Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas
Universidad Nacional de La Plata

Tesis presentada para optar al grado de Doctora en Astronomía

BÚSQUEDA ÓPTICA DE COMPONENTES DE ESTRUCTURA ESPIRAL EN EL CUARTO CUADRANTE DE LA VÍA LÁCTEA.

Lucía Rizzo

Director: Dr. Ruben Vázquez
Co-director: Dr. Giovanni Garraro

Lucía Rizzo

Rubén A. Vázquez

Guillermo F. Hägele

Foto de portada: Mosaico de IC 4628, Trumpler 24 y NGC 6231. Por Franz Hofmann y Wolfgang Paech.

Universidad Nacional de La PLata

Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas

Búsqueda óptica de componentes de estructura espiral en el cuarto cuadrante de la Vía Láctea.

Tesis presentada por Lucía Rizzo
para optar por el grado de Doctora en Astronomía

Director: Dr. Rubén Vázquez
Co-Director: Dr. Giovanni Carraro

Dedicado a David,
donde estemos juntos
es el mejor lugar del Universo.

Uno se embarca hacia tierras lejanas,
o busca el conocimiento de hombres,
o indaga la naturaleza,
o busca a Dios;
después advierte que el fantasma
que se perseguía era
uno mismo.
Ernesto Sabato

Agradecimientos

En primer lugar quisiera agradecer al Doctor Rubén Vázquez, estoy segura que sin él esta tesis no hubiera sido posible. En particular es un privilegio trabajar con alguien que ha dedicado décadas al estudio que tanto me apasiona: la estructura galáctica.

A mi codirector: Giovanni Carraro, por confiarme las imágenes de los cúmulos y permitirme vivir la experiencia de trabajar junto a él en Santiago de Chile.

A las personas que han respondido mis muchas preguntas durante años, les estaré eternamente agradecida: Edgar Giorgi, Alicia Cruzado, Gabriel Perren, y Sol Pera.

A los jurados de esta tesis: Guillermo Hägele, Javier Ahumada y Tali Palma, quienes han perserverado en la correción de este trabajo.

A la Universidad pública y en particular a la Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas de La Plata por ser la institución responsable de mi formación académica de Grado y Posgrado y por facilitarme un lugar de trabajo.

Al Instituto de Astrofísica de La Plata y al CONICET por haberme otorgado la beca gracias a la cual pude llevar a cabo esta tesis.

A los amigos que hice en el IAFE: Silvina Cichowolski, Laura Suad, Silvina Cardenas, Alejo Molina-Lera y Agustina Blanco con quienes sobrellevamos la pandemia y me incentivaron a creer de nuevo en la Astronomía. Y en especial a Mercedes Vazzano, por su apoyo en mis momentos mas difíciles.

Esta tesis tampoco hubiera podido concretarse sin la incansable contención de mis padres. En especial mi madre ha oficiado de editora y me ha alentado siempre a superarme con amor.

Por último pero no menos importante, le quiero agradecer a mi hijo David, quien me da mas fuerza de la que jamás pensé tener, simplemente con su ejemplo de esfuerzo y constancia, a pesar de que al mundo le cueste entenderlo.

Resumen

Realizamos el estudio de 12 regiones que contienen potenciales cúmulos abiertos ubicados entre las longitudes galácticas 298° y 6° –pasando por el centro galáctico–, y distribuidas sobre el plano de la misma. Los campos fueron observados con fotometría CCD $UBVI_{KC}$ profunda, la cual llega hasta V=20-21 mag. La misma nos permitió cuantificar la ley de extinción de cada una de las regiones. Además contamos con la fotometría y astrometría precisa del relevamiento *Gaia* EDR3 (Gaia Collaboration et al., 2021) cuyo límite también está en G=20-21 mag.

En la búsqueda de realizar un análisis sistemático y objetivo de los parámetros de los cúmulos, fueron analizados usando el código actual más completo a nuestro entender que es llamado ASteCA; Automated Stellar Cluster Analysis, Perren et al. (2015) en combinación con otro código denominado pyUPMASK (Pera et al., 2021) que supera en performance al conocido UPMASK (Krone-Martins & Moitinho, 2014). Nuestros resultados nos han permitido comparar las salidas de los catálogos existentes en este puñado de cúmulos, advirtiendo ventajas y desventajas de los mismos.

Desarrollando **minuciosamente** el análisis pertinente, hemos podido confirmar dos cúmulos inmersos especialmentes jóvenes, Bochum 14 y Lynga 14, que han sido inadvertidos en estudios previos debido a su pronunciado enrojecimiento. Además se han fijado parámetros más confiables para Ruprecht 166, Ruprecht 102, NGC 6249, NGC 6322 y NGC 5381 que contaban con muy escasa información. Descartamos que Lynga 13 sea un cúmulo abierto. Todos los cúmulos estudiados resultaron tener edades menores a 600 millones de años.

Ha sido un hecho fortuito que en la región de Ruprecht 102 hayamos detectado la presencia de un segundo cúmulo ubicado por detrás de Ruprecht 102 y que hemos identificado como Ruprecht 102B.

Con la fotometría profunda $UBVI$ en cada uno de estos campos seleccionados y mediante el análisis de diagramas color-color, $(B-V)$ vs. $(U-B)$, se detectaron 1241 estrellas de tipos espectrales tempranos, OB. Mientras algunas de ellas tienen altas probabilidades de pertenecer a los cúmulos estudiados, las restantes, se ubican por delante o detrás, y podrían pertenecer

a procesos de formación acaecidos incluso entre las zonas interbrazos. Además, brindamos un catálogo de todas estas estrellas para que puedan ser estudiadas en el futuro.

Nuesta fotometría CCD $UBVI_{KC}$ de la región de Trumpler 24 cubre 3/4 de grado cuadrado entre el cúmulo NGC 6231 y la nebulosa IC 4628, al norte de la región de Sco OB1. Siguiendo los avances en el entendimiento de la región, hemos re-confirmado los subgrupos presentes en Trumpler 24, como así también las parámetros de BH 202 y ESO338-2 inmersos en la zona.

La resultante de todo nuestro trabajo, es la determinación de los parámetros de 15 cúmulos abiertos, y 1241 de estrellas más tempranas que B3 o de tipo B pero con (B-V)$\leq$0.5.

Índice general

Resumen **7**

1. Motivación y Objetivos **17**

2. Introducción **19**

3. Observaciones y reducción de datos UBVI **29**
3.1. Observaciones 29
3.2. Procesamiento de la fotometría 30
3.3. Calibración de la fotometría 33
3.3.1. Errores de la fotometría 35
3.4. Astrometría 35
3.5. Comparación con datos fotométricos en la literatura 35

4. Metodología del análisis de los cúmulos **39**
4.1. Automatización del análisis de los cúmulos abiertos 39
4.2. Datos *Gaia* EDR3 40
4.2.1. Correcciones de *Gaia* 42
4.3. Determinación de miembros: pyUPMASK 43
4.4. Determinación de los parámetros fundamentales con ASteCa 46
4.4.1. Parámetros producidos por ASteCA y pyUPMASK 49
4.5. Ley de extinción 50

5. Análisis de los resultados **53**
5.1. Descripción cúmulo a cúmulo 53
5.1.1. Bochum 14 53
5.1.2. NGC 6242 57
5.1.3. NGC 6322 60
5.1.4. Lynga 13 63
5.1.5. NGC 6249 64
5.1.6. Lynga 14 67

5.1.7. NGC 6192 69
5.1.8. Trumpler 22 71
5.1.9. NGC 5381 73
5.1.10. Ruprecht 166 75
5.1.11. Ruprecht 102 78
5.2. Trumpler 24 82
5.2.1. Propiedades de cada grupo estudiado 86
5.2.2. Resumiendo Trumpler 24 93
5.3. Análisis de los parámetros de los cúmulos en su conjunto. 94
5.3.1. Estabilidad de las soluciones 95
5.3.2. Comparación entre distancias fotométricas y de paralaje en nuestra muestra 98
5.3.3. Comparación con distancias fotométricas, astrométricas y edades provenientes de los catálogos de la era Gaia. 99
5.3.4. Binariedad, Metalicidad y Masa 106

6. Estrellas tempranas **111**
6.1. Análisis de la población estelar azul de fondo 113
6.2. Distribución de las estrellas OB. 119
6.2.1. El enrojecimiento a lo largo de las líneas de la visual 120
6.2.2. Distribución de estrellas OB a lo largo de las líneas de la visual 123
6.2.3. Interpretación general 127

7. Discusión **128**

8. Conclusiones **134**

9. Perspectivas a futuro. **137**

A. Anexo: Figuras **139**

Bibliografía **144**

Índice de figuras

2.1. Bosquejo aproximado de la Vía Láctea vista desde el polo norte Galáctico. Está basada en datos obtenidos de la literatura en longitudes de onda de radio, infrarrojo, y visible. Se incluyen las coordenadas galácticas, (Churchwell et al., 2009). 24

2.2. Cúmulos estudiados en esta tesis doctoral según sus coordenadas galácticas sobre la imagen DSS. 27

3.1. Se indica la marcha de errores en función de la magnitud V. Las cruces rojas refieren a los errores en V-I, las verdes a los de U-B, las azules a los de B-V y las grises a los de V. La línea a trozos punteada muestra el límite hasta el cual hemos considerado nuestra fotometría como apta para los análisis posteriores. . 36

4.1. Diagrama de pasos aplicados a los datos de *Gaia* EDR3. 41

4.2. Diagramas de $V - I$ vs. $B - V$ para las zonas indicadas, la línea verde continua es la relación recta con pendiente $E_{V-I}/E_{B-V} = 1.24$, mientras que la línea continua roja representa la recta con pendiente $E_{V-I}/E_{B-V} = 1.43$. Las cruces rojas representan las estrellas que resultaron ser estrellas azules dentro de cada campo. 51

4.3. Idem Fig. 4.2 52

5.1. Imagen DSS del campo investigado para Bochum 14 54

5.2. De izquierda a derecha: Mapa de densidad en dos dimensiones y sobre el margen derecho puede verse la escala; Perfil radial con los diferentes tipos de radios que ajusta AsteCA; Movimientos propios de las estrellas de la zona en puntos verdes y de las estrellas miembros del cúmulo en puntos azules. 54

5.3. De izquierda a derecha: ajuste Bayesiano de las paralajes de las estrellas en función de su magnitud; diagrama color-magnitud de las estrellas miembros, con su isocrona correspondiente en línea roja; cúmulo sintético que mejor ajustó. En puntos rojos se contempla la binaridad de las estrellas. 55

5.4. Imagen DSS del campo investigado para NGC 6242 57

5.5. Idem Fig. 5.1 para NGC 6242 58

5.6. Idem Fig. 5.2 para NGC 6242. 58
5.7. Imagen DSS del campo investigado para NGC 6322 60
5.8. Idem Fig. 5.1 para NGC 6322. 61
5.9. Idem Fig. 5.2 para NGC 6322. 61
5.10. Imagen DSS del campo investigado para Lynga 13 63
5.11. Idem Fig. 5.1 para Lynga 13. 64
5.12. Idem Fig. 5.2 para Lynga 13. 64
5.13. Imagen DSS del campo investigado para NGC 6249 65
5.14. Idem Fig. 5.1 para NGC 6249. 65
5.15. Idem Fig. 5.2 para NGC 6249. 66
5.16. Imagen DSS del campo investigado para Lynga 14 67
5.17. Idem Fig. 5.1 para Lynga 14. 67
5.18. Idem Fig. 5.2 para Lynga 14. 68
5.19. Imagen DSS del campo investigado para NGC 6192 70
5.20. Idem Fig. 5.1 para NGC 6192. 70
5.21. Idem Fig. 5.2 para NGC 6192. 70
5.22. Imagen DSS del campo investigado para Trumpler 22 72
5.23. Idem Fig. 5.1 para Trumpler 22. 72
5.24. Idem Fig. 5.2 para Trumpler 22. 72
5.25. Imagen DSS del campo investigado para NGC 5381 74
5.26. Idem Fig. 5.1 para NGC 5381. 74
5.27. Idem Fig. 5.2 para NGC 5381. 74
5.28. Imagen DSS del campo investigado para Ruprecht 166 76
5.29. Idem Fig. 5.1 para Ruprecht 166. 76
5.30. Idem Fig. 5.2 para Ruprecht 166. 77
5.31. Imagen DSS del campo investigado para Ruprecht 102 78
5.32. Idem Fig. 5.1 para Ruprecht 102B. 79
5.33. Idem Fig. 5.2 para Ruprecht 102B. 79
5.34. Idem Fig. 5.1 para Ruprecht 102A. 81
5.35. Idem Fig. 5.2 para Ruprecht 102A. 81
5.36. Imagen DSS de la zona de Sco OB1. En el recuadro puede apreciarse la posición de Trumpler 24. Además son etiquetados diversos objetos celestes inmersos en la zona. 83
5.37. Figura 5 del trabajo de Yalyalieva et al. (2020):Panel izquierdo: velocidad tangencial de los grupos. El tamaño de la flecha es proporcional a la velocidad. Hemos agregado además la velocidad tangencial de NGC 6231 (Kuhn et al., 2019), para una mejor comparación. Panel derecho: diagrama de movimientos propios. . . . 85
5.38. Imagen DSS del campo investigado para BH 202 87

5.39. Idem Fig. 5.1 para BH 202. 87
5.40. Idem Fig. 5.2 para BH 202. 87
5.41. Imagen DSS del campo investigado para BH 205 89
5.42. Idem Fig. 5.1 para BH 205. 90
5.43. Idem Fig. 5.2 para BH 205. 90
5.44. Imagen DSS del campo investigado para ESO332-8 91
5.45. Idem Fig. 5.1 para ESO332-8. 92
5.46. Idem Fig. 5.2 para ESO332-8. 92
5.47. Comparación de nuestras distancias obtenidas de forma astrométrica y fotométrica. 98
5.48. Comparación entre las distancias a los cúmulos en común con Dias et al. (2021); Cantat-Gaudin et al. (2020); Poggio et al. (2021b) de izquierda a derecha. 104
5.49. Comparación entre las edades de los cúmulos en común con Dias et al. (2021); Cantat-Gaudin et al. (2020); Liu & Pang (2019), de izquierda a derecha. 105
5.50. Comparación entre las diferencias en edades de los cúmulos en común con Dias et al. (2021) y el porcentaje de binariedad. 108

6.1. Diagrama color-color para estrellas extraídas de Orsatti (1992). Se representa en curva continua verde la secuencia principal de edad cero (ZAMS) de Schmidt-Kaler (1982) y las líneas continuas negras representan los vectores de enrojecimiento $E_{(U-B)}$ =0.72$E_{(B-V)}$+ 0.05$E^2_{(B-V)}$ para diferentes tipos espectrales. Las cruces X en color rojo identifican estrellas con fotometría *UBV* solamente y los círculos negros son estrellas de las que se tiene fotometría UBV cuya naturaleza OB es confirmada por inspección de los espectros de prisma objetivo. 113
6.2. Diagramas (U-B) vs. (B-V) para Trumpler 24. Panel izquierdo: todas las estrellas observadas en Trumpler 24. La curva sólida es la ZAMS y la línea punteada muestra la dirección del vector de enrojecimiento para una estrella O4V. Panel derecho: se muestran los vectores de enrojecimiento correspondientes a cada estrella con solución única y el tipo espectral que le corresponde sobre la ZAMS. 115
6.3. Diagrama color-color de las estrellas OB seleccionadas en el presente trabajo. En celeste la ZAMS de Schmidt-Kaler (1982). Las líneas rayadas en negro indican los vectores del enrojecimiento para diferentes tipos espectrales. 117
6.4. Distribución del enrojecimiento en función de la distancia al Sol en la dirección a cada uno de los campos observados. Los círculos indican los cúmulos de nuestra muestra ubicados a la distancia indicadas en las Tablas 5.4 y 5.5. 121
6.5. Histogramas de paso 100 pc que muestran la distribución espacial de las estrellas seleccionadas de tipos espectrales OB. La flecha violeta muestra la posición probable del cúmulo de la zona según las Tablas 5.4 y 5.5. 124
6.6. Idem Fig. 6.5. 125
6.7. Idem Fig. 6.5. 126

7.1. Posición estimada de los cúmulos(cuadrados) y estrellas OB seleccionadas (círculos) derivadas en este trabajo de tesis. Esquema de brazos galácticos dado por Churchwell et al. (2009) superpuestos a la concepción artística de la Vía Láctea. El sistema de coordenadas está centrado en la posición del Sol, ubicado a un radio $R_{\odot}$=8.23 kpc del centro galáctico. Se indican los nombres de los brazos espirales con el fin de guiar al lector. 128
7.2. En el panel izquierdo se observan las estrellas OB seleccionadas (estrellas rojas) por Xu et al. (2021) empezando en 10° y las estrellas OB encontradas en el presente trabajo (estrellas azules) delimitados en x e y con el objetivo de comparar con la figura 3 de Kuhn et al. (2021), panel derecho, YSO (estrellas) y Másers (círculos). En gris pueden verse los brazos espirales definidos por Reid et al. (2019). 132
7.3. Distribución en densidad de la combinación de datos realizada por Hou (2021), ellos son GMCs, HMSFR máseres, regiones HII, estrellas de tipo O y cúmulos abiertos jóvenes en el disco galáctico. Las curvas sólidas indican el mejor ajuste del modelo de brazos espirales encontrados por ellos. Las cuatro curvas rayadas son estructuras tipo ramas propuestas en la literatura. Hemos indicado con líneas blancas las direcciones de nuestros campos. 133

A.1. Imágenes de los campos de cada cúmulo en el filtro V. El Norte está arriba y el Este a la izquierda. Las coordenadas α y δ para el equinoccio J2000 están indicadas. 140
A.2. Ídem Fig. A.1. 141
A.3. Ídem Fig. A.1. 142
A.4. Ídem Fig. A.1. 143

Índice de cuadros

2.1. Coordenadas de los campos de estudio en este trabajo. 28

3.1. Fechas y equipamientos utilizados en las observaciones de los campos estudiados del presente trabajo. 31
3.2. Tiempo de exposición en segundos por filtro para todos los campos de estudio. . 31
3.3. Valores característicos de los CCD con los cuales se tomaron las imágenes. . . . 32
3.4. Cantidad de estrellas por campo a las que se les hizo fotometría. 32
3.5. Campos de estrellas estándar observadas. Pueden verse con una x los campos utilizados para la calibración de cada campo de ciencia. 33
3.6. Cantidad total de estrellas estándar por noche y el número de imágenes de las mismas. 33
3.7. Coeficientes de extinción. 34
3.8. Diferencias medias de nuestra fotometría con la de otros autores. 37

4.1. Cantidad de estrellas por campo con datos del *Gaia* EDR3 y discriminadas por porcentaje de membresía luego de aplicar pyUPMASK. 42

5.1. Cúmulos en la zona de Trumpler 24. (1)Webda, (2)Dias et al. (2002). 84
5.2. Parámetros físicos de los grupos con GAIA. Tabla 5 del trabajo de Yalyalieva et al. (2020). 86
5.3. Coordenadas centrales y radios encontrados para los cúmulos estudiados. 95
5.4. Parámetros de los cúmulos analizados en este trabajo. 96
5.5. Parámetros de los cúmulos analizados en este trabajo para la zona de Trumpler 24. 97
5.6. Parámetros de los cúmulos analizados en este trabajo en los tres catálogos con los que comparamos. 103
5.7. Parámetros de los cúmulos analizados en este trabajo en los tres catálogos con los que comparamos para la zona de Trumpler 24. 104
5.8. Parámetros de los cúmulos analizados en este trabajo. La columna encabezada por N describe la cantidad de estrellas miembros detectadas para cada cúmulo. . 109

5.9. Parámetros de los cúmulos analizados en este trabajo en los tres catálogos con los que comparamos. La columna encabezada por N describe la cantidad de estrellas miembros detectadas para cada cúmulo. 110

6.1. Extracto de la tabla que lista las 1241 estrellas tempranas con su contraparte de datos en *Gaia* EDR3 y además poseen menos de 20 % de error en paralaje. . . . 119

Capítulo 1

Motivación y Objetivos

Los objetivos del presente trabajo consisten en proporcionar, reconocer, caracterizar y estimar distancias de trazadores de la estructura espiral sobre el plano galáctico de la Vía Láctea mediante el análisis fotométrico de poblaciones estelares jóvenes (estrellas de campo y cúmulos abiertos) con lo que se pretende mejorar nuestro conocimiento de la estructura radial y espiral del disco y la disposición de los brazos espirales de nuestra galaxia. Con tal fin no sólo analizaremos cúmulos sino también estrellas de campo asociadas, siguiendo los trabajos de Carraro (2011) y Perren et al. (2012). En resumen, se trabaja en función de:

- Determinar las propiedades intrínsecas: edad, número de estrellas pertenecientes a los cúmulos, masa, y las propiedades extrínsecas como son la distancia, el enrojecimiento y los tamaños angulares de los cúmulos pertenecientes a doce campos. Algunos de ellos no tienen determinaciones precisas de sus parámetros en la literatura.

- Extraer de los campos asociados a estos cúmulos las estrellas de tipo temprano OB y correlacionarlas con las distancias del catálogo *Gaia* EDR3.

- Evaluar la distribución conjunta de cúmulos y de la población de estrellas azules y su potencial correspondencia con las trazas aceptadas de los brazos espirales intersecados.

- Insertar los datos de nuestro análisis en el contexto de la estructura espiral y analizar las similitudes y diferencias con los resultados obtenidos utilizando otras longitudes de onda.

- Incrementar la estadística de cúmulos abiertos con propiedades determinadas de manera robusta y desestimar aquellos que son en realidad agrupaciones o meras fluctuaciones

estadísticas del cielo.

Capítulo 2

Introducción

Los cúmulos abiertos constituyen una clase extraordinaria de objetos utilizados por la Astronomía moderna para examinar un amplio rango de preguntas que se hace la Astrofísica. La literatura que describe el valor intrínseco de los cúmulos abiertos es muy abundante y no es intención reiterarla en este trabajo en el que haremos una somera descripción de las aplicaciones de los mismos.

Los tópicos astrofísicos que basan sus estudios en cúmulos abiertos incluyen la determinación de la estructura y dinámica de la Galaxia, la ubicación de los brazos espirales, la velocidad de rotación del patrón espiral y radio de co-rotación (Bobylev & Bajkova, 2014; Dias & Lépine, 2005; Janes & Adler, 1982; Moitinho et al., 2006a; Vázquez et al., 2008), el gradiente de metalicidad radial y las abundancias (Donor et al., 2018; Esteban et al., 2022; Janes & Adler, 1982; Lépine et al., 2011a,b), el máximo y extensión del alabeo en el tercer cuadrante de la Galaxia (Cantat-Gaudin et al., 2020; Vázquez et al., 2008), la ubicación del Sol con respecto al plano galáctico (Cantat-Gaudin et al., 2020), la formación, estructura y evolución de estrellas y sistemas estelares (Kroupa & Boily, 2002).

El rango de edades de estos objetos (desde 10^6 hasta casi 10^{10} años), permite explorar una gran variedad de temas astrofísicos. Por ejemplo, los cúmulos abiertos viejos son claves para determinar la extensión radial y la altura del disco galáctico, la historia de la evolución química de nuestra galaxia, la intensidad y efectividad de los procesos de mezcla así como los de destrucción que han sufrido por interacción con otras poblaciones estelares de nuestra Galaxia y, desde luego, puede estudiarse la relación edad-metalicidad (Friel, 1995; Hayes et al., 2015; Tosi et al., 2004). Otros usos astrofísicos incluyen el estudio de la función inicial de masas estelares (Boily & Kroupa, 2002), como así también la fracción de estrellas que permanecen ligadas en un cúmulo (Kroupa & Boily, 2002) y discusiones sobre la escala de distancias tal como hicieron An et al. (2007).

A su vez, los cúmulos más jóvenes, permiten investigar las condiciones de contorno para las teorías de evolución estelar, analizar en detalle las condiciones iniciales necesarias para crear nuevas generaciones de estrellas (Lada & Lada, 2003) y su evolución en el tiempo.

Como ya se ha mencionado, los cúmulos jóvenes son rutinariamente empleados en el esclarecimiento de la estructura de la Vía Láctea (Loktin & Matkin, 1992; Moitinho, 2010; Moitinho et al., 2006b; Vázquez et al., 2008) y particularmente para el trazado de los brazos espirales (Carraro, 2013; Molina Lera et al., 2018) en sociedad con estudios de estrellas jóvenes y masivas que componen la población estelar azul difusa.

Por lo tanto, la determinación de las distancias tanto de complejos estelares jóvenes como de estrellas masivas aisladas, es esencial para el reconocimiento del patrón espiral en nuestra Galaxia. Debido a que el gas, principalmente HI y CO, y el polvo no poseen una distribución uniforme en la Galaxia (Rice et al., 2016), la estimación de ese parámetro crucial no es sencilla.

Esta tesis se centra en el reconocimiento de la estructura espiral cercana al Sol, específicamente en un sector del cuarto cuadrante donde hemos estudiado doce regiones que potencialmente contienen cúmulos abiertos muy poco o nada estudiados. Este reconocimiento se complementa con la detección de la población estelar azul que pueda encontrarse en los campos donde ellos están insertos como se explica a continuación.

Desde fines del siglo XIX la presencia de la banda de la Vía Láctea, del bulbo y de cúmulos globulares en el halo de la misma, habían llevado a la idea de que formábamos parte de una Galaxia espiral, por semejanza con las nebulosas espirales que ya eran interpretadas como objetos ajenos a nuestra propia Galaxia. En tal caso los brazos galácticos deberían estar definidos por estrellas azules como se observaba en las nebulosas espirales externas. Sobre esa hipótesis se comenzó a trabajar en el reconocimiento de población estelar azul –joven- más allá del entorno solar para determinar la distancia y posición de sus potenciales brazos espirales.

Así, Morgan et al. (1952) combinaron datos ópticos de regiones HII, unos pocos cúmulos abiertos jóvenes y estrellas azules aisladas y anunciaron la existencia de un segmento espiral de nuestra Galaxia, el brazo de Orión, y de otras dos estructuras asociadas al brazo de Carina (interior al círculo solar) y el brazo de Perseo (exterior a este círculo).

A fines de los años 50 aparece el primer intento en longitudes de onda de radio –en la línea de 21 cm del hidrógeno- de develar la estructura y extensión del plano de nuestra Galaxia (Oort, 1959). Este primer mapeo del plano estuvo rodeado de escepticismo debido a errores en

distancia, al uso de una curva de rotación circular, a la falta de contrapartes ópticas para asegurar distancias, a asimetrías del patrón espiral entre la parte sur y la parte norte de la Galaxia y a la imposibilidad de visualizar los brazos espirales. Aquel mapeo estaba tan afectado por estructuras inexplicables que, según Pohl et al. (2008a), fueron bautizadas "dedos de Dios". No obstante ello, este mapeo fue suficiente para opacar el gran trabajo de Morgan et al. (1952).

En los años 70 –confirmadas las fuentes de errores en el mapeo de Oort–, resurge la necesidad de continuar la búsqueda de trazadores ópticos. Nuevamente entran en escena los cúmulos abiertos de la mano de la serie de trabajos de Moffat & Fitzgerald (1974) y Moffat & Vogt (1975) . Estos autores emprenden una gran tarea fotométrica de caracterización de los parámetros[1] de cientos de cúmulos abiertos barriendo el plano de la Vía Láctea. El esfuerzo observacional (fotometría y, eventualmente, espectroscopía, estrella por estrella) que implicaba un estudio de esta índole sumado al efecto sensible de la absorción fue un obstáculo insalvable para poder avanzar de manera profunda y con rapidez. En síntesis, la campaña fue poco productiva y sólo se pudo confirmar parte de la estructura espiral en Orión y Carina-Sagitario, es decir, hasta una distancia no mayor a los 2 kpc desde el Sol.

El cambio radical ocurrió cuando Georgelin & Georgelin (1976) llevaron a cabo un relevamiento de regiones HII, cúmulos jóvenes con distancias conocidas y estrellas también muy jóvenes (incluyendo Cefeidas y WR) logrando mapear los cuatro cuadrantes de nuestra Galaxia. Este trabajo disparó la necesidad de efectuar una profunda revisión de los datos fundamentales de los cúmulos abiertos conocidos y obligó a nuevas búsquedas de más de estos objetos. Los resultados de Georgelin & Georgelin (1976) fueron discutidos más recientemente por Russeil (2003) quien incorporó más objetos al pionero trabajo y sugiere que la Galaxia está representada por un modelo de cuatro brazos espirales.

A principios de los años 80 Neckel & Klare (1980) mapearon la extinción interestelar en las vecindades del Sol demostrando y cuantificando la absorción debida al anillo de nubes que rodea al Sol y la presencia de la denominada ventana de FitzGerald, en el rango de luz del visible, en el tercer cuadrante de la Galaxia. Este mapeo evidencia la enorme obstrucción producida por el polvo en el plano de nuestra Galaxia que sólo permite observar sin inconvenientes debido a la absorción a través de pequeñas ventanas más allá del entorno solar.

La aparición de una nueva técnica observacional (CCD) en la década de los 80 posibilitó medir, de una sola vez, no sólo miles de estrellas en las zonas de los cúmulos abiertos sino también detectar las estrellas más débiles con buena relación señal-ruido. Se amplió así la base de datos de estos objetos en el óptico, con mejores estimaciones de distancias, edades y enrojecimiento.

[1]Distancia, absorción y edad.

Cada aporte permitió definir mejor la traza de brazos espirales en los alrededores del Sol. Se vió la necesidad de avanzar con precisión, a distancias mayores a los 2 kpc, hecho que sólo se lograba ocasionalmente. El obstáculo era siempre el mismo, independientemente de la técnica: la absorción interestelar –muy profunda- en algunos sectores de la Galaxia. Pero incluso con esta nueva técnica de CCD es necesario reconocer para cada cúmulo abierto cuales estrellas son miembros y cuales no, especialmente entre los cúmulos más débiles y viejos cuyas estrellas tienden a confundirse con la población de campo.

Entretanto, en la investigación en ondas de radio, la situación cambió drásticamente en los años 2000. Nuevas antenas, relevamientos sistemáticos, mejoramiento ostensible de la sensibilidad de los receptores y observaciones en longitudes de onda diferentes de las del Hidrógeno, permitieron construir mapas más completos y más detallados de la Galaxia tanto en H como en CO.

Desde entonces, los nuevos mapas desarrollados muestran la estructura de la Galaxia empleando diferentes trazadores espirales tales como nubes moleculares (Efremov, 1998) o la combinación de ellas con regiones HII (Hou et al., 2009) y estrellas calientes asociadas. Dame et al. (2001) combinaron observaciones de CO de varias fuentes para mapear la Vía Láctea. Mientras Russeil (2003) y Russeil et al. (2005), estudiaron el plano en múltiples longitudes de onda encontrando evidencias de un modelo de cuatro brazos y de un cuarto cuadrante enteramente dominado por la presencia del brazo de Carina. Nakanishi & Sofue (2003), contrariamente, presentaron un mapa tridimensional construido con las observaciones de HI concluyendo que un modelo de tres brazos se adapta mejor a las observaciones. Pohl et al. (2008a) analizaron nuevamente la distribución de CO y propusieron un nuevo mapa tridimensional de la Galaxia que tiene dos brazos mayores y subestructuras intermedias. Mapas en monosulfuro de carbono CS (Lépine et al., 2011b) han sido presentados aunque sin proponer ninguna estructura pero evidenciando un patrón espiral. McClure-Griffiths et al. (2004) detectaron la presencia en HI de un brazo espiral distante en el cuarto cuadrante, probablemente el brazo Externo, también llamado Cygnus, entre las longitudes 253° y 321° a un radio galactocéntrico de entre 18 y 24 kpc. El mismo tendría entre 1-2 kpc tanto de ancho como de alto, evidenciando el efecto de llamarada[2].

El estudio de la estructura espiral de la Vía Láctea se transformó, entonces, en un campo activo de investigación (Efremov, 2010; Grosbøl et al., 2011). Algunas contribuciones relativamente recientes en base a técnicas muy diferentes, demuestran esa actividad. Una proviene del Telescopio de Green Bank (Anderson et al., 2011), con el que se detectó un gran número

[2]El efecto llamarada consiste en el incremento de la altura de escala a medida que aumenta la distancia al centro galáctico.

de nuevas regiones HII en el primer cuadrante Galáctico, delineando por primera vez el Brazo Exterior (Norma-Cygnus) en él. Otra es el estudio detallado del tercer cuadrante, en óptico y radio, de Vázquez et al. (2008); y referencias indicadas allí, que trazó por primera vez el brazo de Orión (o brazo Local) en todo el camino hasta su cruce en el brazo Exterior de Norma-Cygnus empleando cúmulos abiertos y estrellas azules aisladas. Se suman Dame & Thaddeus (2008) que detectaron el brazo lejano de 3 kpc. Y finalmente se encuentró el brazo de Perseo en el primer cuadrante -más allá del Brazo Exterior trazado por Anderson et al. (2011) en el primer cuadrante- a través de observaciones en CO desarrolladas por Dame & Thaddeus (2011) y pensado como contraparte del gas del brazo de Perseo presentado en Vázquez et al. (2008).

Churchwell et al. (2009) combinaron datos de una variedad de fuentes en el rango de longitud de onda de 3.6 a 24 micrones y adoptaron un modelo de cuatro brazos, admitiendo dificultades de interpretación con los datos de radio, la principal de ellas es que las distancias de las estructuras en radio dependen de una curva de rotación característica y del modelo cinemático adoptado. Estas ambigüedades sólo se pueden resolver mediante el uso de otros trazadores de estructuras espiral cuyas distancias sean independientes de los modelos. Las paralajes trigonométricas y movimientos propios de regiones de formación estelar en combinación con la información provista por las regiones HII, nubes moleculares gigantes y máseres son iniciativas prometedoras toda vez que las ambigüedades se pueden remover con más seguridad (Hou & Han, 2014; Reid et al., 2014, 2009). Paralajes de máseres de metanol y agua se han utilizado con éxito para estudiar determinadas regiones de la Vía Láctea, como los brazos de Sagitario, Perseo y el Brazo Local (Choi et al., 2014; Wu et al., 2014; Xu et al., 2013), aunque los resultados se restringen a distancias relativamente pequeñas (Giorgi et al., 2015).

Queda sin resolver la estructura final (el número de brazos) de gran diseño de la Vía Láctea (Choi et al., 2014) que ha demandado un esfuerzo de observación e interpretación extraordinario en las últimas cuatro décadas. Sólo por mencionar las dificultades de trabajo e interpretación agregamos que aún quedan vigentes las preguntas planteadas por Xu et al. (2013): 1.- ¿ Podría ser el Brazo Local una rama del Brazo de Perseo?, 2.- ¿ O sería una parte de un brazo mayor (¿Carina-Sagitario?), 3.- ¿ O un segmento espiral independiente?.

La Fig. 2.1 nos muestra un bosquejo aproximado de la Vía Láctea vista desde el Polo Norte galáctico con el sentido del giro indirecto tomado de (Churchwell et al., 2009). La representación gráfica integra varios de los conocimientos que tenemos hasta la fecha y como vemos se optó por un modelo de dos brazos principales, Scutum y Perseo, y dos secundarios, Carina-Sagitario, Norma-Cygnus y el brazo de 3kpc[3]. En este bosquejo, se aprecian la barra en el centro de la

[3]La figura fue construída por Robert Hurt con los delineamientos de R. Benjamin de la Universidad de Wisconsin-Whitewater

Galaxia de unos 3 kpc y un patrón espiral entre unos 5 y 15 kpc.

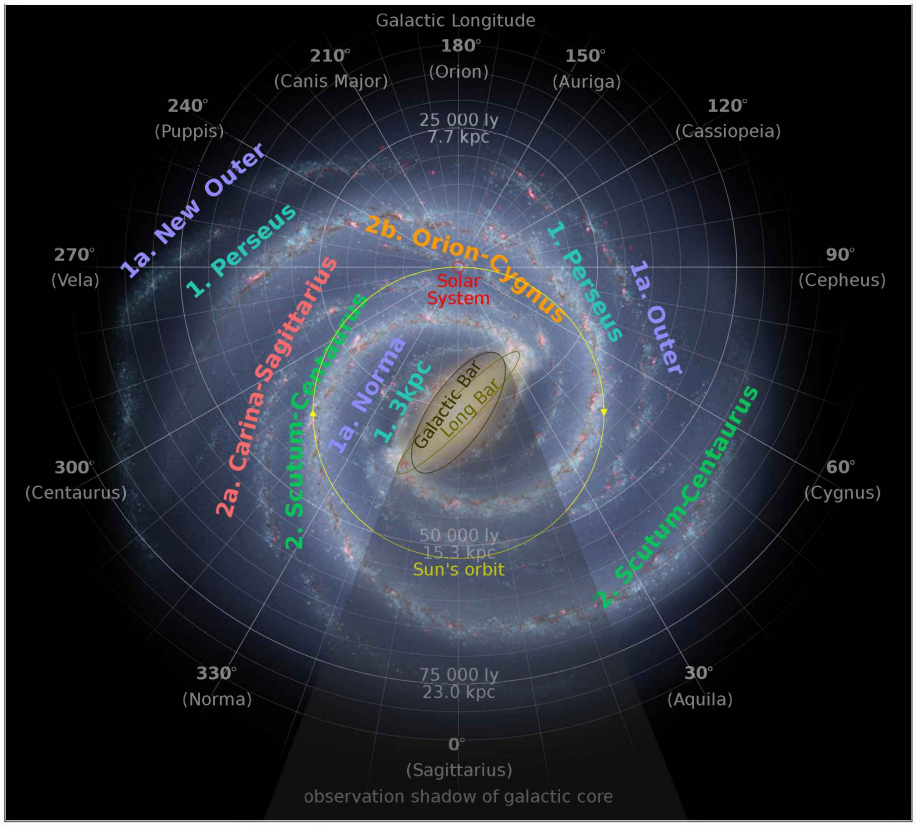


Figura 2.1: Bosquejo aproximado de la Vía Láctea vista desde el polo norte Galáctico. Está basada en datos obtenidos de la literatura en longitudes de onda de radio, infrarrojo, y visible. Se incluyen las coordenadas galácticas, (Churchwell et al., 2009).

Siendo los brazos espirales tan sólo un 10 o 20 % más poblados que la zona interbrazos, un exceso en la población de estrellas OB es esperable, aunque no fácilmente detectable. Mucho menos hacia el interior galáctico donde la distancia entre ellos es más pequeña, de hecho, en dirección al centro se cruzan Carina-Sagitario, Scutum y Norma, cada uno de aproximadamente 1 kpc de ancho. La representación, por otra parte, indica anchos variables incluso a lo largo de un mismo brazo. Además de la barra a un radio de 4.4 ± 0.5 kpc y orientada 44° ± 10° de la línea que une el Sol con el centro galáctico, (Benjamin et al., 2005), nuestra Galaxia exhibe un alabeo tal que en el primer cuadrante se eleva el plano y en el tercero se ubica por debajo incluyendo parte del cuarto cuadrante hasta cerca de los 300° en longitud (Cersosimo et al., 2009).

Así y todo, no hay evidencias ópticas concluyentes de la presencia y extensión del brazo de Perseo en el cuarto cuadrante – entre las longitudes $l = 270°$ y 290° - a pesar de las predicciones de modelos (Russeil, 2003; Vallée, 2005) si bien es cierto que esta zona es compleja de estudiar debido a la presencia del Vela molecular Ridge que limita considerablemente las mediciones en el óptico e incluso en el infrarrojo cercano (Carraro & Costa, 2010). Por lo tanto, y a pesar de

lo mostrado en Fig. 2.1, el número de brazos espirales y sus respectivos anchos sigue en debate (Vallée, 2013, 2014). Utilizando trazadores ópticos como los cúmulos abiertos y población estelar difusa, que describiremos más abajo, se podrían resolver las ambigüedades en distancias de radio –y, por ende, en posición- comentadas más anteriormente en el texto.

En referencia al cuarto cuadrante, la línea de visión a lo largo de la longitud $l = 290°$ coincide con la tangente al brazo Carina-Sagitario pero, una vez más, resulta muy difícil de observar en el óptico e, incluso, en el infrarrojo (Baume et al., 2009). La existencia de brazos espirales más internos al de Carina-Sagitario revelados en la componente gaseosa (HI) no es dudosa pero si, hay dificultades para traducir las velocidades del Local Standard of Rest (LSR) en distancias concretas. De modo que las incertidumbres en radio se tornan casi inmanejables por variaciones inesperadas de las velocidades respecto del LSR –quizás por anomalías de origen local- y el efecto neto es un apilamiento de brazos espirales a lo largo de la línea de visión. Solamente en CO y HI, mas allá de Carina-Sagitario, se ven trazas del brazo de Scutum pero se han encontrado diferencias en velocidades con respecto a los modelos que son difíciles de interpretar en términos de distancias heliocéntricas (Dame & Thaddeus, 2011).

En el brazo de Carina-Sagitario se han detectado tres áreas de mayor densidad (Hou, 2021). Una es entre 6° y 30° que cruza en forma diagonal y muestra una estructura elongada (Kuhn et al., 2021). Las otras dos áreas se ubican entre las longitudes galácticas 340° y 360°, en dirección al centro Galáctico, donde se observan estrellas azules que se extienden desde el Sol hasta el bulge de forma continua atravesando los brazos de Carina-Sagitario, Scutum y Norma (Perren et al., 2012).

Por años la única fuente de parámetros de cúmulos abiertos disponible para examinar la estructura espiral fue el catálogo de Lyngå (1983). A comienzos del siglo XXI aparecen una serie de catálogos de cúmulos abiertos ampliamente usados tales como WEBDA, que se mantienen razonablemente actualizados, el New catalogue of optically visible open clusters and candidates (Dias et al., 2002) y The Milky Way Star clusters (Kharchenko et al., 2012). Pero ninguno puede asegurar alta precisión en los parámetros fundamentales de cúmulos abiertos; en parte por la escasa profundidad de las observaciones y por otro lado la incertidumbre sobre las determinaciones de membresías a medida que se trata con objetos más lejanos, aunque hay que aceptar que la aplicación de procesos automatizados (Kharchenko et al., 2012) ha jugado un rol decisivo en el análisis masivo de datos.

La llegada de *Gaia* significó una inmensa contribución a la determinación de parámetros de cúmulos abiertos conocidos, el descubrimiento de cientos de nuevos (Castro-Ginard et al., 2021; Ferreira et al., 2020; Liu & Pang, 2019; Sim et al., 2019) y la verificación de aquellos

considerados dudosos (Cantat-Gaudin & Anders, 2020a; Monteiro et al., 2020). Gaia permite maniobrar con, cantidades enormes de datos estelares en un multiespacio de análisis (posiciones, paralajes, movimientos propios y fotometría) posibilitando realizar estimaciones muy precisas de membresías en cúmulos y una mejora de los correspondientes parámetros. Claro está, se necesita aplicar nuevas técnicas de análisis masivos de datos que prometen resultados más fiables que los producidos con las viejas técnicas -inspección visual de diagramas color magnitud y de ajuste de isócronas (Phelps & Janes, 1994)- o por comparación directa con diagramas HR de cúmulos sintéticos (Siess et al., 1997). Las nuevas técnicas implican uso de redes neuronales artificiales (Cantat-Gaudin et al., 2018) combinadas con diferentes estimadores de membresías en un cúmulo (Cantat-Gaudin et al., 2018; Krone & Leykin, 2014; Pera et al., 2021; Perren et al., 2015) e incluso, la implementación del análisis fractal, inspirado en el trabajo de Elmegreen (1993). Así, tanto Cantat-Gaudin et al. (2020, 2018), Liu & Pang (2019), Kounkel et al. (2020), Dias et al. (2021), Hao et al. (2021), y Poggio et al. (2021a) usando datos del segundo relevamiento *Gaia* (GDR2) y del tercero, *Gaia* (EGDR3), en conjunto con distintos códigos interpretativos de los datos, han calculado parámentros fundamentales de miles de cúmulos y asociaciones estelares simultáneamente.

Además de los cúmulos jóvenes como trazadores de estructura espiral –tal como dijimos anteriormente–, también pueden usarse las estrellas OB aisladas. Esta idea no es nueva, ya en la década del 50 Morgan et al. (1955) y posteriormente Moffat et al. (1979) y referencias allí, utilizaron este tipo de objetos para investigar la Galaxia y delinear los brazos espirales. Más aún, Reed (1993) utilizó más de 1000 estrellas OB medidas en UBV y luego otras 16000 (Reed, 2003) encontrando que el brazo local es un continuo de estrellas en dirección a Puppis ($l = 240°$) y que el brazo de Carina es detectable hasta casi 10 kpc desde el Sol. Pero las evidencias de brazos espirales en el interior del disco y sus extensiones (probablemente por errores de distancia y mala atribución de tipos espectrales) son confusas. Kaltcheva & Hilditch (2000) observaron estrellas brillantes OB entre $l = 215°$ y $275°$ (Puppis y Canis Mayor) donde la mayoría está a menos de 4.5 kpc, aunque hay algunas a mucha más distancia. Orsatti (1992) reportó el descubrimiento de más de 400 estrellas OB entre $l = 244°$ y $l = 251°$ encontrando población azul hasta casi $-6°$ en latitud logrando trazar el brazo de Orion hasta 4.5 kpc. Recientemente, Chen et al. (2019a) usaron más de 6000 estrellas de tipos OB confiables para examinar la estructura espiral en los alrededores del Sol usando astrometría de precisión provista por GDR2. También se ha usado esta técnica en varios trabajos más recientes (Maíz Apellániz et al., 2020; Poggio et al., 2021a; Xu et al., 2021).

La presencia de estrellas OB sin cúmulos asociados nos hace pensar en las procesos de formación estelar donde las concentraciones de gas necesarias para alcanzar estas masas iniciales suficientemente altas se dan principalmente en entornos tranquilos, de baja velocidad diferen-

cial, donde el material se va depositando, como pueden ser los brazos o formas más complejas trazando un *esqueleto galáctico*[4].

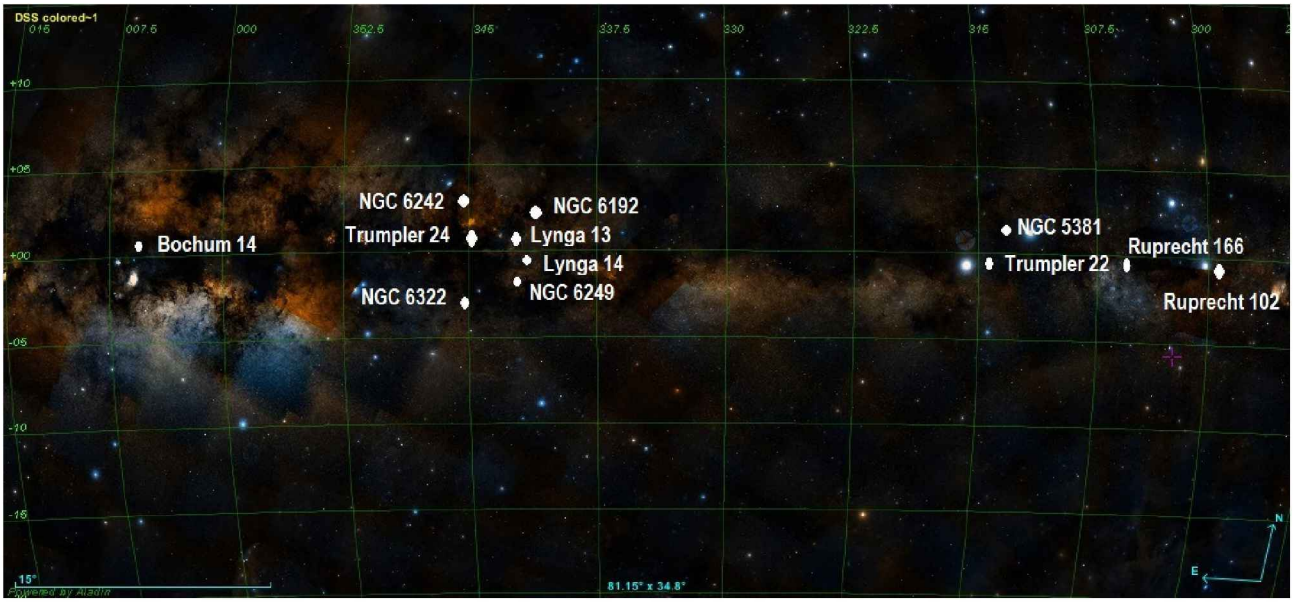


Figura 2.2: Cúmulos estudiados en esta tesis doctoral según sus coordenadas galácticas sobre la imagen DSS.

