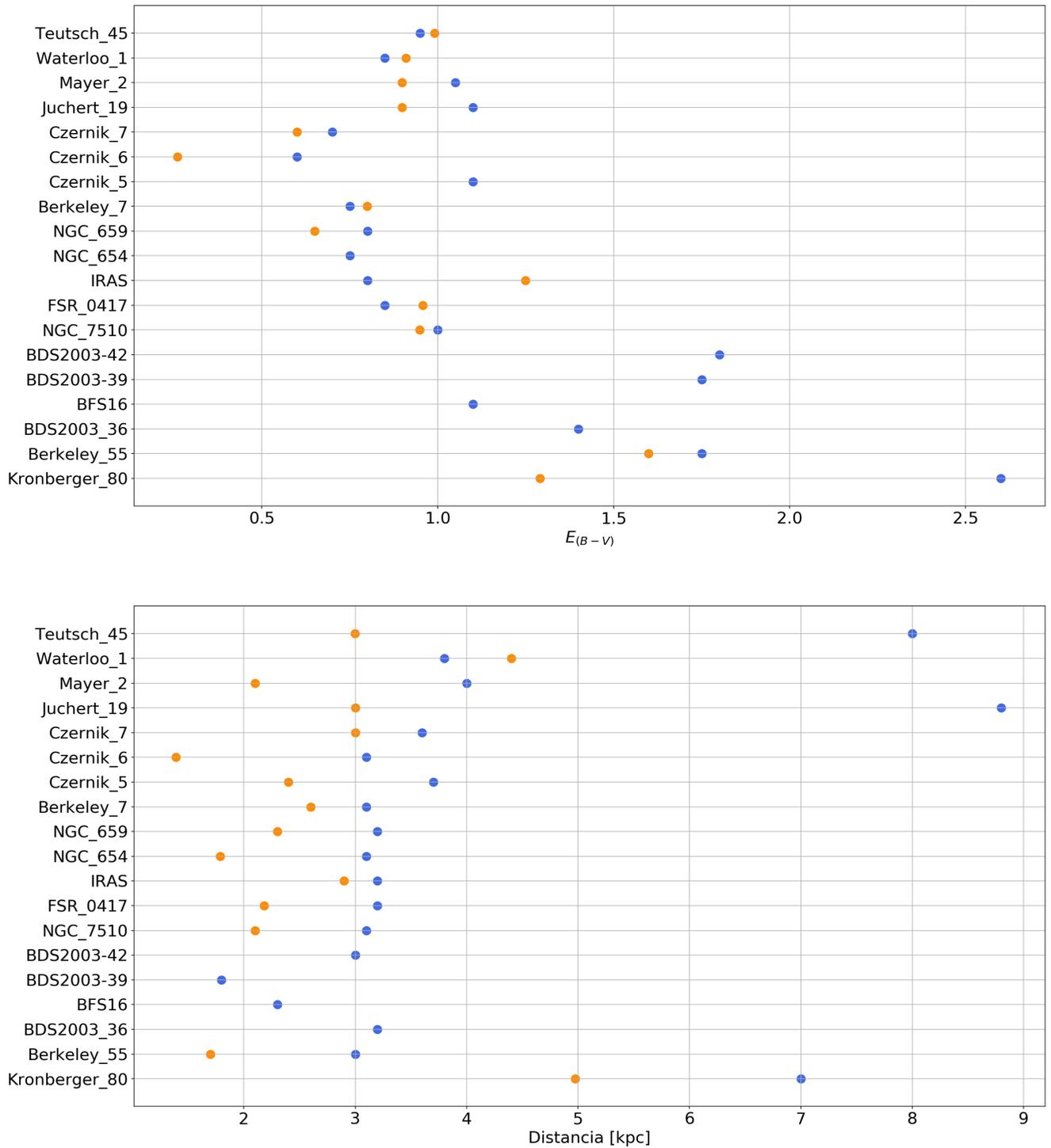


Figura 5.4. Imagen superior: comparación de resultados para los excesos de color listados en el MWSC+ (círculos naranjas) y los obtenidos en esta tesis (círculos azules). Imagen inferior: comparación de resultados entre las distancias listadas en el MWSC+ (círculos naranjas) y las presentadas en esta tesis (círculos azules).