En esta tesis se examina la región sobre el plano con longitudes galácticas entre 298° y 6°. La decisión de trabajar en esta zona no es azarosa, puesto que el cuarto cuadrante es el más poblado y menos estudiado. El factor en consideración es la presencia de grandes complejos de nubes oscuras que impiden encontrar objetos jóvenes, de modo tal que recurrimos a datos *Gaia* EDR3 en combinación con fotometría propia *UBVI*. El uso de esta última es imprescindible para detectar objetos azules "bona fide" siguiendo una técnica muy bien probada y validada a lo largo de setenta años que asegura la correspondencia entre índices de colores en el sistema *UBVI* y los tipos espectrales MK (Orsatti, 1992). A este tipo de población detectada fotométricamente la llamamos población azul difusa. Aplicamos esta técnica de trabajo a un conjunto de campos indicados en la Tabla 2.1 en un intento por encontrar componentes ópticas de la estructura galáctica en ese lugar.

La lista de los campos de estudio, con sus coordenadas tanto ecuatoriales celestes para el equinoccio J2000 como galácticas, puede verse en la Tabla 2.1. En la Fig. 2.2 se muestra la distribución de los cúmulos según sus longitudes y latitudes galácticas.

La tesis está estructurada del siguiente modo: en el próximo capítulo se describe la reducción de los datos fotométricos. En el cuarto capítulo se resume la metodología adoptada. En

[4]La idea de esqueleto galáctico fue introducida por Goodman et al. (2014), "refiriéndose a las zonas de alta absorción como los huesos de la Galaxia".

Tabla 2.1: Coordenadas de los campos de estudio en este trabajo.

Designación	α_{2000}	δ_{2000}	l°	b°	Constelación
Bochum 14	18:01:59	−23:41:06	6.38	−0.49	Sagitario
NGC 6242	16:55:32	−39:28:02	345.46	2.46	Escorpio
NGC 6322	17:18:25	−42:56:03	345.26	−3.06	Escorpio
Trumpler 24	16:56:11	−40:40:01	344.01	1.49	Escorpio
Lynga 13	16:48:53	−43:26:00	341.60	0.91	Escorpio
NGC 6249	16:57:41	−44:48:42	341.54	−1.19	Escorpio
Lynga 14	16:55:03	−45:14:09	340.92	−1.09	Escorpio
NGC 6192	16:40:16	−43:30:31	340.34	2.14	Escorpio
Trumpler 22	14:31:03	−61:09:57	314.65	−0.58	Centauro
NGC 5381	14:00:41	−59:35:12	311.60	2.11	Centauro
Ruprecht 166	13:25:39	−63:28:00	306.74	−0.85	Centauro
Ruprecht 102	12:13:32	−62:43:18	298.60	−0.16	Crux

el quinto se procede a la descripción de los resultados para los cúmulos, mientras que en el sexto se desarrolla la forma de trabajo con las estrellas tempranas y se muestra la distribución encontrada. En el séptimo se plantea la discusión global de los resultados obtenidos. El capítulo octavo corresponde a las conclusiones y el noveno a las perspectivas a futuro.

Capítulo 3

Observaciones y reducción de datos UBVI

Cuando se comenzaron las observaciones en el sistema *UBVI* en el año 2009, estábamos perfectamente prevenidos de que la misión *Gaia* comenzaría la liberación de sus datos –en su propio sistema fotométrico– cerca del año 2011. Sabíamos también de varios retrasos que venían ocurriendo con la puesta en funcionamiento de la misión. Nuestra decisión fue entonces realizar la toma de datos en el sistema *UBVI* con el objeto de estudiar los cúmulos y estrellas azules en cada región. Pero si se producía la liberación de datos *Gaia* en un tiempo prudencial pasaríamos a estudiar los cúmulos usando la fotometría de *Gaia* en lugar de la nuestra –a esa altura nuestro grupo ya estaba trabajando sobre un código de análisis automático– y reservaríamos los datos propios para el estudio de la componente azul, del valor del enrojecimiento y la correspondiente ley de extinción en cada zona. Resulta importante recalcar que era imprescindible contar con el sistema fotométrico *UBVI*, particularmente el filtro U como explicaremos en el capítulo correspondiente.

3.1. Observaciones

Se llevó a cabo un estudio fotométrico en doce campos seleccionados en el cuarto y primer cuadrante de nuestra Galaxia en el sistema $UBVI_{KC}$ entre los años 2009 y 2016 utilizando varios telescopios emplazados en diferentes observatorios de Chile tal como se indica en la Tabla 3.1.

Las zonas de los cúmulos Ruprecht 166 y NGC 6192 fueron observadas con el telescopio de 1 m del Observatorio Interamericano de Cerro Tololo (CTIO, por sus siglas en inglés); la cámara

Y4KCam fue utilizada para Ruprecht 166 y la $Tek2_3$ para NGC 6192. La cámara Y4KCam es un arreglo de cuatro CCDs de 4064×4064 píxeles que con una escala de $0.289''/pixel$ logra cubrir un área de $20' \times 20'$, mientras que la $Tek2_3$ de 2048×2046 píxeles y una escala de $0.401''$/pixel cubre un área de $13.6' \times 13.6'$.

Las observaciones del resto de los cúmulos fueron realizadas en el Observatorio de Las Campanas (LCO, de sus siglas en inglés Las Campanas Observatory), con el Henrieta Swope Telescope de 1m el cual es operado por el consorcio SMARTS1[1]. Se utilizó la cámara Site3 para todos los cúmulos con excepción de Trumpler 24, Lynga 13, NGC 5381 y NGC 6249 para los cuales se utilizó la cámara 4Kx4K. La cámara Site3 posee 2048×3150 píxeles y una escala de $0.435''/pixel$ cubriendo un área de $14.8' \times 22.8'$, mientras que la cámara 4Kx4K, también denominada E2V CCD23184 con 4096×4110 píxeles observa un área mayor de $29.7' \times 29.8'$ y una escala de $0.289''/pixel$. Estas configuraciones permiten abarcar los cúmulos por entero, con la excepción de Trumpler 24.

En la Tabla 3.1 se lista la distribución de noches de observación, observatorios y cámaras para todos los cúmulos. En cada campo se tomaron al menos dos exposiciones por filtro, una larga y otra corta. Los tiempos de exposición en cada caso están listados en la Tabla 3.2. Se contó con un total de 122 imágenes a reducir para los 12 campos observados. Es de destacar que la zona de Trumpler 24 fue dividida en cinco campos para poder abarcar la totalidad de la amplia extensión que subtiende este presunto cúmulo. Con las cinco imágenes se obtuvo un campo resultante de 3/4 de grado cuadrado aproximadamente. Solo la suma de los campos estudiados demandó un tiempo de observación mayor a 12 horas, lo que da cuenta, de la razón por la cual la metodología no es ampliamente utilizada.

En las Figs. A.1, A.2, A.3 y A.4 (ver Apéndice) pueden verse las imágenes en el filtro V de cada zona observada, ordenadas por longitud galáctica. En cada una se indican las coordenadas α y δ. El Norte está arriba y el Este a la izquierda en cada caso.

3.2. Procesamiento de la fotometría

La reducción básica de los campos CCD fue hecha usando IRAF (de sus siglas en inglés: *Image Reduction and Analysis Facility*)[2]. Las imágenes fueron pre reducidas aplicando trimming, bias y corrección de campo plano, de manera habitual.

[1] http://www.lco.cl/telescopes-information/herrietta-swope.

[2] IRAF es distribuido por el National Optical Astronomy Observatory, el cual está operado por la Association of Universities for Research Astronomy Inc, bajo el acuerdo cooperativo con la National Sciance Foundation.

Tabla 3.1: Fechas y equipamientos utilizados en las observaciones de los campos estudiados del presente trabajo.

Noche	Fecha	Cúmulo	Observatorio	Cámara
1	5/08/2009	NGC 6192	CTIO	*Tek*2_3
2	10/03/2010	Ruprecht 166	CTIO	Y4KCam
3	31/04/2010	NGC 6322	LCO	Site3
4	3/06/2010	NGC 6242	LCO	Site3
		Bochum 14		
		Ruprecht 102		
5	4/06/2010	Trumpler 22	LCO	Site3
		Lynga 14		
6	13/06/2014	Lynga 13	LCO	4Kx4K
		NGC 5381		
		NGC 6249		
7a-7b	12-13/08/2016	Trumpler 24	LCO	4Kx4K

Tabla 3.2: Tiempo de exposición en segundos por filtro para todos los campos de estudio.

Cúmulo	**U**	**B**	**V**	**I**
Bochum 14	60-240-1200	60-180-900	30-90-600	10-90-600
NGC 6242	5-300-1200	5-120-900	5-60-600	3-60-600
NGC 6322	60-300-600	3-30-300	3-30-180	3-180
Trumpler 24	30-300	30-200	15-150	15-100
Lynga 13	60-900-2000	30-600-1500	15-300-1200	15-300-1200
Lynga 14	3-1200	20-900	10-600	10-600
NGC 6249	60-900-2000	30-600-1500	15-300-1200	15-300-1200
NGC 6192	30-200-2000	15-100-1500	5-60-1200	5-60-1200
Trumpler 22	30-120-900	10-120-600	5-60-300	5-60-300
NGC 5381	60-900-2000	30-600-1500	15-300-1200	15-300-1200
Ruprecht 166	30-200-2000	30-150-1500	20-100-900	20-100-900
Ruprecht 102	180-2000	60-1200	60-900	60-180

Luego la fotometría fue realizada usando los paquetes de IRAF DAOPHOT[3]/ALLSTAR y PHOTCAL. Las magnitudes instrumentales fueron obtenidas usando fotometría PSF de Stetson (1987a) corregidas filtro por filtro. Alguna de las tareas usadas en la reducción: IMALIGN, DAOFIND, PHOT, IMEXA, PSFIMAGE, NSTAR, FITPARAMS, INVERTFIT necesitaron de los valores de escala, ganancia y ruido de lectura que se listan en la Tabla 3.3 para cada una de las cámaras CCD. El paquete DAOMASTER fue usado para combinar las imágenes con exposiciones cortas y largas antes de la transformación al sistema fotométrico estándar y además para poder luego combinar los cinco campos de Trumpler 24.

Entre 20 y 30 estrellas brillantes fueron seleccionadas en cada imagen para construir un

[3]Stetson (1987b)

Tabla 3.3: Valores característicos de los CCD con los cuales se tomaron las imágenes.

Observatorio	CCD	escala ($''$/pixel)	ganancia (e^-/ADUs)	ruido de lectura (ADUs)
CTIO	Y4KCam	0.289	1.5	14
CTIO	$Tek2k_3$	0.401	1.6	3.7
LCO	Site3	0.435	2.5	6.6
LCO	4Kx4K	0.289	1.44	7

modelo PSF y estimar la correspondiente corrección de apertura. Para los campos de estudio se eligió un valor de diámetro de apertura igual al FWHM[4] que resultó próximo a 3.5 arcseg. Las correcciones de apertura fueron variables adoptando mayormente valores entre -0.13 y -0.31 *mag*.

Las noches fueron caracterizadas por un seeing medio de 1.5$''$ para Cerro Tololo y de 1.7$''$ para Las Campanas.

En la Tabla 3.4 pueden leerse la cantidad de estrellas con magnitud V y los distintos índices de color en cada cúmulo. Se midieron un total de aproximadamente 107 mil estrellas para el filtro V distribuidas en los 12 campos.

Tabla 3.4: Cantidad de estrellas por campo a las que se les hizo fotometría.

Cúmulo	**V**	**B-V**	**U-B**	**V-I**
Bochum 14	4407	4270	1927	4293
NGC 6242	4823	4583	1094	4733
NGC 6322	6048	6000	2541	5912
Trumpler 24	20728	20360	8509	19815
Lynga 13	11370	10685	3517	11224
NGC 6249	14403	13138	5607	14150
Lynga 14	2816	2798	1777	2770
NGC 6192	797	796	246	794
Trumpler 22	5069	5045	2426	4964
NGC 5381	8578	8488	4298	8504
Ruprecht 166	24008	23988	15495	23306
Ruprecht 102	4677	4639	2390	4626
Total	107724	104790	49827	105091

[4]Usar este valor óptimo de apertura es indicado ya que es donde el cociente entre la señal y el ruido del cielo (SNR) alcanza su máximo.

3.3. Calibración de la fotometría

Para poder calibrar la fotometría llevándola al sistema estándar *UBVI* se obtuvieron un total de 122 imágenes de campos de estrellas estándares a lo largo de las ocho noches de observación. En la Tabla 3.5 se listan los campos estelares utilizados para cada noche, provenientes de Landolt (1992, 2007). Cada campo de estrellas estándar se observó en los cuatro filtros, con una única imagen por filtro, pero con diferentes masas de aire. Los rangos de colores utilizados para las estrellas estándar variaron de noche a noche y en los tres diferentes colores. Como resumen mencionamos que el rango máximo adoptado fue de -1.16 a 2.33 para el color U-B de la noche 1 y el mínimo -0.14 a 1.69 para B-V en la noche 7. Como los cinco campos que comprenden Trumpler 24 se observaron en dos noches distintas y contamos con ambos juegos de estos coeficientes de extinción atmosféricos; a la primera noche la denominamos 7a y a la segunda 7b.

Tabla 3.5: Campos de estrellas estándar observadas. Pueden verse con una x los campos utilizados para la calibración de cada campo de ciencia.

Campos de estrellas estándar	**Noches**							
	1	2	3	4	5	6	7a	7b
G93-48B							×	×
Mark A	×		×	×				
PG1047		×						
PG1323-086			×	×	×	×		
PG1525	×							
PG1633			×	×				
PG2213-006	×				×	×	×	×
PG2331	×							
SA98		×						
TPhe							×	×

Tabla 3.6: Cantidad total de estrellas estándar por noche y el número de imágenes de las mismas.

Noches	1	2	3	4	5	6	7a	7b
Cantidad de estrellas	16	28	20	14	20	16	20	20
Cantidad de imágenes	16	8	12	12	8	8	44	37

Las ecuaciones que vinculan el sistema instrumental y el estándar $UBVI_{(KC)}$ pueden verse a continuación. Se indican en minúscula las magnitudes instrumentales y en mayúscula las estándares. Además, los subíndices de los coeficientes de la transformación refieren a: (1) El punto cero de corrección en cada filtro, (2) Los coeficientes de extinción atmósferica para cada filtro que dependen del observatorio. Para LCO los coeficientes usados fueron u_2=0.42, b_2=0.20, v_2=0.12 y i_2=0.03 y para CTIO fueron u_2=0.48, b_2=0.25, v_2=0.16 y i_2=0.08, (3) Los coeficientes de transformación de cada color y (4) Término de segundo orden que depende del color de

la estrella (resultó nulo en el presente trabajo).

$$mU = (UB + BV + V) + u_1 + u_2 * XU + u_3 * UB + u_4 * UB * XU$$
$$mB = (BV + V) + b_1 + b_2 * XB + b_3 * BV + b_4 * BV * XB$$
$$mV = V + v_1 + v_2 * XV + v_3 * BV + v_4 * BV * XV$$
$$mI = (V - VI) + i_1 + i_2 * XI + i_3 * VI + i_4 * VI * XI$$

En la Tablas 3.7 están tabulados los coeficientes con subíndices 1 y 3 para cada noche con su respectivo error.

Tabla 3.7: Coeficientes de extinción.

Noches	**Coeficientes**			
	u_1	u_3	b_1	b_3
1	4.63 ± 0.01	-0.04 ± 0.02	2.92 ± 0,01	0.13± 0.02
2	3.02 ± 0.02	0.05 ± 0.03	1.90±0.02	0.13± 0.01
3	4.54 ± 0.01	-0.16 ± 0.01	2.91 ± 0.01	-0.05 ± 0.01
4	4.14 ± 0.01	-0.13 ± 0.01	3.05 ± 0.01	-0.06± 0.02
5	5.04± 0.01	-0.16± 0.02	3.27± 0.02	-0.09± 0.02
6	3.77± 0.01	-0.25± 0.02	1.71± 0.01	-0.07±0.02
7a	3.89± 0.04	-0.29± 0.01	1.82± 0.01	-0.08± 0.01
7b	3.83± 0.02	-0.30± 0.01	1.80± 0.01	-0.08± 0.01
Noches	**Coeficientes**			
	v_1	v_3	i_1	i_3
1	2.72 ± 0.01	-0.02±0.01	3.57 ± 0.01	-0.02± 0.01
2	1.56± 0.01	-0.02± 0.01	2.58± 0.01	-0.01± 0.01
3	2.87 ± 0.01	0.06 ± 0.01	3.26 ± 0.01	-0.06 ± 0.01
4	3.16 ± 0.01	0.04± 0.01	3.34 ± 0.01	-0.04 ± 0.01
5	3.21± 0.02	0.05± 0.01	3.47± 0.02	-0.02± 0.02
6	1.63± 0.01	1.67±0.01	1.74± 0.03	-0.06± 0.04
7a	1.71± 0.01	0.08± 0.01	1.81± 0.01	-0.05± 0.01
7b	1.73± 0.01	0.08± 0.01	1.68± 0.02	-0.04± 0.01

Cabe aclarar que para la calibración de Trumpler 24 contábamos con suficientes campos con masas de aire entre 1.06 y 2.08 para ajustar también los coeficientes de extinción atmosférica para cada filtro los cuales dependen del observatorio. Los mismos resultaron ser u_2=0.37 ±0.02, b_2=0.21 ±0.01, v_2=0.13 ±0.01 y i_2=0.03 ±0.01 para las noches 7a y u_2=0.41 ±0.02, b_2=0.22 ±0.01, v_2=0.14 ±0.01 y i_2=0.03 ±0.01 para la noche 7b. Como se observa los coeficientes son compatibles dentro de los errores para estas dos noches para el LCO y compatibles dentro de los errores también con los tabulados por el mismo observatorio.

La fotometría de apertura fue llevada a cabo para todas las estrellas estándar usando el

paquete de tareas PHOTCAL del entorno IRAF, con una apertura de 18px, ya que se aconseja un valor de 4 ó 5 veces el FWHM. El ajuste fue considerado como válido cuando todos los RMS de cada filtro fueran menores que 0.05.

3.3.1. Errores de la fotometría

Cuando se grafican los errores asociados a cada color en función de la magnitud se encuentra que la mayoría de estos están por debajo de 0.1 mag y como es esperable a magnitudes más débiles los errores tienden a aumentar. Recordemos que los mismos son los calculados por la tarea INVERTFIT. El gráfico de los errores en función de la magnitud V para los cúmulos se presenta en la Fig. 3.1. Finalmente, hemos decidido remover de nuestro análisis todas las estrellas con errores mayores a 0.1 mag con el objetivo de evitar confusiones que aparecen naturalmente en el análisis de datos, particularmente entre las estrellas más débiles de cada campo analizado.

3.4. Astrometría

Las coordenadas en píxeles fueron convertidas a ascensión recta y declinación (α y δ) vía herramientas web [5]. La entrada que debe proporcionársele al programa son las coordenadas x, y de las primeras 100 estrellas del campo ordenadas por magnitud. Una vez que el software encuentra la región en cuestión devuelve varios archivos, entre ellos coor.fit con la transformación. También pueden obtenerse el tamaño del campo y la escala del telescopio. Para este proceso se comparan las coordenadas de los objetos con las obtenidas en el catálogo USNO.

La tabla coor.fit se introduce en otro programa llamado astrometry-master para obtener las nuevas coordenadas. Esas columnas son luego añadidas a las tablas iniciales.

3.5. Comparación con datos fotométricos en la literatura

Los cúmulos que contaban con datos fotométricos disponibles en la literatura fueron comparados con los obtenidos en este trabajo. Estos cúmulos son: Bochum 14 (Moffat & Vogt, 1975) , NGC 6242 (Moffat & Vogt, 1973), NGC 6322 (Moffat & Vogt, 1975), Trumpler 24 (Heske & Wendker, 1984, 1985), Lynga 14 (Moffat & Vogt, 1975), Trumpler 22 (Hang & Mo, 1978), NGC 6192 (King, 1987; Kjeldsen & Frandsen, 1991) el cual cuenta con fotometría CCD

[5] Astrometry.net

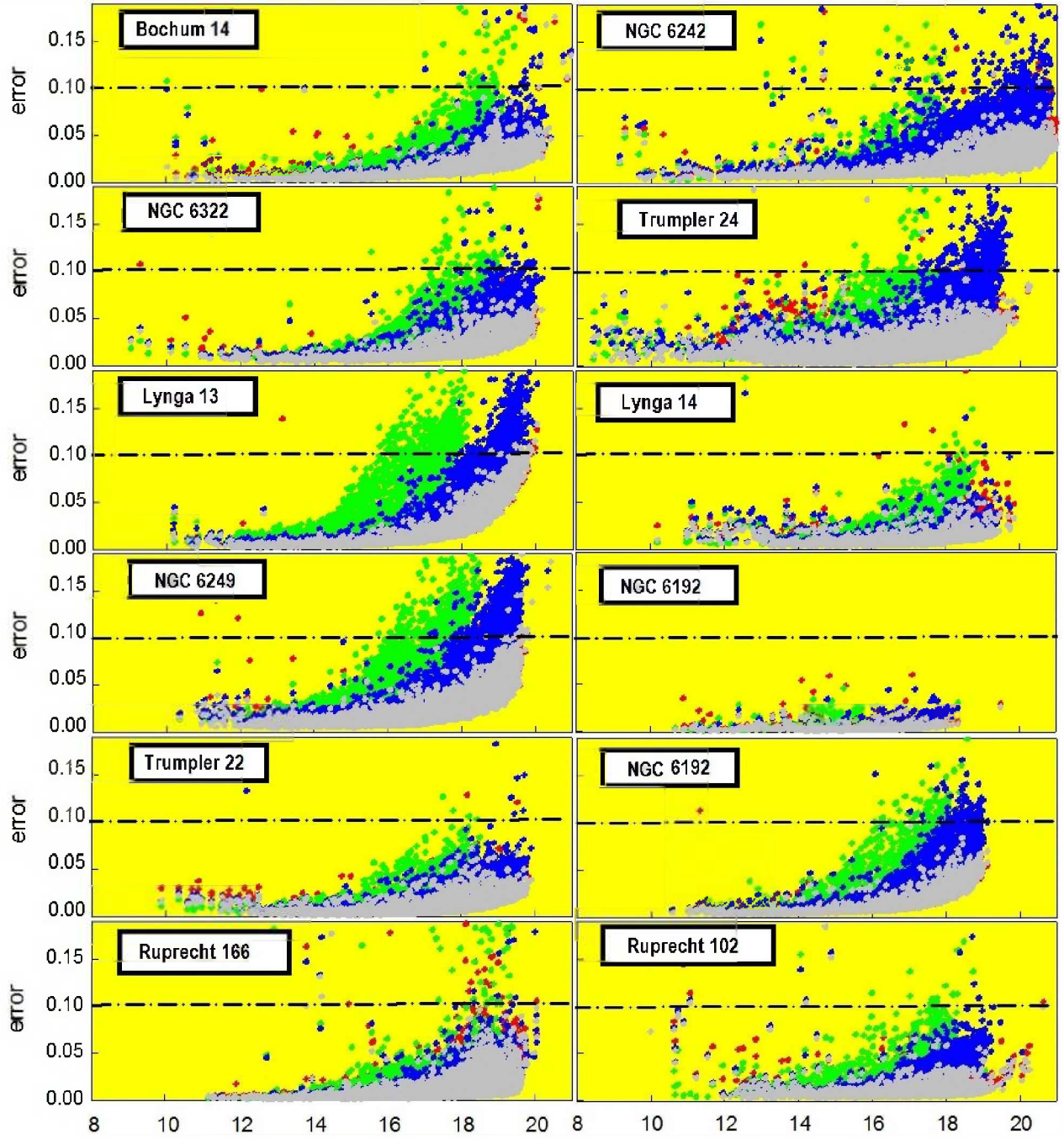


Figura 3.1: Se indica la marcha de errores en función de la magnitud V. Las cruces rojas refieren a los errores en V-I, las verdes a los de U-B, las azules a los de B-V y las grises a los de V. La línea a trozos punteada muestra el límite hasta el cual hemos considerado nuestra fotometría como apta para los análisis posteriores.

UBV, y Ruprecht 166 (Piatti & Clariá, 2001) este último con fotometría CCD BVI. El promedio de las diferencias de magnitudes obtenidas en dichos trabajos y el actual figuran en la Tabla 3.8, incluyendo estrellas en común. En la mayoría de los casos las diferencias no son significativas; el caso de los cúmulos Bochum 14 y Ruprecht 166 muestran los resultados más discrepantes y serán discutidos a continuación. Las medidas fotoeléctricas pueden estar afecta-

das por contaminación estelar. Otras diferencias podrían ser producto de alguna discrepancia entre los puntos cero pues las observaciones fueron hechas con diferentes telescopios y aberturas.

Tabla 3.8: Diferencias medias de nuestra fotometría con la de otros autores.

Cúmulo	Referencia	**ΔV**	**Δ(B-V)**	**Δ(U-B)**	**Δ(V-I)**	N
Bochum 14	(1)f.e	0.08	−0.02	−0.31	-	10
NGC 6242	(2)f.e	0.01	−0.01	−0.01	-	20
NGC 6322	(1)f.e	−0.01	0.01	−0.04	-	17
Trumpler 24	(3)f.g	0.01	0.00	0.00	-	13
NGC 6249	(2)f.e	−0.02	−0.01	0.01	-	7
Lynga 14	(1)f.e	0.07	−0.03	−0.04	-	15
NGC 6192	(4)CCD	0.02	−0.03	-	-	33
	(5)CCD	0.00	−0.03	−0.07	-	39
Trumpler 22	(6)f.g	−0.05	−0.09	−0.11	-	65
Ruprecht 166	(7)CCD	0.13	−0.09	-	−0.15	625

Descripción de la Tabla 3.8:(1) Moffat & Vogt (1975), (2) Moffat & Vogt (1973), (3) Heske & Wendker (1985) (4) King (1987), (5)Kjeldsen & Frandsen (1991), (6)Hang & Mo (1978),(7) Piatti & Clariá (2001). f.e: fotometría fotoeléctrica, f.g: fotometría fotográfica, N= Número de estrellas.

Bochum 14, también conocido como SLS4565, fue estudiado por Moffat & Vogt (1975) con fotometría fotoeléctrica en un total de diez estrellas. Las variaciones entre su fotometría y el actual trabajo pueden verse en la Tabla 3.8. Las mismas son moderadamentes pequeñas excepto en el índice U-B, esta gran diferencia podría deberse a la contaminación por estrellas vecinas en la apertura de la fotometría fotoeléctrica.

Por su parte Ruprecht 166, posee información disponible obtenida por Moffat & Vogt (1973), quienes observaron solo tres estrellas relativamente brillantes mediante fotometría fotoeléctrica UBV. En ese trabajo, sin embargo, no pudieron determinarse los parámetros de las estrellas observadas. Este cúmulo fue estudiado posteriormente por Piatti & Clariá (2001), quienes lograron obtener fotometría de 954 estrellas en el campo hasta magnitud 20, en los filtros BVI. Con este último trabajo, se encontraron 625 estrellas en común con nuestra muestra y se procedió a buscar las diferencias medias de la fotometría en los filtros V, B-V y V-I. No encontramos las 954 a causa de la poca precisión en la astrometría de las estrellas más débiles. Esos resultados se detallan en la Tabla 3.8. Vemos que las diferencias son importantes, excepto en el filtro (B-V), las razones de ellas pueden estar en el punto cero de calibración en uno de los dos trabajos.

En el próximo capítulo se expondrá la metodología de análisis que usamos para todos los datos con los que contamos.

Capítulo 4

Metodología del análisis de los cúmulos

4.1. Automatización del análisis de los cúmulos abiertos

En este capítulo detallamos el análisis homogéneo de los doce candidatos a cúmulos abiertos y aunque el método usado no es complejo, se presenta un esquema del mismo en la Fig. 4.1.

Empezamos por tomar de Vizier, los datos del relevamiento *Gaia* EDR3 hasta G= 20 mag, de la tabla resultante corregimos la paralaje según las técnicas desarrolladas en Lindegren et al. (2021) y Maíz Apellániz (2022). Luego esta tabla funcionó como archivo de entrada al código pyUPMASK (Pera et al., 2021) quien supera en performance al conocido UPMASK (Krone-Martins & Moitinho, 2014). El mismo se encarga de la selección de miembros de los cúmulos y su respectiva asignación de probabilidades. Una vez asignadas estas probabilidades, es posible truncar la tabla a diferentes criterios de corte, por ejemplo considerar como miembros del cúmulo pertinente las estrellas con más del 70 % de probabilidad. En la actualidad, no hay consenso de que porcentaje es pertinente elegir. Para esta tesis hemos considerado porcentajes tan altos como 90 %, 95 % o 98 %, siempre que fuera posible. También nos proponemos estudiar que tan estable son las soluciones según justamente estos criterios de corte.

Por último, el código que optamos por usar, ASteCA (Perren et al., 2015), considerado como uno de los más sofisticados códigos actuales para la determinación de parámetros. El mismo ajusta el centro, movimientos propios, edad, enrojecimiento, números de miembros, el módulo de distancia, la metalicidad, binaridad y masa de los cúmulos estudiados. Su desventaja es que al ser tan completo, el tiempo de cómputo que precisa es de varias horas por cúmulo, pero puesto que hemos elegido un número manejable de ellos para esta investigación, esto no ha sido un impedimento.

Hemos corrido ASteCA para cada corte elegido en las probabilidades de membresía, luego de alcanzar la correcta dimensión de la zona a observar. Esto hubo que hacerlo varias veces y no ha sido un procedimiento sencillo, puesto que si tomábamos un área grande podíamos incluir alguna otra asociación, y si era demasido chica podíamos perder estrellas.

Para determinar el centro y el radio de los cúmulos, hemos usado el código ASteCA primer bloque -una descripción del mismo se encuentra más adelante-. Remarcamos que no ha sido una tarea sencilla puesto que para cada cúmulo se debió evaluar que corte en magnitud G era pertinente usar con el objetivo de extraer el cúmulo en particular del entorno. Si simplemente nos quedábamos con G=20 mag la cantidad de estrellas incorporadas obstaculizaba la obtención del radio, puesto que como es sabido las estrellas débiles comienzan a dominar por cantidad y la sobredensidad que por ejemplo puede verse a G= 17 mag para algún cúmulo comienza a desdibujarse como resultado de la abrumadora cantidad de estrellas más débiles. Por lo tanto la obtención de los radios fue un proceso complejo donde debimos encontrar en primera instancia el valor en magnitud hasta donde es posible apreciar la sobredensidad provocada por el cúmulo, y allí con ese corte de magnitud brindar la tabla correspondiente a ASteCA. Aclaramos que la tabla original hasta G=20 mag es la que entregamos a PyUPMASK para calcular los parámetros de los cúmulos, así pues la obtención del radio y el centro no interfieren en el resto del trabajo de ASteCA. Pese a nuestros esfuerzos, en un solo caso, hemos tenido que ajustar manualmente el centro y el radio, mediante ASteCA (NGC 6322). Creemos que esta característica no es propia del cúmulo en sí, sino solamente debido al enrojecimiento en la línea de la visual en la que está proyectado. Los mismos se listan en la Tabla 5.3.

A continuación haremos un breve resumen de los códigos utilizados, los parámetros de entrada que debemos fijar, los valores elegidos, como así también las características de las salidas obtenidas.

4.2. Datos *Gaia* EDR3

A la hora de comenzar nuestra investigación contamos con datos del catálogo EDR3 (Gaia Collaboration et al., 2021), que tiene completitud hasta G=20 mag, mayor que GDR2 con G=18 mag. El mismo constituye el catálogo más detallado y preciso que actualmente puede usarse para determinar distancias estelares en el vecindario solar.

La banda G del relevamiento *Gaia*, agrupa los fotones del espectro electromagnético que llegan de las estrellas en el óptico desde los 330 a los 1050 nm, la banda G_{BP} de los 330 a los 680 nm y la banda G_{RP} de los 630 a los 1050 nm.

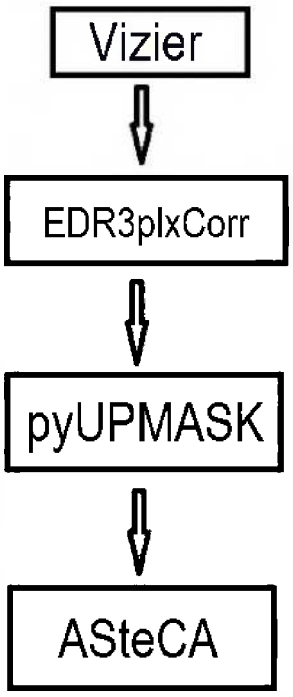


Figura 4.1: Diagrama de pasos aplicados a los datos de *Gaia* EDR3.

Utilizamos la herramienta que brinda la página de Vizier, de este modo mediante algunas sentencias de Python elegimos el catálogo I/350/gaiaedr3, el centro y el radio de la zona escogida y su corte en magnitud G.

En la Tabla 4.1 puede leerse el área elegida para cada zona individual, la misma fue amoldada a las características del entorno pertinente. Por ejemplo, los cúmulos lejanos o de radios más chicos necesitaron campos más reducidos. Como una generalización el área tomada debiera ser unas cinco veces el radio del cúmulo trabajado. La forma de conseguir esto es iterando, entre el radio encontrado y el área de investigación, no es de modo alguno, un proceso sencillo.

La Tabla 4.1 también muestra la cantidad de estrellas que reconoce Gaia EDR3 para los campos estudiados, según las probabilidades de membresías asignadas por pyUPMASK de: $\geq$80 %, $\geq$85 %, $\geq$90 %, $\geq$95 % y $\geq$98 %, una vez que han elegido las dimensiones del campo a tratar. Destacan zonas como la de Ruprecht 166 que tiene muchas más estrellas que Lynga 14 o Ruprecht 102 con el mismo radio, tornando a Ruprecht 166 una zona intrínsecamente más densa o de menor enrojecimiento.

Tabla 4.1: Cantidad de estrellas por campo con datos del *Gaia* EDR3 y discriminadas por porcentaje de membresía luego de aplicar pyUPMASK.

Cúmulo	**Campo**	N^{ro}**estrellas**	$\geq$**80 %**	$\geq$**85 %**	$\geq$**90 %**	$\geq$**95 %**	$\geq$**98 %**
Bochum 14	$20' \times 20'$	10838	250	212	178	153	116
NGC 6242	$30' \times 30'$	32352	1507	1257	1005	733	393
NGC 6322	$10' \times 10'$	4788	59	33	-	-	-
Lynga 13	$20' \times 20'$	17834	27	10	-	-	-
NGC 6249	$20' \times 20'$	19673	109	50	37	-	-
Lynga 14	$10' \times 10'$	2113	44	36	29	25	23
NGC 6192	$30' \times 30'$	32116	1236	1148	1042	899	731
Trumpler 22	$15' \times 15'$	8433	312	277	241	199	160
NGC 5381	$30' \times 30'$	40504	1695	1513	1333	1044	749
Ruprecht 166	$10' \times 10'$	16613	69	1	-	-	-
Ruprecht 102A	$10' \times 10'$	4648	116	102	55	49	38
Ruprecht 102B	$10' \times 10'$	5634	508	393	266	138	-
BH 205	$30' \times 30'$	22460	2097	1354	840	216	1
BH 202	$10' \times 10'$	5123	407	378	298	240	115
ESO332-8	$10' \times 10'$	4964	-	-	-	-	-

De las doce regiones incluidas en esta tesis sólo en tres de ellas no hemos podido hacer un análisis a diferentes niveles de probabilidad: Ruprecht 166, NGC 6322 y Lynga 13. En Ruprecht 166 hemos optado por usar sólo 80 % puesto que no se registraron estrellas suficientes a probabilidades más altas. En el caso de NGC 6322 al 85 % y Lynga 13 no resultó físicamente un cúmulo por lo que no hemos continuado con su análisis. Para la región de Trumpler 24 donde encontramos el subcúmulo ESO332-8, es de mencionar que el mayor porcentaje de membresía fue apenas del 70 %.

4.2.1. Correcciones de *Gaia*

El catálogo *Gaia* EDR3 fue presentado el 3 de diciembre de 2020 (Gaia Collaboration et al., 2021), incluye paralajes para unas 1.5 x 10^9 fuentes aproximadamente, basadas en las observaciones recogidas por la Agencia Espacial Europea del Satélite Gaia durante sus primeros 36 meses de operación. En el trabajo de Lindegren et al. (2021) se procesaron los datos y se brindó a la comunidad astronómica los parámetros astrométricos, es decir posición en la época J2016.0, paralajes y movimientos propios. En su análisis divide la muestra en unas 585 millones de estrellas con cinco parámetros como solución (las cinco mencionadas anteriormente) y unas 882 millones con seis parámetros como solución que incluyen un seudocolor (pscol), el cual es una calibración que permite obtener la longitud de onda efectiva del espectro estelar (nueff). Así pues los parámetros de las estrellas con seis soluciones son generalmente más precisos que las de cinco soluciones. Los datos sobre si una estrella alcanzó a tener cinco o seis soluciones es

guardado en una columna que se llama Solved.

Posteriormente en el trabajo de Lindegren et al. (2021) se derivaron las tendencias sistemáticas de las paralajes obtenidas por el satélite Gaia, usualmente llamado punto cero Z_{EDR3}, como función de la magnitud, el color, la longitud de onda efectiva y de la longitud elíptica. La longitud de onda efectiva (ν_{eff}) es función de la diferencia G_{BP}–G_{RP} y la latitud elíptica (β, ELAT) es importante pues la calibración depende de la posición debido a que es necesario tener en cuenta la estabilidad térmica del sátelite, la que hace que deba permanecer en una orientación dada, así pues las incertezas pueden ser entre 50 % y 60 % más grandes sobre la eclíptica que en los polos. La función Z_{EDR3} es la suma de una serie de términos lineales. La misma ya había sido confeccionada para *Gaia* DR2 puesto que existen imperfecciones en los instrumentos y algunas tendencias en el método de procesado que son inevitables y dan como resultado errores sistemáticos en las paralajes publicadas.

La descripción de todo el proceso puede leerse en los trabajos recientes de Lindegren et al. (2021) y Maíz Apellániz (2022), este último utiliza otro conjunto de datos observacionales para comparar los valores de Z_{EDR3} según sus fuentes, encontrando que era necesario cambiar algunos coeficientes de la función para las estrellas más brillantes y azules. La página web donde se descarga el programa - EDR3pxlCorr- para las correcciones es presentada en la nota de pie de página[1]. El programa incluye las correciones realizadas por Maíz Apellániz (2022) y a la hora de trabajar con el es imprescindible descargar previamente las seis variables que necesita para operar, ellas son: Plx, e_Plx, Gmag, nueff, pscol, ELAT y Solved.

No hemos recortado las tablas obtenidas ni por incertezas, ni en movimientos propios siguiendo el consejo dado en Lindegren, L. et al. (2021), donde los autores explican que incluso paralajes con valores negativos o grandes incertezas traen consigo información importante en términos estadísticos.

4.3. Determinación de miembros: pyUPMASK

El punto que resulta crucial en el análisis de cualquier cúmulo es el que corresponde a la determinación de los miembros, es decir, la asignación de probabilidades de membresía para cada estrella y la línea de corte. Los cúmulos abiertos de la muestra utilizada están mayoritariamente concentrados hacia el plano de nuestra Galaxia por lo que están inmersos en campos estelares muy densos y, a menudo, incluídos en regiones de elevada absorción. Esto implica que la contaminación por estrellas de campo se torne muy pronunciada y se dificulte la estimación

[1] https://gitlab.com/icc-ub/public/gaiadr3_zeropoint

de membresías particularmente entre las estrellas más débiles. Estas estrellas contaminantes se ubican por delante o por detrás del cúmulo u objeto de interés, y se encuentran proyectadas en el campo observado y terminan mezclándose con las estrellas que constituyen miembros genuinos del cúmulo. Los códigos que se encargan de separar las estrellas miembros de las no miembros se suelen llamar algoritmos de descontaminación y existen varios en la literatura.

La hipótesis básica de cualquier análisis de cúmulos estelares es que la región ocupada por el cúmulo real y el campo debieran mostrar "a priori" diferentes propiedades, esto es, debemos ver un incremento de la densidad estelar -no siempre verdadera- donde el cúmulo debería existir. Las propiedades cinemáticas y las distancias de las estrellas miembros debieran asemejarse. Luego los diagramas fotométricos estudiados en detalle por ASteCA son los que nos revelan la posibilidad de un cúmulo real.

La elección de utilizar como algoritmo de descontaminación el denominado pyUPMASK (Pera et al., 2021), radica en que basa su análisis tanto en las posiciones de las estrellas en el campo como así también en movimientos propios de las mismas, los cuales pueden ayudar a discriminar mejor aún la membresía que la fotometría. El código pyUPMASK está enteramente escrito en Python y guarda muchas semejanzas con UPMASK **(Krone-Martins & Moitinho, 2014)** (de sus siglas en inglés, Unsupervised Photometric Membership Assignment in Stellar Clusters algorithm). Ambos códigos no precisan de una selección de campo de estrellas que sirva de comparación sino que aproximan la distribución del campo estelar en las coordenadas espaciales con miles de modelos de densidad uniforme, que luego serán comparados con la distribución del campo.

Tanto pyUPMASK como UPMASK están compuestos de dos bloques principales, denominados por los autores como bucle interior y bucle exterior. Este último es responsable de tomar en cuenta las incertezas de los datos y retornar al bucle interior. La cantidad de veces que retorne esta determinada por el usuario. Nosotros hemos optado por un valor de 25 según las recomendaciones de los autores en el mismo trabajo (Pera et al., 2021).

El bucle interior consta, a su vez, de dos partes o bloques pricipales: el método de agrupado y el método de eyección de campo aleatorio (RFR, de sus siglas en inglés, Random Field Rejection). El primer método es aplicado en los movimientos propios y separa los datos en N cúmulos. El valor de N queda determinado por el número de elementos que se espera debiera contener cada cúmulo. Hemos dado el valor de 25 y número máximo de 1000, nuevamente por ser los óptimos según el trabajo de Pera et al. (2021). Una vez que se cuenta con los cúmulos pueden rechazarse con el criterio dado en RFS, que básicamente consiste en medir la diferencia entre la estimación de la densidad central en dos dimensiones (KDE, de su siglas en inglés,

Kernel Density Estimation) para el cúmulo y el KDE de miles de distribuciones uniformes con la misma cantidad de elementos. En particular pyUPMASK divide esta diferencia por el área total del cúmulo, con lo cual normaliza, para luego mediante un valor de corte que elige en 0.80 discriminar entre las agrupaciones que sobrevivirán.

El código pyUPMASK por estar escrito en lenguje Python usa las librerías de Astropy [2] (Astropy Collaboration 2013, 2014) y el método de agrupado lo extrae de la librería Scikit-learn[3] (Pedregosa et al., 2012). Es de destacar que el método de agrupamiento que tiene programado UPMASK se llama MKS, de sus siglas en inglés, K-means stochasticity, pero en pyUPMASK el usuario puede elegir entre una docena de métodos, que se extraen de la librería mencionada. De los seis métodos que ofrece pre-programados el código, elegimos el método MBK, de sus siglas en inglés, Mini Batch K-Means, logrando un balance entre tiempo de cómputo y confianza en los datos de salida. En el trabajo de Pera et al. (2021) puede leerse como se comparan los resultados hallados con cúmulos sintéticos y se muestra como este método MBK, es el segundo que obtiene mejores resultados, con poca diferencia entre ambos pero de los dos resulta el más rápido en tiempo de cómputo. En nuestra experiencia, realmente la diferencia entre uno y otro método era amplia en tiempo de cómputo, de hecho para algunos cúmulos no lográbamos una convergencia del código si usabamos el más preciso, a la hora de devolver mayor cantidad de miembros reales, según la investigación de Pera et al. (2021).

Para el método de rechazo, pyUPMASK utiliza de Astropy la funcion K, en lugar de la KDE, la cual incluye las correcciones por borde para puntos que están localizados cerca del límite del cúmulo y resulta varios órdenes de magnitud más rápido (Pera et al., 2021). Además en pyUPMASK se incorpora otro bloque llamado GUMM, de sus siglas en inglés, Gaussian-uniform mixture model, que limpia los cúmulos que no fueron rechazados, modelando con una función Gaussiana el centro y calculando para cada estrella la probabilidad de pertenencia al mismo. Luego si la estrella no alcanza un percentil dado por la estimación del paquete kneebow[4], es rechazada como miembro del cúmulo. La hipótesis de trabajo es claramente que los cúmulos estelares son más concetrados en el espacio que el campo regular de estrellas.

Por último, antes de salir del bucle interior pyUPMASK da un valor de probabilidad de pertenencia al cúmulo para cada estrella sobreviviente. El cálculo de este percentil es el cociente entre el KDE de las estrellas miembros y la suma de este valor más el KDE del campo estelar (estrellas no miembros). Cabe aclarar que el cálculo del KDE también se hace para los movimientos propios y los resultados se combinan. De todas maneras como aquí termina un bucle interior pero entra al bucle 24 veces más, la probabilidad final con el método MBK que

[2] http://www.astropy.org
[3] https://scikit-lear.org
[4] http://github.com/georg-un/kneebow

nosotros usamos es el promedio de todas las corridas, ya que como expresamos previamente el bucle exterior vuelve al interior tomando las incertezas de los datos.

Es resumen, básicamente el código agrupa según movimientos propios pero luego discrimina que tan unido está ese grupo espacialmente y con ese criterio da entidad o rechaza al cúmulo. De sobrevivir se aplica una función Gaussiana y se rechazan las estrellas que espacialmente se separan mucho de esa estimación. En ese punto a las estrellas sobrevivientes se les aplica una designación de probabilidad que tiene en cuenta la distribución espacial del fondo del cielo pero también cuan agrupadas en movimientos propios se encuentran las estrellas. El proceso se repite unas 25 veces puesto que el agrupamiento inicial puede variar para tres de los métodos, en particular el MBK que nosotros utilizamos.

Este código pyUPMASK al igual que ASteCA tiene licencia GPL v3 de uso al público en general[5].

4.4. Determinación de los parámetros fundamentales con ASteCa

El paquete ASteCA (Automated Stellar Cluster Analysis) desarrollado por Perren et al. (2015), asegura un análisis de datos automatizado y totalmente reproducible. Los parámetros fundamentales que obtuvimos con este código fueron: edad, enrojecimiento, módulo de distancia, metalicidad, binariedad y masa total de cada cúmulo estudiado, y los parámetros estructurales, como son el centro de coordenadas, el radio y el número aproximado de miembros. Este puede ser descargado gratuitamente del sitio oficial[6].

El principal logro de este código es no necesitar intervención del usuario tanto como es posible. En esta tesis sólo se describe brevemente el código. Un abordaje más completo puede leerse en Perren et al. (2015).

El código ASteCA contiene tres bloques principales que funcionan independientemente uno del otro. El primero refiere al análisis de la estructura, incluyendo la identificación de la sobre-densidad principal. ASteCA emprende la acción de buscar el punto de máxima densidad estelar mediante un kernel Gaussiano de dos dimensiones ajustado al diagrama de densidad del campo correspondiente a cada cúmulo.

[5]https://www.gnu.org/copyleft/gpl.html
[6]http://asteca.github.io

ASteCA obtiene el radio del cúmulo combinando la información del perfil radial de densidad (RDP, de sus siglas en inglés) y el nivel de densidad del campo estelar de fondo, buscando aquel punto donde la densidad del mismo se estabiliza al valor de la densidad superficial del campo, usando varios umbrales de tolerancia para decidir cuando se obtiene la condición estable. Esta condición de estabilidad es muy severa en la mayoría de los casos y debe manejarse con ciertas precauciones, especialmente en aquellas zonas donde la variabilidad del campo es muy alta. En el campo NGC 6322 donde no fue posible distinguir el cúmulo del nivel de fondo estelar claramente debido al gran enrojecimiento de la zona, se realizó una estimación del radio del mismo, mediante la distancia máxima de las estrellas miembros, para forzar al programa a converger a un resultado.

El RDP se suele obtener generando anillos circulares concéntricos de valores de radio crecientes alrededor del centro del cúmulo asignado, contando el número de estrellas que caen dentro de cada anillo y dividiéndolo por su área. La estrategia de ASteCA es similar pero utiliza anillos cuadrados concéntricos en lugar de anillos circulares, generados a través de un histograma/cuadrícula 2D subyacente en el espacio posicional del marco observado. Con el propósito de que se pueda calcular incluso si la sobredensidad se encuentra en una esquina del campo. El ancho del intervalo de este histograma posicional se obtiene como el 1 % de cualquier dimensión espacial que abarque el rango más pequeño en el marco observado (es decir, min(x, y)/100). Este valor (heurístico) es lo suficientemente pequeño para proporcionar una cantidad razonable de detalles, pero no demasiado grande como para ocultar características importantes en la distribución espacial, por ejemplo, una caída repentina en la densidad.