5. Resultados y discusión

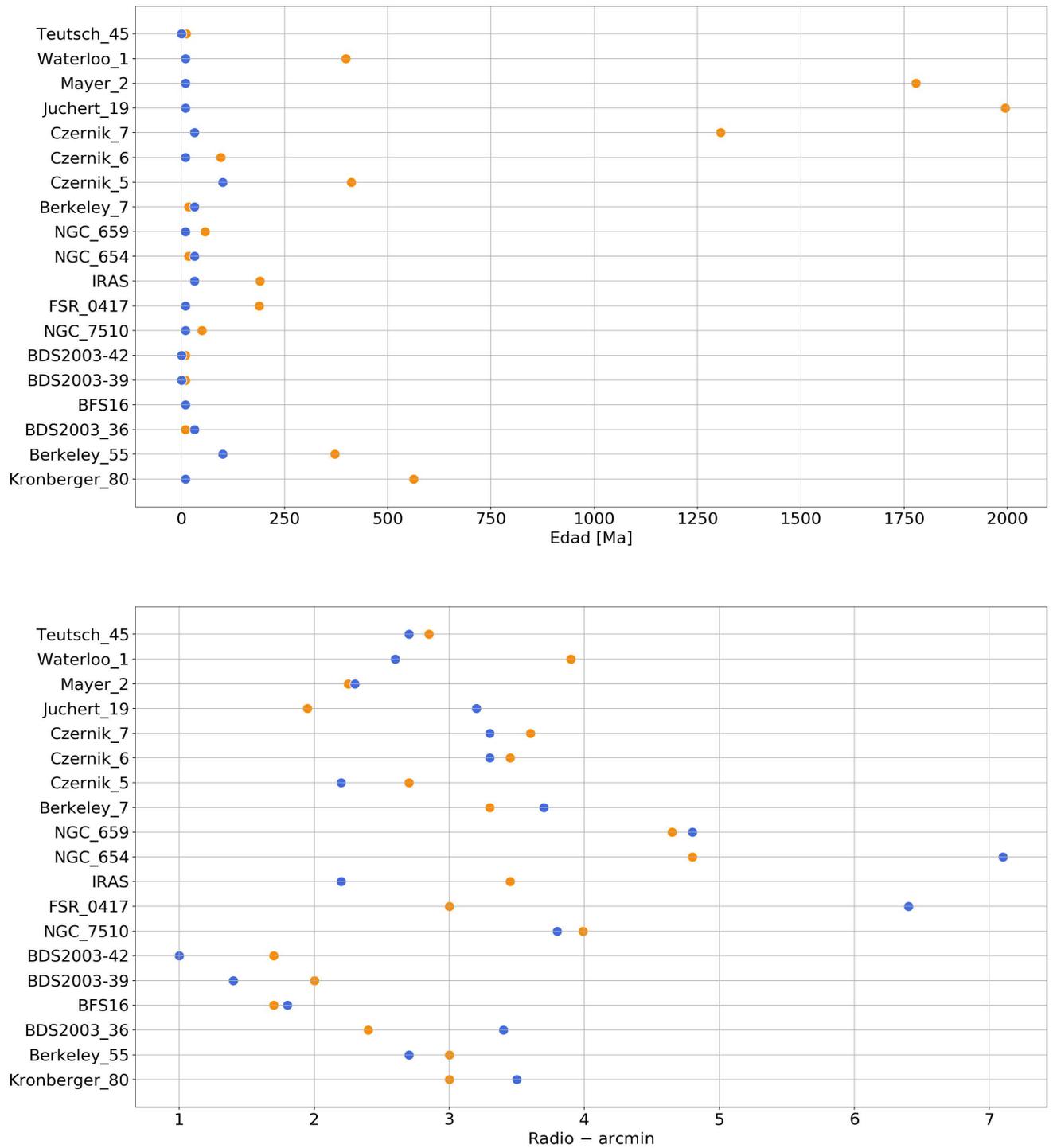


Figura 5.5. Imagen superior: comparación de resultados para las distancias listadas en el MWSC+ (círculos naranjas) y las obtenidos en esta tesis (círculos azules). Imagen inferior: comparación de resultados entre los tamaños listados en el MWSC+ (círculos naranjas) y los presentados en esta tesis (círculos azules).

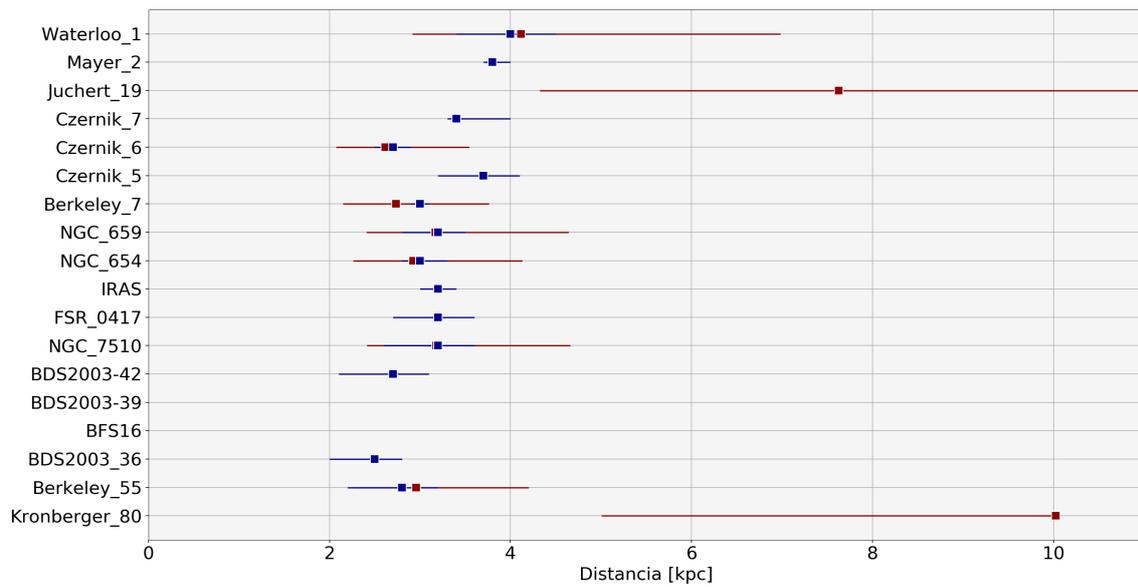


Figura 5.6. Comparación de resultados entre las distancias presentadas en este trabajo mediante el uso de datos Gaia DR2 (cuadrados azules), y del trabajo realizados por Cantat-Gaudin et al. (2018) (cuadrados rojos). Las líneas horizontales azules representan el error establecido para cada caso, mientras que las líneas horizontales rojas, representan una estimación de cotas de error para valores entre $d_{mode} \pm 0.1$ mas.