La densidad de campo generalmente se obtiene de regiones de campo cercanas, pero no superpuestas a la del cúmulo, estimando el número de estrellas y dividiendo por el área total de las regiones. Este enfoque requiere una estimación inicial del tamaño del grupo o un marco observado lo suficientemente grande, de modo que las regiones del campo se puedan seleccionar lo bastante lejos del centro del grupo para evitar incluir posibles miembros en el conteo.

El radio del cúmulo definido anteriormente, r_{cl}, se obtiene combinando la información del RDP y la densidad de estrellas del campo, d_{field}. El algoritmo busca en el RDP el punto donde se estabiliza el valor del campo, d_{field}, utilizando varios umbrales de tolerancia para definir cuando se cumple esta condición. Esta técnica ha demostrado ser muy robusta, asignando estimaciones de radios razonables incluso para cúmulos abiertos escasamente poblados o altamente contaminados sin necesidad de la intervención del usuario en ninguna parte del proceso. El código también ajusta un perfil de King de 3P parámetros (King, 1962) el cual especifica el radio de marea r_{tidal} y el radio del núcleo r_{core}. Siendo σ la densidad radial de estrellas proyectadas, σ_0 la densidad estelar central y σ_f la densidad estelar del campo, la fórmula del perfil

de King de 3 parámetros es:

$$\sigma(R) = \sigma_0[\frac{1}{\sqrt{1+(\frac{R}{R_c})^2}} - \frac{1}{\sqrt{1+(\frac{R_t}{R_c})^2}}]^2 + \sigma_f \tag{4.1}$$

El segundo bloque del código trata de la determinación de la probabilidad de membresía de las estrellas dentro del campo estudiado, este bloque no lo usaremos porque hemos optado por pyUPMASK para que calcule ese valor dado que ha demostrado obtener mejores resultados en cúmulos sintéticos (Pera et al., 2021).

Al tercer y último bloque de ASteCA le introdujimos la salida de pyUPMASK a diferentes probabilidades de membresía. Lo que fue posible para la mayoría de los casos, en los cuales pudimos explorar al menos tres cortes de probabilidad como fue mencionado anteriormente. El código determina la paralaje del cúmulo con una adaptación del algoritmo Bayesiano de interferencia de templado en paralelo (Vousden et al., 2016) descripto en el trabajo de Perren et al. (2020), pero también calcula la mediana de los valores por simple inversión de las paralajes y la media pesada. Para los valores de distancia de nuestra muestra las diferencias entre estas tres formas de calcular las paralajes no proporcionaron diferencias significativas, y hemos optado por quedarnos siempre con la calculada mediante el método Bayesiano.

El siguiente paso consiste en obtener los valores medios en movimientos propios y finalmente comienza a estimar los parámetros del cúmulo a través de generar poblaciones sintéticas y las compara con las de una población estelar simple en el diagrama color-magnitud de la fotometría de *Gaia*. Los parámetros asociados a aquella población sintética que mejor ajusta la distribución estelar resultante de cada cúmulo son tomados como los parámetros del cúmulo observado. Para elegir el mejor ajuste minimiza la función de likelihood (Tremmel et al., 2013) empleando el algoritmo genético[7] optimizado numéricamente (Charbonneau, 1995). Este último paso incluye la asignación de incertezas para cada parámetro ajustado por medio de un método de arranque estándar[8] (Efron & Tibshirani, 1986). Durante la maximización de la función de máxima verosimilitud y el arranque de los procesos, cada cúmulo observado es comparado $2x10^7$ veces, una vez por cada combinación de los cúmulos sintéticos que se puedan hacer con los rangos y pasos que define el usuario.

El código requiere el uso de isócronas teóricas, para las cuales se optó por los modelos de PARSEC V1.25[9] (Chen et al., 2015) de edades entre 6 a 9.95 años en escala logarítmica con paso 0.5 y la tabla de la función inicial de masa de Kroupa (2002), las cuales son usadas en

[7]Técnicas de optimización que para este contexto tienen en cuenta los errores en la fotometría.
[8]Valores de entrada para que luego el código empiece a converger hacia la solución.
[9]https://github.com/asteca/ezpadova-2

la estimación de los parámetros fundamentales. La metalicidad de los modelos descargados variaron entre 0.010 y 0.030 en z, con paso 0.006, valores esperables para los cúmulos dentro de nuestra Galaxia. Se determinó que los valores de enrojecimiento ($E_{(B-V)}$) pudieran variar entre 0 y 2 y que el módulo de distancia lo hiciera entre 9 y 14 mag valores esperables para los cúmulos analizados. Además la fracción de estrellas binarias puede variar entre 0 y 1 y por otra parte la masa total de cúmulo varia entre 100 y 5000 $M_{\odot}$. Estos últimos valores están elegidos para poder abarcar el mayor espectro de posibles resultados.

Hemos corrido ASteCA dos veces por cada zona, una para obtener los valores de los centros y los radios, y otra para determinar los parámetros intrínsecos con los diferentes cortes de probabilidad. La principal diferencia entre los dos tipos de corridas es el parámetro que determina si se ajusta el radio o se trabaja con todas las estrellas de la tabla de entrada.

La precisión en la determinación de distancias, excesos de color y edades para cúmulos abiertos sólo puede obtenerse cuando se logra identificar estrellas de la secuencia principal cubriendo un amplio rango de magnitudes visuales, por un lado, y cuando la contaminación por estrellas de campo es minimizada.

Cabe mencionar que el código siempre puede ajustar un cúmulo sintético óptimo dada una distribución estelar, sin importar si se trata de un cúmulo real o no, el análisis como es de esperar, corresponde integramente al usuario.

4.4.1. Parámetros producidos por ASteCA y pyUPMASK

El código pyUPMASK nos proporciona una asignación de probabilidad de pertenencia al cúmulo estrella por estrella. Por otra parte ASteCA entrega los parámetros de los cúmulos abiertos estudiados que dependen del corte en probabilidad de membresía elegido, así, distancias, enrojecimientos, movimientos propios medios (μ_α, μ_δ), paralajes, edad, binariedad, metalicidad y masa pueden diferir a determinado porcentaje. La probabilidad de que una estrella pertenezca al cúmulo o no, puede tomar los valores entre cero y uno, donde cero indica que seguramente no pertenece al cúmulo y uno cuando seguramente es miembro del cúmulo. Este planteo es bastante recurrente en análisis de datos masivos como los hechos en recientes catálogos. Usualmente, desde el punto de vista estadístico, existe una tendencia a asegurar que el estudio por encima del 70 % en la confiabilidad en la membresía de las estrellas de un cúmulo, alcanza para estimar los parámetros de cada objeto (Cantat-Gaudin et al., 2020).

4.5. Ley de extinción

En el código ASteCA es posible introducir manualmente la constante de absorción selectiva $R_V = \frac{A_V}{E_{(B-V)}}$ dada por el cociente entre la absorción total en el visual (A_V) y el enrojecimiento selectivo $E_{(B-V)}$, por lo que hemos realizado el estudio de la misma. La determinación de este valor sólo puede calcularse por medio de la fotometría CCD $UBVI_{KC}$ profunda con la que contábamos y no por medio de los datos proporcionados por *Gaia* EDR3. En general, ya que el cálculo de ese parámetro es muy costoso, en el sentido de que precisa horas de observación con su posterior reducción, se toma como valor típico el de R_V=3.1 (Fitzpatrick, 1999; Moitinho, 2001). Es conocido que la constante de absorción selectiva, varía dentro de la Vía Láctea. Diferentes métodos para determinar R_V (curvas de color, método de asociaciones estelares o diagramas de Wolf) han rondado el valor de 3. Sólo para densas nubes de polvo con formación de estrellas el valor asciende a 4 ó 5. Puesto que justamente nosotros tenemos como objetivo caracterizar objetos jóvenes en la Galaxia, un valor preciso conlleva mayor confianza en los parámetros obtenidos para los cúmulos abiertos.

Una estimación del valor de R_V puede hacerse a partir del diagrama color-color, $B - V$ vs. $V - I$, si se verifica que las estrellas representadas en él siguen la pendiente de la línea de enrojecimiento $E_{V-I}/E_{B-V} = 1.244$ (Neckel & Chini, 1981) esto asegura que la ley de extinción es $R_V = 3.1$.

El estudio de esta estimación puede verse reflejado en las Figs. 4.2 y 4.3, donde se marca con una recta continua en color verde la relación $E_{V-I}/E_{B-V} = 1.24$, y las cruces rojas son las estrellas que resultaron ser estrellas azules dentro de cada campo (el proceso de selección puede leerse en el capítulo 6) . En cuatro casos, Bochum 14, Lynga 14, Trumpler 22 y Ruprecht 102, el ajuste precisa un R_V=3.56, y hemos utilizado este número como valor de entrada de la constante R_V en ASteCA para ellos. Otro caso a mencionar es el de Trumpler 24 donde varias leyes de extinción son ajustables. Esto es debido a que la región completa de la asociación Sco OB1 está fuertemente afectada por enrojecimiento variable (Damiani, Francesco, 2018) y probablemente afectada también por extinción diferencial. A la hora de elegir los valores de R_V que se deben suministrar a ASteCA, para los tres grupos que analizamos en esta tesis en la región de Trumpler 24, se optó por los valores encontrados en el trabajo de Yalyalieva et al. (2020) donde mediante la presente fotometría se ha determinado un R_V= 3.00 para VdB-Hagen 202 (BH 202) o grupo A, R_V= 3.30 (un promedio) para el grupo B que consta de subgrupos y R_V= 2.50 para ESO332-8. El error en el ajuste en R_V en el trabajo de Yalyalieva et al. (2020) está cuantificado en apróximadamente 0.2. Queremos aclarar que R_V es un parámetro que no necesita de una precisión en el tercer decimal puesto que todas las suposiciones hechas sobre las relaciones entre los colores son menos precisas, y los ajustes no se ven fuertemente afectados

con una o dos décimas más de enrojecimiento.

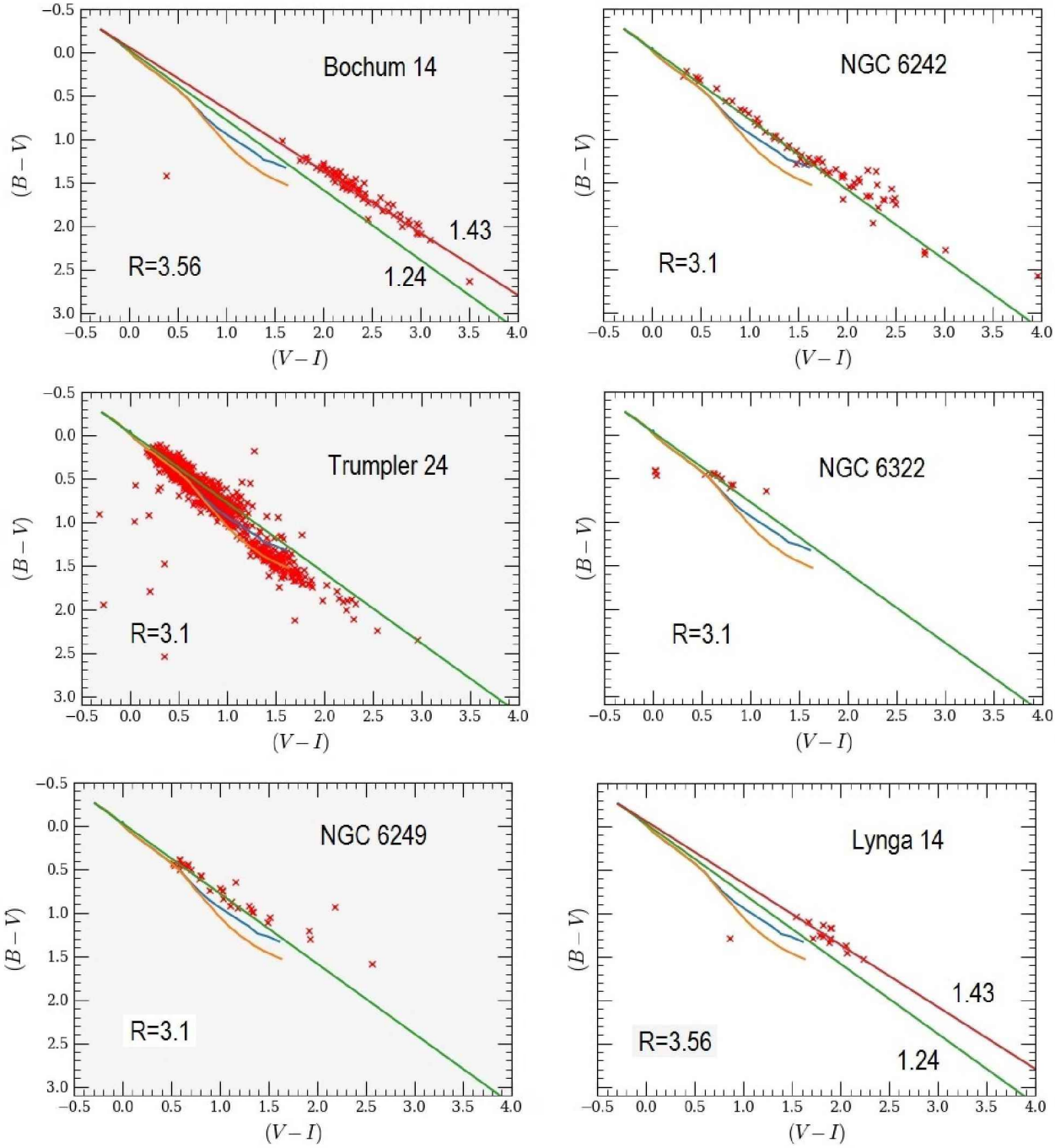


Figura 4.2: Diagramas de $V - I$ vs. $B - V$ para las zonas indicadas, la línea verde continua es la relación recta con pendiente $E_{V-I}/E_{B-V} = 1.24$, mientras que la línea continua roja representa la recta con pendiente $E_{V-I}/E_{B-V} = 1.43$. Las cruces rojas representan las estrellas que resultaron ser estrellas azules dentro de cada campo.

Luego de haber aplicado la metodología expuesta en este capítulo contamos con centros, radios, enrojecimientos, distancias, edades, metalicidades, porcentaje estimado de la binariedad presente y estimación de las masas de los cúmulos. En el siguiente capítulo se procederá a

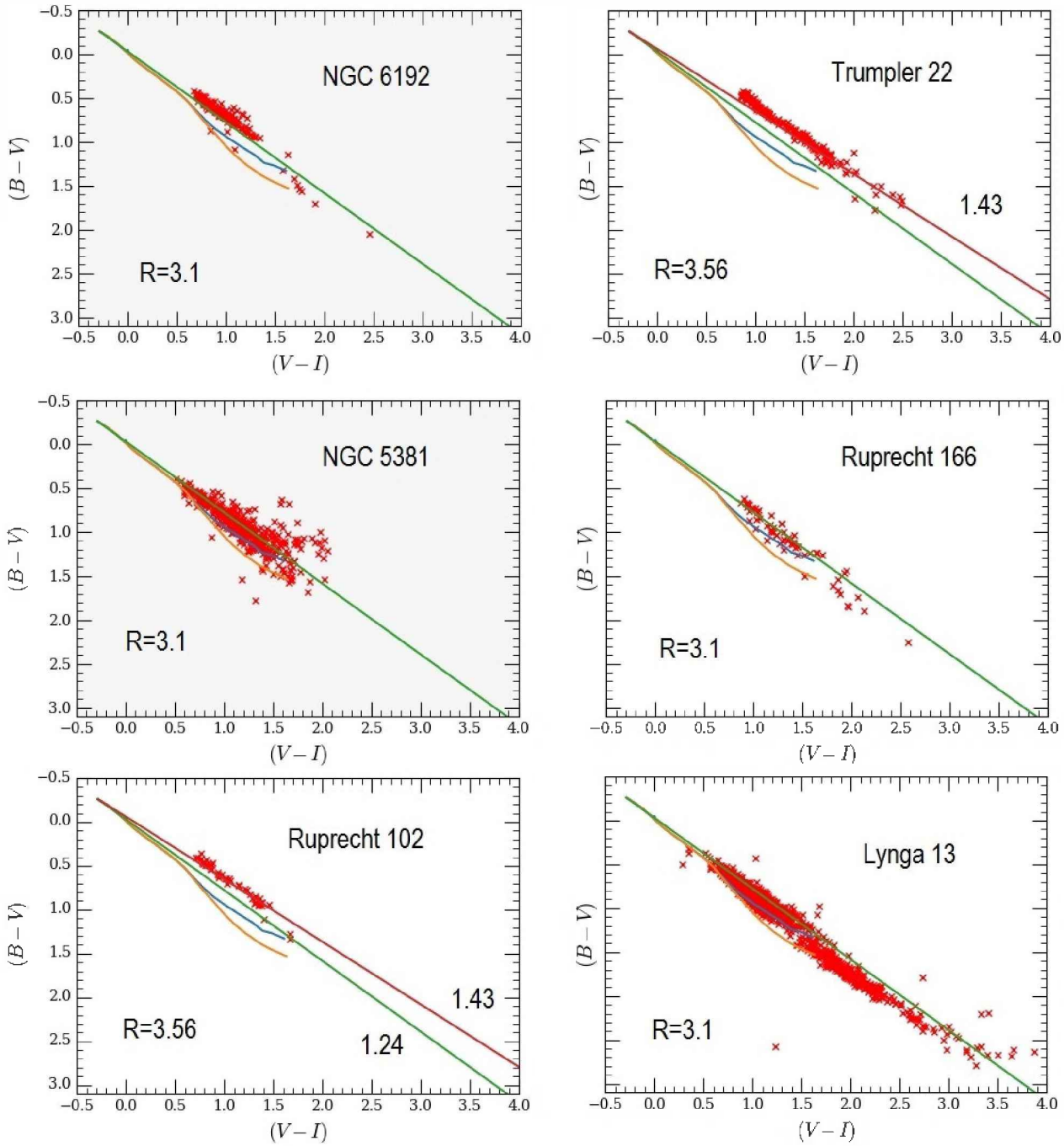


Figura 4.3: Idem Fig. 4.2

abordar el análisis de dichos resultados.

Capítulo 5

Análisis de los resultados

5.1. Descripción cúmulo a cúmulo

En lo que sigue haremos una descripción de los resultados obtenidos para cada uno de los campos de trabajo. En esta tesis nos centraremos en las características globales de cada cúmulo, es decir, la distancia, el enrojecimiento y la edad, con el máximo de confiabilidad posible a los fines de reconocer si forman parte de la estructura espiral cercana proyectados en direcciones hacia el cuarto y primer cuadrantes de la Galaxia. Recordemos que la edad es necesaria para discriminar aquellos cúmulos más jóvenes que sí puedan estar delineando el patrón espiral. También es de destacar que el código nos proporciona además otros parámetros complementarios como son la binariedad, la metalicidad y la masa del cúmulo, que dependen, asi como los otros parámetros, del corte en membresía elegido. Optamos por resumir estos resultados –aunque no sean escenciales para nuestro objetivo– en la última sección de este capítulo.

5.1.1. Bochum 14

Bochum 14 está ubicado en el primer cuadrante galáctico en la constelación de Sagitario, angularmente cercano a la nebulosa Trífida. La imagen DSS de este objeto sugiere que está inmerso en una zona de alta absorción de polvo, Fig. 5.1. Dentro de los objetos caracterizados por Simbad en la zona, destacan una estrella OB en emisión y una estrella O6III. La nebulosidad que la envuelve es denominada [KC97c] G006.4-00.5 o BFS 1. Es de destacar que ni Cantat-Gaudin et al. (2020) ni Liu & Pang (2019) y tampoco Dias et al. (2021), tres trabajos muy recientes sobre el tema, incluyen a Bochum 14 en su lista de cúmulos, probablemente por el gran enrojecimiento de este objeto. El mismo, no obstante, ha sido estudiado por Moffat & Vogt (1975) y Ahumada et al. (2009).

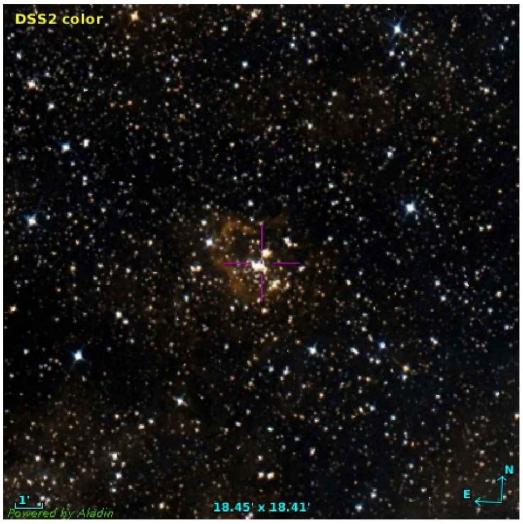


Figura 5.1: Imagen DSS del campo investigado para Bochum 14

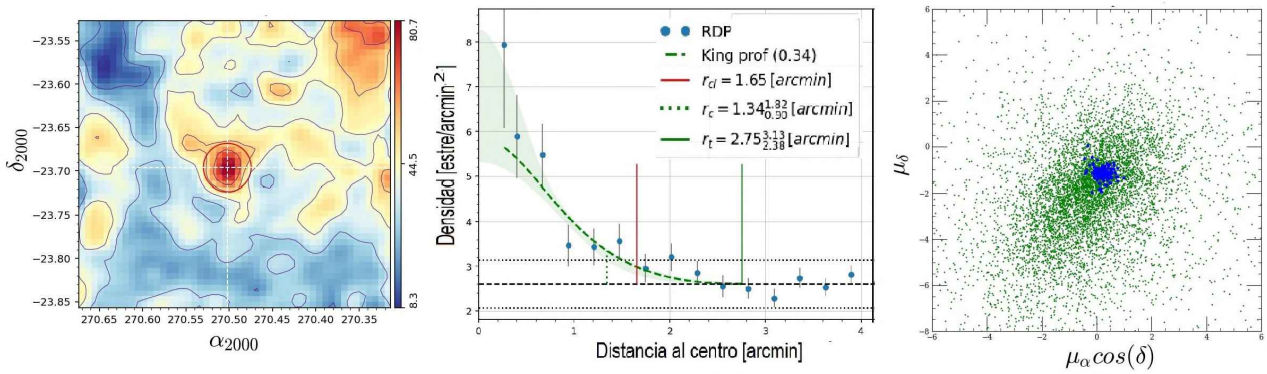


Figura 5.2: De izquierda a derecha: Mapa de densidad en dos dimensiones y sobre el margen derecho puede verse la escala; Perfil radial con los diferentes tipos de radios que ajusta AsteCA; Movimientos propios de las estrellas de la zona en puntos verdes y de las estrellas miembros del cúmulo en puntos azules.

Haremos aquí una breve descripción de las figuras que servirá para los cúmulos subsiguientes también. En la Fig. 5.2 podemos observar a la izquierda el mapa de densidad en dos dimensiones de la zona, el círculo rojo encierra el cúmulo propiamente dicho según el radio r_{cl}. Los tamaños de las regiones observadas pueden verse en la Tabla 4.1 al igual que la cantidad de estrellas miembros según el percentil. En el panel del medio de la misma figura se muestra la distribución de la densidad radial donde la línea verde a trozos y el área sombreada son el Perfil de King y su incerteza asociada. La línea vertical punteada, la sólida roja y la verde sólida son el radio del núcleo (r_{core}), el radio del cúmulo adoptado (r_{cl}) y el radio tidal (r_{tidal}), respectivamente. Las líneas horizontales negras a trazos y la punteada son la estimación de la densidad del campo y su región de $\pm 1\sigma$. Por último en el panel derecho se muestra el diagrama de movimientos propios, de toda la zona en verde y de los miembros del cúmulo en azul, eligiendo el corte en membresía de 98 %. Este percentil seguirá en las descripciones subsiguientes. Los valores medios

en movimientos propios son $\mu_\alpha cos(\delta)$= 0.28±0.16 mas $años^{-1}$ y μ_δ= -1.16±0.14 mas $años^{-1}$, valores que pueden leerse en la Tabla 5.4.

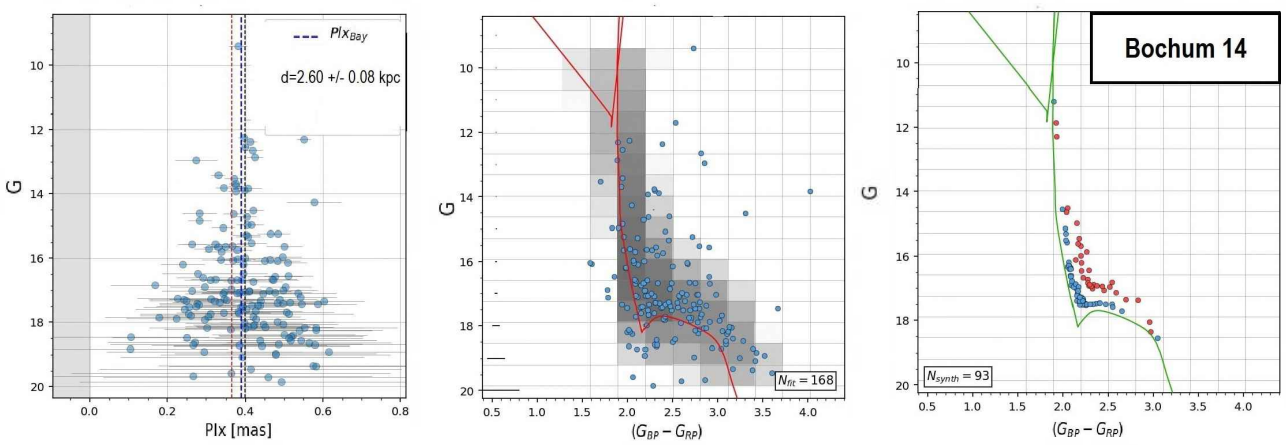


Figura 5.3: De izquierda a derecha: ajuste Bayesiano de las paralajes de las estrellas en función de su magnitud; diagrama color-magnitud de las estrellas miembros, con su isocrona correspondiente en línea roja; cúmulo sintético que mejor ajustó. En puntos rojos se contempla la binaridad de las estrellas.

Para el caso de Bochum 14 en la Fig. 5.2, panel izquierdo, se ve claramente destacada la sobredensidad correspondiente, a pesar de la elevada extinción interestelar en la zona, mientras que en el panel central el perfil de densidad radial muestra el pico de densidad unas cuatro veces la media del cielo. Los radios de cada cúmulo pueden observarse arriba a la derecha, en particular Bochum 14 resulta ser un cúmulo angularmente pequeño de menos de 2 arcmin de radio. El valor de los diferentes radios puede leerse en la Tabla 5.3. Por otra parte, el panel derecho muestra el diagrama de movimientos propios donde el cúmulo –indicado en azul– sugiere una estructura muy compacta aunque no muy bien diferenciada de los movimientos propios del campo.

En la Fig. 5.3 mostramos el ajuste mediante el método Bayesiano de las paralajes. La distancia que proporciona es 2608±81 pc, la cual no coincide con el valor d=1.5 kpc determinado por Moffat & Vogt (1975) sobre la base de tan sólo 11 estrellas del cúmulo. En la misma figura, el panel central muestra el diagrama color-magnitud correspondiente junto con la isocrona que mejor ajusta los datos, en color rojo, pero la misma sólo tiene el propósito de guiar al ojo, ya que como se mencionó en el capítulo anterior, lo que se compara es un cúmulo sintético y no una isocrona. La representación de este objeto en el diagrama se corresponde con un cúmulo abierto real, extremadamente joven, cuya secuencia se extiende a lo largo de cerca de 8 magnitudes en G. Parte de estas estrellas están ubicadas sobre la secuencia principal y otras, probablemente debido al enrojecimiento diferencial, están alejadas hacia la derecha del diagrama. Para las estrellas más brillantes de G= 18.5 mag se aprecia una importante cantidad de estrellas ubicadas

a lo largo y por encima de la parte de la isócrona que correspondería a estrellas presecuencia, sugiriendo que aún hay gran actividad de formación de estrellas en la zona. El modelo de cúmulo sintético que mejor ajustó puede verse en la misma figura panel derecho, allí la isocrona que fue usada para generar el cúmulo sintético se muestra en verde. Para Bochum 14, ASteCA arroja una edad de log(edad)=6.58 ± 0.35 dex equivalente a 3.8 millones de años. Es decir, estamos en presencia de un cúmulo estelar extremadamente joven (Rizzo et al., 2017), resultado que concuerda con la determinación de Ahumada et al. (2009), que obtiene para Bochum 14 una edad de 3 ± 1 millones de años.

El enrojecimiento hallado para este objeto, $E_{(B-V)}$= 1.76± 0.09, es más elevado que el asignado en trabajos previos, por ejemplo, $E_{(B-V)}$= 1.62 ± 0.02 encontrado por Moffat & Vogt (1975) aunque la magnitud límite de estos autores es más brillante de la alcanzada por nosotros que hemos llegado hasta $G = 20$ mag aproximadamente. Asimismo, el número de estrellas encontradas por ellos como miembros es bastante pequeño lo que contribuye a cierta imprecisión en las cantidades provistas por estos autores. Es necesario comentar que el trabajo de Ahumada et al. (2009) obtiene un valor aún más bajo que Moffat & Vogt (1975) de $E_{(B-V)}$= 1.55. En el trabajo de Cantat-Gaudin et al. (2020) Bochum 14 está definido como un cúmulo altamente enrojecido sin que los autores hayan podido dar una estimación apropiada de los parámetros del mismo. Sin lugar a dudas, la zona es de absorción visual muy alta pero, como puede apreciarse en el panel central de la Fig. 5.3 hay una marcada presencia de estrellas presecuencia cuyo enrojecimiento es por naturaleza variable y de enrojecimiento diferencial entre las estrellas más masivas asociadas a Bochum 14.

Con respecto a la distancia fotométrica ASteCA calculó unos 2237^{+928}_{-656} pc. Si bien el margen de error resulta muy amplio, es esperable dado el grado de enrojecimiento del lugar de emplazamiento del cúmulo en sí y el enrojecimiento diferencial de las estrelllas miembro. Por otra parte para complementar la información sobre Bochum 14, añadimos que la estrella WR 80, ubicada a poco más de 3′ del centro de Bochum 14 ha sido clasificada como WC9d+B0.5V (+VB) por Rate et al. (2020) quienes hallaron una paralaje de 0.27 mas correspondiente a una distancia de 2.74 kpc, lo que no la ubicaría lejos de Bochum 14, no obstante creemos que ha habido alguna confusión por parte de estos autores en la identificación ya que la paralaje de esta estrella dada por *Gaia* es 1.56 correspondiente a una distancia de 639 pc y sus movimientos propios son $\mu_\alpha cos(\delta)$ = -0.41 y μ_δ = -0.39. Por lo tanto esta WR no guarda relación alguna con el cúmulo.

Se descartan además las estrellas brillantes de la región indicadas anteriormente:

EM* AS 267, [3335 pc, $\mu_\alpha cos(\delta)$= 0.30, μ_δ= -1.66]

y

O6III (CD-23 13793, [404 pc, $\mu_\alpha cos(\delta)$= 0.42, μ_δ= -1.64]

La estrella EM* AS 267 está claramente más lejos y la estrella gigante de tipo espectral O está muy por delante de este cúmulo.

Con respecto a la estabilidad de las soluciones según la probabilidad en que se realiza el corte, podemos decir que es muy estable, no obstante hay que ser prudente en el análisis de la distancia fotométrica dado los amplios márgenes de errores asociados a ella. Los datos pueden leerse en la Tabla. 5.4.

5.1.2. NGC 6242

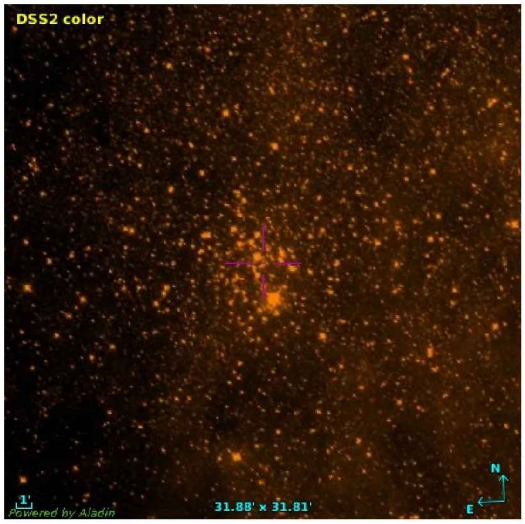


Figura 5.4: Imagen DSS del campo investigado para NGC 6242

NGC 6242 se encuentra en la constelación de Scorpio, y es el primero de nuestros objetos en el cuarto cuadrante. Yace sobre el plano galáctico al norte de Trumpler 24.

El primero en realizar un estudio exhaustivo de NGC 6242 fue Seggewiss (1968) quien observó 128 estrellas con fotometría fotográfica. Luego Moffat & Vogt (1973) obtuvieron fotometría fotoeléctrica para 20 estrellas.

En el panel izquierdo de la Fig. 5.5 se muestra una sobredensidad muy marcada. El perfil radial al centro está bien definido y ajusta un radio de 4,40′, similar al hallado por Moffat & Vogt (1973), en torno a los 5′. Es de destacar que el muestreo de campo es plano más allá del radio de la sobredensidad lo que asegura una buena estimación del tamaño de la misma. En el panel derecho se pone de manifiesto que las estrellas de la sobredensidad poseen además un

movimiento propio medio en $\mu_\alpha cos(\delta)$=1.12±0.20 mas $años^{-1}$ y μ_δ=-0.85±0.20 mas $años^{-1}$que se diferencia claramente del movimiento medio de las estrellas de campo. Estos valores son similares a los que encuentran Liu & Pang (2019) y Cantat-Gaudin et al. (2020) de $\mu_\alpha cos(\delta)$=1.15 mas $años^{-1}$ y μ_δ=-0.83 mas $años^{-1}$ para NGC 6242.

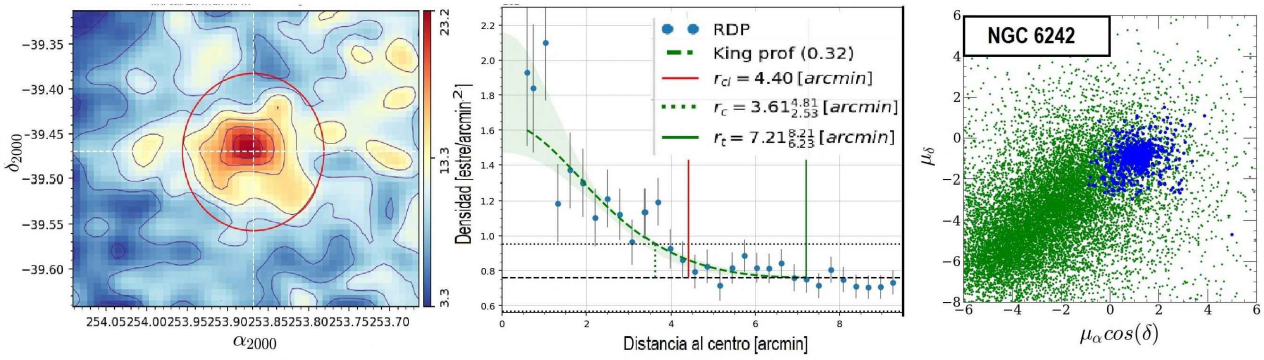


Figura 5.5: Idem Fig. 5.1 para NGC 6242

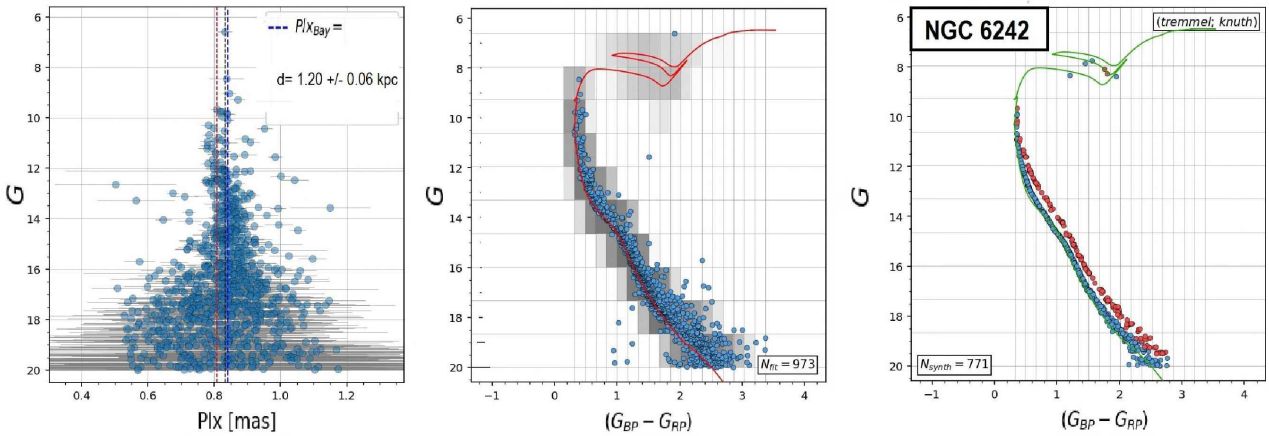


Figura 5.6: Idem Fig. 5.2 para NGC 6242.

El ajuste de las paralajes efectuado por ASteCA para las estrellas con más de un 98 % de probabilidades de pertenencia a NGC 6242, mostrado en la Fig. 5.6 panel izquierdo, proporciona una distancia d=1198±06 pc en buen acuerdo con el valor dado por Moffat & Vogt (1973) (d = 1030 pc). Como puede verse en el panel central de esta figura, el diagrama color-magnitud corresponde a un cúmulo con una secuencia principal muy poblada y robusta que se extiende por casi 12 magnitudes y donde puede verse, además, la presencia de una potencial estrella gigante roja luminosa como miembro. El valor del exceso de color obtenido por comparación con el cúmulo sintético de mejor ajuste fue de $E_{(B-V)}$= 0.47 ± 0.04, ligeramente más elevado que el $E_{(B-V)}$=0.39 hallado tanto por Seggewiss (1968) como por Moffat & Vogt (1973). Esta diferencia puede deberse a la escasa profundidad que alcanza la fotometría usada por estos autores y también a dispersiones internas o diferencias en el punto cero de las calibraciones. La

distancia obtenida a partir del mejor ajuste de un cúmulo sintético es 1292^{+77}_{-73} pc, ligeramente superior a la obtenida por ajuste Bayesiano de paralajes. En lo que respecta a la edad, ASteCA obtiene log(edad)= 8.17 ± 0.20 lo que corresponde a 10^8 años, es decir, estamos en presencia de un cúmulo relativamente joven. Con respecto a los cátalogos recientes los valores pueden apreciarse en la Tabla 5.6. Vemos que nuestro ajuste corresponde a un cúmulo levemente más viejo a una distancia ligeramente menor aunque estas diferencias quedan perfectamente incluidas dentro de los errores.

Cuando se inspecciona la base de datos Simbad se encuentra que hay seis estrellas de tipo espectral B en la región, lo que sugiere población estelar azul asociada a NGC 6242. A continuación indicamos las características de estas estrellas, tipo espectral, denominación, distancia y movimientos propios:

B2/5 V (HD 152523)[1308 pc, $\mu_\alpha cos(\delta)$ =0.87 mas $años^{-1}$, μ_δ =-0.81 mas $años^{-1}$],

B4 V (CD-39 10874)[1182 pc, $\mu_\alpha cos(\delta)$ =1.07 mas $años^{-1}$, μ_δ =-0.86 mas $años^{-1}$],

B6V (CD-39 10863)[1376 pc, $\mu_\alpha cos(\delta)$ =1.15 mas $años^{-1}$, $\mu_\delta = -0.81$ mas $años^{-1}$],

B7 V (NGC 6243SEG 34)[1374 pc, $\mu_\alpha cos(\delta)$ =1.10 mas $años^{-1}$, μ_δ =-0.86 mas $años^{-1}$],

B7 (CPD -39 7173)[1330 pc, $\mu_\alpha cos(\delta)$ = 1,01 mas $años^{-1}$, $\mu_\delta = -0{,}99$ mas $años^{-1}$],

B5 V nebular en emisión (CD-39 10858) [1280 pc, $\mu_\alpha cos(\delta)$ =1.07 mas $años^{-1}$, μ_δ =-0.91 mas $años^{-1}$] ,

B2/3 II binaria espectroscópica de tipo Algol (VV1069 Sco) [1311 pc, $\mu_\alpha cos(\delta)$ =1.29 mas $años^{-1}$, μ_δ=-0.64 mas $años^{-1}$].

Estos valores, en particular los de movimientos propios y distancias, pueden compararse con los valores medios dados en la Tabla 5.4 para NGC 6242. En general estas seis estrellas poseen las mismas características que las medias de los valores del cúmulo, excepto quizás la estrella Tipo Algol (VV1069 Sco) para la cual hay una diferencia mayor con respecto a los movimientos propios del cúmulo.

Con respecto a la estabilidad de las soluciones, cuyos datos pueden leerse en la Tabla 5.4, vemos que los valores son muy estables, aunque hay leves diferencias en las distancias fotométricas.

Existe un interés adicional en este objeto. En efecto, Mirabel et al. (2002) proponen que el microcuásar[1] GROJ1655-40 ha sido despedido de NGC 6242. Foellmi et al. (2006) dan pruebas contundentes de que este objeto no podría estar a una distancia mayor que 1.7 kpc. Luego Combi et al. (2007) describen el HI, el CO y el polvo alrededor de NGC 6242, llegando a la conclusión de que el microcuásar efectivamente fue expulsado de NGC 6242, convirtiéndolo en el agujero negro más cercano a la tierra. De todas maneras según la paralaje que *Gaia* asigna a ese objeto se encontraría mucho más distante, a 3400 pc, y con valores de movimientos propios de -0.47 en $\mu_\alpha cos(\delta)$ y -0.34 en μ_δ, no concordantes con los hallados para las estrellas de NGC 6242.

5.1.3. NGC 6322

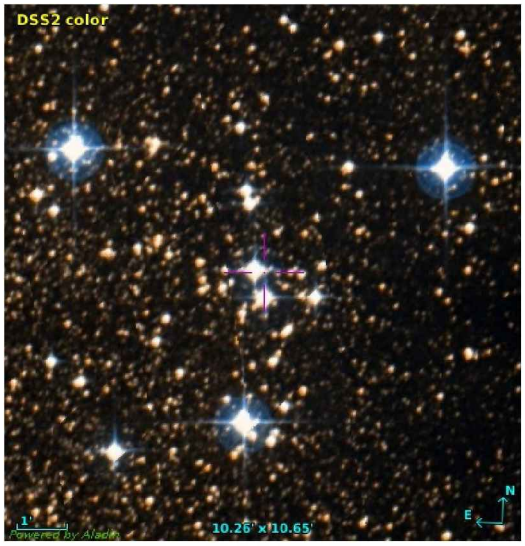


Figura 5.7: Imagen DSS del campo investigado para NGC 6322

La presencia de NGC 6322 se destaca contra el fondo de cielo por tres estrellas muy luminosas en el borde de una nube oscura como puede verse la imagen DSS de la Fig. 5.7. Dos de ellas, denominadas HD156234 y HD156292 están saturadas en nuestras imágenes.

Lohman & Schnur (1963) estudiaron 98 estrellas en NGC 6322 con fotometría fotográfica. Con ellas obtuvieron una distancia de 1200 pc y una edad estimada en 200 millones de años, determinada por la posición de la región de desvío de la secuencia principal [turn off (TO)[2]]. Posteriormente Moffat & Vogt (1975) realizaron fotometría fotoeléctrica de 32 estrellas. La comparación entre ambas muestra buen acuerdo excepto en el color (B-V), donde la fotometría

[1]Un microcuásar es un sistema binario que emite en rayos X y puede exhibir jets relativistas en radio (Mirabel & Rodríguez, 1999). Estos sistemas contienen un objeto compacto como un agujero negro o una estrella de neutrones que acreta material de su estrella compañera.

[2]El turn off de una estrella hace referencia al punto en el que dicha estrella, tras haber agotado su principal combustible, se separa de la secuencia principal en el diagrama de Hertzsprung-Russell.

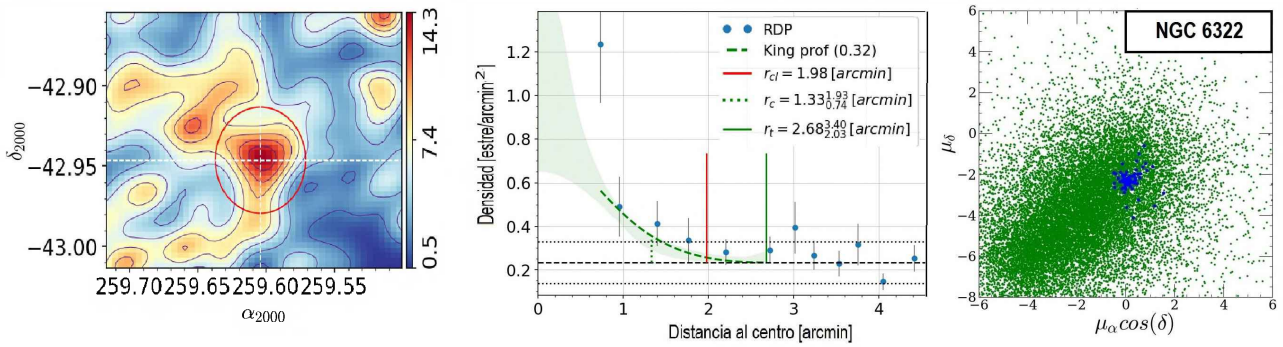


Figura 5.8: Idem Fig. 5.1 para NGC 6322.

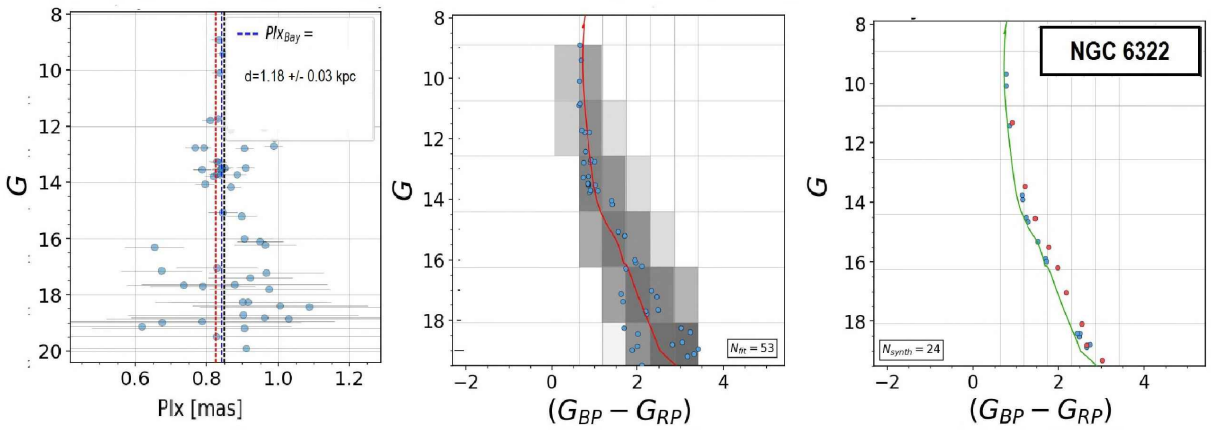


Figura 5.9: Idem Fig. 5.2 para NGC 6322.

de Moffat & Vogt (1975) es 0.08 más azul que la de Lohman & Schnur (1963). Como se ve en la Tabla 3.8, nuestras diferencias con Moffat & Vogt (1975) tanto en magnitud como color son razonablemente pequeñas. Moffat & Vogt (1975) encuentran una clara secuencia de tipos espectrales tempranos con evidencia de enrojecimiento variable. La distancia que hallaron es muy similar a la obtenida por Lohman & Schnur (1963).

Debido a la enorme variación en las condiciones del fondo de cielo se dificultó realizar una buena estimación de las dimensiones de la sobredensidad porque este cúmulo es adyacente a una nube de polvo muy densa. Ante esta situación, se forzó a ASteCA a considerar otro centro del cúmulo y a asignar manualmente el radio (estimación visual), cuyos valores pueden verse en la Tabla 5.3. La Fig. 5.8, panel izquierdo, muestra el resultado obtenido donde hay una clara sobredensidad cuyo radio y perfil radial, muy razonable en términos de ruido, se puede ver en el panel central de la misma figura.

En el panel derecho de la Fig. 5.8, donde se muestran los movimientos propios de todo el campo, se distinguen los movimientos propios medios de la sobredensidad con $\mu_\alpha cos(\delta)$ =0.17±0.34 mas $años^{-1}$ y μ_δ =-2.24±0.46 mas $años^{-1}$. Estos valores se diferencian bien respecto del mo-

vimiento medio de las estrellas de campo en torno a $\mu_\alpha cos(\delta)$ = -2.0 y μ_δ =-4.0. Estos valores en movimientos propios hallados para NGC 6322 son similares dentro de los errores a los encontrados por Dias et al. (2021) y Cantat-Gaudin et al. (2020) (ver Tabla 5.6).

El ajuste de paralaje corresponde a una distancia de 1184 ± 34 pc mostrado en el panel izquierdo de la Fig. 5.9. El panel central muestra una secuencia principal bien definida extendiéndose por casi ocho magnitudes. Ciertos signos de dispersión en torno a la secuencia principal son visibles para $G \geq 15$ mag. Esto podría indicar que algunas de ellas serían —protoestrellas aún presentes en el área luego del período de formación. El cúmulo sintético que mejor ajusta, Fig. 5.9 panel derecho, es compatible con un enrojecimiento de $E_{(B-V)}$= 0.87 ± 0.17, mayor pero aún dentro de los errores, que $E_{(B-V)}$= 0.68 ± 0.09 encontrado por Moffat & Vogt (1975). La distancia obtenida por Moffat & Vogt (1975) es d=1250 pc, en perfecto acuerdo con Lohman & Schnur (1963). Por su parte, la distancia hallada por ASteCA es de 1400 $^{+851}_{-529}$ pc con membresía del 85 %, la cual difiere considerablemente con el ajuste a membresía al 80 %, evidenciando que estamos en presencia de un cúmulo con pocos miembros y grandes márgenes de error en distancia, pese a ello en valor central esta en acuerdo con las determinaciones de Dias et al. (2021) de 1315±63 pc. La edad obtenida en esta tesis para NGC 6322 es log(edad)= 7.35 ± 0.63 dex, que equivale a una edad de 20 millones de años, lo suficientemente joven como para justificar la posible pre-secuencia observada en el Diagrama Color-Magnitud (DCM) por debajo de 14 mag, hecho que fue mencionado por Moffat & Vogt (1975) también. Dias et al. (2021) obtuvieron valores de la edad en escala logarítmica de 7.03±0.24 dex, compatibles con nuestro resultado.

La base de datos Simbad revela la presencia de varias estrellas de tipo OB en la zona cuyas propiedades, tipo espectral, denominación, distancia y movimientos propios, indicamos a continuación:

B3/5 II/III (HD 156271) [1290 pc, $\mu_\alpha cos(\delta)$ =0.04 mas $años^{-1}$, μ_δ =-2.40 mas $años^{-1}$]

BO (HD 156233) [1290 pc, $\mu_\alpha cos(\delta)$ =-0.02 mas $años^{-1}$, μ_δ =-2.54]

B8 (HD 327327) [1269 pc, $\mu_\alpha cos(\delta)$ =0.18 mas $años^{-1}$, μ_δ =-2.32 mas $años^{-1}$]

B0III (HD156234) [1129 pc, $\mu_\alpha cos(\delta)$ =0.05 mas $años^{-1}$, μ_δ =-3.60 mas $años^{-1}$]

09.7III (HD156292) [1313 pc, $\mu_\alpha cos(\delta)$ =1.60 mas $años^{-1}$, μ_δ =-1.22 mas $años^{-1}$]

A3 III/IV (HD 156189) [120 pc, $\mu_\alpha cos(\delta)$ =-5.71 mas $años^{-1}$, μ_δ =-32.19 mas $años^{-1}$]

Con los valores medios estimados para los movimientos propios y a la distancia de NGC 6322, es evidente que HD 156189 se encuentra por delante del cúmulo. El resto de estas estrellas muestran ligeros apartamientos de los valores medios que pueden deberse a la combinación de los errores involucrados.

Con respecto al análisis de estabilidad al pasar de una muestra con 80 % de probabilidad de membresía de sus estrellas miembros a 85 % encontramos algunas diferencias, sobre todo que a 85 % la distancia fotométrica aumenta mucho el error debido a los pocos miembros que se detectan.

5.1.4. Lynga 13

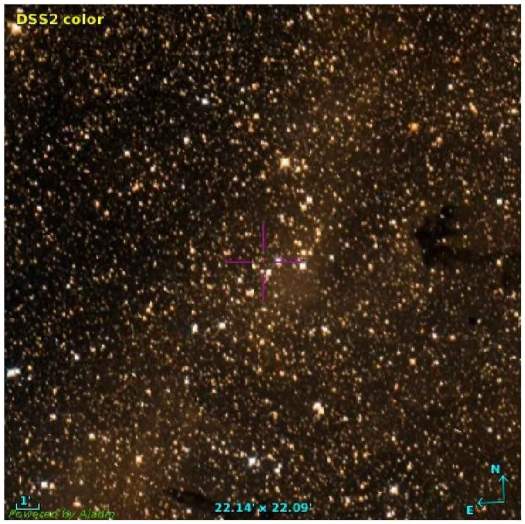


Figura 5.10: Imagen DSS del campo investigado para Lynga 13

Lynga 13, si bien se lista en la página de Webda de cúmulos abiertos, no posee estudios previos publicados. Como puede apreciarse en la imagen DSS de la Fig. 5.10, no se destaca ninguna sobredensidad, no obstante el análisis del mismo puede verse en el panel izquierdo de la Fig. 5.11 y da cuenta de una sobredensidad relativamente pequeña que se ajusta razonablemente con un PDR (perfil de densidad radial) en el panel central. Pero si se mira la distribución de los movimientos propios en el panel derecho es fácil observar que las estrellas de la sobredensidad muestran una gran dispersión confundiéndose marginalmente con la distribución de las estrellas de fondo. Aún así, en la Fig. 5.12, panel izquierdo, vemos que la sobredensidad está compuesta por un puñado de estrellas relativamente cercanas entre sí. El DCM en el panel central no evidencia una secuencia principal convincente sino, más bien, un puñado de estrellas apiñado que no parecen tener un origen común entre sí. Aún cuando en el

panel derecho se muestra un ajuste probable entendemos que tenemos que ser cuidadosos y no extraer conclusiones apresuradas. Puede que estemos en presencia de un cúmulo al que no le hemos podido detectar los miembros más débiles o puede tratarse de una sobredensidad ficticia.

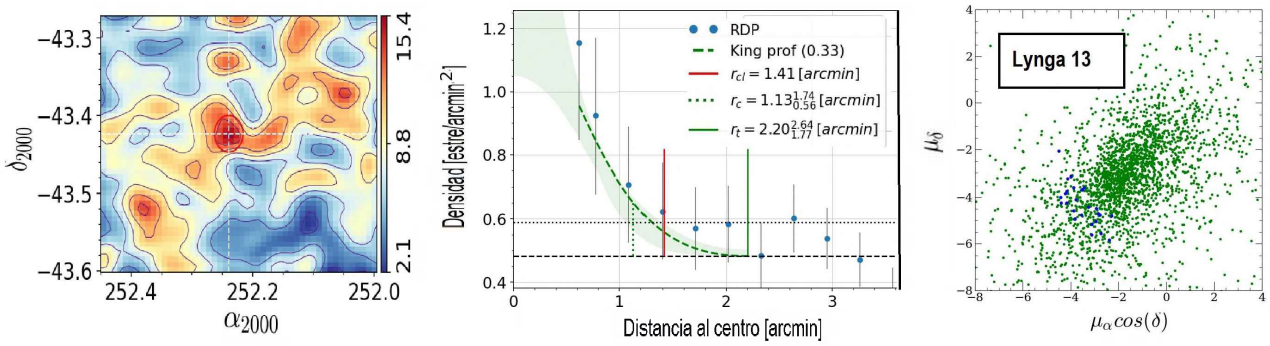


Figura 5.11: Idem Fig. 5.1 para Lynga 13.

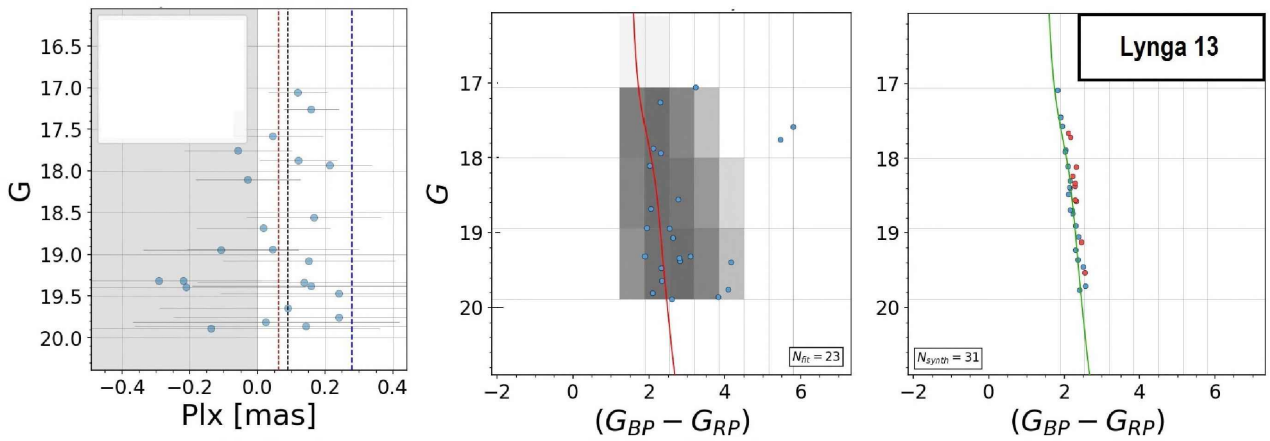


Figura 5.12: Idem Fig. 5.2 para Lynga 13.

Para poner al lector en contexto, de más de 3000 cúmulos abiertos que se creían genuinas agrupaciones de estrellas, menos de 1300 han podido ser confirmados usando datos Gaia. El resto simplemente parecen ser fluctuaciones estadísticas del fondo del cielo o simples asterismos (Cantat-Gaudin & Anders, 2020b).

5.1.5. NGC 6249

Este cúmulo de Scorpio que se ubica por debajo del plano galáctico, ha sido analizado por Moffat & Vogt (1973) mediante fotometría fotoeléctrica de 15 estrellas. Nuestros índices de color fueron comparados con su fotometría revelando un excelente acuerdo, Tabla 3.8.

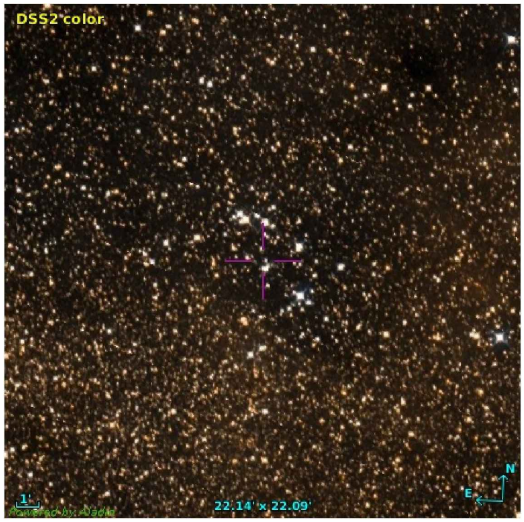


Figura 5.13: Imagen DSS del campo investigado para NGC 6249

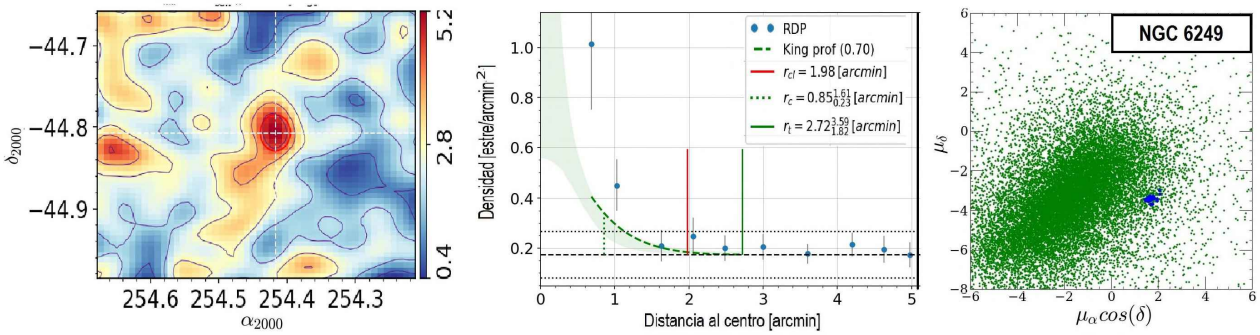


Figura 5.14: Idem Fig. 5.1 para NGC 6249.

La imagen DSS de la Fig. 5.13 de este objeto muestra que es débil, con muy pocas estrellas y rodeado por nubes de polvo. No obstante hemos podido detectar una sobredensidad tal como se muestra en la Fig. 5.14, panel izquierdo. El PDR ajusta una radio de 1.98 arcmin. El panel derecho muestra que a pesar de contar con pocos miembros ellos se distribuyen de manera compacta en torno a un movimiento propio medio que se distingue muy bien de los objetos de campo. Los valores de movimientos propios que hemos obtenido para NGC 6249, presentan alguna variabilidad segun el porcentaje de membresía elegido. Tomando el porcentaje mayor los valores han sido $\mu_\alpha cos(\delta)$ =1.74±0.33 mas $años^{-1}$ y μ_δ =-3.33±0.30 mas $años^{-1}$, similares dentro de los errores a los presentados por otros autores, en especial por Dias et al. (2021) quienes hallaron $\mu_\alpha cos(\delta)$ =1.73±0.20 mas $años^{-1}$ y μ_δ =-3.43±0.15 mas $años^{-1}$.

Nuestro análisis indica que el enrojecimiento que experimenta este grupo es de $E_{(B-V)}$= 0.53 ± 0.26. Por su parte, Moffat & Vogt (1973), calculan un enrojecimiento de $E_{(B-V)}$= 0.45, bastante menor que el nuestro, pero aún dentro de los márgenes de error que calculamos. De igual modo esta diferencia podría deberse a que su análisis se basa en un pequeño número de estrellas.

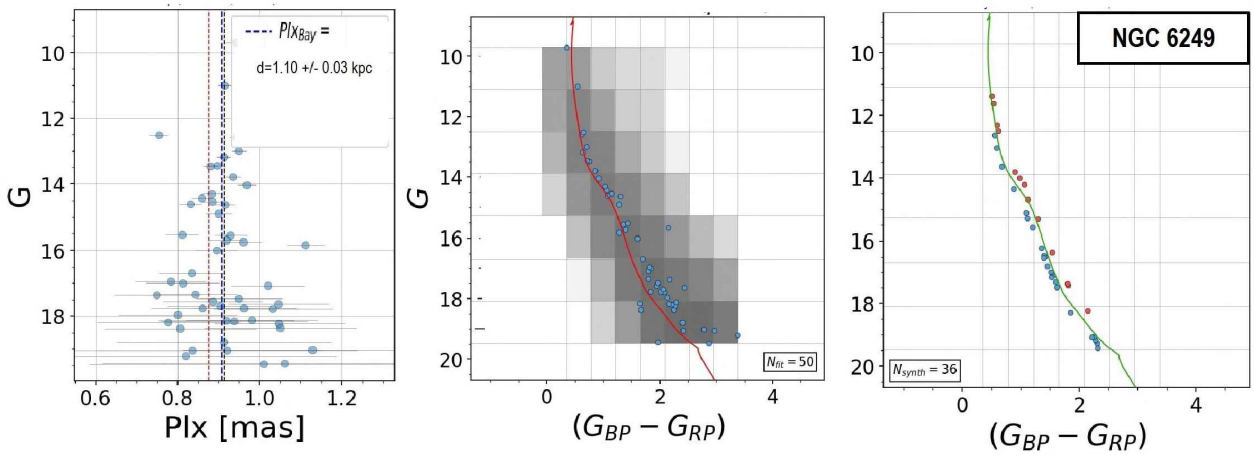


Figura 5.15: Idem Fig. 5.2 para NGC 6249.

En la Fig. 5.15, panel izquierdo, se muestra el ajuste de paralaje que arroja una distancia d=1104 ± 29 pc. Este valor es muy cercano al que encontraron Moffat & Vogt (1973) para quienes este cúmulo está ubicado a una distancia de 1030 pc. El panel central de esta misma figura muestra una delgada pero bien estructurada secuencia principal que se extiende por casi nueve magnitudes. No hay indicios de estrellas en fase de presecuencia principal. Finalmente, el panel derecho nos muestra el cúmulo abierto sintético que mejor ajusta nuestras observaciones.

Cabe aclarar que la estabilidad en la distancia fotométrica (calculada por ASteCA) está dentro de los errores de la misma (ver Tabla 5.4), a pesar del escaso número de miembros. En efecto, a una probabilidad del 80 % el ajuste de ASteCA arroja una distancia de 1320 $^{+321}_{-259}$ pc mientras que a 90 % arroja 1462 $^{+740}_{-492}$ pc. Por su parte los catálogos recientes calculan una distancia fotométrica de 1198 ± 51 pc (Dias et al., 2021). Consideramos que aunque las diferencias son pequeñas, nuestro cálculo de la distancia astrométrica resulta más precisa que la de otros autores, debido probablemente al tratamiento y la confiabilidad de los datos del *Gaia* EDR3.

Con respecto a la edad, NGC 6249 es un cúmulo joven ya que obtuvimos log(edad)= 7.92 ± 0.86 correspondiente a poco más de 50 millones de años. Otros autores (Cantat-Gaudin et al., 2020; Dias et al., 2021) han encontrado log(edad)= 7.29±0.04, cerca de 20 millones de años, con lo cual este valor queda dentro del rango de nuestro error en edad (ver Tabla 5.6).

La base de datos Simbad muestra que hay tres estrellas de tipo espectral temprano en el campo de este objeto. A continuación especificamos denominación, distancia y movimientos propios de las mismas:

B3 (HD 329213)[1135 pc, $\mu_\alpha cos(\delta)$ =1.58 mas $años^{-1}$, μ_δ =-3.35 mas $años^{-1}$]

B3 V (NGC6249 5)[1393 pc, $\mu_\alpha cos(\delta)$ =1.68 mas $años^{-1}$, μ_δ=-3.11 mas $años^{-1}$]

B5 (CD-44 11306)[1173 pc, $\mu_\alpha cos(\delta)$ =1.49 mas $años^{-1}$, μ_δ =-3.45 mas $años^{-1}$]

Las características espectroscópicas, distancias y movimientos propios de estas tres estrellas las hacen miembros altamente probables de NGC 6249 cuando se las compara con las propiedades globales del cúmulo en la Tabla 5.4 Por todo lo mencionado en los párrafos anteriores precisamos que NGC 6249 es un cúmulo abierto verdadero que cuenta con pocos miembros y sobre todo está en un campo muy inhomogéneo en enrojecimiento.

5.1.6. Lynga 14

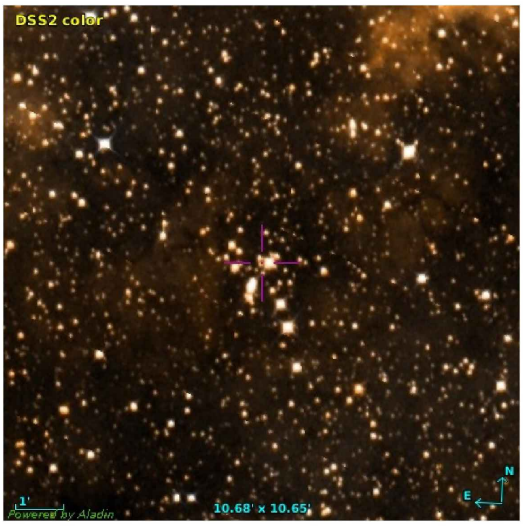


Figura 5.16: Imagen DSS del campo investigado para Lynga 14

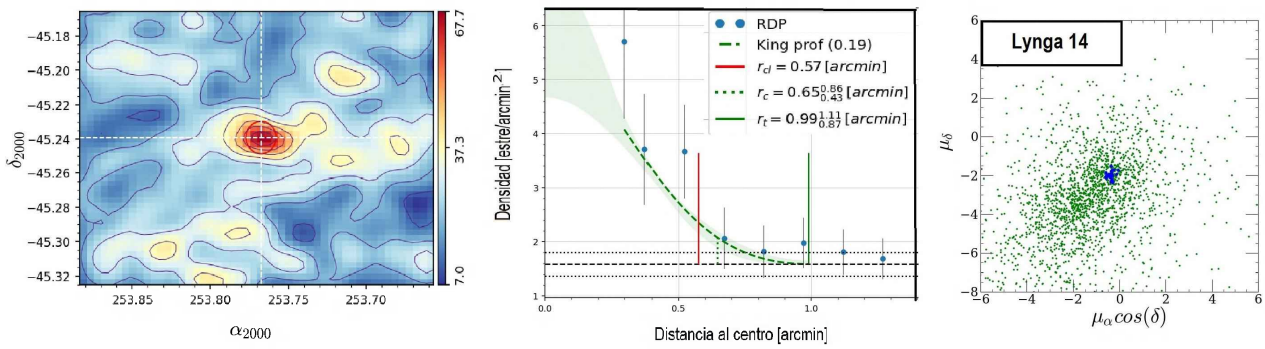


Figura 5.17: Idem Fig. 5.1 para Lynga 14.

Lynga 14 es un pequeño grupo de estrellas (ver imagen DSS de la Fig. 5.16) ubicado a casi 6 arcmin de la nebulosa oscura denominada SDC G340.853-0.993 (Peretto & Fuller, 2009).

En relación al cúmulo mismo no existe en la literatura referencia alguna que indique sus características, excepto la producida por Moffat & Vogt (1975) quienes en base al estudio fotométrico de diez estrellas concluyeron que este objeto está a una distancia de 2300 pc.

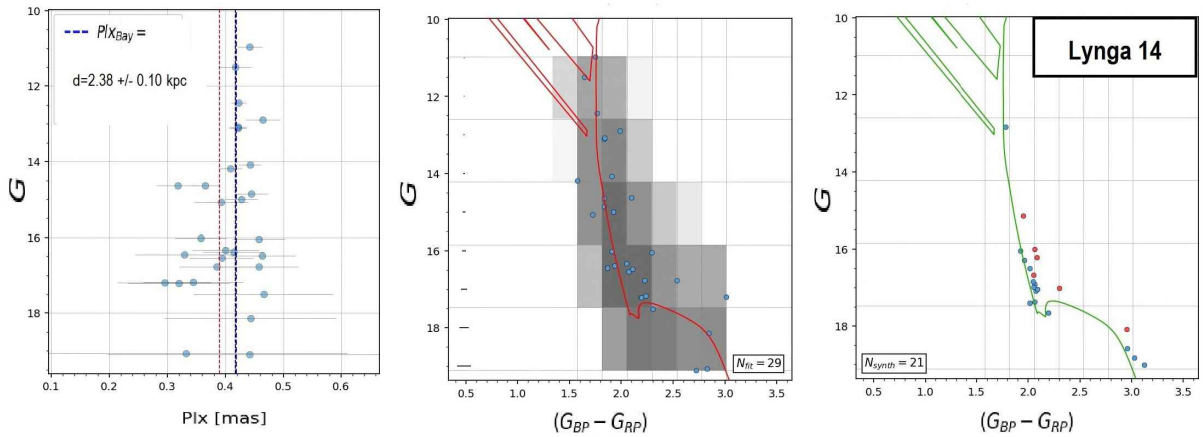


Figura 5.18: Idem Fig. 5.2 para Lynga 14.

En la Fig. 5.17, en el panel de la izquierda, se muestra la sobredensidad detectada en nuestro análisis en la posición de Lynga 14. En el panel central de la figura puede verse el ajuste del perfil radial bien definido, que demuestra que la densidad en la región es de unas seis veces el valor de la media del campo circundante; sobredensidad cuyo radio es de unos 0.57 arcmin. El cúmulo resultó ser extremadamente pequeño y dada la enorme variación de densidad del fondo estelar, concluimos que era necesario tomar un cuadrado de 10 arcmin de lado, lo cual permitió minimizar el impacto de las fluctuaciones de fondo sobre la determinación de los parámetros de este objeto. De todas maneras, es importante observar que el código falla al encontrar el radio del núcleo en este caso, posiblemente por lo pequeño del radio mismo, los pocos miembros detectados y el gran enrojecimiento del campo. El panel derecho muestra los movimientos propios del campo. Se aprecia que el cúmulo tiene movimientos propios μ_δ =-0.42±0.10 mas $años^{-1}$ y $\mu_\alpha cos(\delta)$ =-2.03±0.15 mas $años^{-1}$ bien concentrados y con valores marginales respecto de la distribución de las estrellas de fondo.

Con nuestro análisis encontramos 29 estrellas con probabilidades de membresía mayores al 90 % pero de hecho, solo cuatro de ellas poseen menos del 99 % de probabilidades de ser miembro, evidenciando que el código casi no deja dudas de su membresía y de la existencia de cúmulo como entidad real. El ajuste de la distancia usando la paralaje en el panel derecho de la Fig. 5.18 da 2379 ± 105 pc en total acuerdo con los resultados mostrados por Moffat & Vogt (1975) de 2300 pc, con solo diez estrellas. El panel central muestra una secuencia principal muy delgada extendiéndose por casi nueve magnitudes. A la altura de la magnitud G =17.5 se aprecia un quiebre en la misma y un grupito de estrellas aparece a lo largo de la isocrona

coincidiendo con la posición ocupada por protoestrellas. Efectivamente, el cúmulo sintético de mejor ajuste –en el panel derecho– muestra la presencia de protoestrellas, es decir, un fenómeno esperable en un cúmulo con estas características.

La distancia fotométrica provista por ASteCA, 1835^{+1511}_{-829} pc, presenta un error que da cuenta de la dificultad que ha tenido el código en obtener este parámetro debido al elevado enrojecimiento, similar al cúmulo Bochum 14. En el mismo sentido vemos que la edad que mejor ajusta la característica del cúmulo sintético es log(edad)= 7.40 ± 1.07 dex, equivalente a 25 millones de años, pero el ajuste da errores significativos nuevamente.

Por otra parte y debido a la fuerte dispersión en índice de color (1.24 a 1.7) mostrada en la Fig. 5.18, la escasa cantidad de miembros y el fuerte enrojecimiento determinado del orden de $E_{(B-V)} = 1.57 \pm 0.27$, este cúmulo no tiene contraparte en los catálogos más modernos. Sobre el enrojecimiento de la zona existe un trabajo (Orsatti et al., 1998) donde se estudió polarimétricamente la zona y se obtuvo que la mayor parte del enrojecimiento tiene lugar en frente del cúmulo mientras que otra parte puede ser atribuida al enrojecimiento en la región misma de este objeto.

En consecuencia de acuerdo con nuestro análisis, Lynga 14 es un cúmulo abierto extremadamente joven que contiene pocos miembros detectados, y resalta de su entorno a pesar de estar muy enrojecido. Es muy probable que el escaso número de miembros detectados se deba al elevado enrojecimiento en la zona.

5.1.7. NGC 6192

NGC 6192, también conocido como Mel 109, Cr 309 (Collinder, 1931) o BH 194 (van den Bergh & Hagen, 1975) es el cúmulo de la muestra más estudiado en la literatura. Como puede observarse en la imagen DSS de la Fig. 5.19, una concentración central es apreciable. El primer estudio detallado de NGC 6192 fue llevado a cabo por Kilambi (1982) y luego fue ampliado en Kilambi & Fitzgerald (1983). Posteriormente King (1987); Kjeldsen & Frandsen (1991); Loktin & Beshenov (2001); Clariá et al. (2006) analizaron el cúmulo. Estudios recientes utilizando espectroscopía VLT (Very Large Telescope) fueron llevados adelante por Maschberger et al. (2010) mientras que detalles de las abundancias químicas pueden encontrarse en Mishenina et al. (2013). Pese a la extensa literatura existe una remarcable discrepancia en la edad y la distancia propuestas para este cúmulo.

La Fig. 5.20, a la izquierda, muestra el mapa de densidad donde se revela una concentración moderada de estrellas con una ligera enlongación en dirección sudeste. El panel del centro mues-

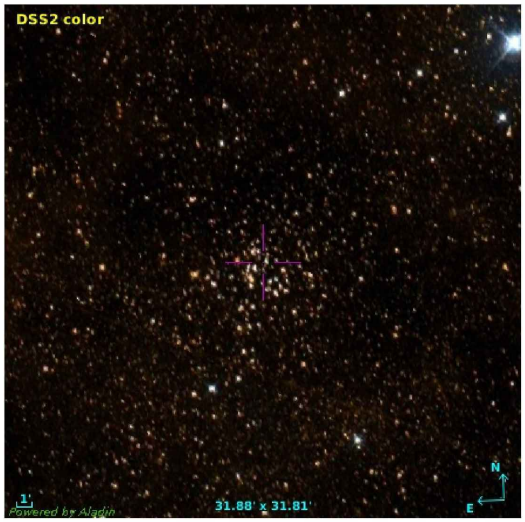


Figura 5.19: Imagen DSS del campo investigado para NGC 6192

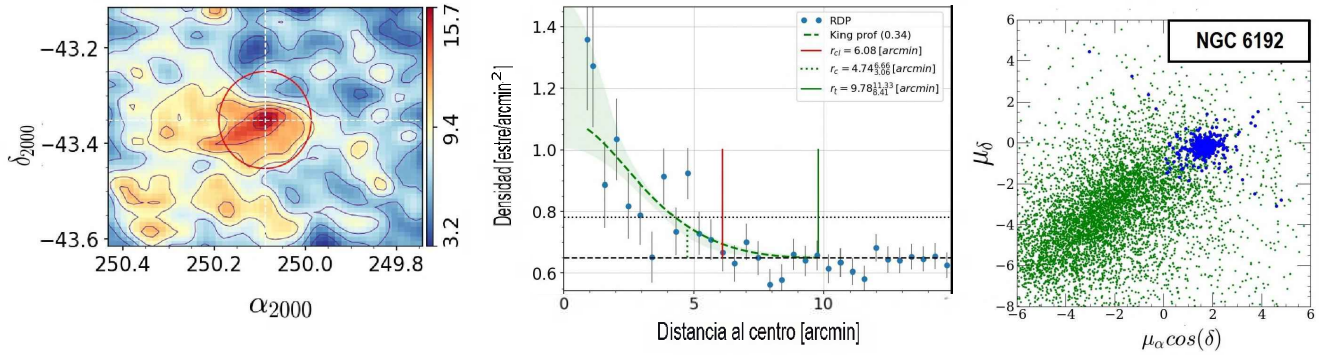


Figura 5.20: Idem Fig. 5.1 para NGC 6192.

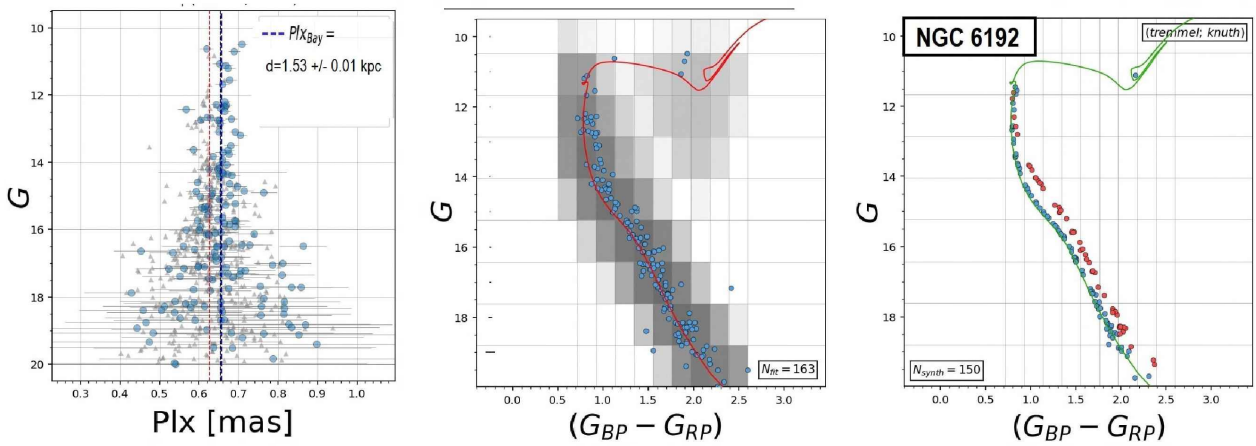


Figura 5.21: Idem Fig. 5.2 para NGC 6192.

tra un perfil de densidad radial bien definido donde la sobredensidad está 1.4 veces por encima del nivel del campo circundate de NGC 6192 y el radio que mejor ajusta es de 6 arcmin. En el panel de la derecha mostramos como los movimientos propios de las estrellas miembro están

fuertemente concentrados y separados del movimiento propio promedio del resto del campo. Los valores obtenidos, $\mu_\alpha cos(\delta)$ =1.64±0.22 mas $años^{-1}$ y μ_δ =-0.19±0.19 mas $años^{-1}$, son casi idénticos a los presentados por otros autores, en especial Dias et al. (2021), que encontraron $\mu_\alpha cos(\delta)$ =1.66±0.21 mas $años^{-1}$ y μ_δ =-0.17±0.17 mas $años^{-1}$.

La Fig. 5.21, a la izquierda, muestra el ajuste de paralajes aplicado a las estrellas miembros de la sobredensidad, que da una distancia de 1526 ± 12 pc. El panel central muestra una secuencia principal muy bien definida extendiéndose por casi 10 magnitudes, sin indicios de objetos presecuencia en la zona y con algunas estrellas en la región del DCM llamado Red Clump[3]. Este simple hecho ya indica que no se trataría de un cúmulo muy joven sino de uno con edad intermedia. Nuestra distancia es un poco menor que la obtenida en trabajos anteriores tales como Poggio et al. (2021a) que calculan 1704 ± 100 pc para este objeto, usando datos de GDR3, pero utilizando otro punto cero de las paralajes, lo cual se explica en la Sección 5.4.3. Los parámetros hallados por ASteCA para NGC 6192 fueron: $E_{(B-V)}$= 0.70 ± 0.02, distancia fotométrica d= 1442 $^{+41}_{-40}$ pc, log(edad)= 8.50 ± 0.06 correspondiente a 316 millones de años. En especial, nuestros parámetros poseen un buen acuerdo con los dados por Clariá et al. (2006) ($E_{(B-V)}$= 0.63, d=1584 pc, 177 millones de años) con la fotometría de King (1987). Estos últimos autores también encuentran cinco estrellas gigantes rojas, tres de las cuales además son binarias espectroscópicas. Las mismas son encontradas por pyUPMASK como se puede ver en el DCM al centro de la Fig. 5.21. Con respecto a los catálogos recientes notamos que Dias et al. (2021) calculan una distancia fotométrica de 1574±134 pc, que concuerda dentro de los errores con nuestro valor. Respecto a la edad obtenemos un valor bastante más alto que Dias et al. (2021) puesto que ellos registran una edad de log(edad)= 7.93 ± 0.20.

Del análisis previo, concluimos que NGC 6192 es un cúmulo abierto real bien poblado.

5.1.8. Trumpler 22

Este objeto presenta pocos estudios previos, y cuenta sólo con fotometría fotográfica realizada por Haug (1978), quien incluso cuestionó su existencia como tal. Cabe destacar que este autor obtuvo fotometría para 68 estrellas con magnitudes más brillantes que $V = 14$ mag, por lo que no se observaron las estrellas más débiles asociadas a este objeto. La inspección visual en el catálogo DSS, que puede apreciarse en la Fig. 5.22 no denota ninguna sobredensidad apreciable.

De Silva et al. (2015) analizaron este objeto con fotometría $UBVI$ y aplicaron el método tradicional de ajuste de isócronas y derivación de parámetros por inspección visual determi-

[3]Es una de las fases tardías de la evolución estelar de las estrellas de masa intermedia, esta fase está situada a la derecha y algo por encima en el diagrama de Hertzsprung-Russell.

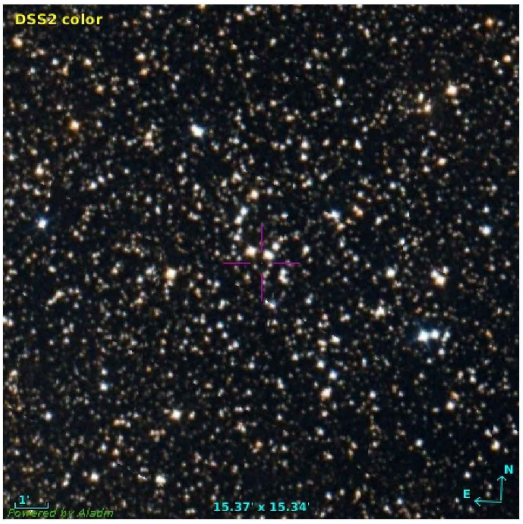


Figura 5.22: Imagen DSS del campo investigado para Trumpler 22

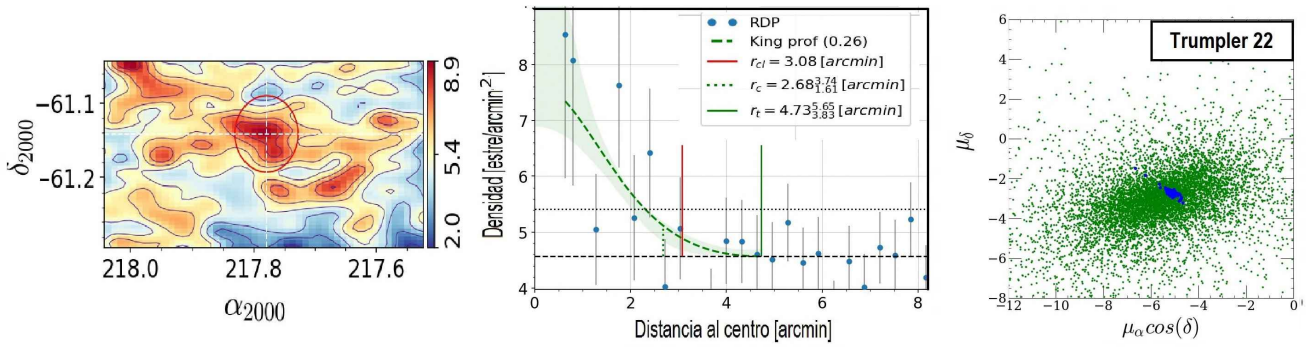


Figura 5.23: Idem Fig. 5.1 para Trumpler 22.

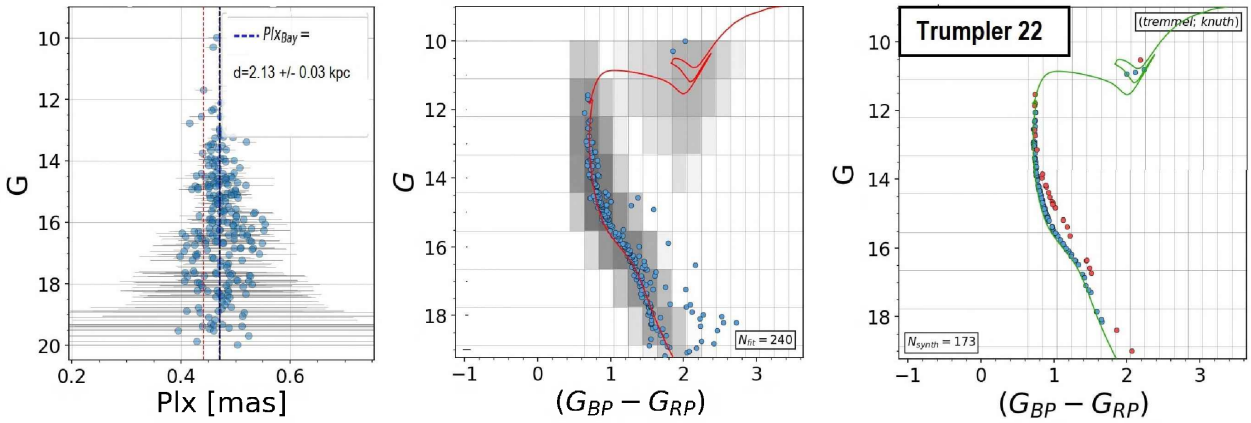


Figura 5.24: Idem Fig. 5.2 para Trumpler 22.

nando las siguientes propiedades: $E_{(B-V)}$=0.48±0.08, $(m-M)_0$=11.60 ± 0.20 (2089 pc), radio de 4′ y una edad de 70 millones de años. Haug (1978) derivó un enrojecimiento un poco mayor, de alrededor de $E_{(B-V)}$=0.57 y un módulo de distancia de $(M-m)_0$= 11.06 con lo que obtiene una distancia menor de 1630 pc. Lindoff (1968) encuentra un enrojecimiento de $E_{(B-V)}$=0.53

y una distancia también más pequeña de unos 1700 pc.

La Fig. 5.23 muestra a la izquierda, la sobredensidad hallada con nuestro análisis. El perfil de densidad radial, al medio, es fuertemente ruidoso pero no obstante ello, la sobredensidad es el doble de la del campo circundante. El radio estimado por el código es de 3 arcmin. El diagrama a la derecha indica que los movimientos propios en la sobredensidad no están fuertemente diferenciados de los del resto del campo. De todas formas los valores obtenidos de $\mu_\alpha cos(\delta)$ =-5.13 ±0.11 mas $años^{-1}$ y μ_δ =-2.69±0.09 mas $años^{-1}$ son similares a los presentados por otros autores, en especial Poggio et al. (2021a) quienes obtuvieron $\mu_\alpha cos(\delta)$ =-5.15±0.07 mas $años^{-1}$ y μ_δ =-2.69±0.06 mas $años^{-1}$.

El análisis en esta tesis obtiene un ajuste de distancia por paralaje de 2128 ± 28 pc mostrado en la Fig. 5.24, panel izquierdo. El diagrama color–magnitud del panel central nos muestra que la sobredensidad hallada es un cúmulo abierto cuya secuencia principal se extiende por casi ocho magnitudes y que, además, hay un par de estrellas en la zona del Red Clump, que indican que se trata de un objeto de edad intermedia. El panel derecho muestra el cúmulo sintético de mejor ajuste caracterizado por los siguientes valores: un enrojecimiento de $E_{(B-V)} = 0.72 \pm 0.05$, más cercano al de Haug (1978) y con muy poco error, una distancia fotométrica de 2148^{+221}_{-201} pc, coincidiendo dentro de los errores con la distancia obtenida por las paralajes. Para los catálogos recientes Dias et al. (2021) calcula una distancia fotométrica de 2208±123 pc, pero una distancia astrométrica de 2590^{+243}_{-204} pc. Nuestros resultados se basan en datos del *Gaia* EDR3 con paralajes más precisas, que dan más confiabilidad a nuestros resultados. Por otra parte, la edad ajustada es ligeramente más elevada, log(edad)= 8.11 ± 0.17 dex, equivalente a 150 millones de años, lo que coincide con los rasgos de la secuencia pricipal del cúmulo que muestra dos estrellas gigantes en el Red Clump. Es sorprendente que Liu & Pang (2019) propongan para el cúmulo una edad de tan sólo 4 millones de años en desacuerdo con las características que presenta este cúmulo. En cambio Dias et al. (2021) sí dan una log(edad)= 7.81±0.16 dex, más acorde con nuestro valor dentro de los errores.

5.1.9. NGC 5381

Este cúmulo ha sido poco estudiado. En la literatura existe un trabajo de búsqueda de estrellas variables realizado por Pietrzynski et al. (1997), quienes encuentran más de 20 estrellas. La inspección visual en el catálogo DSS, que puede apreciarse en la Fig. 5.25 y no denota ninguna sobredensidad destacable, posiblemente debido a la edad del cúmulo en sí mismo que no posee muchas estrellas azules.

La Fig. 5.26, a la izquierda, muestra muy claramente que existe una sobredensidad en la

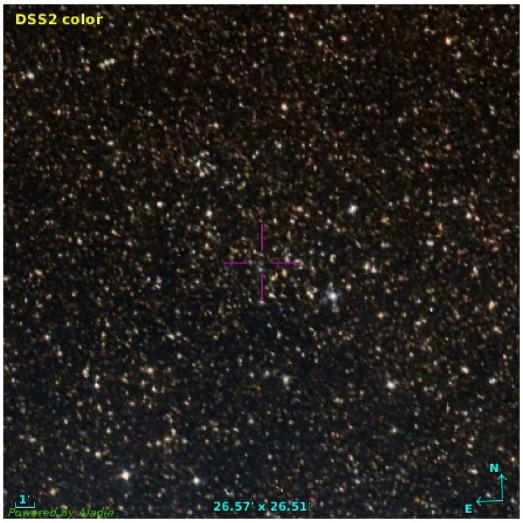


Figura 5.25: Imagen DSS del campo investigado para NGC 5381

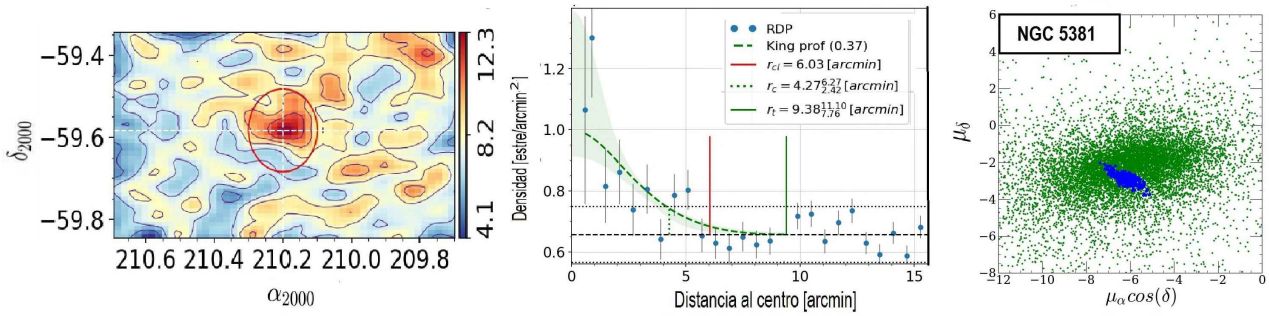


Figura 5.26: Idem Fig. 5.1 para NGC 5381.

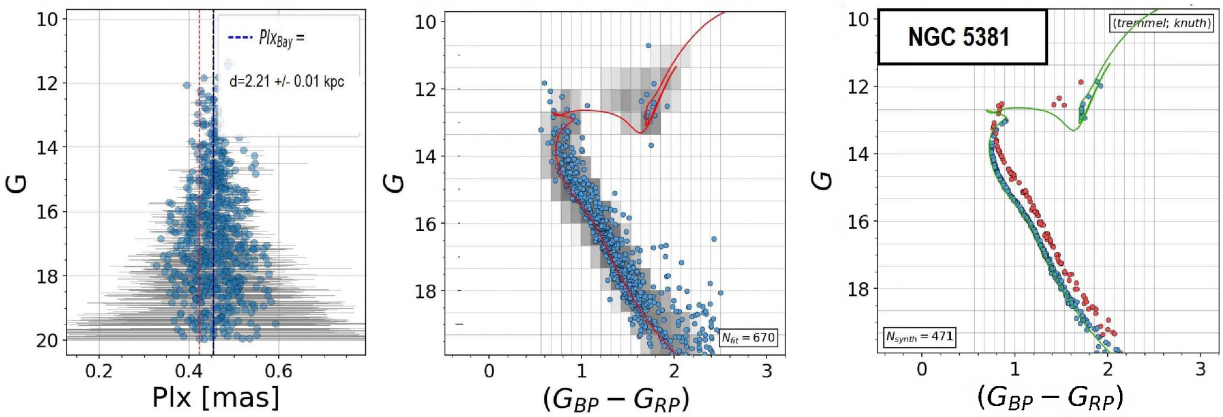


Figura 5.27: Idem Fig. 5.2 para NGC 5381.

región correspondiente a NGC 5381. En el panel central se puede apreciar el PDR, un tanto ruidoso, pero que no deja dudas respecto de que esa sobredensidad muestra un pico bien definido, aunque no muy pronunciado respecto del fondo estelar, calculando un radio de 6 arcmin. En el panel de la derecha puede verse que el cúmulo, en este espacio de movimientos propios, no se aparta demasiado sino marginalmente de las propiedades medias del fondo de cielo. Los

valores medios de los movimientos propios hallados para las estrellas detectadas en la región seleccionada fueron de $\mu_\alpha cos(\delta)$ =-6.11 ±0.24 mas $años^{-1}$ y μ_δ =-2.90±0.18 mas $años^{-1}$. Estos valores no son lejanos de los hallados por Liu & Pang (2019) y Cantat-Gaudin et al. (2020), con $\mu_\alpha cos(\delta)$ =-6.00±0.30 mas $años^{-1}$ y μ_δ =-2.90±0.25 mas $años^{-1}$, $\mu_\alpha cos(\delta)$ =-6.03±0.12 mas $años^{-1}$ y μ_δ =-2.93±0.12 mas $años^{-1}$, respectivamente.