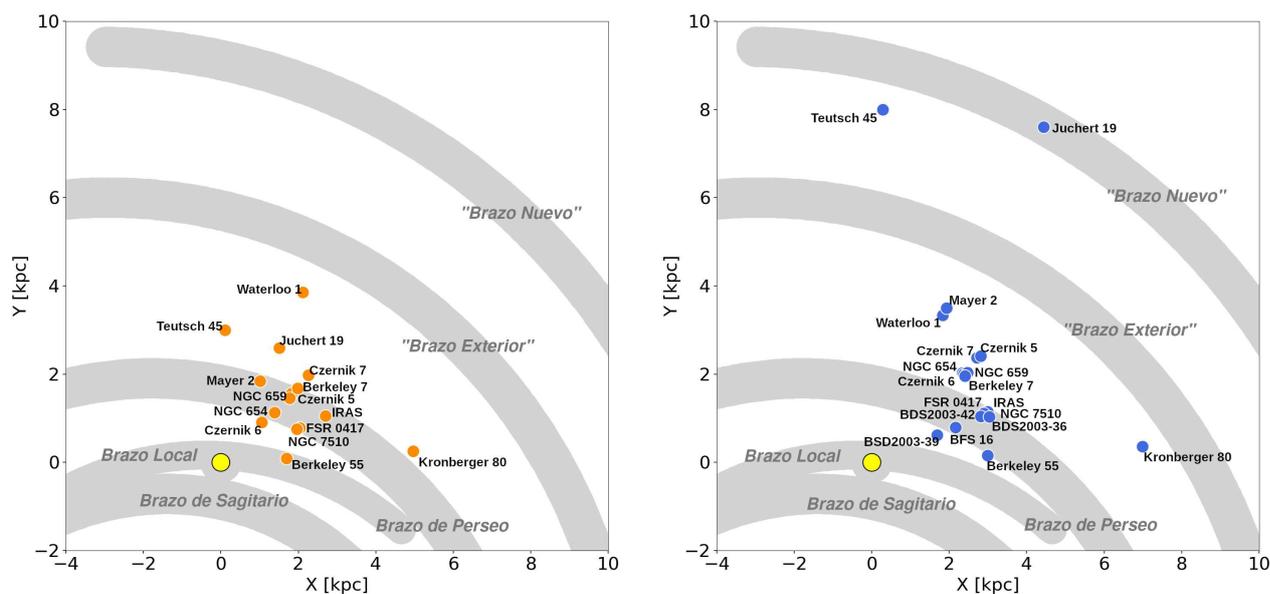


Figura 5.7. Proyección sobre el plano Galáctico de los cúmulos estudiados. La figura cubre el segundo cuadrante. Las franjas grises claras ilustran el modelo logarítmico de brazos en espiral de Hou & Han (2014). El círculo amarillo marca la posición del Sol, en donde asumimos una distancia Galactocéntrica de $R_{\odot} = 8.3$ kpc. Los cúmulos estudiados se representan con círculos azules para nuestras estimaciones y círculos naranjas para las del MWSC+.