El ajuste de las paralajes de las estrellas encontradas dentro de la región de sobredensidad asociada al cúmulo mostrado en la Fig. 5.27, panel izquierdo, corresponde a unos 2214 ± 12 pc al 98 % de membresía. Este resultado difiere en 400 pc de lo obtenido en estudios previos. De hecho, Poggio et al. (2021a) encuentran un valor de 2564^{+237}_{-200} lo que lo ubica más lejos que nuestros resultados para NGC 5381. Recordamos que hemos corregido las paralajes de Gaia DR3 según las especificaciones de la colaboración Gaia (Lindegren, L. et al., 2021) lo que nos hace confiar en los mismos.

En el panel central de la Fig. 5.27 puede apreciarse una muy robusta secuencia principal a lo largo de ocho magnitudes, mostrando algunos miembros por encima de la secuencia que podrían ser binarias y, eventualmente, alguna candidata a blue straggler. Asimismo hay también estrellas distribuidas en la rama de las gigantes con tendencia a la concentración en el Red Clump. El mejor ajuste con el cúmulo sintético arroja que NGC 5381 está afectado por un enrojecimiento de $E_{(B-V)}$= 0.54 ± 0.01, y una distancia fotométrica que pone al cúmulo a 1938^{+121}_{-72} pc cerca de 200 pc más chica que la encontrada por paralaje (ver Tabla 5.4). La distancia fotométrica de este cúmulo determinada por Dias et al. (2021) es de 2066±79 pc, coincidente con nuestra estimación.

La edad hallada en este trabajo es de log(edad)= 8.85 ± 0.02 dex, corresponde a 700 millones de años, en total acuerdo con la presencia de estrellas en la rama de las gigantes y Red Clump. Este cúmulo sí figura en bases de datos recientes. Dias et al. (2021) encuentran una edad de log(edad)= 8.70± 0.08 , no lejos de los valores listados por nosotros en la Tabla 5.4. Otros como Liu & Pang (2019) calculan una edad de 10 millones de años, esta edad es incompatible con las características que muestra el DCM por lo que la edad y la distancia halladas por estos autores estarían afectadas de error. Por su parte, Cantat-Gaudin et al. (2020) da un valor log(edad)= 8.55, correspondiente a poco más de 350 millones de años, más coherentes con los valores listados por nosotros en la Tabla 5.4.

5.1.10. Ruprecht 166

Es nombrado por primera vez en el trabajo de Ruprecht (1966) y también se lo conoce como NGC 5120. Se trata de un cúmulo de tamaño angular pequeño (Rizzo et al., 2013). Este

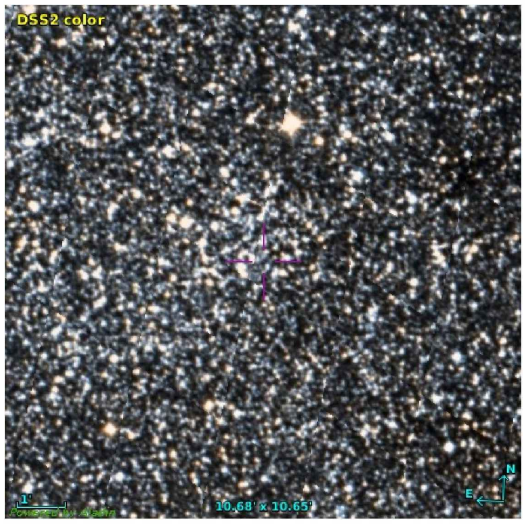


Figura 5.28: Imagen DSS del campo investigado para Ruprecht 166

objeto fue estudiado por Moffat & Vogt (1973) quienes no pudieron confirmar la naturaleza del objeto ya que las estrellas más brillantes, en su propia especulación, deberían estar a magnitudes mayores de $G = 13$ (magnitud límite para estudios fotométricos de la época, con raras excepciones). La imagen del catálogo DSS, que se muestra en la Fig. 5.28, da cuenta de la baja absorción en la zona, razón por la cuál es posible penetrar más profundo dentro del plano galáctico.

En su artículo Piatti & Clariá (2001) destacan que no les ha sido posible ajustar una ZAMS a las estrellas en el grupo y que el diagrama $(V - I)$ vs. $(B - V)$ presenta una pronunciada variación en la función de luminosidad a lo largo de la aparente secuencia principal, un hecho a partir del cual los autores infirieron que esas estrellas tienen un origen diferente. Sin embargo, aclaran que de los cinco cúmulos que estudiaron en ese trabajo, Ruprecht 166 es el único que podría serlo.

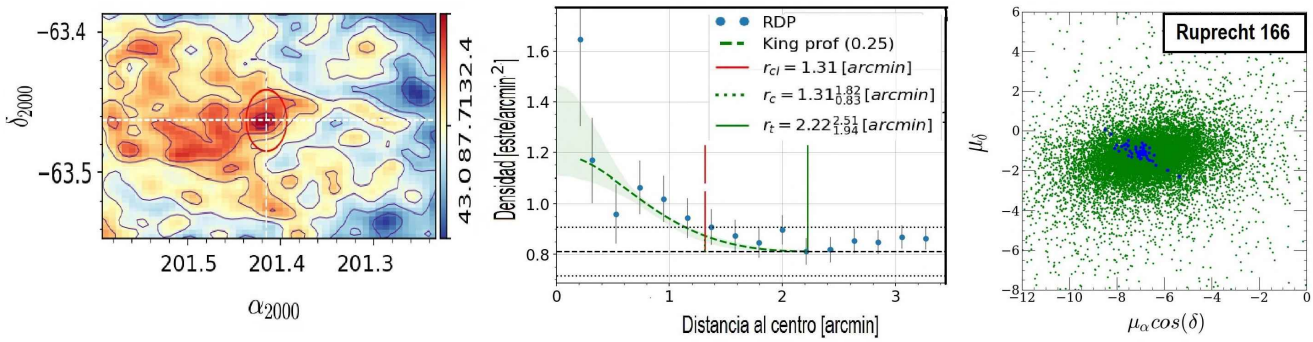


Figura 5.29: Idem Fig. 5.1 para Ruprecht 166.

En Rizzo et al. (2013) se analizó este cúmulo determinando que su enrojecimiento es

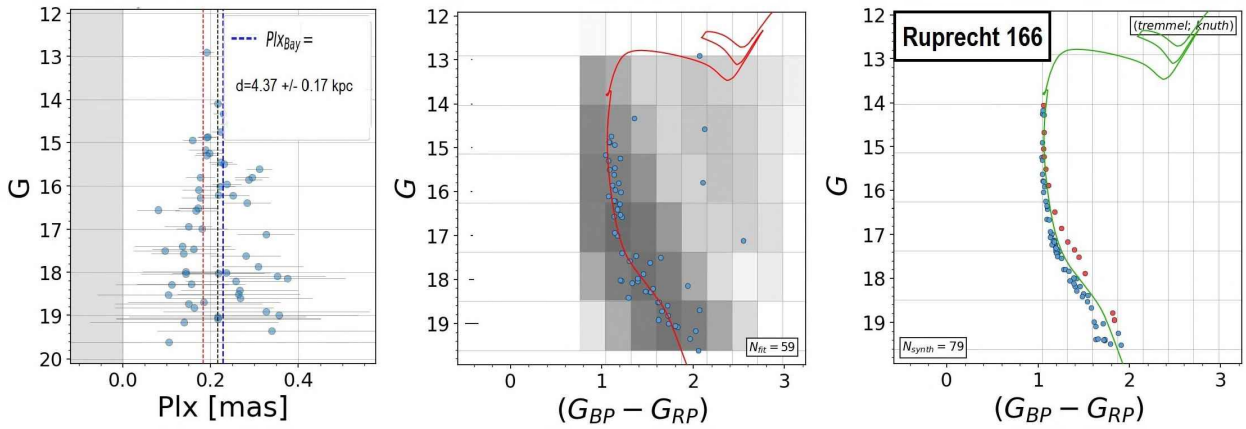


Figura 5.30: Idem Fig. 5.2 para Ruprecht 166.

$E_{(B-V)}$= 0.72 ± 0.03 y que está ubicado a una distancia de 6.6 kpc desde el Sol. A tal distancia, Ruprecht 166 se ubicaría perfectamente en la tangente del brazo espiral Scutum-Centaurus. En el mismo trabajo encontramos por medio de ajuste de isocronas (Girardi et al., 2000) que Ruprecht 166 tiene una edad de aproximadamente 56 millones de años, con un error de 15 %. El hecho de que sea un objeto joven está enteramente de acuerdo con su posición en un brazo espiral.

Sabiendo de antemano que el objeto es de tamaño angular pequeño, del orden de 2 arcmin de radio, pudimos seleccionar un área de trabajo adecuada para limitar las fluctuaciones en la densidad de campo. Sorpresivamente, a pesar de tomar un área pequeña, el número de estrellas encontrado fue de 17.264. Un número tal, sólo puede justificarse en nuestra muestra si estamos observando a través de una ventana de absorción.

En el panel izquierdo de la Fig. 5.29 puede verse una muy pequeña sobredensidad proyectada contra un fondo estelar denso. No obstante ello, el panel central, muestra un perfil de densidad radial con bajo nivel de ruido. El radio derivado en forma automática es 1.3 arcmin, confirmando la notable pequeñez de este cúmulo de estrellas. Como es apreciable los radios del núcleo y del cúmulo mismo coinciden, lo cual no es creíble. Evidenciando que en este caso el fondo estelar es muy denso y es complicado para el código aislar el cúmulo del resto del campo.

En el panel derecho de la Fig. 5.29 puede percibirse la dificultad de su detección ya que el movimiento promedio de las estrellas de la sobredensidad no se aparta claramente de los movimientos propios promedio del fondo de cielo. Mostrando una cierta dispersión los movimientos propios de esta sobredensidad cuyos valores medios son $\mu_\alpha cos(\delta)$ =-7.05±0.41 mas $años^{-1}$ y μ_δ =-1.08±0.23 mas $años^{-1}$, próximos a los que obtuvieron Liu & Pang (2019), $\mu_\alpha cos(\delta)$ =-6.71±0.67 mas $años^{-1}$ y μ_δ =-0.99±0.35 mas $años^{-1}$.

El ajuste en paralajes que puede verse a la izquierda, en la Fig. 5.30, corresponde a una distancia de 4373 ± 174 pc, coincidente con Liu & Pang (2019) quienes hallaron una distancia de 4149^{+315}_{-273} pc. En el panel central puede verse claramente la secuencia principal asociada a Ruprecht 166, efectivamente en magnitudes más débiles que $G = 13$ tal como indicaran Moffat & Vogt (1973) oportunamente. Hay potenciales miembros de este cúmulo a magnitudes tan débiles como $G = 20$ y también parece contar con una estrella gigante asociada. El ajuste del mejor cúmulo sintético asociado al real corresponde a una distancia de 4387^{+1638}_{-1186} pc; el error asociado es grande e incluye la distancia encontrada por paralajes. Estos grandes errores no dependen en realidad del análisis hecho por el código ASteCA sino de lo difícil que es analizar sobre el transfondo del plano galáctico a grandes distancias. Por otro lado con la edad se evidencia la misma situación, el código da log(edad)= 8.19 ± 0.63 lo que representa unos 154 millones de años. Es de destacar que la presencia de una estrella, posiblemente gigante a unos 13 mag que inclina el ajuste hacia un cúmulo de edad intermedia, sin esa estrella un ajuste más joven sería posible. La edad que habíamos derivado mediante fotometría $UBVI$ en el trabajo de Rizzo et al. (2013) de 56 millones de años sigue estando dentro del error. Liu & Pang (2019) obtuvieron 126 millones de años de edad, más coherente con nuestra determinación actual. En síntesis, Ruprecht 166 es un verdadero cúmulo que, no obstante, trabajos recientes como los de Cantat-Gaudin et al. (2020),Dias et al. (2021) y Poggio et al. (2021a) no pudieron detectar, posiblemente por su elevado enrojecimiento que nosotros establecimos en $E_{(B-V)}$= 0.97 ± 0.26.

5.1.11. Ruprecht 102

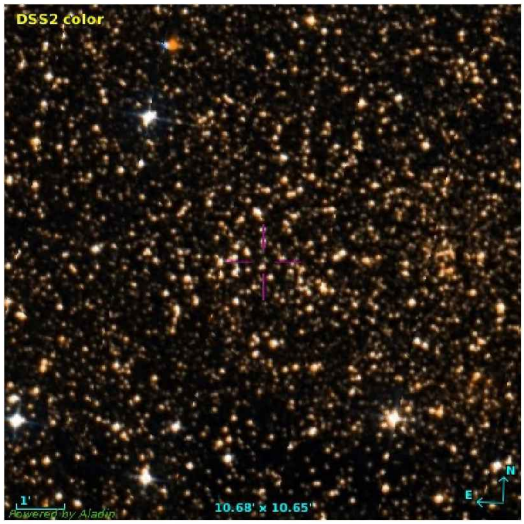


Figura 5.31: Imagen DSS del campo investigado para Ruprecht 102

Esta región de formación estelar es lo suficientemente débil como para haber estado lejos

del interés de los observadores durante muchos años. La aparición de nuevas técnicas de trabajo, como códigos que encuentran agrupaciones en todo el cielo dada una gran base de datos, permitió que fuera caracterizado muy recientemente por Liu & Pang (2019) y Cantat-Gaudin et al. (2020). Lo curioso fue que Liu & Pang (2019) detectaron dos posibles sobredensidades en las coordenadas indicadas en la literatura para Ruprecht 102. De hecho, en la imagen del catálogo DSS, que se muestra en la Fig. 5.31, es posible apreciar una sobredensidad central y otra a la misma altura pero más a la derecha.

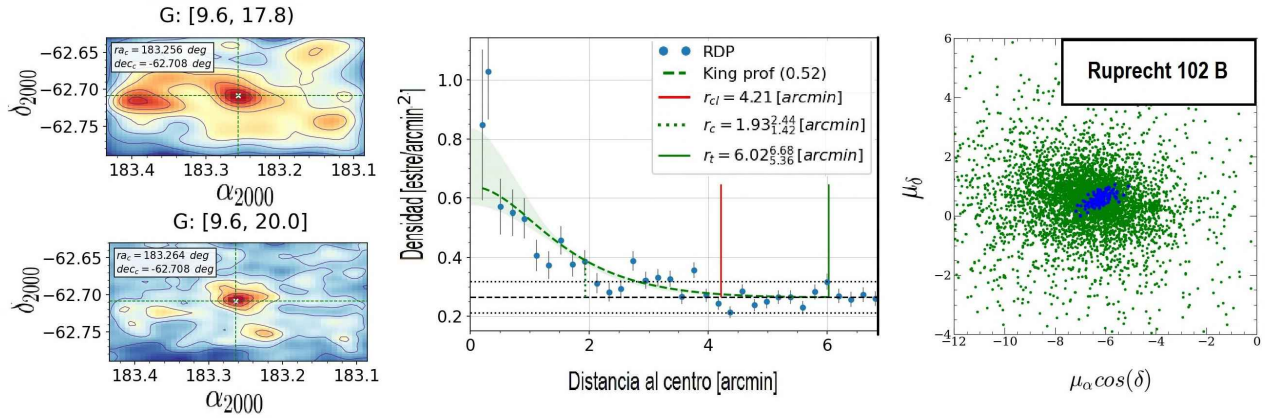


Figura 5.32: Idem Fig. 5.1 para Ruprecht 102B.

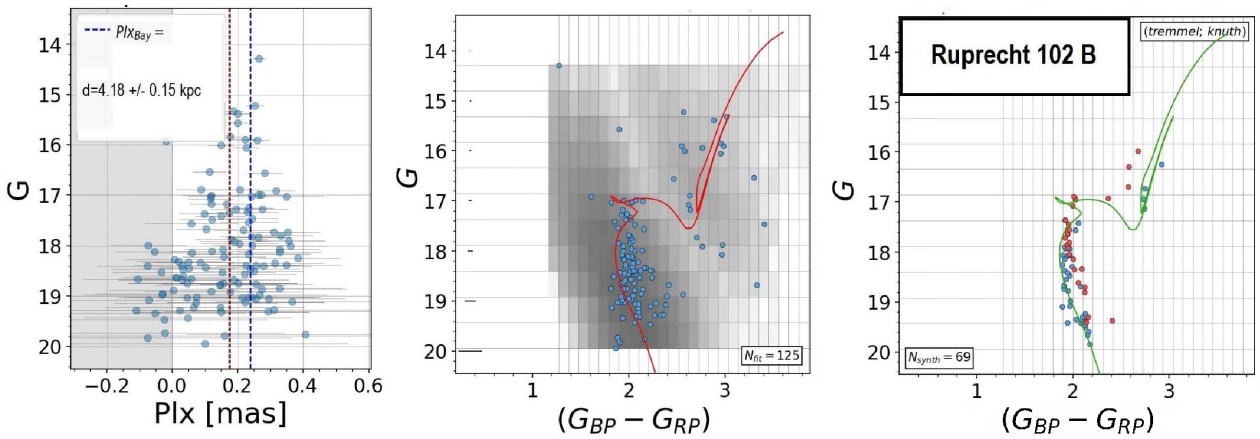


Figura 5.33: Idem Fig. 5.2 para Ruprecht 102B.

Cuando procesamos nuestros datos usando ASteCA tal como se muestra en la Fig. 5.32, panel izquierdo arriba, aparecen dos pronunciadas sobredensidades muy próximas entre sí. Por motivos puramente arbitrarios hemos designado Ruprecht 102A a la sobredensidad que se ubica a la izquierda del panel izquierdo arriba y Ruprecht 102B a la que está en el centro indicada por el cruce de líneas. Es importante señalar que que ambas sobredensidades son detectables hasta G=17.8 (panel superior izquierdo), pero si se utilizan todas las estrellas hasta G=20, la

sobredensidad a la izquierda (Ruprecht 102A) tiende a desaparecer tal como se ve en el panel inferior izquierdo.

Para poder analizarlas por separado procedimos a correr las coordenadas para que no quedaran en el mismo campo las dos y efectuamos una nueva corrida de pyUPMASK y el resto del procedimiento. El panel del medio en la Fig. 5.32 muestra que Ruprecht 102B posee angularmente unos 4 arcmin de radio y muestra un perfil de densidad radial muy bien definido. El diagrama de movimientos propios en Ruprecht 102B indica que este cúmulo posee movimientos propios medios cuyos valores medios son $\mu_\alpha cos(\delta)$ =-6.22 ±0.32 mas $años^{-1}$ y μ_δ =0.61 ±0.17 mas $años^{-1}$, muy similares a los hallados por Liu & Pang (2019) quienes encontraron $\mu_\alpha cos(\delta)$ =-6.00±0.57 mas $años^{-1}$ y μ_δ =-0.55±0.33 mas $años^{-1}$. Pero es de destacar que los movimientos de este objeto son muy parecidos a los del campo en general. Quizás por esa razón el trabajo de Liu & Pang (2019) logra, al igual que nosotros, separar las dos sobredensidades pero no logra separlos realmente en movimientos propios (ver Tabla 5.6).

La distribución de paralajes en Ruprecht 102B vista en el panel izquierdo de la Fig. 5.33 arroja una distancia de 4183 ± 147 pc, en acuerdo dentro de los erorres con Liu & Pang (2019) quienes hallaron 3759^{+408}_{-251} pc. Nótese que para estrellas más débiles que $G = 18$ los valores de las paralajes individuales muestran una dispersión importante. En el panel central de esta figura nos encontramos con una secuencia principal que recién se extiende para estrellas más débiles que $G = 17$. Admitiendo un cierto grado de dispersión, es un rasgo destacado en este objeto la presencia de una rama de gigantes bien poblada. Parte de esa dispersión puede ser fruto de la presencia de estrellas binarias tal como indica el ajuste con el mejor cúmulo sintético en el panel derecho de la figura. Con respecto a los parámetros hallados por ASteCA para Ruprecht 102B con una probabilidad de hasta el 95 % fueron: $E_{(B-V)}$= 1.20 ± 0.22, 3696 $^{+1059}_{-826}$ pc, y log(edad)= 9.04 ± 0.46 dex correspondiente a poco más de mil millones de años. Por su parte, Liu & Pang (2019) encuentra una edad de log(edad)= 9.22 ± 0.03 dex. Es decir, hay similitud en ambas edades dentro de los errores probables.

Para estudiar la sobredensidad asociada a Ruprecht 102 utilizamos los datos *Gaia* con un centro levemente corrido a la izquierda. En este caso la sobredensidad es muy poco extendida angularmente tal como se ve en el panel izquierdo en la Fig. 5.34. El perfil de densidad radial está pobremente definido y el radio determinado de manera automática es de 1.4 arcmin, casi dos veces y media más chico que el de Ruprecht 102B.

En la determinación de la distancia astrométrica, el método Bayesiano nos dice que Ruprecht 102A está a 2649 ± 87 pc como puede verse en la Fig. 5.35, a la izquierda. Cantat-Gaudin et al. (2020) ubican este objeto a 3278^{+674}_{-477} pc, mientras que Liu & Pang (2019) consideran que está

a 4149 $^{+335}_{-288}$ pc. Como puede verse no hay un buen acuerdo sobre la distancia astrométrica de este cúmulo producida con nuevos instrumentos de análisis de datos. Existe la posibilidad de que Cantat-Gaudin et al. (2020) incluyeran ambos cúmulos como uno solo y de esta manera la distancia resultara un promedio entre ambos. La diferencia en distancia con Liu & Pang (2019) en el caso de Ruprecht 102A propiamente dicho nos hace dudar respecto de si lograron aquellos autores separarlos realmente, puesto que la diferencia en los valores hallados para la distancia astrométrica es pequeña (ver Tabla 5.6). En el panel derecho, el diagrama de movimientos propios deja bien en claro que Ruprecht 102A está bastante separado de los movimientos promedio del campo estelar circundante. Los valores medios hallados por nosotros fueron $\mu_\alpha cos(\delta)$ =-4.14±0.14 mas $años^{-1}$ y μ_δ =0.31±0.14 mas $años^{-1}$. Son muy similares a los de Cantat-Gaudin et al. (2020), $\mu_\alpha cos(\delta)$ =-4.11±0.10 mas $años^{-1}$ y μ_δ =0.29±0.10 mas $años^{-1}$, aunque discrepan bastante de los obtenidos por Liu & Pang (2019) con $\mu_\alpha cos(\delta)$ =-6.42±0.78 mas $años^{-1}$ y μ_δ =-0.59±0.34 mas $años^{-1}$.

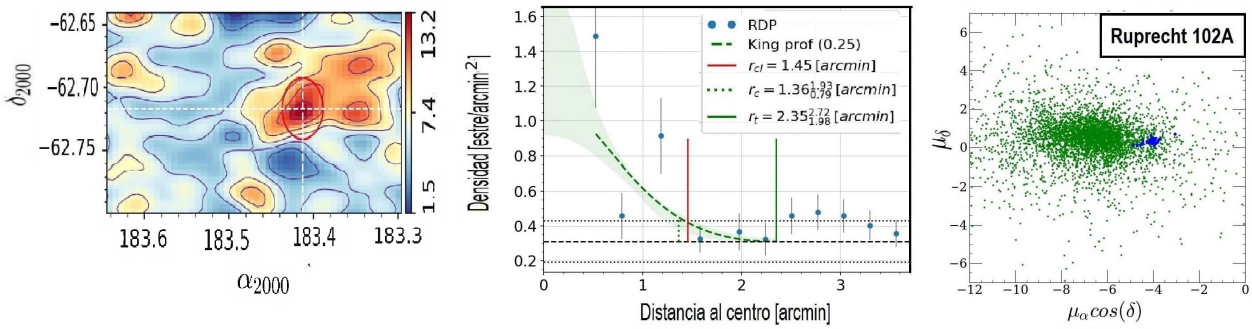


Figura 5.34: Idem Fig. 5.1 para Ruprecht 102A.

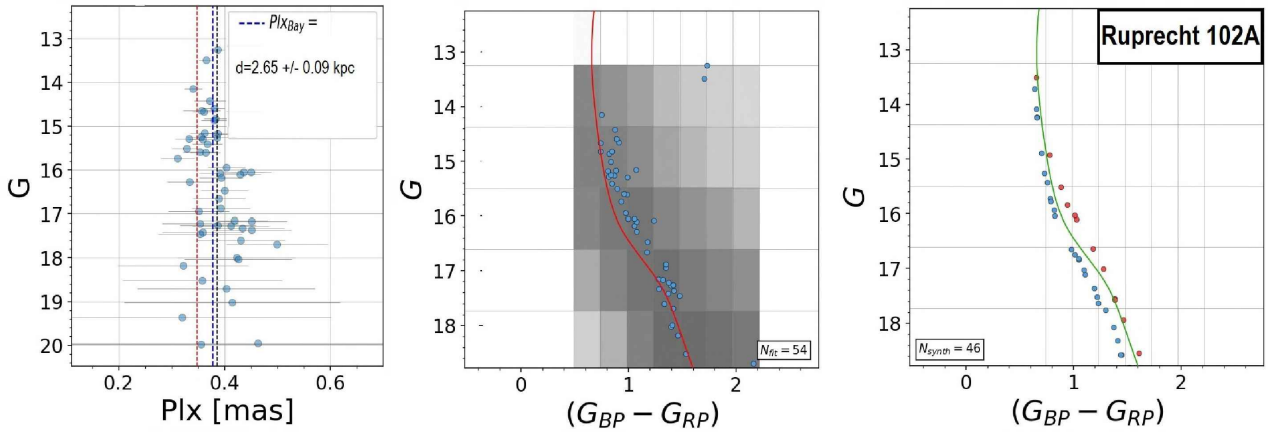


Figura 5.35: Idem Fig. 5.2 para Ruprecht 102A.

Los parámetros hallados por ASteCA para Ruprecht 102A con una probabilidad de hasta el 98 % en membresía fueron: $E_{(B-V)}$= 0.51 ± 0.20, 2759$^{+937}_{-700}$, y log(edad)= 8.57 ± 0.56 equivalente a 371 millones de años, lo que lo describe como un objeto de edad intermedia. En acuerdo

con la presencia de dos potenciales estrellas gigantes rojas en la Fig. 5.35 panel central, las cuales el código no ajusta. Comparando con Dias et al. (2021) ellos encuentran una edad de log(edad)= 8.76±0.05 cercana a nuestro valor de edad. El enrojecimiento está en acuerdo con los valores de Dias et al. (2021) de $E_{(B-V)}$= 0.51 ± 0.20. La distancia fotométrica hallada en Dias et al. (2021) es de 2713±433 pc y por ende está en acuerdo con la nuestra.

Finalmente, se ha indicado en la literatura la presencia de una estrella WR denominada 2MASS J12132829-6241429 con coordenadas $\alpha_{2000} = 12^h13^m28{,}294^s$, $\delta_{2000} = -62°41'42''$, que está incluida dentro de los límites de la misma región, sin embargo su distancia según *Gaia* EDR3 es de 11614 pc aunque el error en la paralaje es más de tres veces su valor. Así, queda latente la posibilidad de que la estrella esté a 2523 pc, cerca del cúmulo, pero aún así su relación con el mismo, dado la edad que este tiene, sería muy dudosa. Los movimientos propios de esta estrella $\mu_\alpha cos(\delta)$ =-5.19 mas $años^{-1}$, μ_δ =0.79 mas $años^{-1}$ no discrepan demasiado de los del cúmulo pero la diferencia de edades, como antes, hace difícil que estén relacionados.

5.2. Trumpler 24

En esta zona no sólo se ubica el cúmulo Trumpler 24 sino que existe la posibilidad de que haya, al menos, otros cinco potenciales cúmulos abiertos extendiéndose hacia el sur en dirección a NGC 6231. Este último, es un cúmulo muy joven considerado el corazón de Sco OB1. La Fig. 5.36 muestra un amplio campo de la zona donde el mismo estaría inmerso. La región estudiada en este trabajo mediante fotométrica CCD $UBVI$ está señalada con un rectángulo amarillo y cubre del orden de 1 grado cuadrado.

Trumpler 24 está ubicado en el cuarto cuadrante galáctico ligeramente por encima del plano galáctico en la constelación de Scorpio lindando al norte con la nebulosa IC 4628 y al sur con NGC 6231. Trumpler 24 es la parte más prominente de estrellas OB sin poseer un centro o un radio específico tal como determinó Seggewiss (1968) en el primer trabajo fotométrico extenso llevado a cabo en esta zona. Seggewiss (1968) dividió el campo en tres subgrupos. Posteriores trabajos (Heske & Wendker, 1984, 1985; Perry et al., 1991) no lograron un consenso sobre la existencia de Trumpler 24, ni los grupos adyacentes. En concordancia con Heske & Wendker (1984, 1985) se reportó recientemente la detección de un gran número de estrellas de baja masa con emisión H_α y en rayos X (Damiani, Francesco, 2018) y se discutió la posibilidad de estar en presencia de un escenario de formación estelar secuencial.

Gum 55 (Bok et al., 1955) está descripto en la literatura como un anillo elíptico de 4 a 5 grados de extensión, centrado en NGC 6231 con una emisión débil pero brillante hacia el norte

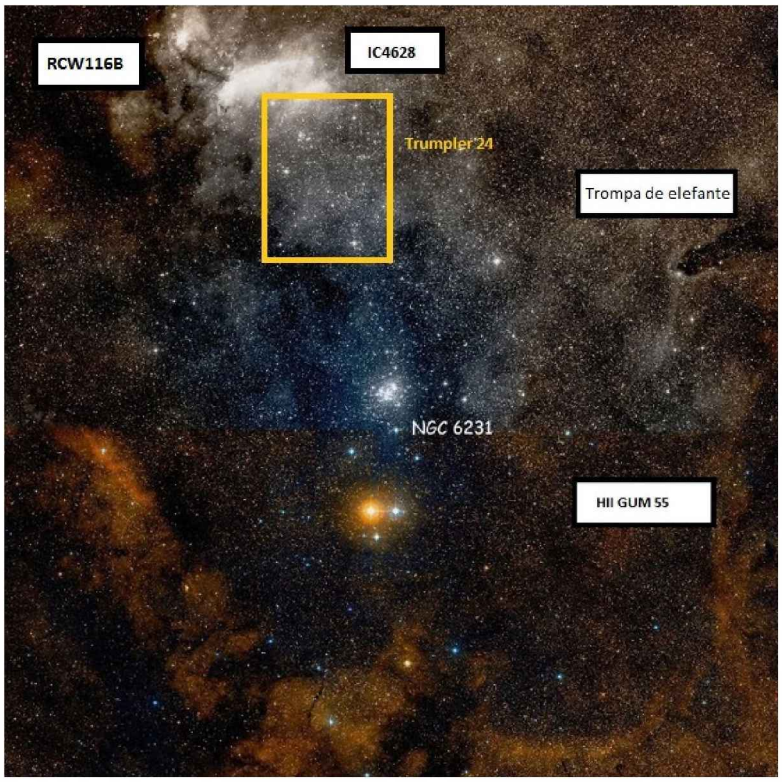


Figura 5.36: Imagen DSS de la zona de Sco OB1. En el recuadro puede apreciarse la posición de Trumpler 24. Además son etiquetados diversos objetos celestes inmersos en la zona.

en la nebulosa IC 4628. La región HII también es conocida como RCW 113 (Rodgers et al., 1960) o como G345.45 +1.50. La región HII que linda con IC 4628 es denominada RCW116B, es una de las veinte regiones de formación estelar más luminosas de la Galaxia y está ubicada a unos 2400 pc de distancia (Urquhart et al., 2014). Para aclarar, conviven dos regiones HII, que parecieran no estar a la misma distancia (RCW113 y RCW116B) dentro de una región HII de dimensiones mayores (GUM55).

La base SIMBAD indica que en esta zona habría siete potenciales cúmulos: Collinder 316, ESO331-11, ESO333-13, ESO332-8, BH202, BH205 y el propio Trumpler 24. En la Tabla 5.1 se muestran los cúmulos indicados en la bibliografía existente, algunos de los cuales, incluso, se solapan entre sí. El catálogo de Dias et al. (2002) nos muestra que tanto Collinder 316 como Trumpler 24 son posibles asociaciones estelares, y que tanto ESO 332-11 y ESO 332-13 son objetos que no se encuentran en inspección visual y por tanto son dudosos de ser verdaderos cúmulos.

El sub-cúmulo o cúmulo al que le han realizado más estudios es VdB-Hagen 202 (BH 202), también conocido como Ruprecht 122. Heske & Wendker (1984, 1985) estudiaron esa zona con fotometría sugiriendo que se trataba de estrellas pre-secuencia de masa intermedia y baja. Piers et al. (1992), realizaron fotometría y espectroscopía, encontrando que algunas de estas estrellas

podrían ser candidatas a estrellas de pre-secuencia pero que en su gran mayoría sólo eran una superposición estelar en la misma línea de la visual sin ninguna conexión física entre ellas.

Tabla 5.1: Cúmulos en la zona de Trumpler 24. (1)Webda, (2)Dias et al. (2002).

Nombre	alfa	delta	Dist.(pc)	Radio($''$)	$E_{(B-V)}$	log(t)	Ref.
Collinder 316	253.875	-40.836	-	100	0.20	-	1
ESO 332-13	254.100	-40.570	2910	4	0.56	6.82	2
BH202	253.788	-40.940	2120	5	0.76	8.70	1
BH202	253.795	-40.940	1130	-	0.41	7.60	2
ESO 332-11	254.025	-40.780	1841	3	0.54	7.10	2
BH205	254.3413	-40.601	2160	7	0.30	7.12	2
ESO 332-08	253.691	-40.7546	-	10			1
ESO 332-08	253.650	-40.715	965	-	0.29	8.17	2
Trumpler 24	254.250	-40.660	1138	60	0.41	6.91	1

Nuestra fotometría fue utilizada por Yalyalieva et al. (2020), trabajo en el que soy co-autora, para realizar un estudio detallado de la estructura en tres dimensiones de la zona, como así también su edad y cinemática, con el propósito de entender mejor los procesos de formación estelar. De ese trabajo hemos utilizado los índices R_V que encontramos para los tres grupos con más miembros, a saber el A, B y G, como así también sus centros o coordenadas centrales.

El algoritmo de descontaminación empleado en Yalyalieva et al. (2020) (DBSCAN de sus siglas en inglés Density-Based Spatial Clustering in Applications with Noise) puede encontrar multidensidades lo cual excede la capacidad de pyUPMASK. No obstante, podemos aplicar pyUPMASK a los subgrupos encontrados en aquel trabajo. Tal como se describe en Yalyalieva et al. (2020) para las estrellas en el grupo A la probabilidad de membresía es superior al 98 % y la de grupo B al 90 %. En esta tesis elegiremos precisamente esos cortes en membresía para uno y otro grupo. Además analizaremos el grupo G que cuenta con unos 41 miembros con membresía superior al 70 %. Los restantes grupos, a saber C, D, E y F presentan pocos miembros con probabilidad mayor al 50 %. Con pyUPMASK encontramos los mismos valores pero nos ha parecido innecesario para nuestro objetivo de encontrar trazadores de estructura espiral en el cuarto cuadrante, puesto que está bien claro que los grupos D y E comparten movimientos propios con el grupo A al igual que los grupos C y F con el grupo B. Tal como mencionamos en Yalyalieva et al. (2020):

"Cierta similitud en términos de edades, movimientos propios y distancias, nos permiten distinguir los grupos en dos familias bien separadas, como puede verse en la Fig. 5.37, panel derecho:

Familia I: Grupos B, C, F y G presentan un diagrama color-color típico de una población joven, y muestran la presencia de estrellas pre-secuencia en el diagrama color-magnitud. Ellos comparten las componentes de movimientos propios aproximados $\mu_\alpha^* = \mu_\alpha cos(\delta)$=-0.3 mas $años^{-1}$, μ_δ =-1.3 mas $años^{-1}$.

Familia II: Los grupos A, D y quizás E no sólo son significamente más viejos y están más lejos que la familia I sino que comparten movimientos propios del orden de μ_α^*=-1.7 mas $años^{-1}$, μ_δ=-3.7 mas $años^{-1}$".

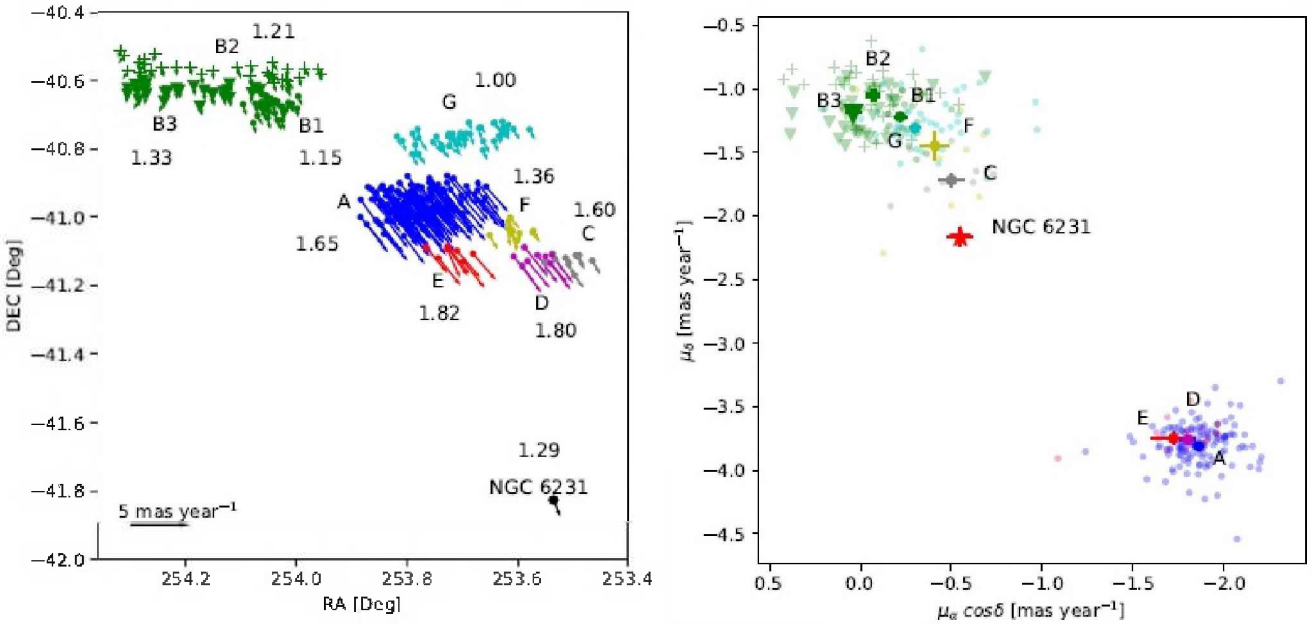


Figura 5.37: Figura 5 del trabajo de Yalyalieva et al. (2020):Panel izquierdo: velocidad tangencial de los grupos. El tamaño de la flecha es proporcional a la velocidad. Hemos agregado además la velocidad tangencial de NGC 6231 (Kuhn et al., 2019), para una mejor comparación. Panel derecho: diagrama de movimientos propios.

La Fig. 5.37 también muestra las componentes tangenciales de la velocidad que están en el panel izquierdo donde se indican ambos, la dirección y el tamaño del vector velocidad tangencial de cada estrella en cada grupo. La flecha sólida negra abajo a la izquierda indica la escala de velocidad tangencial. Esta clara separación nos lleva a sugerir que estamos en presencia de dos familias bien diferenciadas tanto en su cinemática -movimientos propios medios-, como en los valores de la velocidad tangencial de los grupos tal como se ve en la Tabla 5.2 (Tabla 5 del trabajo de Yalyalieva et al. (2020)).

En esta tesis y en vista de contar a la fecha con astrometría más precisa del catálogo Gaia EDR3, hemos utilizado la misma metodología descripta para los otros cúmulos, pero para los centros del grupo A, grupo B y grupo G, tal como son dados en la Tabla 5.2. Los tamaños de

Tabla 5.2: Parámetros físicos de los grupos con GAIA. Tabla 5 del trabajo de Yalyalieva et al. (2020).

Grupo	α deg	δ deg	Distancia pc	μ_α m/a	σ_{μ_α} m/a	μ_δ m/a	σ_{μ_δ} m/a	V_t kms^{-1}	σV_t kms^{-1}
A	253.781	-40.956	1631^{+23}_{-22}	-1.86	0.01	-3.81	001	33.46	0.81
B1	254.042	-40.677	1540^{+20}_{-19}	-0.22	0.03	-1.22	0.03	9.25	0.59
B2	254.141	-40.571	1610^{+23}_{-22}	-0.07	0.04	-1.05	0.03	8.11	0.29
B3	254.199	-40.635	1569^{+21}_{-21}	0.04	0.04	-1.19	0.03	8.95	0.5
C	253.510	-41.128	1521^{+20}_{-20}	-0.50	0.07	-1.72	0.05	13.08	0.55
D	253.571	-41.120	1729^{+27}_{-26}	-1.80	0.04	-3.76	0.03	34.07	0.8
E	253.722	-41.103	1663^{+50}_{-48}	-1.72	0.12	-3.75	0.05	32.54	1.06
F	253.606	-41.041	1592^{+23}_{-22}	-0.41	0,08	-1.45	0.11	11.42	0.88
G	253.701	-40.765	1533^{+20}_{-19}	-0.30	0.03	-1.31	0.02	9.82	0.49

campo elegidos fueron de 10 min de lado para los grupos A y G que son los más concentrados y 30 min de lado para el grupo B en su conjunto, no discriminando en subgrupos. Para este último obtuvimos mejores resultados evitando el uso del bloque GUMM en pyUPMASK que ajusta una función Gaussiana y con ese criterio limpia el campo de estrellas no miembros. Por ser la distribución mucho más extendida en este grupo terminaba rechazando estrellas de más.

5.2.1. Propiedades de cada grupo estudiado

Los grupos detectados previamente en el área y buscados utilizando SIMBAD muestran que algunos de ellos tienen, efectivamente, coordenadas compatibles. Así, VdB-Hagen 202 (BH 202), está muy cerca espacialmente del grupo A, mientras que el área en donde aparecen C1652-405, ESO332-13 y BH 205 es similar con la del grupo B (B1, B2 y B3). Por otro lado, ESO332-8 está ubicado no lejos del grupo G. Dos cúmulos probables listados en SIMBAD, ESO332-11 y C1652-407 no tienen contraparte obvia en este estudio quizás por ser detecciones espurias. Finalmente, los grupos C, D, E y F no tienen contraparte en SIMBAD (Yalyalieva et al., 2020).

De ahora en más llamaremos BH 202 al grupo A, ESO332-8 al grupo G y BH 205 al grupo B en su conjunto. En la Tabla. 5.4 se listan los resultados hallados en esta tesis.

BH 202

VdB-Hagen 202 (van den Bergh & Hagen, 1975), o simplemente BH 202, es descripto como un cúmulo pobre, posiblemente embebido y se corresponde con Trumpler 24 I descripto por Seggewiss (1968). Es el grupo más rico en estrellas detectado en el área. La inspección visual en el catálogo DSS, que puede apreciarse en la Fig. 5.38, muestra alguna sobredensidad cen-

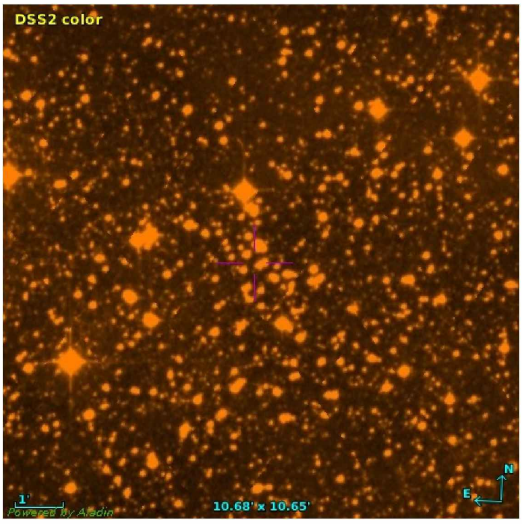


Figura 5.38: Imagen DSS del campo investigado para BH 202

tral, pero no muy marcada, posiblemente debido a la edad del cúmulo el cual no posee muchas estrellas azules.

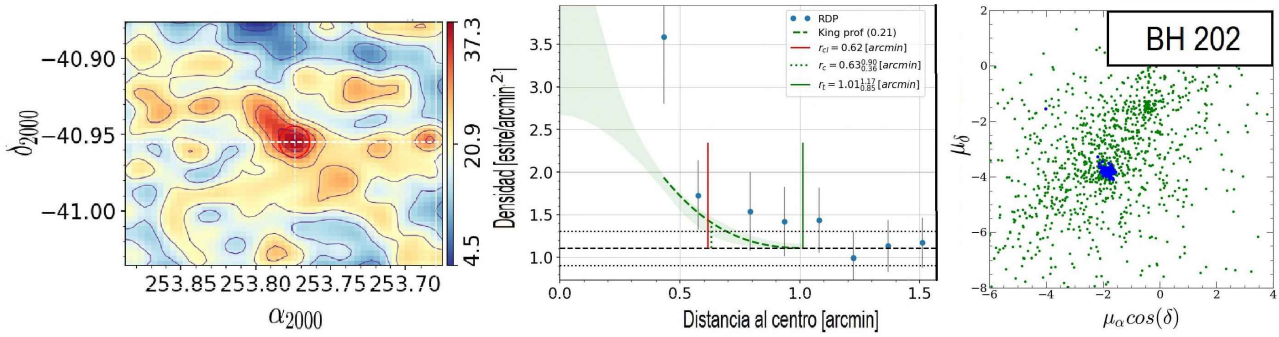


Figura 5.39: Idem Fig. 5.1 para BH 202.

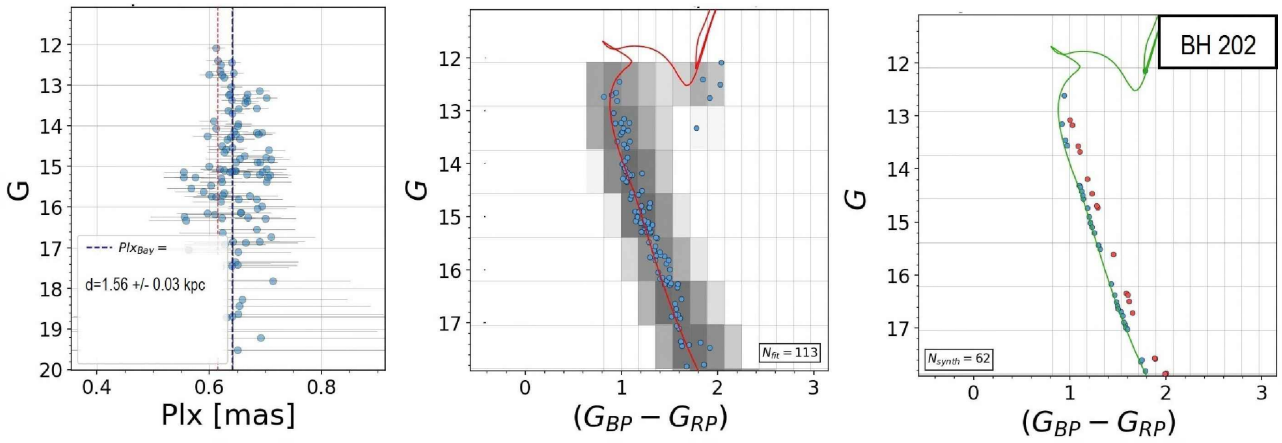


Figura 5.40: Idem Fig. 5.2 para BH 202.