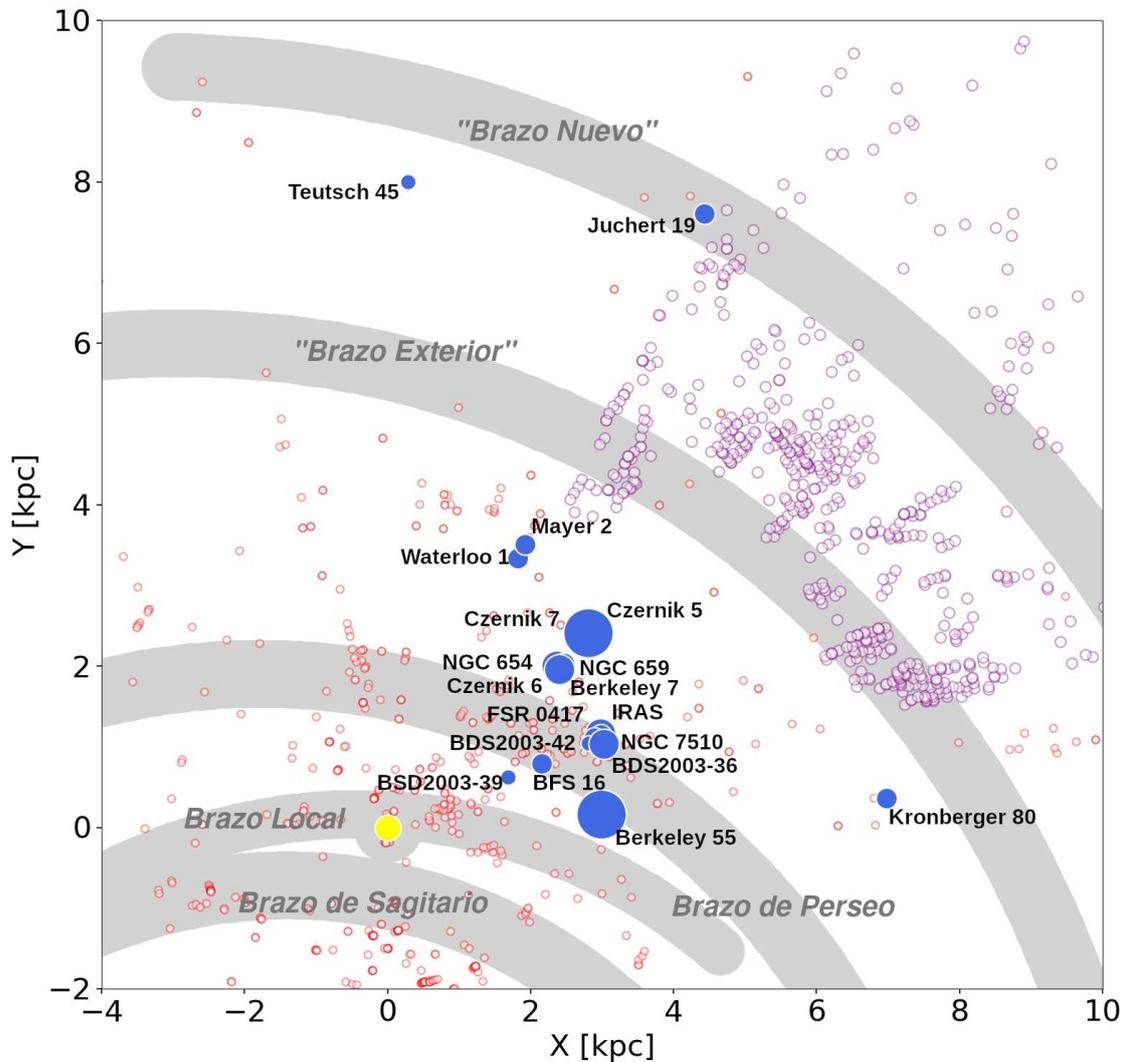


Figura 5.8. Descripción similar a Fig. 5.7. Los cúmulos estudiados se representan con círculos azules para nuestros resultados. Los tamaños de estos círculos son proporcionales a la edad estimada. Otros trazadores de brazos también son graficados: círculos vacíos en rojo corresponden a regiones HII de Hou & Han (2014), mientras que los círculos violeta muestran las nubes moleculares de CO observadas por Dame & Thaddeus (2011b), Sun et al. (2015) y Du et al. (2016).

Capítulo 6

Conclusiones

En este trabajo de tesis seleccionamos inicialmente ~ 250 cúmulos estelares tomados del MWSC+ que presentaban una contrapartida de datos en el relevamiento SDSS. Luego del estudio descripto en la Sec. 3.3 enfocamos nuestra atención sobre un conjunto de 19 agrupaciones estelares situadas en el segundo cuadrante Galáctico, a las que les efectuamos un análisis detallado para obtener sus parámetros fundamentales. Este estudio incluyó datos fotométricos multi-banda en conjunto con nuevas observaciones espectroscópicas propias e información disponible en la literatura, en donde a su vez realizamos un análisis de distancia utilizando datos Gaia DR2.

Para llevar a cabo la selección de los objetos y el análisis de la muestra final desarrollamos un conjunto de herramientas computacionales diseñadas para estudiar sistemáticamente cada agrupación estelar. De esta forma, hemos estimado los parámetros fundamentales de las 19 agrupaciones mediante el uso de datos fotométricos. En donde, hemos calculado valores espectro-fotométricos de distancias y excesos de color para 17 de los 19 cúmulos estelares estudiados, y valores de distancia, haciendo uso de datos Gaia, para 14 de ellos. A partir de nuestras observaciones espectroscópicas hemos detectado 22 nuevas estrellas OB, 17 de ellas más tempranas que B3, es decir, estrellas masivas. Hemos establecido cotas para la edad de contracción, a partir de la detección de poblaciones de estrellas PSP, en 10 de los 19 cúmulos estelares. En todos estos casos obtuvimos valores similares para las edades nucleares y de contracción lo cual indica un proceso de formación estelar coetáneo. Hemos caracterizado una estructura secundaria entre el Brazo Perseo y el Exterior que responde a un gradiente de edad. A su vez, detectamos contrapartes estelares en las cercanías del Nuevo Brazo y el Brazo Exterior, dando evidencia de que la formación estelar se extiende a regiones más externas hacia el anticentro Galáctico.

Hemos podido verificar la confiabilidad de nuestra metodología al estimar los parámetros de cúmulos abiertos previamente estudiados y al haber derivado los parámetros fundamentales correspondientes a otros cúmulos que habían sido solo identificados o estudiado haciendo uso de un conjunto de datos fotométricos limitados a la región del IR o en algunos casos carentes de datos en la banda u o similar.

Nuestro estudio revela la viabilidad y la importancia del uso del sistema de filtros Sloan como instrumento para poder determinar los parámetros fundamentales de cúmulos estelares. A su vez, este

6. Conclusiones

sistema de filtros forma parte del diseño de relevamientos que actualmente se encuentran disponibles o están en preparación. Ejemplos de esto son: el relevamiento “Southern Photometric Local Universe Survey¹” (S-PLUS), el “VST Photometric H α Survey of the Southern Galactic Plane and Bulge” (V-PHAS+)² y el Panstarrs³.

Adicionalmente, resaltamos la importancia de utilizar los catálogos de cúmulos estelares con cierta cautela teniendo en cuenta las diferencias que hemos detectado al comparar nuestros resultados con aquéllos listados en el MWSC. Considerando esto último, se destaca la necesidad, de construir un catálogo de cúmulos estelares haciendo uso de métodos más confiables para la determinación de edades. En términos de distancias hemos mencionado diversos trabajos que hacen uso de los nuevos datos Gaia DR2, y en un futuro cercano este relevamiento nos permitirá incluso determinar las distancias a los cúmulos estelares más lejanos. Por otro lado, la determinación de edades y su posterior uso en relación a la estructura de la Galaxia parece presentar un desafío que en el presente involucra la necesidad de análisis más completos, en donde intervengan distintas técnicas haciendo uso de la diversidad existente de datos astrofísicos.

Respecto a los parámetros de cada agrupación estelar estudiada encontramos las siguientes particularidades:

- Teutsch 45: Nuestros datos espectroscópicos y el cálculo espectro-fotométrico nos permitieron confirmar que es un cúmulo abierto joven (3 Ma), situado a una distancia de ~ 8 kpc. Se ubica en una dirección muy cercana al anticentro Galáctico en donde, a su vez, se sitúa muy próximo a la proyección del Nuevo Brazo.
- Waterloo 1: El exceso de color estimado y la distancia resultan similares a los presentados por Moffat et al. (1979) y Cantat-Gaudin et al. (2018). Se destaca la edad establecida en el MWSC (~ 400 Ma), mientras que nosotros estimamos una edad menor a los 10 Ma.
- Mayer 2: Establecimos edades nuclear y de contracción de acuerdo con lo estimado por Yasui et al. (2016b) (10 Ma) en contraposición con aquella listada en el MWSC (1.8 Ga).
- Juchert 19: En relación al MWSC y a nuestro estudio se destaca una diferencia en edad y distancia: de 1.9 Ga y 3 kpc a 10 Ma y 8.8 kpc, respectivamente. En concordancia con nuestras estimaciones Cantat-Gaudin et al. (2018) situaron al cúmulo a una distancia (*dmode*) de 7.6 kpc.
- Czernik 7: Encontramos valores similares de distancia y exceso de color a aquéllos obtenidos en trabajos anteriores. Sin embargo, resulta ser un objeto mucho más joven (de 1–10 Ga a 30 Ma).
- Czernik 6: Nuestros parámetros estimados muestran similitudes de distancia con el estudio presentado por Bisht et al. (2016) y Cantat-Gaudin et al. (2018). En este caso también resulta interesante destacar la discrepancia con el MWSC.

¹<http://www.splus.iag.usp.br/en/>

²<https://www.vphasplus.org/>

³<https://panstarrs.stsci.edu/>

-
- Czernik 5: La distancia estimada para este objeto lo coloca a 3.7 kpc. Otros parámetros fueron similares y comparables con trabajos anteriores. En términos evolutivos el MWSC establece una edad de ~ 400 Ma, mientras que nosotros estimamos 100 Ma. De todas formas, al observar la distribución de estrellas en relación a las isócronas en la Fig. 4.13 y teniendo en cuenta nuestras propias discrepancias de distancia es posible considerar que este cúmulo presente una edad aún mayor. Como cota máxima podríamos establecer 320 Ma.
 - Berkeley 7: Nuestras estimaciones se encuentran en mejor acuerdo con las dadas por Phelps & Janes (1994), Dambis et al. (2017) y Lata et al. (2014) donde se emplearon observaciones con datos fotométricos más completos. En cuanto a la distancia, encontramos un buen acuerdo con Cantat-Gaudin et al. (2018).
 - NGC 659: Nuestro estudio sobre la distancia es similar a Phelps & Janes (1994) (~ 3.2 kpc) y Cantat-Gaudin et al. (2018). El exceso de color se corresponde con aquel listado en el MWSC. En cuanto a la edad nuclear, estimamos 10–30 Ma y una edad de contracción de ~ 10 Ma.
 - NGC 654: Nuestra distancia y el exceso de color (~ 3.1 kpc y $E_{(B-V)} = 0.75$) es similar a la calculada por Cantat-Gaudin et al. (2018) y por Phelps & Janes (1994), respectivamente. La edad nuclear estimada en ~ 30 Ma y la edad de contracción entre 10–30 Ma son del orden de las presentadas en el MWSC (20 Ma).
 - IRAS 23151+5912: Encontramos valores similares con respecto a las edades nuclear y de contracción (~ 30 Ma). Estos resultados difieren significativamente de los catalogados por el MWSC (~ 200 Ma). Detectamos una posible población de estrellas de tipo T–Tauri. Con respecto a la distancia (3.2 kpc) establecimos que este cúmulo se encuentra más cerca que lo propuesto en estudios previos (5.57 y 5.7 kpc según Wouterloot & Brand 1989 y Sridharan et al. 2002, respectivamente). Los valores de enrojecimiento también mostraron diferencias; estimamos un exceso de color de 0.80 mientras que el MWSC, 1.25.
 - FSR 0417: Encontramos diferencias en la comparación con los trabajos previos. Establecimos que este es un cúmulo joven a diferencia de lo presentado en el MWSC que propone una edad de ~ 200 Ma. Estimamos una distancia y un enrojecimiento de 3.2 kpc y ~ 0.85 , respectivamente, mientras que el MWSC y Buckner & Froebrich (2013) establecieron 2.9 kpc y $E_{(B-V)} \approx 1.25$.
 - NGC 7510: Encontramos valores similares para la distancia (3.1 kpc) y el exceso de color (1.0) a los establecidos por Sagar & Griffiths (1991) y Barbon & Hassan (1996). En relación a la distancia también encontramos resultados en acuerdo con Cantat-Gaudin et al. (2018). Por otro lado, el MWSC lo sitúa a 2.1 kpc. Estimamos edades nuclear y de contracción de 10–30 Ma y ~ 10 Ma, respectivamente.
 - BDS2003–36/42: Se obtuvieron por primera vez los parámetros fundamentales del cúmulo estelar inmerso BDS2003–42. Con respecto a BDS2003–36 teniendo en cuenta que SH2–152 está ubicado

6. Conclusiones

en el Brazo de Perseo entre 2 y 6 kpc (Wouterloot et al. 1993), lo situamos de distancia de 3.0 kpc.