La Fig. 5.39, a la izquierda, muestra muy claramente que existe una sobredensidad en la región correspondiente a BH 202. En el panel central se puede apreciar el PDR muy ruidoso, pero que ajusta un radio de apenas 0.62 arcmin. Debemos remarcar que el valor del radio del núcleo calculado es menor que el de radio asignado, lo cual no es coherente. Dado que estamos hablando de uno de los radios más pequeños de toda la muestra, este caso se presenta como indicio de que el código tiene problemas al ajustar radios tan pequeños, al igual que en Lynga 14. Como se verá más adelante este cúmulo resulta de edad intemedia a vieja y está atravezando una zona de formación estelar, por tanto, es de esperar que se este desmembrando y su núcleo como tal resulte difícil de definir para el código. En el panel de la derecha puede verse que el cúmulo, en este espacio de movimientos propios, se concentra en los valores $\mu_\alpha cos(\delta)$ =-1.86 ±0.12 mas $años^{-1}$ y μ_δ =-3.80±0.20 mas $años^{-1}$ separándose del resto del fondo del cielo. Estos valores están en concordancia con los hallados por Liu & Pang (2019) y Poggio et al. (2021a), con $\mu_\alpha cos(\delta)$ =-1.87±0.21 mas $años^{-1}$, μ_δ =-3.76±0.21 mas $años^{-1}$, y $\mu_\alpha cos(\delta)$ =-1.85±0.09 mas $años^{-1}$, μ_δ =-3.81±0.09 mas $años^{-1}$, respectivamente.

El ajuste de las paralajes de las estrellas encontradas dentro de la región de sobredensidad asociada al cúmulo mostrado en la Fig. 5.40 panel izquierdo, corresponde a unos 1558 ± 26 pc. Este resultado difiere en 200 pc de otros investigadores. De hecho, Poggio et al. (2021a) encuentran un valor de 1739^{+113}_{-100} pc lo que lo ubica más lejos que nuestros resultados para BH 202. En Yalyalieva et al. (2020) hemos calculado una distancia astrométrica de 1631^{+23}_{-22} pc, un valor intermedio entre ambos resultados.

En el panel central de la Fig. 5.40 puede apreciarse una secuencia principal muy robusta a lo largo de seis magnitudes. Asimismo hay también unas 4 estrellas dispuestas en la rama de las gigantes. Los parámetros hallados por ASteCA para BH 202 con una probabilidad de hasta el 98 % fueron: $E_{(B-V)}$= 0.53 ± 0.07, 1176^{+144}_{-128} pc, y log(edad)= 8.92 ± 0.11 dex equivalente a 831 millones de años, o sea, un objeto de edad intermedia a vieja. Por otro parte, el ajuste de isocronas previo en Yalyalieva et al. (2020) arrojaba una edad de 500 millones de años, mientras ambas distancias astrométrica y fotométrica convergían en una distancia heliocéntrica de 1631^{+23}_{-22} pc. Queda en evidencia que el ajuste en la distancia fotométrica y de paralaje difiere en casi 400 pc para este cúmulo, lo que denota la prudencia con la que debemos trabajar con los catálogos, puesto que el ajuste de isócronas dependientes de modelos o como es el caso de ASteCA con poblaciones sintéticas derivadas de los modelos, involucra muchas más variables que la simple inversión de la paralaje media, lo que nos lleva a asumir que la distancia astrométrica da mejores resultados en general.

Además, este grupo no ha sido detectado por Damiani, Francesco (2018), posiblemente porque no contiene estrellas jóvenes M. Por otro lado, cerca de su posición Kuhn et al. (2019)

encontraron dos grupos ricos (3 y 5 acorde a su numeración) de estrellas jóvenes desplazadas ligeramente al norte de BH 202. En cualquier caso, la edad y la velocidad tangencial de BH 202 favorecen la suposición de que esté atravesando la zona, y no tenga un origen común con los otros cúmulos presentes (Yalyalieva et al., 2020).

BH 205

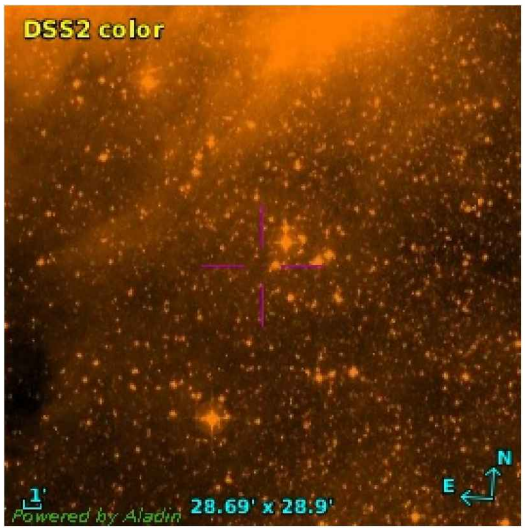


Figura 5.41: Imagen DSS del campo investigado para BH 205

Este grupo está situado en el borde sur de la región HII G345+1.50, y aparece bastante disperso, tal como puede apreciarse en la Fig. 5.41. El código DBSCAN utilizado en Yalyalieva et al. (2020) detecta tres picos de densidad, que están indicados como grupo B1, B2 y B3 los cuales cubren el área que corresponde a BH 205. Seggewiss (1968) llamó a este grupo Trumpler 24 III. Está separado por una brecha del resto de los grupos. Estos tres grupos comparten la misma edad y cinemática, así que agruparlos en un sólo cúmulo disperso con subgrupos dentro parece razonable. La literatura (Heske & Wendker, 1984; Seggewiss, 1968) muestra que las estimaciones en distancias para Trumpler 24 van desde 1600 a 2200 pc. Nuestro estudio favorece la distancia más corta, tanto mediante el cálculo de la distancia fotométrica como por medio de las paralajes, como detallaremos a continuación. Este grupo es evidente en los trabajos de Kuhn et al. (2019) y Damiani, Francesco (2018).

Comenzaremos nuestro análisis con la Fig. 5.42. Podemos apreciar a la izquierda, no una sino numerosas concentraciones que son picos de densidad en nuestro análisis. Al contrario de Ruprech 102, en este caso las sobredensidades son muy apiñadas y nos resultó imposible caracterizarlas por separado. No obstante, las poblaciones están asociadas en edad y distancia. Si bien el código logra ajustar un pico central no es esperable una buena determinación de la

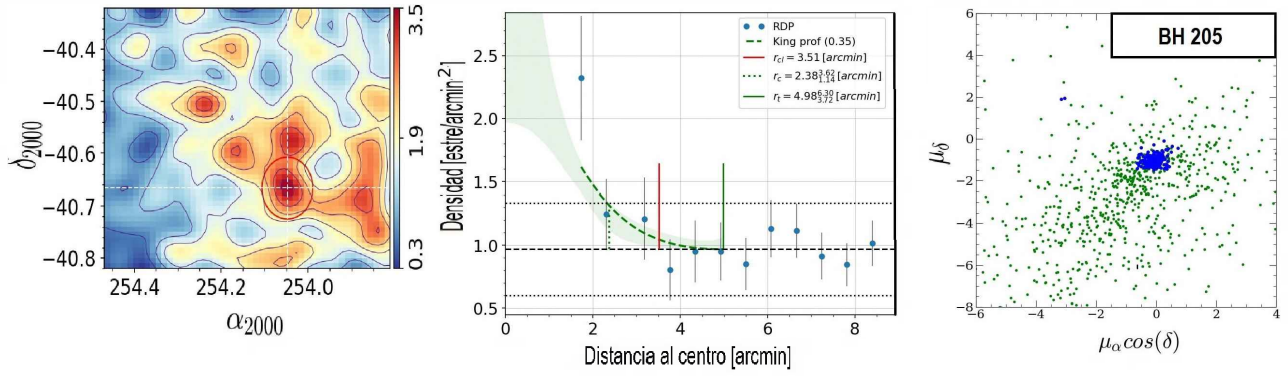


Figura 5.42: Idem Fig. 5.1 para BH 205.

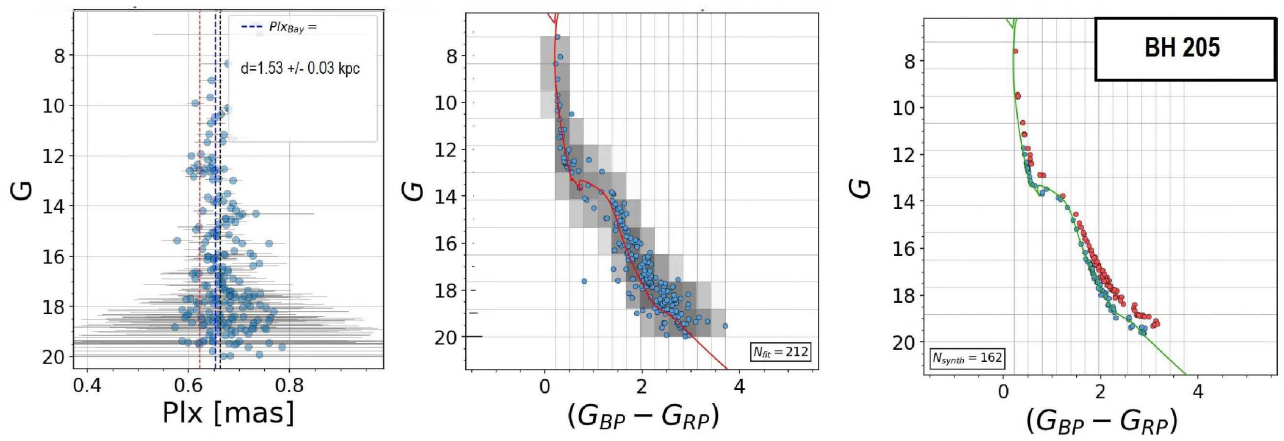


Figura 5.43: Idem Fig. 5.2 para BH 205.

PDR, y mucho menos de su radio que se calcula en 3.51 arcmin para el pico central. De todas maneras, pedimos al código que no utilizara ese radio en todo el proceso, por lo cuál tampoco lo agregamos en la Tabla 5.3. En el panel derecho puede apreciarse una fuerte concentración en espacio de movimientos propios, los valores centrales son $\mu_\alpha cos(\delta)$ =-0.08 ±0.23 mas $años^{-1}$ y μ_δ =-1.03±0.22 mas $años^{-1}$. Estos valores están en concordancia con los hallados por Liu & Pang (2019) y Poggio et al. (2021a), con $\mu_\alpha cos(\delta)$ =-0.10±0.29 mas $años^{-1}$, μ_δ =-1.04±0.22 mas $años^{-1}$, y $cos(\delta)$ =-0.13±0.17 mas $años^{-1}$, μ_δ =-1.13±0.18 mas $años^{-1}$, respectivamente.

Por otra parte la Fig. 5.43 a la izquierda nos determina una distancia astrométrica de 1531±26 pc. En nuestra investigación en Yalyalieva et al. (2020), para los grupos B determinamos distancias de 1540 pc a 1569 pc con un error característico de 20 pc, valores en concordancia dentro de los errores calculados en esta tesis. Para los cátalogos actuales, la denominación utilizada para estas coordenadas es BH 205 y hallan distancias del orden de 1666^{+67}_{-61} pc (Liu & Pang, 2019) y 1718^{+110}_{-98} pc (Poggio et al., 2021a), nuevamente acordes a las nuestras dentro de los márgenes de error. Es interesante notar que en el tipo de producción en serie de estos catálogos, no afloran complejidades estructurales como la de Trumpler 24.

Siguiendo con la parte central de la Fig. 5.43, puede apreciarse una secuencia principal bien definida, que se extiende por 12 magnitudes. Una característica particular e inusual de este objeto es una marcada ausencia de población estelar en magnitud 14 en el visual, filtro G. Antes de la era Gaia pensábamos que quizás las estrellas brillantes estaban disociadas de las inferiores, pero luego al poder medir la paralaje con Gaia, podemos dar muestras de que las dos poblaciones comparten distancias y movimientos propios similares. Así pues, no podemos dar un explicación a esa característica. El/los cúmulo/s poseen la forma esperable de objetos estelares jóvenes, de hecho el ajuste en edad arroja un valor de log(edad)= 6.68 ± 0.15 dex , correspondiente a unos 5 millones de años, evidenciando la juventud del mismo. Otros autores como Liu & Pang (2019) y Dias et al. (2021) llegan a valores similares, puesto que obtienen log(edad)= 6.80 ± 0.03 dex y log(edad)= 6.68 ± 0.09 dex, respectivamente. Por otra parte el código ASteCa encuentra un valor de enrojecimiento de $E_{(B-V)}$= 0.54 ± 0.03, y una distancia fotométrica de 1645^{+189}_{-170} pc, acorde con las demás distancias mencionadas. Puesto que quizás haya más de un grupo, un margen amplio de error en distancia es entendible.

Otra característica remarcable del diagrama HR para este/os cúmulos es la presencia de posibles estrellas pre-secuencias, así como lo evidencia Damiani, Francesco (2018). El estudio de estos objetos no atañe al objetivo de la tesis por lo que no será desarrollado. No obstante aclaramos que los avances en ese sentido pueden leerse en Yalyalieva et al. (2020).

ESO332-8

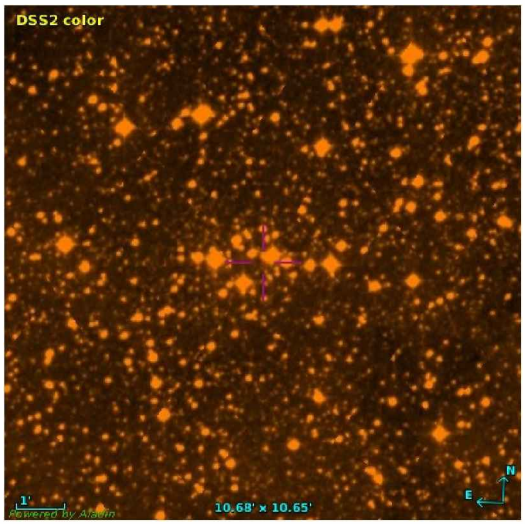


Figura 5.44: Imagen DSS del campo investigado para ESO332-8

El mismo corresponde al grupo Trumpler 24 II de Seggewiss (1968). En la Fig. 5.44 puede

apreciarse como una cruz apaisada en la parte central. Empezando con su análisis de densidad se puede observar en la Fig. 5.45 a la izquierda, una destacable concentración central. Luego moviéndonos hacia el centro podemos ver el PDR, el cual nos da un radio de 0.83 arcmin para el cúmulo. Como es evidente, el radio apenas se ajusta con un punto, eso sugiere que los valores de este radio no son confiables, posiblemente debido a la poca y menos probable cantidad de miembros. Si bien las estrellas detectadas para este cúmulo no superan las 44 estrellas, la gran mayoría de ellas comparten valores de movimientos propios, y se concentran en el diagrama de la derecha en color azul. La media de los valores propios dió: $\mu_\alpha cos(\delta)$ =-0.36±0.15 mas $años^{-1}$, μ_δ =-1.23±0.32 mas $años^{-1}$, levemente diferenciada del mismísimo BH 205. El trabajo de Dias et al. (2021), es el único de los cátalogos que comparamos que describe a este cúmulo, y también da valores para uno cercano que figura en Simbad y es denominado ESO332-13. Los valores que ellos encuentran para los movimientos propios son $\mu_\alpha cos(\delta)$ =-0.27±0.31 mas $años^{-1}$, μ_δ =-1.35±0.31 mas $años^{-1}$ y $\mu_\alpha cos(\delta)$ =-0.08±0.23 mas $años^{-1}$, μ_δ =-1.12±0.24 mas $años^{-1}$, respectivamente (Pueden leerse en la Tabla 5.9). Guiándonos por estos valores parecería que ESO332-13 comparte características con Trumpler 24.

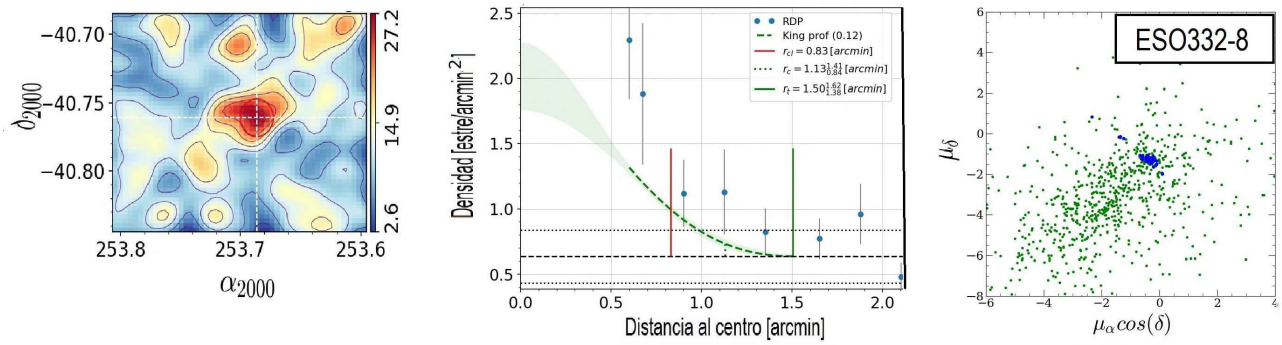


Figura 5.45: Idem Fig. 5.1 para ESO332-8.

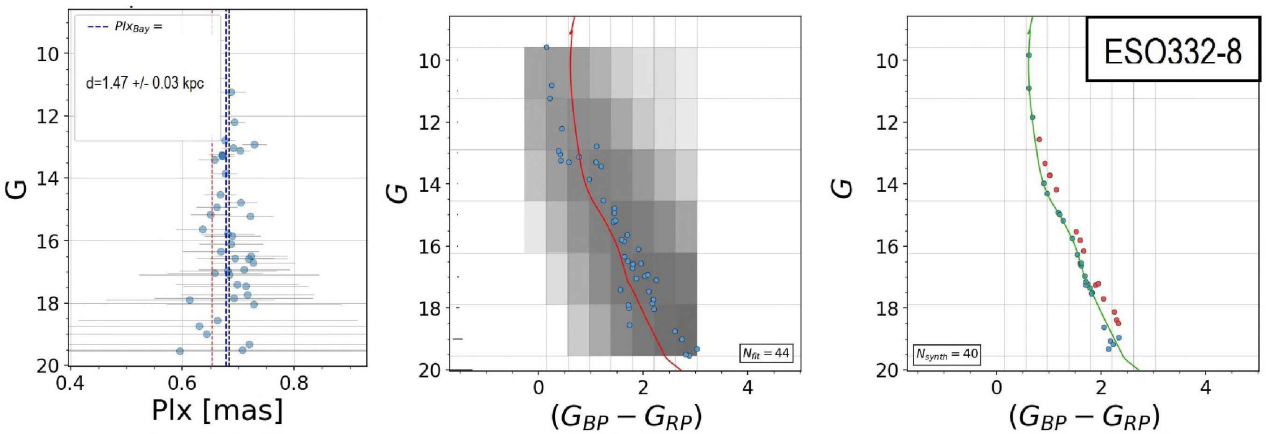


Figura 5.46: Idem Fig. 5.2 para ESO332-8.

Siguiendo con la descripción de ESO332-8, podemos observar en la Fig. 5.46, lado izquierdo,

que la determinación de la distancia en paralajes es de 1474±34 pc, ubicándolo por delante de Trumpler 24, desde nuestra perspectiva. En el trabajo de Dias et al. (2021) se lo ubica a 1890^{+1149}_{-519} pc, dando cuenta de un gran error asociado a su medición. En la parte central de la misma figura vemos una secuencia principal con signos de dispersión, mayormente en la parte superior del diagrama. La edad que arroja el código es de log(edad)= 7.51 ± 0.90 dex, correspondientes a unos 32 millones de años, levemente más evolucionado que BH 205. Los valores asociados han sido: un enrojecimiento de $E_{(B-V)}$= 0.85 ± 0.49, y una distancia fotométrica de 1505^{+1371}_{-718} pc, coherente con los grandes errores asociados a la secuencia principal dispersa que presenta.

Según lo que pudimos desentrañar cuando participé en Yalyalieva et al. (2020), este grupo es joven (log(edad)=6.70 dex). A una conclusión similar llega Dias et al. (2021) con log(edad)=6.91±0.09 dex. Con la metodología utilizada en esta tesis, el cúmulo da joven pero los errores asociados a la edad son grandes. Posiblemente debido a que, a diferencia de los otros cúmulos analizados este se encuentra más esparcido y sus bordes no son claros. Recordemos también que la probabilidad de membresía de sus miembros es inferior al resto. Es interesante notar como todas estas incertidumbres se manifiestan en el código, puesto que da cuenta de que es sensible y por ende más confiable.

5.2.2. Resumiendo Trumpler 24

Re-confirmamos, al igual que en Yalyalieva et al. (2020), que el cúmulo BH 202, que en el pasado fue considerado un cúmulo dudoso, es un objeto físico real. Este podría ser un cúmulo abierto de edad intermedia, no esperado para el entorno, el cual parece estar moviéndose a través de la asociación. Los grupos estudiables como conjunto, son los que hemos denominado BH 205, los cuales comparten características similares, y para nuestro fin de buscar trazadores jóvenes de la estructura galáctica es más que suficiente pensarlos de ese modo. En particular ESO332-8 es menos joven en comparación que BH 205 rondando los 10 Myr. Hacemos notar que el estudio del cúmulo más masivo de la región que es NGC 6231 ha mostrado ya esta diferencia entre las edades de las poblaciones estelares presentes en la zona. Puede leerse en el trabajo de Baume et al. (1999): "La región de pre secuencia principal (Pre Main Sequence - PMS), encontrada en NGC 6231 sugiere una edad alrededor de 10 Myr, incompatible con la edad derivada de miembros brillantes (masivos). Es decir, las estrellas menos masivas se formaron en una escala de tiempo de 10 Myr mientras que la mayoría de las estrellas masivas se han formado en los últimos 3 a 5 Myr, lo que está en contra de un proceso coetáneo".

Puesto que con los datos actuales sabemos que las distancias entre BH 205 y ESO332-8, como así sus movimientos propios no son iguales pero comparables, creemos que es un sitio

propicio para seguir indagando sobre los interrogantes aún existentes de la formación estelar. Pero para nuestro objetivo específico serán considerados tanto BH 205 como ESO332-8 objetos jóvenes que delinean el patrón espiral.

Agregamos además que en la zona de BH 205 hay tres estrellas a las que Schild et al. (1969) hicieron estudios espectroscópicos, ellas son la HD152591, HD 152623, HD152559, con distancias de 1570 pc, 1152 pc y 2535 pc, respectivamente. La primera no se sabe si es de clase de luminosidad IV ó II, y las otras dos no tienen ninguna clase de luminosidad conocida.

5.3. Análisis de los parámetros de los cúmulos en su conjunto.

Nuestra muestra de cúmulos re–examinados o encontrados asciende a 15 en total, de los cuales dos fueron reconocidos en el campo de Ruprecht 102 y se analizaron tres subgrupos encontrados en la región de Trumpler 24. Además, el subgrupo BH 205 podría contener más subgrupos pero los mismos no muestran considerables diferencias con los analizados según Yalyalieva et al. (2020).

Como hemos estado desarrollando, los datos *Gaia*, movimientos propios, paralajes y fotometría, en combinación con nuestra fotometría UBVI, a través de la cual pudimos hacer una estimación previa de la ley de extinción en cada campo, nos permite afirmar que con excepción de la zona de Lynga 13, hemos podido confirmar la naturaleza física de cúmulos abiertos y determinar sus correspondientes parámetros. Detalles de esos valores pueden verse en la Tabla 5.4.

Debido a que la cantidad de información es grande hemos dividido esta sección en cuatro subtemas, a saber: el estudio de la estabilidad de las soluciones, la comparación entre las distancias fotométricas y de paralaje obtenida para nuestra muestra, la comparación con otros catálogos y por último el análisis de la binariedad, metalicidad y masa.

En la Tabla 5.3 hemos resumido los centros y los radios de los 15 cúmulos estudiados. Lynga 13 no tiene el radio expresado porque consideramos que no es un cúmulo real, mientras que BH 205 más bien es un conjunto de subgrupos por lo que el valor de un solo radio tampoco es pertinente.

El algoritmo de ajuste para los radios da muestra de haber fallado para los cúmulos: Lynga 14, Ruprecht 166, BH 202 y ESO332-8, ya que el radio del cúmulo da igual o más chico que el

radio del núcleo. Excepto BH 202 los demás cúmulos resultan los más pobres en cantidad de estrellas, junto con NGC 6322 al que hubo que ajustarle el radio de forma manual. En especial para el caso de ESO332-8 la probablidad de membresía no supera el 70 %. Pensamos que el código falla también cuando el radio del cúmulo resulta muy pequeño como es el caso de BH 202.

Tabla 5.3: Coordenadas centrales y radios encontrados para los cúmulos estudiados.

Cúmulo	α_{J2000} [°]	δ_{J2000} [°]	r'_{cl} [arcmin]	r'_c [arcmin]	r_t [arcmin]
Bochum 14	270.50213	-23.69607	1.65	$1.34^{+0,48}_{-0,44}$	$2.75^{+0,38}_{-0,37}$
NGC 6242	253.86842	-39.47013	4.40	$3.61^{+1,2}_{-1,08}$	$7.21^{+1,0}_{-0,98}$
NGC 6322*	259.61330	-42.93630	1.98	$1.33^{+0,60}_{-0,59}$	$2.68^{+0,72}_{-0,65}$
Lynga 13	252.23910	-43.42387	-	-	-
NGC 6249	254.46000	-44.8220	1.98	$0.85^{+0,76}_{-0,62}$	$2.72^{+0,87}_{-0,90}$
Lynga 14	253.76753	-45.23919	0.57	$0.65^{+0,21}_{-0,22}$	$0.99^{+0,12}_{-0,12}$
NGC 6192	250.08825	-43.35142	6.08	$4.74^{+1,92}_{-1,68}$	$9.78^{+1,55}_{-1,37}$
Trumpler 22	217.77902	-61.14150	3.08	$2.68^{+1,06}_{-1,07}$	$4.73^{+0,90}_{-0,90}$
NGC 5381	210.19886	-59.58244	6.03	$4.27^{+2,00}_{-1,85}$	$9.38^{+1,72}_{-1,62}$
Ruprecht 166	201.41504	-63.46289	1.31	$1.31^{+0,51}_{-0,48}$	$2.22^{+2,51}_{-1,94}$
Ruprecht 102	183.41253	-62.71692	1.45	$1.36^{+0,57}_{-0,57}$	$2.35^{+0,37}_{-0,37}$
Ruprecht 102B	183.25992	-62.70711	4.21	$1.93^{+0,51}_{-0,51}$	$6.02^{+0,66}_{-0,66}$
BH 202	253.77413	-40.95482	0.62	$0.63^{+0,27}_{-0,27}$	$1.01^{+0,16}_{-0,16}$
BH 205	254.04725	-40.66627	-	-	-
ESO332-8	253.68618	-40.76109	0.83	$1.13^{+0,29}_{-0,28}$	$1.50^{+0,12}_{-0,12}$

(∗) El radio fue ajustado manualmente.

5.3.1. Estabilidad de las soluciones

En esta sección describiremos la estabilidad de las soluciones, definida como el estudio de los cambios de los parámetros de los cúmulos cuando se utilizan diferentes criterios de corte en la probabilidad de membresía. Para los cúmulos: NGC 6242, NGC 6192, Trumpler 22 y NGC 5381 los parámetros han variado de manera muy suave asegurando una gran estabilidad en las soluciones encontradas, los mismos poseen más de 160 miembros, tal como puede leerse en la Tabla 5.8. En cambio, para Lynga 14 y Bochum 14, la estabilidad es buena, pero debemos remarcar que los errores en la determinación de distancias fotométricas son grandes. Es muy probable que las grandes amplitudes de los errores en distancia a Bochum 14 y Lynga 14, sean debidas al enrojecimiento diferencial presente en estas regiones. Por último, NGC 6322, NGC 6249 y Ruprecht 102A, muestran las mayores variaciones para distintos cortes en porcentaje de membresía, creemos que esto puede ser debido a que cuentan con pocos miembros, y así pequeños cambios en la cantidad de los mismos provoca grandes diferencias en el ajuste. El

Tabla 5.4: Parámetros de los cúmulos analizados en este trabajo.

Designación	$E_{(B-V)}$	$Dist_{Fot}[pc]$	log(edad)	$Dist_{plx}[pc]$	$\mu_\alpha cos(\delta)$	μ_δ
Bochum 14						
90	1.71± 0.37	2116^{+1533}_{-889}	6.64±0.93	2579±70	0.23±0.23	-1.14±0.20
95	1.79± 0.20	2132^{+1268}_{-796}	6.57±0.69	2576±72	0.26±0.20	-1.16±0.18
98	1.76± 0.09	2237^{+928}_{-656}	6.58±0.35	2608±81	0.28±0.16	-1.16±0.14
NGC 6242						
90	0.44±0.02	1119^{+36}_{-34}	8.13±0.13	1191±13	1.06±0.41	-0.89±0.32
95	0.42±0.03	1149^{+39}_{-38}	8.29±0.09	1197±06	1.11±0.27	-0.86±0.27
98	0.47±0.04	1292^{+77}_{-73}	8.17±0.20	1198±06	1.12±0.20	-0.85±0.20
NGC 6322						
80	0.89±0.12	973^{+280}_{-197}	7.30±0.37	1188±27	0.17±0.34	-2.24±0.46
85	0.87±0.17	1400^{+851}_{-529}	7.35±0.63	1184±34	0.06±0.20	-2.29±0.18
Lynga 13						
-	-	-	-	-	-	-
NGC 6249						
80	0.59±0.05	1320^{+321}_{-259}	7.77±0.43	1114±20	1.63±0.48	-3.36±0.39
85	0.61±0.24	1822^{+1217}_{-730}	7.17±0.87	1106±30	1.77±0.35	-3.37±0.18
90	0.53±0.26	1462^{+740}_{-492}	7.92±0.86	1004±29	1.74±0.33	-3.33±0.30
Lynga 14						
90	1.60±0.23	1706^{+1085}_{-664}	7.07±0.84	2390±90	-0.41±0.11	-1.98±0.11
95	1.57±0.22	1802^{+1250}_{-738}	7.12±0.88	2378±93	-0.41±0.11	-2.02±0.14
98	1.57±0.27	1835^{+1511}_{-829}	7.40±1.07	2379±105	-0.42±0.10	-2.03±0.15
NGC 6192						
90	0.64±0.02	1344^{+29}_{-29}	8.74±0.03	1539±09	1.57±0.42	-0.19±0.27
95	0.75±0.02	1458^{+55}_{-54}	8.42±0.10	1525±12	1.63±0.29	-0.19±0.25
98	0.70±0.02	1442^{+41}_{-40}	8.50±0.06	1526±12	1.64±0.22	-0.19±0.19
Trumpler 22						
90	0.65±0.05	2101^{+139}_{-130}	8.26±0.18	2128±28	-5.12±0.16	-2.69±0.12
95	0.67±0.06	2096^{+225}_{-203}	8.18±0.25	2144±25	-5.13±0.12	-2.69±0.12
98	0.69±0.07	2169^{+255}_{-228}	8.00±0.30	2143±26	-5.13±0.11	-2.69±0.09
NGC 5381						
90	0.40±0.04	1743^{+89}_{-85}	8.91±0.06	2234±20	-6.31±0.57	-2.77±0.39
95	0.47±0.04	1814^{+87}_{-83}	8.81±0.06	2230±26	-6.15±0.32	-2.85±0.28
98	0.46±0.03	1938^{+121}_{-72}	8.85±0.03	2214±12	-6.11±0.24	-2.90±0.18
Ruprecht 166						
80	0.97±0.26	4387^{+1638}_{-1186}	8.19±0.63	4373±174	-7.05±0.41	-1.08±0.23
Ruprecht 102A						
90	0.58±0.32	3206^{+1812}_{-1158}	8.03±1.12	2649±87	-4.10±0.15	0.30±0.07
95	0.40±0.29	2521^{+1300}_{-858}	8.69±0.93	2521±85	-4.12±0.16	0.29±0.08
98	0.51±0.20	2759^{+937}_{-700}	8.57±0.56	2655 ± 90	-4.14±0.14	0.31±0.14
Ruprecht 102B						
85	0.96±0.09	2431^{+381}_{-330}	9.54±0.17	4075±99	-6.29±0.45	0.59±0.27
90	0.96±0.05	2585^{+277}_{-250}	9.55±0.12	4126±112	-6.29±0.40	0.58±0.25
95	1.20±0.22	3696^{+1059}_{-826}	9.04±0.46	4183±147	-6.22±0.32	0.61±0.17

Tabla 5.5: Parámetros de los cúmulos analizados en este trabajo para la zona de Trumpler 24.

Designación	$E_{(B-V)}$	$Dist_{Fot}[pc]$	log(edad)	$Dist_{plx}[pc]$	$\mu_\alpha cos(\delta)$	μ_δ
BH 202	0.53±0.07	1176^{+144}_{-128}	8.92±0.11	1558±26	-1.86±0.12	-3.80±0.20
BH 205	0.54±0.03	1645^{+189}_{-170}	6.68±0.15	1531±24	-0.08±0.23	-1.03±0.22
ESO332-8	0.85±0.49	1505^{+1371}_{-718}	7.51±0.90	1474±34	-0.36±0.15	-1.23±0.32

mismo efecto podrían haber obtenido otros autores si hubieran considerado cortes de membresía similares a los nuestros. Sin embargo, Ruprecht 102B presenta discrepancias en las distancias fotométricas y el enrojecimiento, aun con más de 100 miembros, quizás la causa sea que a pesar de nuestros recaudos todavía pueda estar demasiado cerca de Ruprecht 102A y manifestar alguna contaminación.

En vista de estas diferencias y las técnicas utilizadas, aconsejamos utilizar las distancias astrométricas, que como vemos son mucho más estables, su variación se mantiene en el orden de las pocas decenas de parsecs.

Para los movimientos propios solo en un caso (NGC 6249) llegan a una variación de 0.11 mas $años^{-1}$ entre la probabilidad 80 % y 90 %, los restantes casos presentan algunas discrepancias menores y dentro de los errores asociados.

Para los excesos $E_{(B-V)}$ se detectan algunas variaciones importantes en Ruprecht 102B de 0.24 mag, en Ruprecht 102 de 0.18 mag y en NGC 6192 de alrededor de 0.11 mag. Salvando estas excepciones las otras diferencias son pequeñas, menores a 0.08 mag.

Por último con respecto a la estabilidad en los resultados de la edad, notamos que algunos apartamientos son importantes como el de NGC 6249 entre 85 % y 90 %, de 0.75 dex de diferencia, pero en la mayoría de los casos, la indeterminación en edad es más grande que las diferencias entre los valores centrales para los distintos porcentajes. Aclaramos que no se pueden comparar los errores en escala logarítmica sino deben ser en valores absolutos, porque a mayor edad más significativo resulta el error en escala logarítmica. Para la Astronomía el problema de la determinación de edades es complejo, y claramente es dependiente de los modelos utilizados. Recordamos al lector, que ASteCA no ajusta isócronas como otros códigos sino que compara con poblaciones sintéticas, lo que podría justificar por qué los errores en edad resultán más grandes que con otros métodos. No obstante, ese rasgo no necesariamente implica un mal ajuste, sino por el contrario pone en evidencia las posibles ambigüedades que pueden presentarse en la determinación de los parámetros, en especial en la edad. Para nuestro objetivo en esta tesis doctoral, es suficiente con que el código pueda distinguir si estamos en presencia de un cúmulo joven o más tardío.

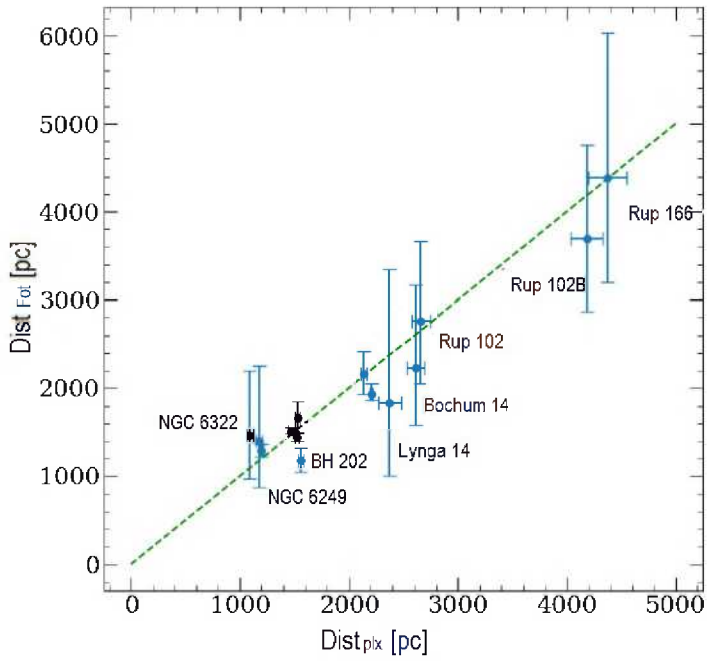


Figura 5.47: Comparación de nuestras distancias obtenidas de forma astrométrica y fotométrica.

5.3.2. Comparación entre distancias fotométricas y de paralaje en nuestra muestra

La Fig. 5.47 muestra la relación entre las distancias halladas mediante fotometría para cada cúmulo analizado y las distancias derivadas mediante el método Bayesiano para las paralajes, con sus respectivos errores, utilizando los valores más altos de membresía, los cuales varían dependiendo del cúmulo en cuestión. Vemos en general similitudes pero existen excepciones como la de BH 202, la de Bochum 14, Lynga 14 y Ruprecht 102B. Si bien son cuatro cúmulos que comparten alto enrojecimiento, Ruprecht 166 también tiene un enrojecimiento elevado y sus estimaciones de distancia coinciden. En la descripción de cada uno de estos cúmulos hemos resaltado este hecho pero no hemos encontrado una raíz común.

Recordemos por un momento como hemos obtenido estas dos estimaciones en distancia. La de orden fotométrico se basa en la comparación de cada cúmulo con cúmulos sintéticos. Una vez obtenido ese cúmulo sintético sus parámetros son conocidos incluída la distancia a la que estaría. Los cúmulos sintéticos varían en metalicidad, binariedad, enrojecimiento y masa, además de variar su distancia, por supuesto, según rangos que se indicaron previamente. Por otro lado, la distancia astrométrica utiliza las paralajes de las estrellas con probabilidad de

membresía mayor a la determinada y calcula la distancia promedio con el método Bayesiano. En consecuencia, la estimación del error en la distancia producida de forma fotométrica involucra muchos más factores que devienen en errores asociados más importantes, lo cual se evidencia en la Fig. 5.47.

5.3.3. Comparación con distancias fotométricas, astrométricas y edades provenientes de los catálogos de la era Gaia.

Con el fin de poder ordenar la cantidad de resultados que tenemos de otros autores, hemos construido la Tabla 5.6. De esta manera será más práctico para el lector si quisiera comparar algún valor.

En los últimos años, a raíz de la extraordinaria cantidad de datos publicados provenientes de *Gaia*, el número de trabajos producidos para determinar o mejorar los parámetros de cúmulos abiertos ha sido abundante. No obstante, por la forma de procesar los datos, existen cuatro catálogos con los que debemos comparar nuestros resultados. A continuación optamos por describir la metodología utilizada por cada uno, a fin de que el lector comprenda sus diferencias y similitudes. Además podrá advertir los errores asociados a estos datos y lo complejo que es abarcar todos los ángulos de la determinación de los parámetros de los cúmulos.

Liu & Pang (2019): usan un algoritmo para ajustar isócronas de manera automática al CMD para 2443 candidatos a cúmulos considerando estrellas hasta G $\leq$ 17 mag del *Gaia* DR2, que se proyectan hasta un máximo de 5kpc de distancia. No obstante, mencionan que debido a las incertezas propias de las estrellas con magnitud G=17, realizaron el ajuste con las estrellas de magnitud G estrictamente menores a 17 mag. Al código usado para encontrar los miembros lo denominaron SHiP, está basado en el criterio amigos de amigos (FoF: Friend of Friends), para cinco dimensiones: movimientos propios, coordenadas y paralajes. De todas maneras especifican que optaron por asignarle un peso de solo 0.5 a las paralajes puesto que son las que presentan mayor error asociado. SHiP es capaz de identificar cúmulos de estrellas de una gran cantidad de datos sin ningún requerimiento previo. Ellos consideraron como cúmulos los que contaban con más de 50 miembros. Calcularon metalicidades con el siguiente criterio: el log (Z/$Z_{\odot}$) podía varíar de -2.0 a 0.5 con paso 0.25. La salida de sus ajustes incluyen edad, metalicidad, módulo de distancia y extinción, aunque en la tabla que comparten no dejan registro de los dos últimos parámetros. La distancia optan por describirla solo mediante el cálculo con paralajes. Además dan valores de radio, calculándolo como el máximo apartamiento de las estrellas miembros al centro. Los centros son calculados simplemente como la posición promedio de los miembros. No tienen en cuenta la binariedad en las isócronas con la cual hacen sus ajustes. Dividen sus

cúmulos resultantes en tres clases o categorías, según el apartamiento de los datos al ajuste. El código no asigna probabilidad de membresía, pero los autores mencionan que pequeños cambios en la cantidad de miembros podría modificar el ajuste en más de 400 millones de años y las metalicidades en -0.75 [Fe/H]. Ningún tratamiento de corrección en la astrometría es mencionado en su trabajo. Los cúmulos que compartimos con este catálogo son nueve, a saber: NGC 6242, NGC 6192, Trumpler 22, NGC 5381, Ruprecht 166, Ruprecht 102A, BH 202, BH 205 y Ruprecht 102B. Indicamos que ninguno de los Ruprechts, ni BH 205 aparecían con esa denominación. Los incluimos porque además de coordenadas similares detectamos poca diferencia en movimientos propios y distancias, con nuestros propios resultados. Debemos, no obstante, ser cautos a la hora de compararlos. Este proceder fue aplicado para Bochum 14, Lynga 13 y Lynga 14, pero no detectamos ninguna similitud.

Cantat-Gaudin et al. (2020): estiman las distancias, edad y enrojecimiento interestelar para 1867 cúmulos usando una red neuronal artificial aplicada a las magnitudes G, G_{BP} y G_{RP} de estrellas más brillantes que G= 18 mag con datos de *Gaia* DR2, hasta una distancia de unos 4 kpc. Los miembros de los cúmulos fueron seleccionados con el código UPMASK (Krone & Leykin, 2014) y obtando por una probabilidad mayor a 70 %. El trabajo se focaliza en la obtención de distancias astrométricas, las cuales considera como las piezas más importantes para el objetivo de su estudio; la estructura galáctica. El catálogo final no brinda estimaciones en los errores para los parámetros de edad, enrojecimiento o módulo de distancia. No obstante, acotan sus incertezas en la determinación de la A_V en 0.1 a 0.2 mag y los errores en los módulos de distancia entre un 5 % y un 10 % de su valor. Para la edad, ellos alegan que los errores se encuentran acotados por 0.25 dex para los cúmulos más jóvenes y que los errores varían entre 0.1 dex y 0.2 dex para los cúmulos más viejos. Si bien la binaridad no es parámetro a considerar para ellos, los cúmulos que usan para entrenar su código podrían contener más o menos binariedad, aunque no se especifica. Ellos corrigieron las paralajes de los datos de *Gaia* DR2 sustrayendo un valor de 0.029 mas y adicionaron un valor aleatorio de entre -0.05 y 0.05 mas a todas las estrellas. La A_V fue restringida a valores inferiores a cinco, por lo cual cúmulos como Lynga 14 o Bochum 14 podrían presentar demasiado enrojecimiento para su muestra. Los miembros de los cúmulos siempre son más de 20 estrellas. Destacan que para los más jóvenes la edad podría estar sobreestimada a causa de que su turn off puede aparecer muy débil y podría estar subestimado para los cúmulos más viejos que tienen ausencia de estrellas gigantes rojas. Las incertezas en log(edad) la estiman en 0.15 y 0.25 dex para los cúmulos jóvenes y entre 0.1 a 0.2 dex para los cúmulos más viejos. La metalicidad se adopta al valor solar, con el criterio de que una mala determinación en la metalicidad podría alterar los enrojecimientos pero no en gran medida las edades (Sollima et al., 2010). Los autores destacan que para los cúmulos más jóvenes emplazados en regiones de formación estelar es conocido que pueden presentar leyes de enrojecimiento anómalas, mientras que ellos usan la misma ley de enrojecimiento para todos

los cúmulos. Destacan que según el trabajo de Fitzpatrick & Massa (2007), un R_V de entre 2.4 y 3.6 no tiene grandes efectos sobre la fotometría en sí y no mencionan nada sobre los efectos que pudiera tener sobre el módulo de distancia. Los cúmulos que compartimos son diez: NGC 6242, NGC 6322, NGC 6249, NGC 6192, Trumpler 22, NGC 5381, Lynga 14, BH 205, BH 202 y Ruprecht 102A. Para el caso de Lynga 14, lo catalogan como demasiado enrojecido, no obstante dan sus parámetros astrométricos.

Dias et al. (2021): presentan los parámetros de 1743 cúmulos abiertos por ajuste de isocronas de los datos de *Gaia* DR2, usando a priori un polinomio de extinción interestelar y un gradiente de metalicidad. Las probabilidades de membresía de los cúmulos fue extraída de Liu & Pang (2019), Cantat-Gaudin et al. (2020) y de otros trabajos y optan por el percentil 50 %. El radio que brindan para cada cúmulo es aquel donde se ubican el 50 % de las estrellas miembros, muy diferente a nuestro modelado con el perfil de King, por lo que no realizaremos comparaciones en ese sentido. El mínimo de miembros es de 10 estrellas. Ellos encuentran un punto-cero en la calibración de paralaje de Gaia de -0.05 ± 0.04 mas, pero no corrigen por ningún valor en principio. Estudian la metalicidad de los cúmulos en unidades [Fe/H], con 0.002 para el paso en las isócronas de Padova (PARSEC) que usan. Calculan unas incertezas típicas para sus movimientos propios de unos 0.29 mas $años^{-1}$. Los autores destacan que incluir el filtro U es importante en la determinación de $E_{(B-V)}$, el cual permite derivar valores de distancia y edad más confiables. A fin de probar esto último usan una muestra de comparación de cúmulos con fotometría UBVRI compilados por Monteiro et al. (2020). Sus resultados nos alentaron a no comparar los nuestros con los que hubiésemos obtenido de ajustar nuestra fotometría UBVI puesto que no llegan a resultados contundentes. Alegan que las diferencias que hallan son explicables en parte a que la exactitud con que pueden descontaminarse los miembros es mejor si se usan otras dimensiones como las astrométricas de Gaia y la cantidad de estrellas con fotometría Gaia es más elevada de por sí, pero no pueden concluir cual ajuste es más preciso. Así pues la comparación no termina brindado información relevante. Lo único que podríamos mencionar es que se calcula una A_V sistemáticamente menor para los ajustes con Gaia que con UBVI. Por otro lado, las incertezas asociadas a sus parámetros fueron en promedio de 170 pc en distancia, 0.24 dex en edad, 0.12 mag en A_V y entre 0.5-0.8 mas $años^{-1}$ en movimientos propios. Los cúmulos en común son los mismos que para Cantat-Gaudin et al. (2020), exceptuando a Lynga 14 y añadiendo a ESO332-8 y ESO332-13.

Poggio et al. (2021a): Este catálogo, al igual que nuestro trabajo, utiliza los datos del relevamiento *Gaia* EDR3 para obtener la astrometría de los cúmulos, por lo cual su trabajo es el más idóneo para comparar nuestra distancia astrométrica. De todas maneras debemos recalcar que ellos simplemente aplican un punto-cero de -17 μas a las paralajes bastante más limitado que nuestra forma de proceder que involucra las variaciones de ese punto-cero con la magni-

tud, el color y la latitud galáctica, tal como se especifica en las colaboraciones Gaia. Todos los restantes valores de los cúmulos como edad y estrellas miembros son tomados directamente de Cantat-Gaudin et al. (2020), por lo tanto las estrellas miembros con magnitud G entre 18 y 20 no serán incluidas, estrellas que nuestro trabajo sí logra abarcar.

En la Tabla 5.6, los cúmulos Bochum 14 y Lynga 14 no podrán compararse puesto que no se encontraban entre los trabajos mencionados. Remarcamos que entre los cátalogos mismos pueden existir diferencias amplias, como la determinación en paralajes para NGC 6322.

Queremos enfatizar nuestras fortalezas frente a los catálogos citados: Nuestros datos provienen del relevamiento *Gaia* EDR3, con lo cual pudimos analizar cada campo hasta $G = 20$ mag. En cada caso se han aplicado las correcciones de punto cero sugeridas por la colaboración *Gaia*. En lo que respecta a la estimación de miembros el código usado pyUPMASK es una mejora del UPMASK, el cual nos permitió seleccionar estrellas con alta probabilidad de membresía. En la determinación de los parámetros utilizamos el código ASteCA y recordamos que este código no ajusta isocronas sino que usa un algoritmo genético para crear cúmulos artificiales y comparar las observaciones contra ellos a través de un proceso que implica miles de iteraciones. En la literatura algunos autores mencionan que no utilizan ASteCA básicamente porque consume más tiempo de cómputo. Estamos seguros de la confiabilidad de los resultados obtenidos por los análisis de errores dados en Perren et al. (2020, 2022, 2015) y por la objetividad de todo el proceso. Además por las dimensiones de la muestra el proceso ha podido ser mucho más meticuloso.