- BDS2003–39: Nuestra distancia calculada (1.8 kpc) lo sitúa más próximo que los trabajos previos (3.5 y 2.38 kpc). También estimamos una edad nuclear de 1–3 Ma.
- BFS 16: Calculamos una distancia de 2.3 kpc y un exceso de color de 1.1. Establecimos una edad nuclear de 3–10 Ma. Estos son los primeros parámetros derivados para este cúmulo abierto.
- Berkeley 55: En este caso, encontramos resultados en mejor acuerdo con Negueruela & Marco (2012) y Cantat-Gaudin et al. (2018). Estos resultados son diferentes a los establecidos en el MWSC en donde se lo ubica en el Brazo de Orión. Por otra parte, la edad establecida en el catálogo es de ~ 400 Ma, mientras que nosotros estimamos una edad nuclear de no más de 100 Ma.
- Kronberger 80: Nuestros resultados son muy diferentes de los listados en el MWSC y los establecido por Cantat-Gaudin et al. (2018). Estimamos una distancia de 7.0 kpc, un exceso de color de 2.6 y una edad de no más de 30 Ma. Mientras que el MWSC estableció una distancia de ~ 5 kpc, un exceso de color de ~ 1.3 y una edad de ~ 550 Ma. Por otro lado, Cantat-Gaudin et al. (2018) derivó una distancia (d_{mode}) de 10 kpc.

Finalmente, varios de los catálogos existentes al presente revisten incompletitudes y errores no menores, y en consecuencia pueden llevar a conclusiones erróneas. Queremos destacar entonces la necesidad de seguir realizando análisis detallados, homogéneos y sistemáticos de cúmulos o agrupaciones estelares jóvenes, y eventualmente estudiando su interacción con el MI. Esta perspectiva se torna cada vez más viable en base a la gran cantidad de relevamientos multi-banda existentes, en desarrollo o en proyecto. No obstante, para analizar correctamente dicho volumen de datos es necesario complementarlo con herramientas computacionales adecuadas como las que han sido elaboradas en este trabajo y otras que se encuentran disponibles en la literatura y han sido citadas aquí.

El conjunto de esta clase de estudios brindará un conocimiento más confiable de la estructura general de nuestra galaxia. Esto es, delineando mejor las estructuras cercanas y estableciendo (o no) la presencia de estructuras más lejanas. Estos estudios permitirán relevar si el diseño resulta ser el planteado por los distintos modelos de 2 o 4 brazos principales de traza logarítmica y relativamente bien definidos, o si resulta más acorde a la de varios brazos desdibujados con ramificaciones que los interconectan. Por otro lado, dichos estudios, extendidos a objetos más débiles darán indicios de hasta donde ocurren los procesos de formación estelar en las zonas más lejanas de la Vía Láctea.

Todos estos resultados serán vitales para comprender la historia y desarrollo futuro de nuestra galaxia y eventualmente extensivo a galaxias similares.

Bibliografía

- Abreu-Vicente J., Ragan S., Kainulainen J., Henning T., Beuther H., Johnston K., 2016, *A&A*, 590, A131
- Ahn C. P., et al., 2012, *ApJS*, 203, 21
- Alam S., et al., 2015, *ApJS*, 219, 12
- Alexander S., 1852, *AJ*, 2, 97
- Barbon R., Hassan S. M., 1996, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 115, 325
- Baume G., Moitinho A., Vázquez R. A., Solivella G., Carraro G., Villanova S., 2006, *MNRAS*, 367, 1441
- Becker W., 1963, *ZAP*, 57, 117
- Becker W., 1964, in Kerr F. J., ed., *IAU Symposium Vol. 20, The Galaxy and the Magellanic Clouds*. p. 16
- Bell C. P. M., 2016, in 19th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun (CS19). *Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun*. p. 102 ([arXiv:1609.03209](https://arxiv.org/abs/1609.03209)), doi:10.5281/zenodo.58936
- Benjamin R. A., et al., 2005, *ApJL*, 630, L149
- Bica E., Dutra C. M., Barbuy B., 2003a, *A&A*, 397, 177
- Bica E., Dutra C. M., Soares J., Barbuy B., 2003b, *A&A*, 404, 223
- Bisht D., Yadav R. K. S., Durgapal A. K., 2016, *NA*, 49, 1
- Bland-Hawthorn J., Gerhard O., 2016, *ARA&A*, 54, 529
- Bonatto C., Bica E., 2010, *A&A*, 521, A74
- Bonnarel F., et al., 2000, *A&AS*, 143, 33