Se advierte al lector que para editar la Tabla 5.6 hemos tenido que redondear algunos parámetros de forma que resulten en dos decimales.

Continuaremos utilizando dos gráficos para análizar las diferencias obtenidas por aquellos trabajos y el actual. Así pues, la Fig. 5.48 contempla las diferencias en distancias fotométricas con Dias et al. (2021) y Cantat-Gaudin et al. (2020), y distancias astrométricas con Poggio et al. (2021a) que es el único que usa Gaia EDR3, lo que lo convierte en el trabajo con el cual es más adecuado comparar ese parámetro. El siguiente gráfico es la Fig. 5.49, donde comparamos las diferencias en edades con Dias et al. (2021), Cantat-Gaudin et al. (2020) y Liu & Pang (2019). Como hemos estado haciendo anteriormente, optamos por tomar como valor de referencia para nuestras distancias y edades, los valores de las membresías más elevadas.

Vemos en la Fig. 5.48 que nuestras distancias fotométricas están en muy buen acuerdo con Dias et al. (2021) mientras que son sistemáticamente inferiores a partir de los 1800 pc a las de Cantat-Gaudin et al. (2020). La misma tendencia es observada por Dias et al. (2021) quienes comparan con Cantat-Gaudin et al. (2020). Además el algoritmo de Cantat-Gaudin et al. (2020)

Tabla 5.6: Parámetros de los cúmulos analizados en este trabajo en los tres catálogos con los que comparamos.

Designación	ID	$E_{(B-V)}$	$Dist_{Fot}[pc]$	log(edad)	$Dist_{plx}[pc]$	$\mu_\alpha cos(\delta)$	μ_δ
NGC 6242							
L&P2019	1621	-	-	7.50±0.03	1272^{+122}_{-103}	1.15±0.27	-0.83±0.25
C-G2020	960	0.33	1246	7.89	1325^{+146}_{-120}	1.15±0.20	-0.83±0.17
Dias2021	985	0.43± 0.09	1167±34	7.77±0.14	1325^{+162}_{-131}	1.16±0.23	-0.82±0.19
Poggio2021	890	-	-	-	1303^{+72}_{-67}	1.11±0.15	-0.86±0.14
NGC 6322							
C-G2020	968	0.62	1377	7.17	1374^{+205}_{-156}	0.18±0.17	-2.27±0.14
Dias2021	993	0.67±0.02	1315±63	7.03±0.24	1748^{+224}_{-178}	0.16±0.21	-2.30±0.20
Poggio2021	890	-	-	-	1293^{+45}_{-37}	0.71±0.13	-2.30±0.07
NGC 6249							
C-G2020	961	0.45	1261	7.31	1269^{+112}_{-80}	1.73±0.20	-3.80±0.11
Dias2021	986	0.50±0.02	1198±51	7.29±0.04	1269^{+102}_{-88}	1.73±0.20	-3.43±0.15
Poggio2021	890	-	-	-	1208^{+51}_{-48}	1.67±0.14	-3.39±0.08
Lynga 14							
C-G2020	720	-	-	-	1751^{+198}_{-161}	-0.34±0.12	-1.98±0.13
NGC 6192							
L&P2019	437	-	-	8.39±0.02	1730^{+171}_{-143}	1.65±0.20	-0.19±0.17
C-G2020	954	0.51	1737	8.38	1751^{+198}_{-161}	1.65±0.19	-0.19±0.14
Dias2021	978	0.68±0.02	1574±134	7.93±0.20	1748^{+224}_{-178}	1.66±0.21	-0.17±0.17
Poggio2021	890	-	-	-	1704^{+101}_{-99}	1.63±0.12	-0.21±0.12
Trumpler 22							
L&P2019	263	-	-	6.60±0.02	2631^{+446}_{-322}	-5.13±0.37	-2.70±0.32
C-G2020	1300	0.57	2439	7.51	2590^{+203}_{-175}	-5.12±0.07	-2.68±0.10
Dias2021	1287	0.61±0.01	2208±123	7.81±0.16	2590^{+243}_{-204}	-5.14±0.13	-2.71±0.16
Poggio2021	890	-	-	-	2506^{+146}_{-131}	-5.15±0.07	-2.69±0.06
NGC 5381							
L&P2019	430	-	-	7.00±0.06	2631^{+354}_{-279}	-6.00±0.30	-2.90±0.25
C-G2020	928	0.52	2349	8.55	2639^{+419}_{-319}	-6.03±0.12	-2.93±0.12
Dias2021	928	0.52±0.02	2066±79	8.70±0.08	2638^{+429}_{-323}	-6.03±0.14	-2.92±0.14
Poggio2021	858	-	-	-	2564^{+237}_{-200}	-6.06±0.09	-2.91±0.08
Ruprecht 166							
L&P2019	1143	-	-	8.10±0.03	4149^{+315}_{-273}	-6.71±0.67	-0.99±0.35
Ruprecht 102							
L&P2019	1596	-	-	7.91±0.03	4149^{+335}_{-288}	-6.42±0.78	-0.59±0.34
C-G2020	1112	0.5	3126	8.64	3278^{+674}_{-477}	-4.11±0.10	0.29±0.10
Dias2021	1126	0.51±0.03	2713±433	8.76±0.05	3194^{+790}_{-520}	-4.10±0.13	0.31±0.10
Poggio2021	1029	-	-	-	3174^{+423}_{-334}	-4.12±0.06	0.29±0.04
Ruprecht 102B							
L&P2019	1125	-	-	9.22±0.03	3759^{+408}_{-251}	-6.00±0.57	-0.55±0.33

Tabla 5.7: Parámetros de los cúmulos analizados en este trabajo en los tres catálogos con los que comparamos para la zona de Trumpler 24.

Designación	ID	$E_{(B-V)}$	$Dist_{Fot}[pc]$	log(edad)	$Dist_{plx}[pc]$	$\mu_\alpha cos(\delta)$	μ_δ
BH 205							
L&P2019	2157	-	-	6.80±0.03	1666^{+67}_{-61}	-0.10±0.29	-1.04±0.22
C-G2020	91	0.39	1604	6.79	1757^{+227}_{-180}	-0.15±0.14	-1.08±0.19
Dias2021	83	0.44±0.15	1612±79	6.88±0.09	1742^{+238}_{-187}	-0.14±0.16	-1.10±0.17
Poggio2021	86	-	-	-	1718^{+110}_{-98}	-0.13±0.17	-1.13±0.18
BH 202							
L&P2019	441	-	-	7.50±0.02	1828^{+196}_{-134}	-1.87±0.21	-3.76±0.21
C-G2020	90	0.59	1712	8.58	1814^{+190}_{-156}	-1.87±0.13	-3.80±0.11
Dias2021	82	0.61± 0.04	1504±99	7.73±0.14	1801^{+207}_{-160}	-1.87±0.12	-3.79±0.14
Poggio2021	85	-	-	-	1739^{+113}_{-100}	-1.85±0.09	-3.81±0.09
ES0332-8							
Dias2021	308	0.40± 0.14	1693±22	6.91±0.09	1890^{+1149}_{-519}	-0.27±0.31	-1.35±0.31
ES0332-13							
Dias2021	309	0.45± 0.09	1487±84	6.84±0.14	1792^{+528}_{-300}	-0.08±0.23	-1.12±0.24

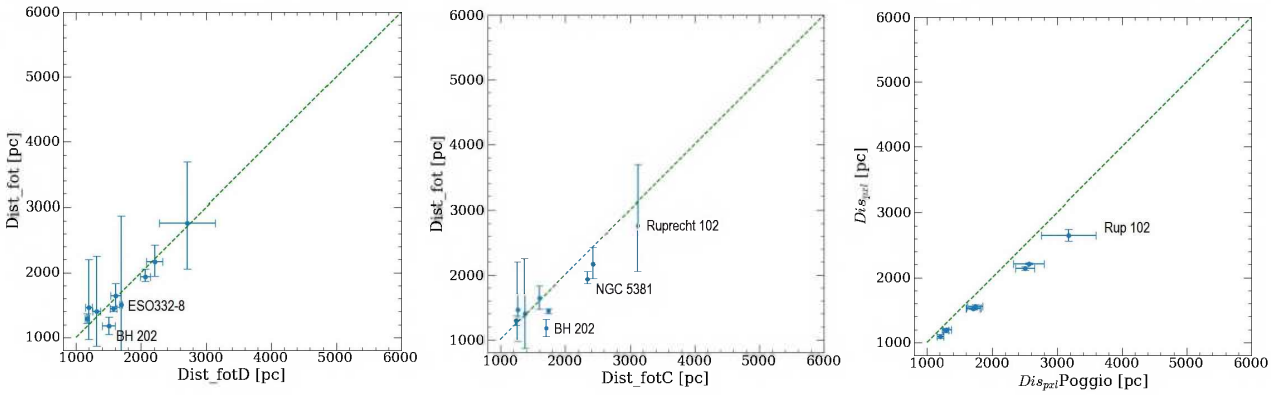


Figura 5.48: Comparación entre las distancias a los cúmulos en común con Dias et al. (2021); Cantat-Gaudin et al. (2020); Poggio et al. (2021b) de izquierda a derecha.

no da errores para su determinación. En la misma figura panel derecho es posible observar las diferencias en las distancias astrométricas con Poggio et al. (2021a), en la cuál notamos que los apartamientos aumentan hacia las distancias mayores. Como hemos remarcado ya, la corrección en el punto cero de los dos catálogos es diferente y esperable que sea más preponderante a paralajes más pequeñas que conllevan mayores errores. El cúmulo que más difiere es Ruprecht 102A, ya hemos expuesto que el mismo es un cúmulo muy particular por estar emplazado angularmente cerca de Ruprecht 102B.

Es preciso mencionar que cualquiera de los estudios presentados, incluso el nuestro podrían estar aún afectados por enrojecimiento diferencial, y pequeñas dispersiones en edad intrínsecas a los cúmulos.

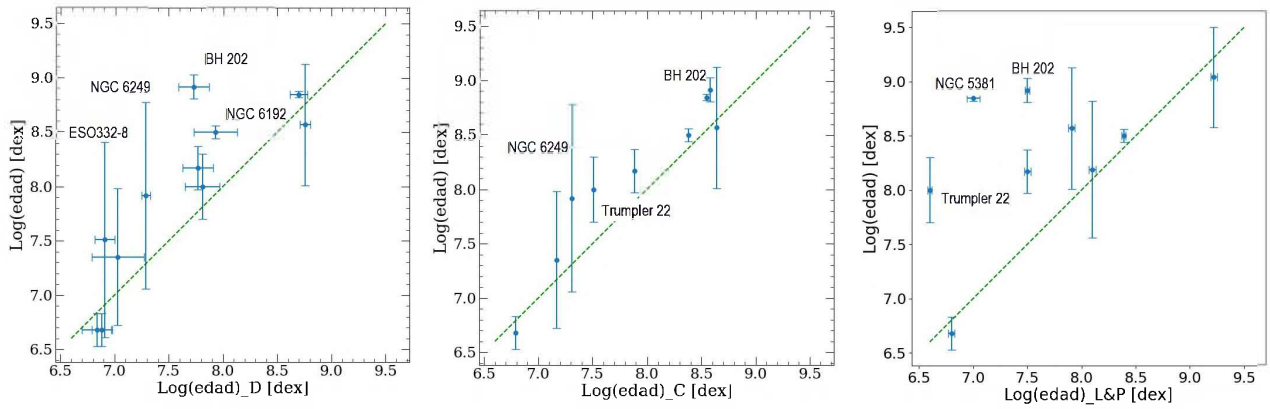


Figura 5.49: Comparación entre las edades de los cúmulos en común con Dias et al. (2021); Cantat-Gaudin et al. (2020); Liu & Pang (2019), de izquierda a derecha.

Analizando la Fig. 5.49 podemos observar que en general, las barras de errores de las edades encontradas por ASteCA son más amplias y además los valores centrales tienden a ser más grandes que los de otros autores. Con el objetivo de cuantificar esas diferencias obtenidas por aquellos trabajos y el actual, describimos los siguientes resultados:

Con el trabjo de Dias et al. (2021): BH 202 presenta una diferencia tan grande como 1.19 dex, NGC 6249 con 0.63 dex, ESO332-8 con 0.60 dex y NGC 6192 con 0.57 dex. Haciendo a un lado esos valores, las diferencias en promedio quedan en 0.07 dex.

Con el trabajo de Cantat-Gaudin et al. (2020): las mayores diferencias pueden evidenciarse en NGC 6249 con 0.61 dex, Trupler 22 con 0.49 dex y BH 202 con 0.34 dex. Nuevamente dejando esos valores de lado, el promedio de las diferencias es de 0.11 dex, dicho valor se encuentra dentro de los errores que ellos mismos proponen para sus edades.

Con el trabjo de Liu & Pang (2019): los valores más notables respecto a nuestro trabajo son; NGC 5381 con 1.85 dex de diferencia, BH 202 con 1.42 dex y Trumpler 22 con 1.40 dex. Sin tener en cuenta esos tres cúmulos, el promedio en diferencias quedó en 0.23 dex.

Las grandes diferencias con el trabajo de Liu & Pang (2019) son esperables pues ellos mismos detectan una tendencia a subestimar la edad. Esta tendencia puede verse en la figura 7 de su trabajo y la figura 15 en el trabajo de Dias et al. (2021). Por los valores que hemos calculado, el mejor acuerdo en edad se obtiene con Dias et al. (2021). Entre los trabajos de Cantat-Gaudin et al. (2020) y de Dias et al. (2021) también encontramos algunas discrepancias para el cúmulo BH 202 de 0.85 dex o NGC 6192 de 0.45 dex, por lo que no podemos concluir alguna tendencia. Sí podemos hacer notar, que para los cúmulos más jóvenes que luego serán

tomados como trazadores, el acuerdo es importante, tal es el caso de Trumpler 24, ES0332-8, NGC 6322 y NGC 6249. En particular, aunque nuestro ajuste para ESO332-8 es de 7.51 dex, contemplando su error de 0.90 dex podría aún en nuestro estudio encontrarse dentro de los menores de 10 millones de años de edad.

Otro factor a tener en cuenta, es que la determinación de la edad es afectada por la presencia de estrellas binarias dentro del cúmulo, esto puede leerse en el trabajo de Perren et al. (2022), lo que nos lleva a argumentar que las edades obtenidas en el presente trabajo son más realistas. De hecho en el trabajo de Perren et al. (2022) se analiza para 25 cúmulos distantes, la variación de los parámetros de los mismos, encontrados luego de utilizar el mismo código ASteCA que nosotros, pero ellos analizan las salidas diferenciando si dejaban definidas previamente la binaridad a 0.0 a 0.5 o sí, por el contrario la dejaban libre. Sus conclusiones fueron que las diferencias entre los valores de distancia hallados de forma astrométrica (paralajes) y fotométrica (ASteCA), se reducen unas 20 veces al dejar libre la binariedad. Para la edad, el mismo trabajo argumenta que, cuanto más grande resulta el factor de binaridad se registran mayores apartamientos en edad si se compara la salida de ASteCA con la de otras bases de datos. Lo que remarca la importancia de incorporar este aspecto a los algorítmos que luego calculan el resto de los parámetros. Los valores en binariedad que hemos obtenido para los cúmulos de la muestra pueden leerse en la Tabla 5.8, desarrollada en la siguiente seccción.

5.3.4. Binariedad, Metalicidad y Masa

Como ya hemos mencionado en reiteradas ocasiones, el código ASteCA determina su ajuste comparando con cúmulos sintéticos, por lo cual de los mismos se conocen su masa, metalicidad y fracción de binariedad. Estos valores, no obstante, dependen de los modelos usados.

En la Tabla 5.8 puede observarse por percentil, la cantidad de estrellas que entraron al ajuste de ASteCA como miembros, la fracción de binariedad del cúmulo, la metalicidad en Z y la masa para cada cúmulo.

Los valores para la metalicidad en Liu & Pang (2019) están calculados como el $log(Z/Z_{\odot})$ entre -2.0 y 0.5 con paso 0.25, por lo que en la Tabla 5.9 describiremos Z en función de $Z_{\odot}$, puesto que no especifican que valor de $Z_{\odot}$ utilizan. En general, ese valor se toma como $Z_{\odot} = 0{,}0152$ (Bressan et al., 2012) .

La estimación de masas totales ha resultado en un rango de entre 299 a 4818 $M_{\odot}$. Siendo NGC 6322 el cúmulo menos masivo, NGC 5381 y NGC 6192 resultaron los más masivos. Es de destacar que estos son valores mínimos para las masas puesto que ASteCA no toma en cuenta la

pérdida de masa dinámica, la cual es mucho más significativo en cúmulos viejos (Marigo et al., 2017). Los otros trabajos con los que comparamos no calculan una estimación de este parámetro.

Bochum 14, Lynga 14, NGC 6322, NGC 6249, ESO332-8, y Trumpler 24 podrían ser parte del grupo de cúmulos jóvenes, de menos de 300 millones de años, y masas menores a 1000 $M_{\odot}$, que por perturbaciones en el disco, encuentro con brazos espirales o contacto con nubes moleculares se expandirán y finalmente se disgregarán en un tiempo de escala menor a 1000 millones de años, posiblemente menos (Lamers & Gieles, 2006; Maschberger et al., 2010). Es de destacar que Bochum 14 presenta estrellas muy masivas y su estimación da masas por encima de las 3200 $M_{\odot}$.

Como puede verse en la Tabla 5.8 la fracción de binariedad depende en algunos cúmulos del percentil evaluado. Algunos casos son notables como el de NGC 6242, Trumpler 22 y Ruprecht 102B. En todos los casos la asignación de la fracción en binariedad está en el rango de 0.13 a 0.60, con una media en 0.42. Esta cifra no está lejos de los valores típicos esperados para los cúmulos abiertos –50 %– (Sollima et al., 2010).

Según el trabajo de Perren et al. (2022) existe una relación entre la binariedad y la diferencia en edad con otros cúmulos. Por lo cual hemos realizado la Fig. 5.50 en la que hemos comparado las diferencias entre las edades obtenidas por Dias et al. (2021) y las nuestras, en el sentido ellos menos nosotros, con los valores hallados para la binariedad según el máximo percentil disponible para cada cúmulo. Como fácilmente se evidencia, no hemos hallado ninguna relación entre ambas cantidades. Este resultado aún está dentro de lo esperado en **?**

Por otra parte, el contenido de metales de un cúmulo es el parámetro más díficil de estimar contando solo con fotometría. Destacamos que para tres estrellas del cúmulo Trumpler 22 podemos comparar su contenido metálico. Los valores de los mismos, pueden encontrarse en De Silva et al. (2015), su promedio aproximado es Z= 0.010 ± 0.015. Nuestros resultados dan para aquel cúmulo, valores de Z entre 0.020 y 0.025 según el percentil utilizado, por lo que notamos un buen acuerdo. No obtante, creemos que hay que utilizar este parámetro con recaudo puesto que en Perren et al. (2022) se menciona que ASteCa tiende a sobreestimar el contenido metálico de los cúmulos.

Con el fin de poder comparar la metalicidad obtenida en los cuatro catálogos con los que contamos hemos confeccionado la Tabla 5.9, donde pueden leerse lo valores de metalicidad. En especial para Dias et al. (2021) se debió cambiar las unidades de [Fe/H] a Z con el fin de poder compararlas. La forma en que hemos calculado el paso de uno a otro sistema ha sido mediante

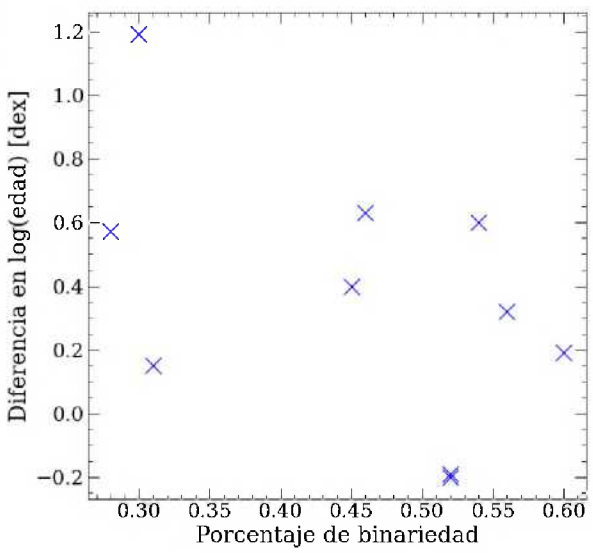


Figura 5.50: Comparación entre las diferencias en edades de los cúmulos en común con Dias et al. (2021) y el porcentaje de binariedad.

las constantes dadas en la página de PARSEC[4]. A saber:

$$[Fe/H] = log(Z/X) - log((Z/X)_{\odot}) \tag{5.1}$$

$$X + Y + Z = 1 \tag{5.2}$$

Con $(Z/X)_{\odot}$=0.0207 e Y=0.2485 + 1.78Z. Como puede verse los valores en metalicidad de Dias et al. (2021) presentan errores comparables a las propias medidas de metalicidad. Las diferencias entre sus valores y los nuestros son a lo sumo de 0.008 en el caso de BH 202, que representa menos del 30 %, del valor del dato.

[4]http://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/cmd

Tabla 5.8: Parámetros de los cúmulos analizados en este trabajo. La columna encabezada por N describe la cantidad de estrellas miembros detectadas para cada cúmulo.

Designación	N	R_V	Binariedad	Z	M ($M_\odot$)
Bochum 14					
90	178	3.56	0.38±0.15	0.021±0.004	3144±1359
95	153	3.56	0.42±0.15	0.021±0.004	3147±1062
98	116	3.56	0.53±0.18	0.022±0.004	2171±959
NGC 6242					
90	1005	3.1	0.23±0.05	0.019±0.003	4342±347
95	733	3.1	0.30±0.05	0.020±0.004	3763±424
98	393	3.1	0.45±0.11	0.020±0.004	3086±610
NGC 6322					
80	59	3.1	0.53±0.20	0.022±0.004	320±164
85	33	3.1	0.56±0.19	0.023±0.004	299±216
NGC 6249					
80	109	3.1	0.45±0.15	0.022±0.004	571±171
85	50	3.1	0.49±0.21	0.022±0.004	648±385
90	37	3.1	0.46±0.22	0.022±0.004	363±214
Lynga 14					
90	25	3.1	0.50±0.22	0.023±0.004	752±573
95	29	3.1	0.52±0.22	0.023±0.005	697±572
98	23	3.1	0.53±0.21	0.023±0.005	539±545
NGC 6192					
90	1042	3.1	0.35±0.03	0.021±0.002	4631±229
95	899	3.1	0.31±0.04	0.022±0.003	4423±333
98	731	3.1	0.28±0.05	0.024±0.002	4468±307
Trumpler 22					
90	241	3.56	0.13±0.08	0.025±0.005	4300±496
95	199	3.56	0.22±0.15	0.020±0.004	3796±627
98	160	3.56	0.60±0.12	0.024±0.005	3996±626
NGC 5381					
90	1333	3.1	0.32±0.03	0.022±0.001	4818±188
95	1044	3.1	0.35±0.04	0.019±0.003	4197±329
98	749	3.1	0.31±0.05	0.024±0.002	4115±421
Ruprecht 166					
80	69	3.1	0.32±0.24	0.022±0.005	1206±650
Ruprecht 102					
90	55	3.56	0.58±0.18	0.022±0.004	815±570
95	49	3.56	0.56±0.20	0.024±0.004	564±384
98	38	3.56	0.52±0.23	0.022±0.005	453±244
Ruprecht 102B					
85	393	3.56	0.28±0.08	0.024±0.003	4336±453
90	296	3.56	0.29±0.12	0.025±0.003	4269±517
95	138	3.56	0.57±0.14	0.023±0.004	3018±953
BH 202					
98	113	3.0	0.30±0.13	0.027±0.001	462±118
Trumpler 24					
90	212	3.3	0.52±0.14	0.023±0.004	1452±435
ES0332-8					
70	44	2.5	0.54±0.21	0.023±0.004	402±384

Tabla 5.9: Parámetros de los cúmulos analizados en este trabajo en los tres catálogos con los que comparamos. La columna encabezada por N describe la cantidad de estrellas miembros detectadas para cada cúmulo.

Designación	α_{J2000}	δ_{J2000}	N	[Fe/H]	z	Clase
NGC 6242						
L&P2019	253.8872	-39.4872	422	-	$0.56Z_{\odot}$	1
C-G2020	253.8708	-39.4740	471	-	-	NN
Dias2021	253.8798	-39.4761	496	0.034±0.081	0.019±0.017	-
NGC 6322						
C-G2020	259.6250	-42.9370	60	-	-	NN
Dias2021	259.6297	-42.9398	68	0.008±0.161	0.018±0.020	-
NGC 6249						
C-G2020	254.4450	-44.8150	57	-	-	NN
Dias2021	254.4448	-44.8079	59	0.115± 0.132	0.019±0.020	-
Lynga 14						
C-G2020	253.76408	-45.239	13	-	-	rojo
NGC 6192						
L&P2019	250.0772	-43.3551	397	-	$0.56Z_{\odot}$	1
C-G2020	250.0770	-43.3550	514	-	-	NN
Dias2021	250.07308	-43.3577	514	0.225± 0.172	0.024±0.021	-
Trumpler 22						
L&P2019	217.8314	-61.7818	397	-	$3.16Z_{\odot}$	3
C-G2020	217.7830	-61.1690	140	-	-	NN
Dias2021	217.7937	-61.1549	186	0.275± 0.103	0.026±0.018	-
NGC 5381						
L&P2019	210.2228	-59.5770	380	-	$3.16Z_{\odot}$	3
C-G2020	210.2050	-59.5789	376	-	-	NN
Dias2021	210.1957	-59.5817	433	0.154± 0.067	0.021±0.017	-
Ruprecht 102						
C-G2020	183.3930	-62.7190	47	-	-	NN
Dias2021	183.3930	-62.7129	49	0.163± 0.112	0.021±0.019	-
BH 205						
L&P2019	254.0882	-40.6132	85	-	$3.16Z_{\odot}$	1
C-G2020	254.0530	-40.6360	55	-	-	NN
Dias2021	254.0590	-40.6367	82	0.110± 0.137	0.019±0.020	-
BH 202						
L&P2019	253.0590	-40.9583	219	-	$1.77Z_{\odot}$	2
C-G2020	253.7790	-40.9470	95	-	-	NN
Dias2021	253.7768	-40.9431	145	0.118±0.140	0.019±0.020	-
ES0332-8						
Dias2021	253.6906	-40.7299	201	0.230± 0.112	0.019±0.020	-
ES0332-13						
Dias2021	254.1701	-40.5887	52	0.139± 0.168	0.020±0.021	-

Capítulo 6

Estrellas tempranas

El catálogo *Gaia* EDR3 provee paralajes de altísima precisión para más de mil millones de estrellas. Como ya fue descripto en las secciones previas de esta tesis, una porción de ellas son estrellas azules de tipo temprano OB que pueden ser utilizadas para delinear el patrón espiral de nuestra Galaxia, al menos en el entorno del Sol.

De hecho, varios trabajos recientes, tales como los de Chen et al. (2019b) y Xu et al. (2021), entre otros, han bosquejado el patrón espiral empleando estas estrellas jóvenes encontrando que el cuarto cuadrante contiene una gran proporción de ellas.

A diferencia de los cúmulos abiertos que nacen en nubes moleculares gigantes, las estrellas OB pueden formarse en nubes moleculares densas. Por tal motivo es posible encontrarlas presentes en grupos sueltos llamados agregados (Morgan et al., 1953) o asociaciones OB, la historia de estas asociaciones está muy bien explicada en Wright (2020). La mayor diferencia con los cúmulos abiertos es la baja densidad estelar de ($< 0{,}1 M \odot /pc^3$) con dimensiones proyectadas de 10 pc a algunos cientos de pc. Es tema de debate hoy en día, si son grupos estelares que en un pricipio estaban ligados y por las fuerzas de marea terminaron desarmándose o si desde sus orígenes por darse en ambientes menos densos, ya nacieron no ligadas gravitacionalmente.

Tal vez el 90 % de las estrellas en la Galaxia se haya formado en Asociaciones OB. Esto está relacionado con lo que se denomina: mortandad de cúmulos abiertos, pues de los cúmulos embebidos sólo sobreviven un 10 %, el resto no permanece ligado (Lada & Lada, 2003) pudiendo pasar por una fase de Asociación OB, aunque esto último sigue siendo una incógnita.

Una suposición válida, a raíz de los argumentos dados previamente, y de las observaciones de otras galaxias, es que los grandes complejos de formación estelar reciente que son ricos en estrellas de tipo OB delinean el patrón espiral. Considerando que una estrella de este tipo

puede vivir entre unos muy pocos millones de años (caso de estrellas O) hasta alrededor de cien millones de años en el caso de las B tardías y que con las velocidades características que estos objetos poseen (Kiminki et al., 2007) nunca se alejan considerablemente de sus lugares de formación, la detección de regiones densas en este tipo de estrellas constituyen una pista importante en la determinación de la ubicación de los brazos estelares.

Sin embargo, a menos que se cuente con espectroscopía, no es tarea sencilla averiguar si una estrella es de tipo espectral OB. El proceso de toma de datos espectroscópicos es difícil y suele limitarse, salvo excepciones, a las estrellas más cercanas. Las estrellas OB más lejanas suelen quedar fuera del alcance de los equipos de observación corrientes debido a la alta absorción visual que suelen experimentar.

La literatura reciente muestra diferentes trabajos basados en estas estrellas cuyas principales dificultades han sido, primero, aislarlas, y, segundo, determinar de manera confiable a que distancia se encuentran. Para el primer proceso -aislar estas estrellas o detectarlas- se han aplicado diversos métodos pudiendo citarse a Chen et al. (2019b) (aislarlas de los diagramas color-color en las bandas u, g y r del relevamiento VPHAS+) y para la estimación de las distancias confiables a las mismas, podemos, ahora contar con paralajes *Gaia*.

Nuestra estrategia para derivar las propiedades de la estructura espiral en regiones seleccionadas -los 12 campos de trabajo de esta tesis- consistió en realizar fotometría CCD tan profunda como fuera posible en el sistema *UBVI*. El índice U-B –sensible al salto de Balmer– de cada estrella combinado con el índice B-V -sensible a la temperatura- posiciona a las estrellas sobre el diagrama color-color en ubicaciones que permiten estimar que tipo espectral le correspondería a una estrella según el lugar que ocupa en dicho diagrama. Esta es una técnica antigua y bien probada, al punto que se la ha utilizado regularmente en los últimos cuarenta años. A modo de ejemplo, mostramos en la Fig. 6.1, el método para determinar de "bona fide"que una estrella es azul o de tipo espectral OB siguiendo el lineamiento y verificación empleado en Orsatti (1992). En este trabajo, la autora combinó fotometría UBV con espectros de prisma objetivo con el fin de identificar estrellas azules en una extensa región del tercer cuadrante de nuestra Galaxia ubicada por debajo del plano de la misma.

Teniendo en cuenta que las estrellas de tipo OB hasta el tipo espectral B5 tienen solución única de enrojecimiento el proceso de selección de las mismas en el diagrama color–color es relativamente sencillo. Como puede verse en la Fig. 6.1, la gran mayoría de las estrellas de su muestra identificadas como azules están contenidas entre las líneas de enrojecimiento correspondientes a los tipos espectrales O4V y B5V, asignados fotométricamente. En la siguiente sección se detalla cuales serían las consecuencias en su determinación si las estrellas pertene-

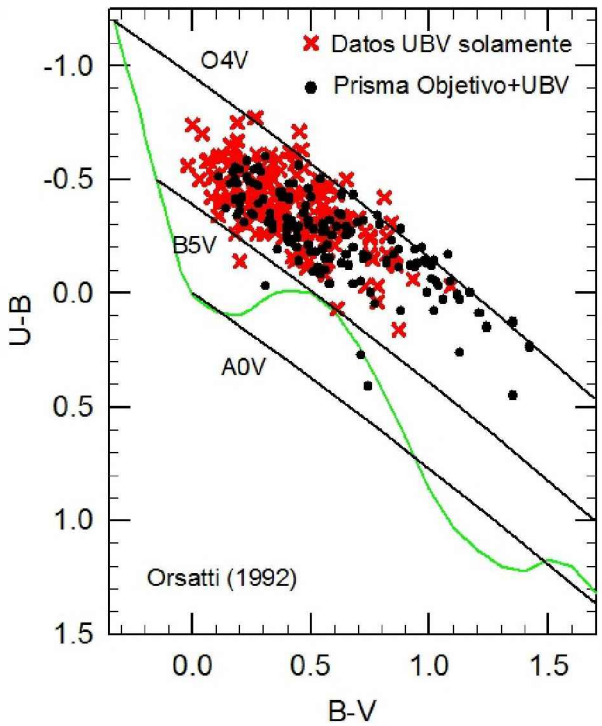


Figura 6.1: Diagrama color-color para estrellas extraídas de Orsatti (1992). Se representa en curva continua verde la secuencia principal de edad cero (ZAMS) de Schmidt-Kaler (1982) y las líneas continuas negras representan los vectores de enrojecimiento $E_{(U-B)}$ =$0.72E_{(B-V)}$+ $0.05E^2_{(B-V)}$ para diferentes tipos espectrales. Las cruces X en color rojo identifican estrellas con fotometría UBV solamente y los círculos negros son estrellas de las que se tiene fotometría UBV cuya naturaleza OB es confirmada por inspección de los espectros de prisma objetivo.

cieran a otra clase de luminosidad. Las estrellas indicadas con puntos negros son identificadas con prisma objetivo y además poseen fotometría UBV mientras que las designadas con cruces rojas son estrellas detectadas usando únicamente fotometría. La unión de ambos métodos permite validar la determinación fotométrica "bona fide"de este tipo de estrellas basándonos en argumentos estrictamente fotométricos. Este método es el que aplicaremos a continuación para seleccionar estrellas de tipo OB en nuestros campos de trabajo.

6.1. Análisis de la población estelar azul de fondo

A modo de ejemplo del procedimiento aplicado, mostramos en la Fig. 6.2, panel izquierdo, todas las estrellas con fotometría $UBVI$ halladas en el campo correspondiente a Trumpler 24. En total hay más de 8400 estrellas con ambos índices de color, $U-B$ y $B-V$ incluidas en ese diagrama. La curva sólida en la figura es la ZAMS (Schmidt-Kaler, 1982) e indica la posición

que una estrella libre de enrojecimiento y de un tipo espectral específico de clase de luminosidad V debería ocupar. Para ejemplificar, la línea a trazos cortos en el panel izquierdo muestra el sentido del desplazamiento por efecto de enrojecimiento, correspondiente a una estrella de tipo espectral O4V.

De la inspección de la figura resultan los siguientes hechos: primero, es muy evidente la existencia de una densa banda de estrellas muy tempranas, paralela a la ZAMS, gran parte de las cuales son miembros del cúmulo Trumpler 24 y que llega hasta $U-B \simeq 0.4$ y $B-V \leq 0.5$; segundo, a lo largo y por debajo del vector de enrojecimiento pueden verse estrellas fuertemente enrojecidas llegando hasta valores de $B-V = 1.5$ y $U-B$=0.0; tercero, por encima de la línea de enrojecimiento se ve un grupo de estrellas que, llevadas a la ZAMS, tendrían índices de colores no acordes a los esperados para estrellas; cuarto, el resto de las estrellas del campo se distribuyen siguiendo un patrón muy característico del plano mostrando un exceso de estrellas A y de ahí en más estrellas de tipos tardíos que incluyen gigantes y enanas -eventualmente supergigantes- afectadas por errores fotométricos y enrojecimiento variable a lo largo de la línea de la visual.

En el panel derecho de la Fig. 6.2 mostramos una primera posible selección de estrellas con solución única de enrojecimiento aplicando MOVE[1], un código desarrollado en nuestro grupo de trabajo que corrige el exceso de color y asigna tipos espectrales fotométricos, llevando las estrellas a sus posiciones sobre la ZAMS. Como puede verse en el panel derecho, de todas las estrellas con solución única, sólo nos interesan las que están por encima de la relación de excesos correspondiente a estrellas B5V en la ZAMS y aquellas otras hasta el tipo espectral B9V que están por encima de la depresión de la primera rodilla del diagrama, es decir con $B-V \leq 0.4$. Las demás estrellas con índices de colores mayores son estrellas tardías.

El código MOVE corrije la posición de cada estrella moviéndolas hasta la ZAMS, teniendo en cuenta sus excesos de color $E_{(U-B)}$ y $E_{(B-V)}$ de acuerdo con la siguiente relación dada por Straižys (1992):

$$E_{(U-B)} = 0,72 \times E_{(B-V)} + 0{,}05 \times E^2_{(B-V)} \tag{6.1}$$

y teniendo en cuenta que:

$$(U-B)_0 = 3{,}69 \times (B-V)_0 + 0{,}03 \tag{6.2}$$

La ecuación de segundo grado se construye introduciendo (6.2) en (6.1) recordando que

[1]https://github.com/Gabrielp/UBV_move/wiki

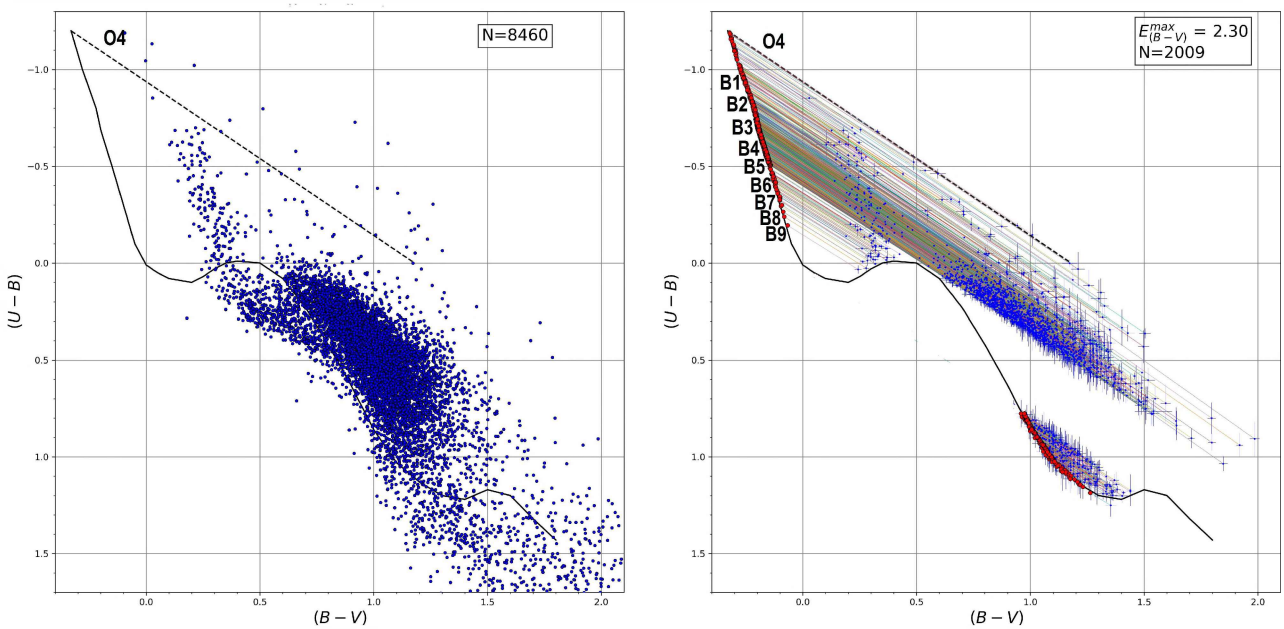


Figura 6.2: Diagramas (U-B) vs. (B-V) para Trumpler 24. Panel izquierdo: todas las estrellas observadas en Trumpler 24. La curva sólida es la ZAMS y la línea punteada muestra la dirección del vector de enrojecimiento para una estrella O4V. Panel derecho: se muestran los vectores de enrojecimiento correspondientes a cada estrella con solución única y el tipo espectral que le corresponde sobre la ZAMS.

$E_{(B-V)}$=$(B-V)$-$(B-V)_0$ y $E_{(U-B)}$=$(U-B)$-$(U-B)_0$. La raíz positiva de la solución provee el índice de color intrínseco corregido de cada estrella, $(B-V)_0$, que se utiliza en (6.2) para obtener $(U-B)_0$.

Estos dos colores intrínsecos son utilizados simultáneamente por MOVE para derivar el tipo espectral asociado a cada estrella según las relaciones establecidas por Schmidt-Kaler (1982). Conviene aclarar que el tipo espectral asignado es el correspondiente a la clase de luminosidad V. Luego volveremos sobre este punto.

Una inspección más cuidada de la Fig. 6.2 revela que es necesario hacer algunas consideraciones antes de tomar la salida de MOVE como válida. En efecto, si se observa el intervalo 0.6 $\leq B-V \leq$ 1.3 en el panel derecho, por debajo del vector de enrojecimiento correspondiente a una estrella de tipo espectral B3, se puede apreciar que hay una sobreabundancia de estrellas producida por la joroba que muestra el panel izquierdo de la misma figura. Este efecto es debido a que estamos trabajando con estrellas débiles cuyos índices de colores están afectados por errores de aproximadamente 0.1. Varias de ellas serán estrellas B4V y B5V débiles, altamente afectadas por enrojecimiento. Pero también se trataría de una gran masa de estrellas de tipos espectrales F y G donde varias de ellas tienden a tener colores similares a los de una estrella B5V. Ello a pesar de que, tal como advertimos en la sección 3.3.1, sólo usaríamos para nuestro

análisis aquellas estrellas con errores menores o iguales que 0.1. Para reducir este efecto al máximo decidimos, de ahora en más, quedarnos sólo con aquellas que estén por encima de la relación de excesos válida para estrellas B3V.

Volviendo al panel derecho de la Fig. 6.2, se ve también que por debajo de la línea de enrojecimiento correspondiente a una B3V, para $B - V \leq 0.4$ hay un conjunto de estrellas entre estos límites y la ZAMS que son candidatas a ser estrellas azules de tipos más tardíos, incluso B9V que no pueden ser confundidas con ningún otro tipo. Estas estrellas son probablemente de tipo B tardíos y van a ser tenidas en cuenta en lo que resta de nuestro análisis.

Aplicado el procedimiento, a cada campo de trabajo, encontramos 5573 estrellas candidatas azules de tipo OB con fotometría *UBV*, de las cuales seleccionamos únicamente aquellas más tempranas que B3V y aquellas otras de tipos espectrales B más tardíos que se ubiquen en el diagrama con colores $(B - V) \leq 0.5$ (Fig. 6.3) tal como se menciona anteriormente.

El siguiente paso fue correlacionar esta muestra de estrellas con el catálogo *Gaia* EDR3 para obtener sus paralajes y poder derivar sus distancias. Para asegurar la calidad de los datos sólo seleccionamos aquellas estrellas que tienen error de paralaje menor que 20 %. En todos los casos se procedió de acuerdo con los lineamientos previstos en la colaboración Gaia para estimar sus respectivas distancias. Un total de 1241 estrellas fueron encontradas utilizando este procedimiento.

Con esta metodología, nuestra determinación resulta ser más eficiente que otras hechas hasta el momento. Los motivos son dos: por un lado, la confianza sobre la naturaleza OB de estas estrellas, sustentada en el uso de fotometría apropiada que permite hacer esa separación sin ambigüedades, excepto aquellas introducidas por los errores en la fotometría. Otros trabajos deben recurrir a combinaciones de observaciones provenientes de diferentes relevamientos con la consecuente incerteza y propagación de errores (Xu et al., 2021). Por otro lado, a diferencia del método tradicional, como es el caso del trabajo de Orsatti (1992), las distancias de las estrellas OB no se determinan usando el módulo de distancia espectrofotométrico a través de la relación entre tipos espectrales e índices de colores. Las distancias que se usan en esta tesis son las obtenidas via *Gaia* EDR3 con la precisión y errores propios de ese relevamiento.

El problema más grave que se produce con el método tradicional reside en la indeterminación respecto de la clase de luminosidad utilizando solamente fotometría, a continuación lo explicaremos brevemente. Al corregir llevando una estrella a la ZAMS en el diagrama color–color, inexorablemente se le asigna clase de luminosidad V. Esto es tan sólo aproximado y puede introducir dificultades si no se considera la situación en detalle. Desde el punto de vista de sus

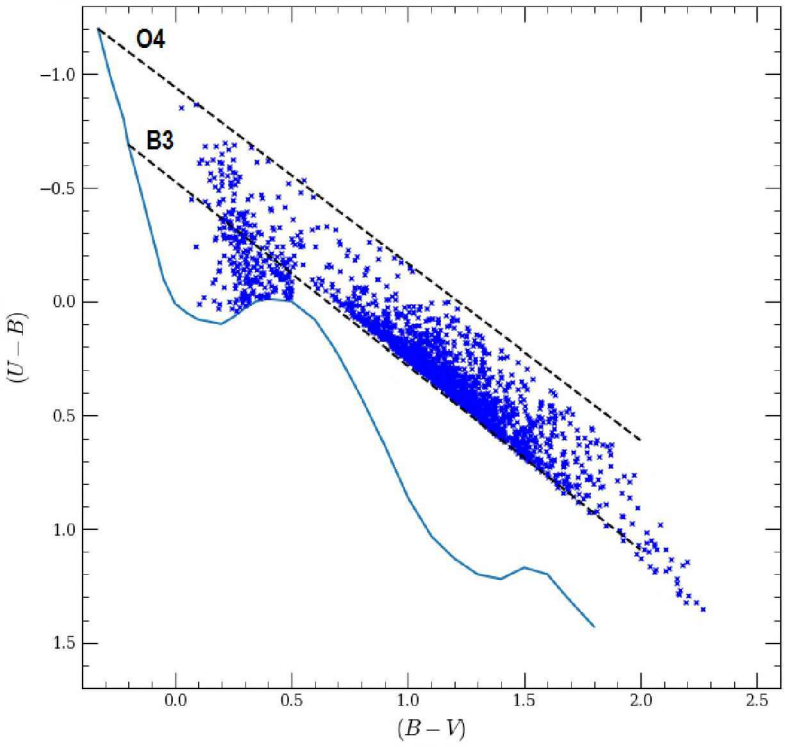


Figura 6.3: Diagrama color-color de las estrellas OB seleccionadas en el presente trabajo. En celeste la ZAMS de Schmidt-Kaler (1982). Las líneas rayadas en negro indican los vectores del enrojecimiento para diferentes tipos espectrales.

colores intrínsecos atribuir a una estrella de Clase de Luminosidad III el color propio de la Clase de Luminosidad V implica cometer un error en el exceso de color que es insignificante porque tienen colores muy similares. Si a una estrella de Clase de Luminosidad I le asignamos el color propio de una de Clase de Luminosidad V, el error en el exceso es más significativo aunque queda completamente dentro del error propio de la fotometría. En ninguno de los dos casos, en definitiva, hay un impacto apreciable en términos de la absorción visual que afecta a estas estrellas.

Sin embargo, el error de asignación de Clase de Luminosidad, por ejemplo asignar Clase de Luminosidad V a una estrella cuya verdadera Clase de Luminosidad es I, puede provocar un error apreciable en la distancia ya que la diferencia en magnitudes absolutas, M_v, entre una estrella típica B de Clase de Luminosidad V puede superar las dos magnitudes respecto de una estrella de Clase de Luminosidad I.

Este es el error más significativo que se comete con el método tradicional, pero nunca pasó desapercibido, siempre se conoció esta diferencia pero era insubsanable y mientras no hubo

datos *Gaia* esta era la forma de trabajar aunque podía llegar a ser una fuente de errores en la distancia. Pero ahora, contando con datos *Gaia* este problema está enteramente resuelto, nuestro método asevera la naturaleza OB de las estrellas empleadas utilizando fotometría *UBV* mientras que las indeterminaciones en distancias resultan ser las mínimas posibles hasta la fecha, pues utilizamos los datos del relevamiento *Gaia* EDR3.