BIBLIOGRAFÍA

- Bressan A., Marigo P., Girardi L., Salasnich B., Dal Cero C., Rubele S., Nanni A., 2012, MNRAS, 427, 127
- Buckner A. S. M., Froebrich D., 2013, MNRAS, 436, 1465
- Bukowiecki L., Maciejewski G., Konorski P., Strobel A., 2011, ActaA, 61, 231
- Burton W. B., 1971, A&A, 10, 76
- Camargo D., Bonatto C., Bica E., 2009, A&A, 508, 211
- Camargo D., Bonatto C., Bica E., 2015, MNRAS, 450, 4150
- Cantat-Gaudin T., et al., 2018, A&A, 618, A93
- Caplan J., Deharveng L., Peña M., Costero R., Blondel C., 2000, MNRAS, 311, 317
- Cardelli J. A., Clayton G. C., Mathis J. S., 1989, ApJ, 345, 245
- Carraro G., Turner D. G., Majaess D. J., Baume G. L., Gamen R., Molina Lera J. A., 2017, AJ, 153, 156
- Chen B. Q., et al., 2019, MNRAS, 487, 1400
- Chini R., Wink J. E., 1984, A&A, 139, L5
- Churchwell E., et al., 2009, PASP, 121, 213
- Cordes J. M., Lazio T. J. W., 2002, arXiv e-prints, pp astro-ph/0207156
- Crampton D., Georgelin Y. M., 1975, A&A, 40, 317
- Crampton D., Georgelin Y. M., Georgelin Y. P., 1978, A&A, 66, 1
- Cutri R. M., et al. 2013, VizieR Online Data Catalog, 2328
- Cutri R. M., et al., 2003, VizieR Online Data Catalog, p. II/246
- Dambis A. K., Glushkova E. V., Berdnikov L. N., Joshi Y. C., Pandey A. K., 2017, MNRAS, 465, 1505
- Dame T. M., Thaddeus P., 2011a, in American Astronomical Society Meeting Abstracts #218. p. 217.03
- Dame T. M., Thaddeus P., 2011b, ApJ, 734, L24
- Dias W. S., Lépine J. R. D., 2005, ApJ, 629, 825
- Dias W. S., Alessi B. S., Moitinho A., Lépine J. R. D., 2002, A&A, 389, 871

- Dickey J. M., Lockman F. J., 1990, *ARA&A*, 28, 215
- Dobbs C., Baba J., 2014, *PASA*, 31, e035
- Dobbs C. L., Bonnell I. A., 2006, *MNRAS*, 367, 873
- Dreyer J. L. E., 1888, *MemRAS*, 49, 1
- Du X., Xu Y., Yang J., Sun Y., Li F., Zhang S., Zhou X., 2016, *ApJS*, 224, 7
- Du X., Xu Y., Yang J., Sun Y., 2017, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 229, 24
- Dubout-Crillon R., 1976, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 25, 25
- Dutra C. M., Bica E., Soares J., Barbuy B., 2003, *A&A*, 400, 533
- Ekström S., et al., 2012, *A&A*, 537, A146
- Elmegreen D. M., 1980, *ApJ*, 242, 528
- Fernández-Martín A., Pérez-Montero E., Vílchez J. M., Mampaso A., 2017, *A&A*, 597, A84
- Fich M., Blitz L., 1984, *ApJ*, 279, 125
- Foster T., Cooper B., 2010, *Structure and Dynamics of the Milky Way: The Evolving Picture*. p. 16
- Froebrich D., Scholz A., Raftery C. L., 2007, *MNRAS*, 374, 399
- Froebrich D., Schmeja S., Samuel D., Lucas P. W., 2010, *MNRAS*, 409, 1281
- Gaia Collaboration et al., 2018, *A&A*, 616, A1
- Georgelin Y. M., Georgelin Y. P., 1976, *A&A*, 49, 57
- Green J. A., et al., 2011, *ApJ*, 733, 27
- Grosbøl P., Carraro G., 2018, *A&A*, 619, A50
- Gunn J. E., et al., 1998, *AJ*, 116, 3040
- Henden A. A., Templeton M., Terrell D., Smith T. C., Levine S., Welch D., 2016, *VizieR Online Data Catalog*, 2336
- Herschel W., 1786, *Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series I*, 76, 457
- Herschel W., 1789, *Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series I*, 79, 212
- Herschel W., 1802, *Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series I*, 92, 477
- Herschel J. F. W., 1864, *Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series I*, 154, 1

BIBLIOGRAFÍA

- Hou L. G., Han J. L., 2014, *A&A*, 569, A125
- Huestamendia G., del Rio G., Mermilliod J. C., 1993, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 100, 25
- Israel F. P., Habing H. J., de Jong T., 1973, *A&A*, 27, 143
- Janes K. A., 1988, in Philip A. G. D., ed., *Calibration of Stellar ages*. pp 59–68
- Janes K., Adler D., 1982, *ApJS*, 49, 425
- Jeffries R. D., et al., 2014, *A&A*, 563, A94
- Jester S., et al., 2005, *AJ*, 130, 873
- Jóhannesson G., Porter T. A., Moskalenko I. V., 2018, *The Astrophysical Journal*, 856, 45
- Kharchenko N. V., Piskunov A. E., Roeser S., Schilbach E., Scholz R.-D., 2005, *VizieR Online Data Catalog*, 343
- Kharchenko N. V., Piskunov A. E., Schilbach E., Röser S., Scholz R. D., 2012, *A&A*, 543, A156
- Kharchenko N. V., Piskunov A. E., Schilbach E., Röser S., Scholz R.-D., 2013, *A&A*, 558, A53
- Koornneef J., 1983, *A&AS*, 51, 489
- Lada C. J., Lada E. A., 2003, *ARA&A*, 41, 57
- Lata S., Pandey A. K., Sharma S., Bonatto C., Yadav R. K., 2014, *NA*, 26, 77
- Lindgren L., et al., 2018, *A&A*, 616, A2
- Lockman F. J., 1989, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 71, 469
- Lupton R. H., Ivezić Z., Gunn J. E., Knapp G., Strauss M. A., Yasuda N., 2002, in Tyson J. A., Wolff S., eds, *Vol. 4836, Survey and Other Telescope Technologies and Discoveries*. pp 350–356, doi:10.1117/12.457307
- Lynds B. T., Oneil E. J. J., 1983, *ApJ*, 265, 803
- Maciejewski G., Niedzielski A., 2007, *A&A*, 467, 1065
- Maíz Apellániz J., et al., 2013, in *Massive Stars: From alpha to Omega*. p. 198 (arXiv:1306.6417)
- Maíz Apellániz J., et al., 2016, *ApJS*, 224, 4
- Martins F., Palacios A., 2013, *A&A*, 560, A16
- Mathew B., Subramaniam A., 2011, *Bulletin of the Astronomical Society of India*, 39, 517

- Melnik A. M., Dambis A. K., 2009, MNRAS, 400, 518
- Messa M., et al., 2018, MNRAS, 473, 996
- Messier C., 1781, Technical report, Catalogue des Nébuleuses et des Amas d'Étoiles (Catalog of Nebulae and Star Clusters)
- Meyer M. R., Calvet N., Hillenbrand L. A., 1997, AJ, 114, 288
- Moffat A. F. J., Vogt N., 1975, A&AS, 20, 85
- Moffat A. F. J., Jackson P. D., Fitzgerald M. P., 1979, A&AS, 38, 197
- Molina Lera J. A., Baume G., Gamen R., 2018, MNRAS, 480, 2386
- Molina Lera J. A., Baume G., Gamen R., 2019, MNRAS, 488, 2158
- Mozel P., 2003, JRASC, 97, 245
- Negueruela I., Marco A., 2003, A&A, 406, 119
- Negueruela I., Marco A., 2008, A&A, 492, 441
- Negueruela I., Marco A., 2012, AJ, 143, 46
- Perren G. I., Vázquez R. A., Piatti A. E., 2015, A&A, 576, A6
- Phelps R. L., Janes K. A., 1994, The Astrophysical Journal Supplement Series, 90, 31
- Porras A., Cruz-González I., Salas L., 2003, IMF in Perseus Arm YSCs. pp 98–103
- Portegies Zwart S. F., McMillan S. L. W., Gieles M., 2010, ARA&A, 48, 431
- Ramírez Alegría S., Herrero A., Marín-Franch A., Puga E., Najarro F., Acosta Pulido J. A., Hidalgo S. L., Simón-Díaz S., 2011, A&A, 535, A8
- Rappenglück M., 1997, in Astronomy and Culture. pp 217–225
- Rappenglück M. A., 2001, Earth Moon and Planets, 85, 391
- Rodríguez-Esnard T., Migenes V., Trinidad M. A., 2014, ApJ, 788, 176
- Roeser S., Demleitner M., Schilbach E., 2010, AJ, 139, 2440
- Rosse T. E. O., 1850, Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series I, 140, 499
- Rudolph A. L., Fich M., Bell G. R., Norsen T., Simpson J. P., Haas M. R., Erickson E. F., 2006, ApJS, 162, 346

BIBLIOGRAFÍA

- Russeil D., Adami C., Georgelin Y. M., 2007, *A&A*, 470, 161
- Sagar R., Griffiths W. K., 1991, *MNRAS*, 250, 683
- Shetty R., Ostriker E. C., 2006, *ApJ*, 647, 997
- Skowron D. M., et al., 2019, *ActaA*, 69, 305
- Skrutskie M. F., et al., 2006, *AJ*, 131, 1163
- Sota A., Maíz Apellániz J., Walborn N. R., Alfaro E. J., Barbá R. H., Morrell N. I., Gamen R. C., Arias J. I., 2011, *ApJS*, 193, 24
- Sota A., Maíz Apellániz J., Morrell N., Barbá R., Walborn N., Gamen R. C., Arias J., Alfaro E., 2014, *ApJS*, 211, 10
- Sreenilayam G., et al., 2014, *AJ*, 147, 53
- Sridharan T. K., Beuther H., Schilke P., Menten K. M., Wyrowski F., 2002, *ApJ*, 566, 931
- Steppe H., 1974, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 15, 91
- Stoughton C., et al., 2002, *AJ*, 123, 485
- Sun Y., Xu Y., Yang J., Li F.-C., Du X.-Y., Zhang S.-B., Zhou X., 2015, *ApJ*, 798, L27
- Sung H., Lim B., Bessell M. S., Kim J. S., Hur H., Chun M.-Y., Park B.-G., 2013, *Journal of Korean Astronomical Society*, 46, 103
- Tadross A. L., 2008, *MNRAS*, 389, 285
- Testor G., Heydari-Malayeri M., Chen C.-H. R., Lemaire J. L., Sewilo M., Diana S., 2014, *A&A*, 564, A31
- Vallée J. P., 2002, *ApJ*, 566, 261
- Vallée J. P., 2008, *AJ*, 135, 1301
- Vallée J. P., 2017, *The Astronomical Review*, 13, 113
- Vázquez R. A., May J., Carraro G., Bronfman L., Moitinho A., Baume G., 2008, *ApJ*, 672, 930
- Walborn N. R., Fitzpatrick E. L., 1990, *PASP*, 102, 379
- Wenger M., et al., 2000, *A&AS*, 143, 9
- Wouterloot J. G. A., Brand J., 1989, *A&AS*, 80, 149
- Wouterloot J. G. A., Brand J., Fiegle K., 1993, *A&AS*, 98, 589

Xu Y., Hou L.-G., Wu Y.-W., 2018, *Research in Astronomy and Astrophysics*, 18, 146

Yasui C., Kobayashi N., Saito M., Izumi N., 2016a, *AJ*, 151, 115

Yasui C., Kobayashi N., Tokunaga A. T., Saito M., Izumi N., 2016b, *AJ*, 151, 50

von Hippel T., 2005, arXiv e-prints, pp astro-ph/0509152