Las subenanas OB, las enanas blancas y las estrellas Runaway[2] suelen tener los mismos colores que las estrellas azules de la secuencia principal. La pregunta es: ¿cuántas estrellas de estos tipos pueden estar contaminando los campos elegidos en nuestro estudio? Vamos a suponer que en principio nuestras estrellas OB de secuencia principal (o evolucionadas) son todas estrellas de "bona fide"siguiendo el trabajo de Carraro (2011). Es cierto que las estrellas subenanas OB se encuentran en el campo de nuestra Galaxia pero debemos recordar que están, en general, asociadas a poblaciones estelares viejas y que en su mayoría resultan ser binarias. Al mismo tiempo son estrellas con baja probabilidad de ser observadas lo que implica la dificultad de su confirmación como tales. Si nos guiamos por el análisis de Downes (1986) los conteos de estas estrellas arrojan una subenana caliente O por cada 10 millones de estrellas y una subenana de tipo B por cada millón de estrellas suponiendo un volumen de 1 pársec cúbico. Estas estimaciones han sido confirmadas por Breedt & Gänsicke (2011).

Este tipo de estrellas es intrínsecamente muy débil y si no hay información espectroscópica que las defina como tales pueden ser confundidas con estrellas lejanas OB de secuencia principal. Además, la magnitud absoluta típica de estos objetos es $M_v = 5$ mag, para una magnitud límite de V = 20 mag resulta que estas estrellas pueden ser detectadas hasta una distancia de 3 kpc, sin tener en cuenta el enrojecimiento. A esta distancia el volumen observado corresponde a 340000 pc^3 ya que típicamente nuestros detectores cubren 20×20 arcmin por lado. De este modo, sólo se espera en cada campo 0.2 estrellas subenanas de tipo O y 0.7 subenanas B. Es evidente que la contaminación que pudiera haber en nuestra muestra es despreciable.

Asimismo las estrellas Runaway también pueden ser contaminantes en la muestra ya que con frecuencia suelen ser detectadas en cúmulos del plano galáctico, aunque estos objetos están muy a menudo relacionados con cúmulos masivos (Carraro et al., 2013; Roman-Lopes et al., 2011), de los cuales han escapado (Fujii & Portegies Zwart, 2011) y los cúmulos estudiados en esta tesis no tienen esa característica.

[2]Una estrella Runaway es un objeto que posee una alta velocidad espacial respecto del entorno y cuyos vectores de movimiento apuntan a una asociación estelar de la cual se supone formó parte antes de ser expulsada.

6.2. Distribución de las estrellas OB.

El área total analizada en esta tesis en búsqueda de estrellas tempranas es de 2.2 grados cuadrados. En esta superficie se detectaron 1241 estrellas lo cual representa cerca de 550 estrellas OB por grado cuadrado en promedio sobre el plano. Esta densidad de estrellas OB por grado cuadrado es muy superior a la de cualquier otro trabajo hasta la fecha. Téngase en cuenta que Xu et al. (2021) trabajaron con 14414 estrellas pero abarcaron todo el plano Galáctico y que Chen et al. (2019b) usan tan sólo 6800 estrellas de tipo OB también distribuidas en todas las longitudes galácticas. Recalcamos que las estrellas encontradas son 5573, pero muchas se pierden luego en el corte por errores de la paralaje de *Gaia* EDR3.

La resultante de todo este trabajo podrá ser subida a Vizier una vez que tengamos una publicación de esta tesis. A modo de ejemplo se muestra solo un extracto de los resultados obtenidos en la Tabla 6.1, dado que consta de 47 columnas. Mencionaremos las más importantes: el nombre del campo al que pertenecen, las coordenadas ecuatoriales tanto nuestras como las de *Gaia* EDR3 -con una precisión de 9 decimales-, distancia angular entre las últimas dos cantidades, todas las columnas referentes a nuestra fotometría y la fotometría de *Gaia* EDR3, paralajes y errores asociados a ellas, cociente entre estos últimos dos valores para determinar cuales tenían errores de menos del 20 %, movimientos propios, distancias por inversión de las paralajes y el tipo espectral asignado con nuestro método de desenrojecimiento del diagrama color-color (T.E).

Tabla 6.1: Extracto de la tabla que lista las 1241 estrellas tempranas con su contraparte de datos en *Gaia* EDR3 y además poseen menos de 20 % de error en paralaje.

Campo	**RA**	**DEC**	**T.E**	**Dist. mín**	**Dist.**	**Dist. máx**	**V**	**G**
Bochum 14	270.61	-23.73	B0.1	869.34	1015.64	1221.15	18.13	17.11
Bochum 14	270.49	-23.68	B1.9	2929.12	3171.58	3457.81	14.12	13.53
Bochum 14	270.50	-23.68	B2.7	2649.01	2868.62	3127.93	15.68	14.96
Bochum 14	270.38	-23.82	B9	1166.32	1189.63	1213.89	12.49	12.33
Bochum 14	270.52	-23.71	04.5	3103.66	3642.99	4409.17	17.39	16.04
Trumpler 24	254.02	-40.65	09.8	1583.03	1786.67	2050.44	17.48	16.94
Lynga 14	253.77	-45.23	09.8	2405.00	2483.24	2566.74	13.00	12.43

Para iniciar nuestro análisis de la distribución de estas estrellas muy tempranas y su vinculación con los brazos espirales mostramos primero como se distribuye el exceso de color (una medida de la absorción visual) en cada una de las regiones estudiadas en este trabajo. Dicha distribución se muestra en la Fig. 6.4 donde cada punto es el exceso determinado para una estrella cualquiera a una distancia específica determinada con datos *Gaia* EDR3. La posición y enrojecimiento de cada cúmulo se muestra con un círculo en cada panel. El tamaño elegido para el círculo ha sido arbitrario.

6.2.1. El enrojecimiento a lo largo de las líneas de la visual

A primera vista los casos más destacados para mencionar en la Fig. 6.4 son los correspondientes a Bochum 14 y Lynga 14 que como puede verse en la Tabla 2.1 están sobre el plano de la Galaxia y los más enrojecidos en nuestra muestra, tal como puede corroborarse en la Tabla 5.4. Los paneles correspondientes en la Fig. 6.4 muestran que el enrojecimiento en ambas direcciones es muy elevado incluso a distancias cortas desde el Sol. Esto da evidencia la presencia de polvo interestelar muy cercano de modo que ambos objetos están completamente inmersos en zonas de alta absorción.

Hay algunas estrellas cercanas en la dirección a Trumpler 24 y a Trumpler 22 (a menos de 1 kpc) poco afectadas de enrojecimiento lo que pone de manifiesto que hay poca absorción en las cercanías del Sol en esas direcciones. Pero inmediatamente la absorción se incrementa con la distancia hasta llegar por encima de $E_{(B-V)}$ =2.2 a 2 kpc. Sin embargo, en ambos casos, estos cúmulos pueden ser vistos y medidos –igual que las estrellas cercanas– a través de ventanas de absorción que permiten también ver estrellas OB lejanas y poco afectadas de enrojecimiento como es el caso de Trumpler 22, Trumpler 24, NGC 6249, NGC 5381, Ruprecht 166 y Ruprecht 102.

Por otra parte, incluso a distancias tan grandes como 5 kpc, el enrojecimiento se mantiene en valores inferiores a $E_{(B-V)}$=2.5. Los valores máximos se observan para las regiones de Bochum 14, NGC 6249, Lynga 13 y 14 (Fig. 6.4).

A continuación se verá con más detalle, la distribución del polvo en los campos de estudio:

Bochum 14: se encontraron 101 estrellas tempranas, de ellas 20 son de tipo O, convirtiéndose en la línea de la visual que mayor número de estrellas de este tipo espectral contiene. Sólo 3 son tipo espectral B9 y el resto más temprana que B3. Desde los 1000 pc a los 4000 pc hay un continuo de estrellas, este hecho está en concordancia con otros estudios (por ejemplo, Kuhn et al. (2021)). Con respecto a la Fig. 6.4 vemos que el enrojecimiento crece rápidamente a valores cercanos a 2, manteniéndose hasta donde tenemos datos.

NGC 6242: 61 estrellas fueron detectadas extendiéndose hasta casi 2400 pc. Este grupo tiene un exceso de color que va entre 1 y 2 en $E_{(B-V)}$. A un nivel menor de enrojecimiento se reconoce NGC 6242 y una acumulación de cerca de 40 estrellas a la misma distancia que el cúmulo, lo que indicaría una relación con al menos una zona más extensa de formación estelar. Recordemos que la edad de NGC 6242 sería cercana a los 100 millones de años (Tabla 5.4)

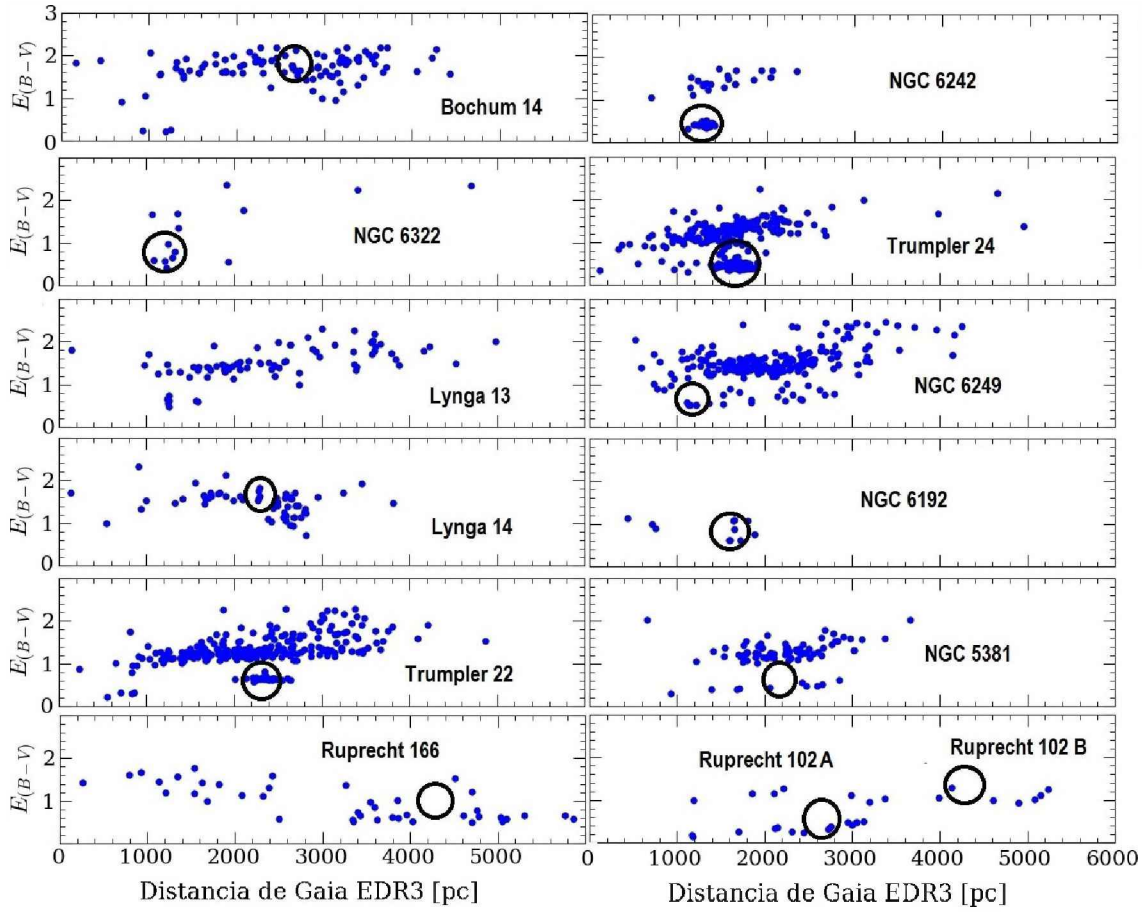


Figura 6.4: Distribución del enrojecimiento en función de la distancia al Sol en la dirección a cada uno de los campos observados. Los círculos indican los cúmulos de nuestra muestra ubicados a la distancia indicadas en las Tablas 5.4 y 5.5.

según nuestros cálculos, por lo que estas estrellas serían más jóvenes. El campo estudiado está a una latitud de b=2.46°, que implica una altura sobre el plano, a 2400 pc, del orden de 100 pc, suficiente para justificar el corte abrupto en el número de estrellas OB.

NGC 6322: se encontraron relativamente pocas estrellas, sólo unas 14, acorde con la latitud de b=-3.05°. Todas de tipos espectrales más tardíos que B2. La estrella más lejana en esta dirección está a 4700 pc y tiene una altura de $Z = 250$ pc por debajo del plano. Como se ve en la Fig. 6.4, la mayoría de las estrellas encontradas están afectadas por más absorción aún que el propio cúmulo.

Trumpler 24: aquí se hallaron 275 estrellas. Como en el caso de NGC 6242, hay dos grupos con enrojecimientos bien diferenciados. Un grupo cuyo enrojecimiento crece rápidamente desde la cercanía del Sol hasta una distancia de 5000 pc con más de $E_{(B-V)}$=2.0 y otro grupo de estrellas que presenta un enrojecimiento menor a uno superpuestas por delante de Trumpler 24. Incluso a la misma distancia que las zonas indicadas en la Sección 5.2, hay más estrellas OB

que no pertenecen a ningún cúmulo estudiado. Todos estos objetos se relacionan en el sentido de que toda la zona de Escorpio es pródiga en estrellas y grupos estelares muy tempranos. Nótese que más allá de los 2500 pc en distancia, la cantidad de estrellas es notablemente inferior, quizás debido a la presencia de nubes de muy alta absorción. Las zonas de ESO332-8 y BH 202 no fueron remarcadas con otros círculos puesto que están casi a la misma distancia en lo que respecta a la Fig. 6.4.

Lynga 13: 82 estrellas fueron encontradas en esta dirección la cual se aleja leventemente del plano. El enrojecimiento es alto incluso en las cercanías del Sol y se mantiene creciente hasta unos 5000 pc. Es muy probable que una combinación de errores de paralaje creciente y enrojecimiento en aumento determinen que no se vean estrellas más lejanas.

NGC 6249: esta es una zona muy interesante donde vuelve a repetirse el mismo patrón de enrojecimiento observado en NGC 6242 y Trumpler 24. De las 223 estrellas detectadas en esta dirección una fracción menor comparte bajo enrojecimiento igual que NGC 6249 mientras que el resto, un grupo mucho mayor en número, sufre enrojecimiento creciente ya antes de los 1000 pc desde el Sol. Este segundo grupo de estrellas muy tempranas se distribuye casi sin ninguna interrupción entre los 800 pc y los 4300 pc.

Lynga 14: se hallaron 56 estrellas OB hasta casi 4000 pc desde el Sol, la mayoría de ellas con enrojecimientos relativamente altos incluso en a distancias cercanas. Este enrojecimiento se mantiene relativamente constante a medida que aumenta la distancia aunque con alguna dispersión a una distancia de 3000 pc.

NGC 6192: aquí se encontraron 11 estrellas. En comparación con los otros campos de estudio, este número de estrellas es bajo, lo cual puede deberse en parte a que este es el campo más chico que hemos observado ($13.6' \times 13.6'$). En esta zona, básicamente, se distingue un puñado de estrellas entre 1500 pc y 1900 pc, similar a la distancia donde se encuentra NGC 6192 propiamente dicho y unas pocas estrellas OB más cercanas y con enrojecimiento comparable al de NGC 6192.

Trumpler 22: 264 estrellas OB fueron detectadas para este cúmulo. Se repite el patrón visto y comentado en NGC 6242, Trumpler 24 y NGC 6249. Hay dos líneas de enrojecimiento observadas en una misma zona. Solo unas cuatro estrellas están muy poco enrojecidas dentro de los primeros 1000 pc. Se detectan estrellas que se ubican a la misma distancia que Trumpler 22 y comparten el mismo enrojecimiento. Algunas otras, muestran enrojecimiento creciente con alta dispersión a partir de los 1000 pc y se extienden hasta casi 5000 pc. Las restantes parecen mantenerse con un enrojecimiento cercano a 1 hasta los 4000pc, con una dispersión de 0.2.

NGC 5381: en esta región se hallaron 82 estrellas OB. Se repite el patrón ya mencionado en el sentido de que hay dos líneas bien diferenciadas de enrojecimiento. El grupo más afectado se extiende entre los 1000 y 3000 pc. A la distancia que debiera emplazarse el cúmulo NGC 5381, según nuestros resultados, casi no se registran estrellas del tipo estudiado en esta sección, lo cual no es de extrañar ya que no es un cúmulo especialmente joven. Sí pueden observarse, a lo largo de una línea de bajo enrojecimiento, estrellas tempranas entre los 1000 y los 3000 pc.

Ruprecht 166: 43 estrellas tempranas se detectaron en este campo. Aquí aparecen dos tendencias de enrojecimiento curiosas. Por una parte las estrellas hasta cerca de 2500 pc muestran enrojecimiento elevado; luego hay un hiato de unos 500-600 pc y aparece, luego, un grupo más distante que en promedio muestra menor enrojecimiento. El hecho de que no se observen estrellas tempranas a la distancia en que esperamos encontrar el cúmulo Ruprecht 166, está en buen acuerdo con la edad calculada para el mismo.

Ruprecht 102A y 102B: cuenta este campo con sólo 28 estrellas tempranas. Es relevante que se encuentran estrellas hasta casi 5500 pc igual que en la región de Ruprecht 166. Como en casos anteriores hay dos grupos de enrojecimiento. Uno de valor bajo, rondando $E_{(B-V)}$=0.40 y otro, de valor más alto, cercano a $E_{(B-V)}$=1, incluso a 1000 pc del Sol, levemente inferior que el calculado para Ruprecht 102B. Mientras que Ruprecht 102A con un enrojecimiento de $E_{(B-V)}$=0.65 da cuenta de un enrojecimiento intermedio.

6.2.2. Distribución de estrellas OB a lo largo de las líneas de la visual

En las Figs. 6.5-6.7 mostramos los histogramas que dan cuenta del número de estrellas OB halladas a lo largo de las diferentes visuales a cada uno de los doce campos de trabajo. Los mismos, fueron construidos usando pasos de 100 pc y sólo consideramos estrellas hasta 6000 pc de distancia desde el Sol.

En cada histograma para cada dirección hemos puesto líneas de color violeta claro que indican las posiciones aproximadas de los brazos de la Galaxia que se van cruzando. Hacemos hincapié en que las distancias a los brazos es tan solo aproximada en virtud precisamente de la dificultad para determinarlos y que el ancho de los mismos es variable pudiendo alcanzar hasta 1000 pc (Bronfman et al., 2000). En cada histograma hemos señalado con una flecha la posición hallada para nuestros cúmulos.

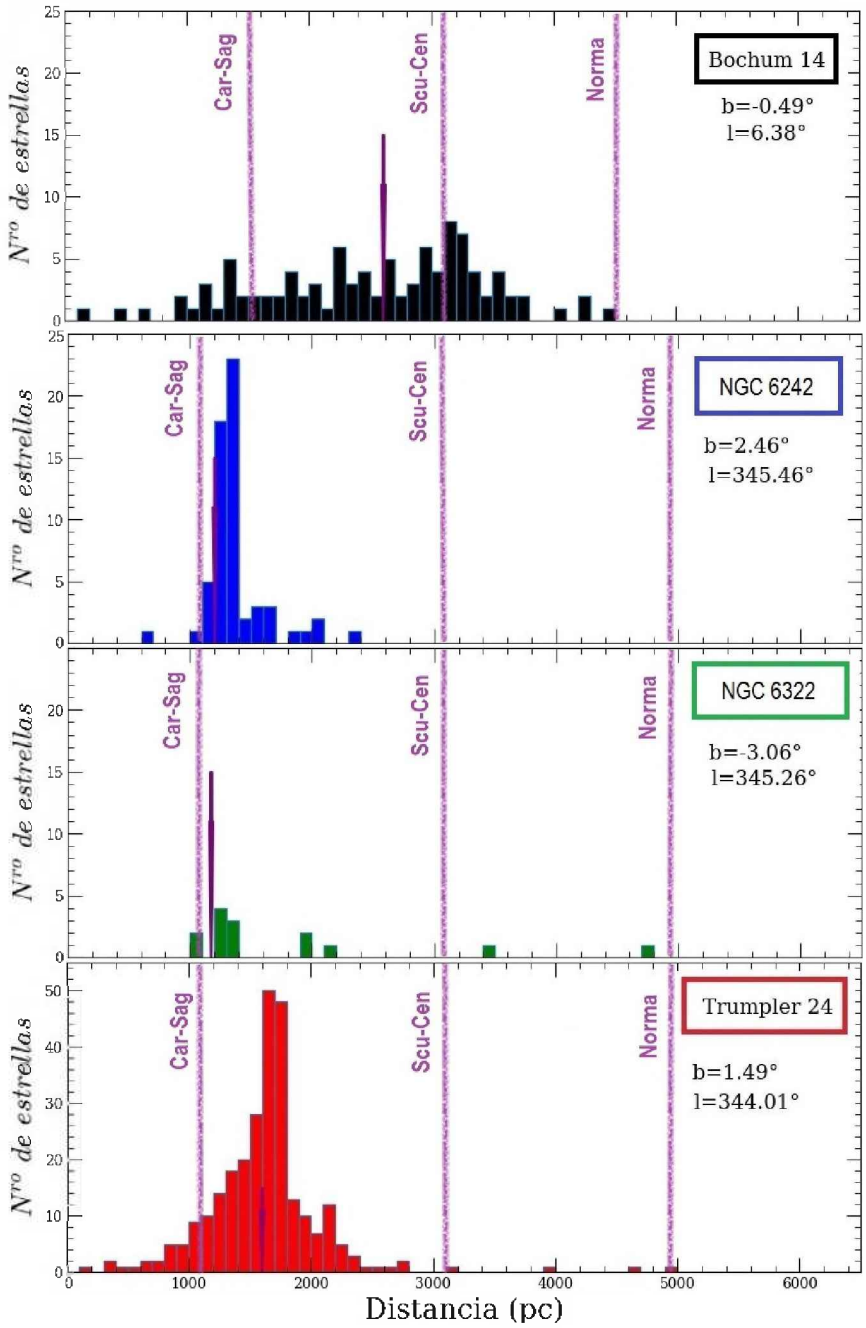


Figura 6.5: Histogramas de paso 100 pc que muestran la distribución espacial de las estrellas seleccionadas de tipos espectrales OB. La flecha violeta muestra la posición probable del cúmulo de la zona según las Tablas 5.4 y 5.5.

De todos estos histogramas tres de ellos llaman la atención: el que corresponde a la región de NGC 6242, el de NGC 6322 y el de NGC 6192. NGC 6242 está al norte de la zona de Trumpler 24 donde aparece proyectado contra nubes de polvo muy oscuras. Lo mismo ocurre con NGC 6322 y NGC 6192, rodeados por zonas de polvo muy denso que dificultan la detección de objetos que estén por detrás. Es decir, se produce la interrupción del efecto ventana y se

dificulta detectar estrellas por detrás de estos cúmulos contrariamente a lo que ocurre en el resto de los casos.

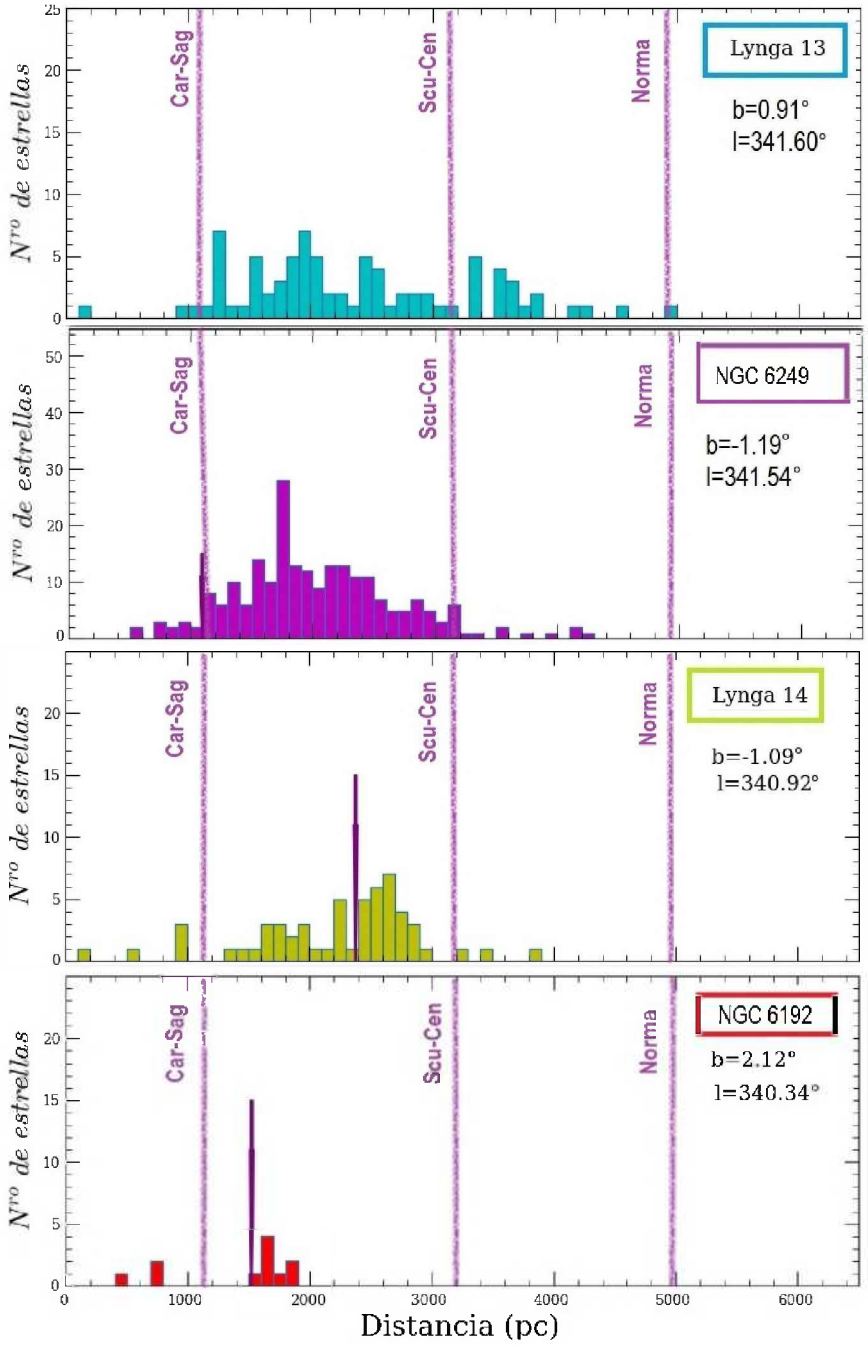


Figura 6.6: Idem Fig. 6.5.

En la dirección a Bochum 14 es posible ver estrellas OB hasta casi 5000 pc desde el Sol. Estas estrellas tienden a concentrarse entre el brazo de Sagitario y el de Scutum mostrando un progresivo aumento en el número cuanto más cerca están de este último brazo. En el caso de Lynga 14 la concentración de estrellas OB crece acercándonos al brazo de Scutum, aunque se

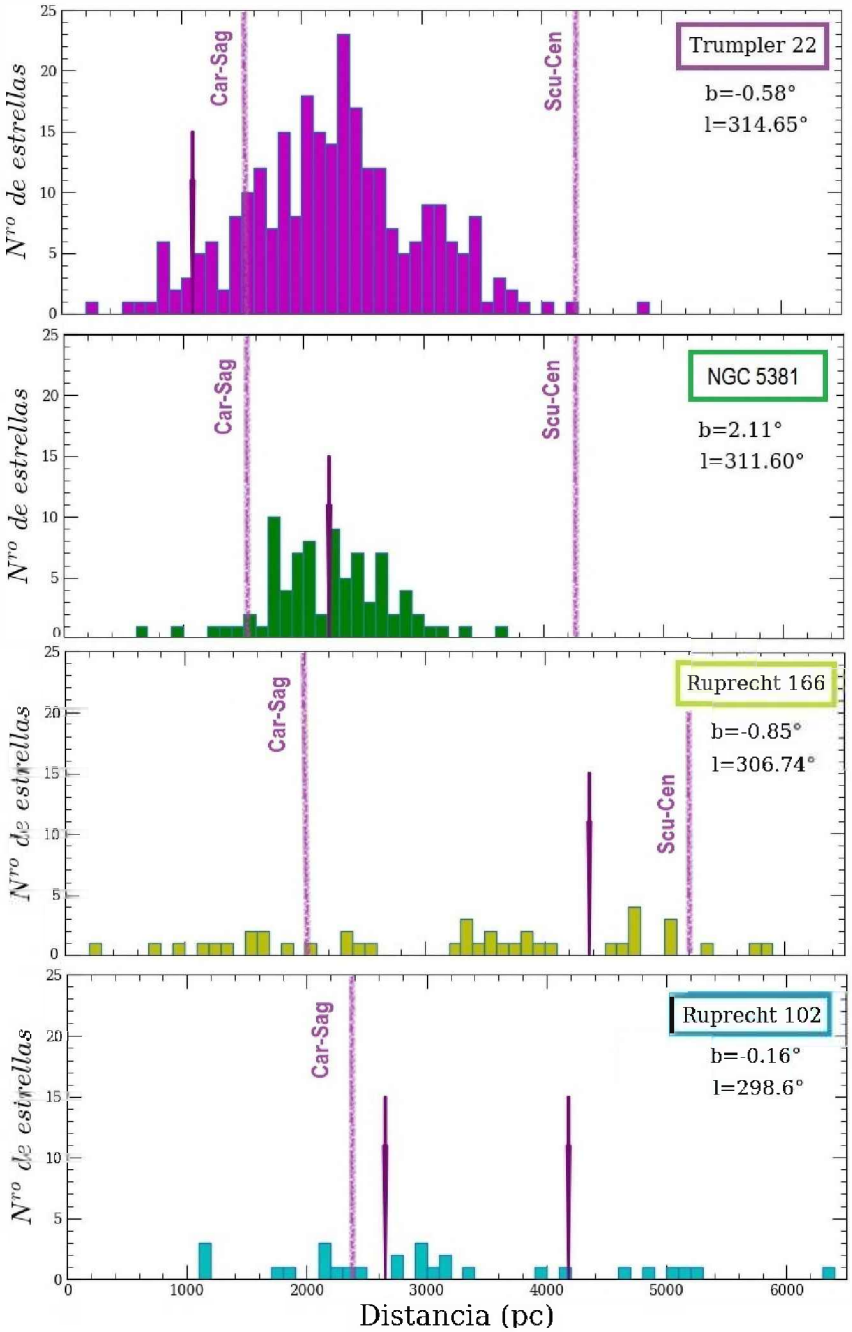


Figura 6.7: Idem Fig. 6.5.

interrumpe al llegar a este. Trumpler 24 concentra gran cantidad de estas estrellas con tendencia a estar más próximas al brazo de Carina, lo que, en acuerdo con Hou (2021), marcaría una tendencia a que el brazo de Carina pudiera estar más lejano en esa dirección galáctica. Casi el mismo efecto puede apreciarse en NGC 6249. En la región de Lynga 13 ocurre lo mismo. En Trumpler 22 y en NGC 5381 una gran cantidad de estrellas tienden a ubicarse más cercanas al brazo de Carina, pero subtienden gran cantidad del espacio entre brazos, esbozando un posible puente estelar o ramificación. Los casos restantes, Ruprecht 166 y Ruprecht 102 muestran una

distribución casi continua y pobre en número de estrellas OB.

6.2.3. Interpretación general

Con respecto a las estrellas OB coincidimos con Xu et al. (2021) y Chen et al. (2019b), que al menos para este cuadrante, las mismas se distribuyen mayoritariamente en forma constante, aunque sus sobredensidades sí muestran patrones distinguibles. Es probable que teniendo en cuenta el ancho de los brazos en sí mismos, el hecho de que podría caber hasta tres de ellos entre los 8 y los 3 kpc desde el Sol, los errores en distancia y el propio movimiento de las estrellas, el patrón espiral no sea fácilmente distinguible. La continuidad en los mapas de CO para estas latitudes (Pohl et al., 2008b), a excepción de algunos claros en la distribución de no más de 500 pc, nos indica que hay al menos suficiente material para formar agregados o cúmulos que se disgreguen y den lugar a esta población OB difusa y constante, hacia el interior galáctico. Los claros de estrellas OB no implican de modo alguno la falta de estrellas de tipos espectrales tardíos.

Capítulo 7

Discusión

En el panel izquierdo de la Fig. 7.1 hemos ubicado los cúmulos analizados en esta muestra utilizando coordenadas heliocéntricas siguiendo la convención correspondiente de signos. Existen varios modelos de brazos espirales propuestos por distintos autores con ligeras diferencias entre ellos. Aquí hemos optado por utilizar un sector del cuarto cuadrante galáctico extraído de la composición realizada por R. Hurt (Churchwell et al., 2009) que fuera mostrada íntegramente en el capítulo introductorio de esta tesis y que es actualizado continuamente, en el que se aprecian importantes discontinuides en algunos brazos.

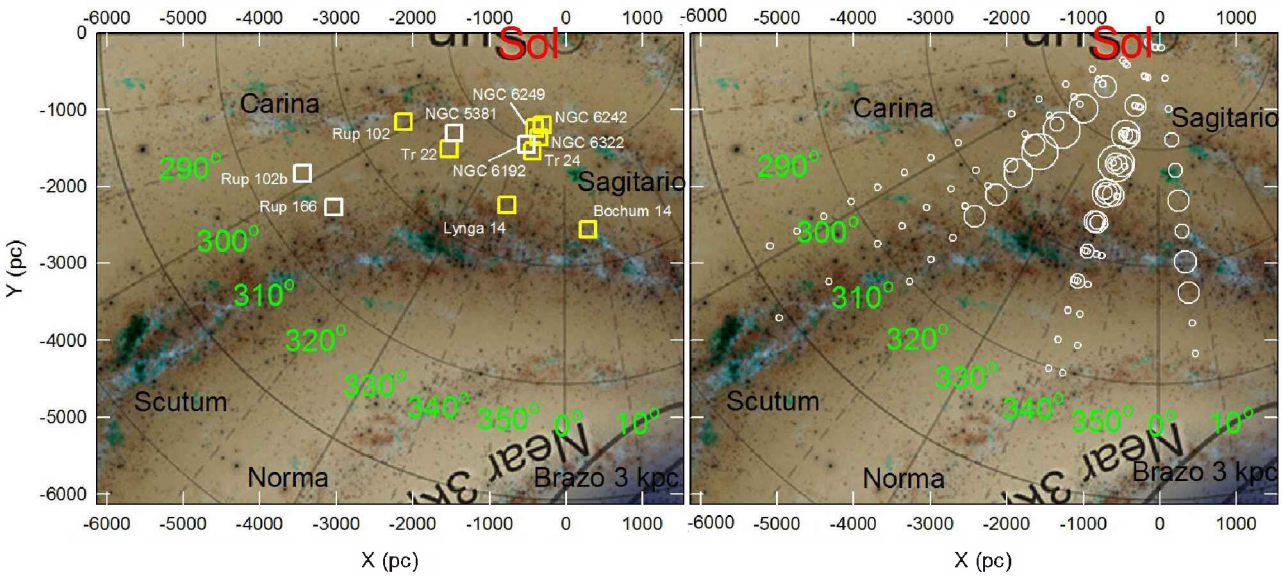


Figura 7.1: Posición estimada de los cúmulos(cuadrados) y estrellas OB seleccionadas (círculos) derivadas en este trabajo de tesis. Esquema de brazos galácticos dado por Churchwell et al. (2009) superpuestos a la concepción artística de la Vía Láctea. El sistema de coordenadas está centrado en la posición del Sol, ubicado a un radio $R_{\odot}$=8.23 kpc del centro galáctico. Se indican los nombres de los brazos espirales con el fin de guiar al lector.

Los nombres de los brazos espirales están indicados en la Fig. 7.1, como también los nombres de los cúmulos analizados (panel izquierdo), mostrados con cuadrados de diferentes colores. Con el fin de no contaminar la imagen hemos agrupado con el nombre de Trumpler 24 a todo el complejo de ScoOB1 analizado (BH 202 y ESO332-8, incluidos) puesto que como hemos visto se encuentran a distancias comparables y sobre la misma dirección. Para facilitar la interpretación hemos usado el color amarillo para señalar aquellos cúmulos cuyas edades son del orden o menores que 100 millones de años, permitiendo cierta dispersión en torno al valor máximo debido a los errores en las edades indicados en las Tablas 5.4 y 5.5. Los cúmulos de edades mayores a log(edad)=8, están mostrados con cuadrados blancos. También, y como ayuda al lector, hemos agregado los valores de las longitudes Galácticas.

Un rasgo relevante en la estructura espiral en los alrededores del Sol es que el brazo de Sagitario se conecta con el de Carina a l= 0°, aproximadamente, y a poco más de 1000 pc desde el Sol. Pero curiosamente, la cartografía galáctica muestra una cierta discontinuidad en el punto mismo de conexión hasta l= 300°. Una explicación natural al hecho de no encontrar objetos podría ser que nuestra visual estuviera oscurecida por polvo interestelar, pero en este rango de longitudes Galácticas no corresponde a una zona conocida de alta absorción (Lallement et al., 2019).

Este rasgo de discontinuidad, conocido hace tiempo, ha sido puesto de relieve recientemente por Cantat-Gaudin et al. (2020), a raíz de la baja densidad de cúmulos abiertos jóvenes descubiertos por ellos en sus relevamientos en ese sector. Precisamente una gran parte de nuestros campos se ubican en los bordes de esa zona para intentar detectar la presencia de cúmulos que hubieran pasado desapercibidos en relevamientos anteriores.

Como puede apreciarse en la Fig. 7.1 cuatro cúmulos jóvenes: NGC 6242, NGC 6249, NGC 6322 y Trumpler 24, quedan emplazados precisamente en esa zona de desconexión aparente. Recordemos también que Damiani, Francesco (2018) trabajó sobre región de Scorpio OB1 encontrando, igual que nosotros, una gran cantidad de protoestrellas de muy baja masa cubriendo casi 1° grado cuadrado. De modo tal que resulta que en la conexión de ambos brazos no sólo hay cúmulos jóvenes sino también actividad de formación estelar reciente.

Si a este hecho le agregamos Trumpler 22 en la dirección 315° y a tan sólo 2000 pc desde el Sol, podríamos entonces decir que tal caída en la densidad de cúmulos jóvenes no es real sino que podría tener su origen en la muy alta absorción de las nubes de polvo que se encuentran hacia esa zona y que dificulta la detección de objetos, como en el caso de Trumpler 24.

Si nuestras interpretaciones, distancias y edades, no están equivocadas, podemos asegurar

que parte de la brecha comienza a cerrarse con nuestro aporte y que los cúmulos analizados son efectivamente trazadores de estructura espiral.

Queda muy en claro de la inspección de este mismo panel en la Fig. 7.1 que Bochum 14 y Lynga 14 son reales trazadores de estructura espiral pertenecientes al brazo de Scutum. Además, ambos objetos, son extremadamente jóvenes y hay evidencias vigorosas de la presencia de protoestrellas en ellos revelando actividad muy reciente de formación estelar.

El cúmulo Ruprecht 102A es un trazador de la estructura espiral, ya que su edad y posición en la tangente interna del brazo de Carina así lo determinan. Recordemos que de nuestro análisis se desprende que en esa dirección no sólo está Ruprecht 102A sino también Ruprecht 102B y que el enrojecimiento aumenta hacia este último cúmulo. El menor enrojecimiento de Ruprecht 102A puede deberse a la posición donde se encuentra Ruprecht 102A, en la tangente del brazo de Carina, mientras que Ruprecht 102B y Ruprecht 166 están ubicados plenamente en una zona interbrazo (en completo acuerdo con su edad) entre Carina y Scutum.

En el panel derecho de la Fig. 7.1 mostramos la distribución de estrellas OB por intervalos halladas en este trabajo. Para una mejor comprensión, hemos calculado el número de estrellas en intervalos de distancia al Sol de 100 pc y representado con círculos blancos de tamaño variable, dependiendo de la cantidad de estrellas detectadas en ese intervalo de distancia. Así, los círculos más pequeños corresponden a regiones donde existen entre 1 y 5 estrellas, mientras que los círculos de mayor diámetro corresponden a regiones de 40 estrellas o más. Este panel refleja lo mismo que los histogramas correspondientes. Puede verse fácilmente que en las direcciones a Ruprecht 102 y Ruprecht 166 hay una continuidad casi sin interrupciones de estrellas tempranas. No deja de ser curioso que en dirección a Ruprecht 102, una zona interbrazo más allá de 1500 pc desde el sol, aún se vean estrellas de este tipo. Hasta 1500 pc en esa dirección podemos aceptar que ellas pertenecen al brazo de Carina y al entorno solar inmediato.

Esta figura sorprende en el siguiente sentido: a la altura de la unión entre Carina y Sagitario se puede ver un número significativo de estrellas OB, entre 310° y 340° y a $X = -1500$, aproximadamente. Si se compara con el panel izquierdo es inmediato pensar que puesto que hay cúmulos jóvenes y también estrellas OB entonces estamos en presencia de complejos extensos que contienen, a la misma distancia pero también por delante y por detrás, zonas de formación estelar reciente.

Sin embargo, no hay evidencias en nuestro análisis de un corte en la distribución de estrellas OB. Por el contrario, el número de estrellas jóvenes se mantiene fuertemente creciente incluso llegando al brazo de Scutum. Este hecho no es desconocido para nosotros. Hace un tiempo

Perren et al. (2012), realizaron un trabajo fotométrico sobre el cúmulo abierto Trumpler 27, a 355° de longitud y sobre el mismo plano galáctico, detectaron la presencia de gran cantidad de estrellas OB, algunas asociadas al cúmulo, pero otras claramente ubicadas a la distancia del brazo de Scutum e incluso más allá, casi hasta el brazo de Norma.

Si se dirige la atención a la dirección de Bochum 14, a 6° en longitud, se encuentra el mismo fenómeno de la presencia de estrellas OB asociadas al brazo de Sagitario pero una vez cruzado Sagitario y continuando en dirección al brazo de Scutum vuelve a encontrarse un número creciente de estrellas jóvenes que alcanzan a este último brazo en cantidades significativas. No debemos perder de vista que este cúmulo está proyectado en la dirección de la región de mayor enrojecimiento interestelar de nuestra muestra. Sin embargo, pequeñas ventanas en el polvo permiten visualizar objetos OB que se encuentran alejados, hasta casi el brazo de Norma.

Aún dentro de la incertidumbre en nuestras paralajes, del orden de un 20 %, hay estrellas de este tipo estelar que podrían ser miembros de las estribaciones del brazo de Norma.

Comparamos nuestros resultados con un trabajo reciente desarrollado por Kuhn et al. (2021), mostrado en el panel derecho de la Fig. 7.2. Los resultados obtenidos por estos autores usan datos de YSO (de sus siglas en inglés, Young Stellar Object) del catálogo Spitzer/IRAC Candidate YSO en combinación con distancias *Gaia* del EDR3. La escena final que presentan, mostrada en el panel derecho de esa figura, sugiere la presencia de una particular cadena de YSO indicados con símbolos amarillos que arranca a 1000 pc en la misma dirección a Bochum 14 a 6° de longitud y que inmediatamente se desplaza hasta llegar a los 15° en longitud galáctica. La particularidad de esta cadena, a diferencia de los YSO marcados con símbolos negros, es que comparten similares propiedades cinemáticas y posicionales con máseres de metanol. De por sí, esos YSO son la resultante de actividad de formación estelar reciente que se extiende en latitud galáctica entre b° =-2 y b° =2. Los demás están distribuidos sin mayores patrones identificables. Cabe destacar que Bochum 14 está sobre el plano galáctico casi en la misma dirección pero ligeramente más cerca del centro de la Galaxia.

La zona examinada por Kuhn et al. (2021) muestra la presencia de objetos muy jóvenes que comparten posición con algunas estrellas OB indicadas con símbolos azules en el panel izquierdo de la Fig. 7.2. En este panel hemos incluido, además. estrellas OB tomadas del reciente trabajo de Xu et al. (2021) indicadas con estrellas rojas que cubren hasta la latitud $b = 15°$. En ese esquema, la cadena de estrellas OB que nosotros detectamos en dirección a Bochum 14 coincide con el principio de los YSO, posicionalmente, hasta los 1000 pc y luego se aparta para unirse al grupo de estrellas de Xu et al. (2021) a X=1400 e Y=125 pc aproximadamente. Nótese que entre la dirección a Bochum 14 y el siguiente grupo de estrellas nuestras entre 340 y 350 (como

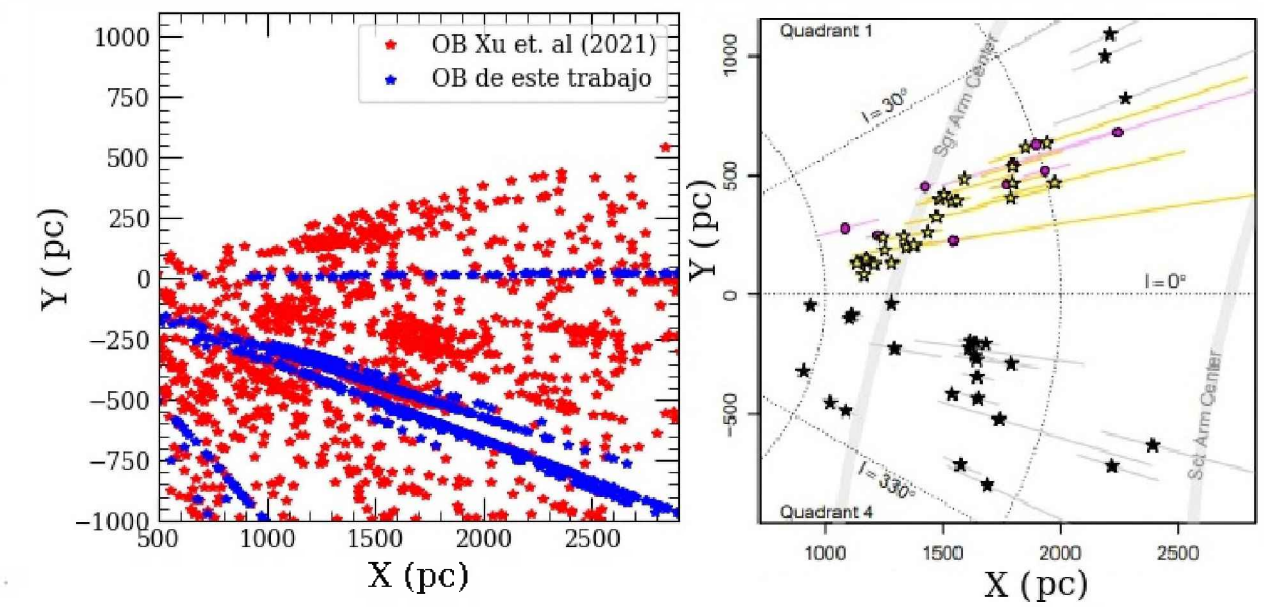


Figura 7.2: En el panel izquierdo se observan las estrellas OB seleccionadas (estrellas rojas) por Xu et al. (2021) empezando en 10° y las estrellas OB encontradas en el presente trabajo (estrellas azules) delimitados en x e y con el objetivo de comparar con la figura 3 de Kuhn et al. (2021), panel derecho, YSO (estrellas) y Másers (círculos). En gris pueden verse los brazos espirales definidos por Reid et al. (2019).

vimos en la Fig. 7.1) posee una gran cantidad de estrellas jóvenes entre Sagitario y Scutum, hay grandes grupos detectados por Xu et al. (2021) también, uno a X=1100, Y=-200 pc, y otro a X=1700, Y=-250 pc, que tienen su contrapartida también en el diagrama de densidad de Hou (2021), ver Fig. 7.3.

La suma de YSOs y estrellas OB nuestras y de Xu et al. (2021) no dejan dudas de que más allá de la zona de Carina–Sagitario hay no sólo actividad de formación en la zona atribuida al brazo de Sagitario sino que la misma se extendería más allá aún. Por otra parte hay presencia de YSOs en la dirección 345° (entre 1500 y casi 2000 pc) en coincidencia con la gran abundancia de estrellas OB reveladas en nuestro análisis en la misma dirección aunque a menor longitud. Esta evidente sobreabundancia de estrellas OB entre ambos brazos que, en principio se extiende profusamente hasta Scutum, parecería hacerlo aún más allá hasta Norma.

Nuestros resultados están en muy buen acuerdo con los obtenidos por Castro-Ginard et al. (2021) y mostrados en su Fig. 3, donde se puede apreciar una clara continuidad entre Carina-Sagitario y Scutum-Centaurus para la línea en dirección a Bochum 14.

Finalmente, mostramos en la Fig. 7.3 un mapa completo con las investigaciones de la Galaxia realizado por Hou (2021) donde se observa la distribución en densidad de la combinación

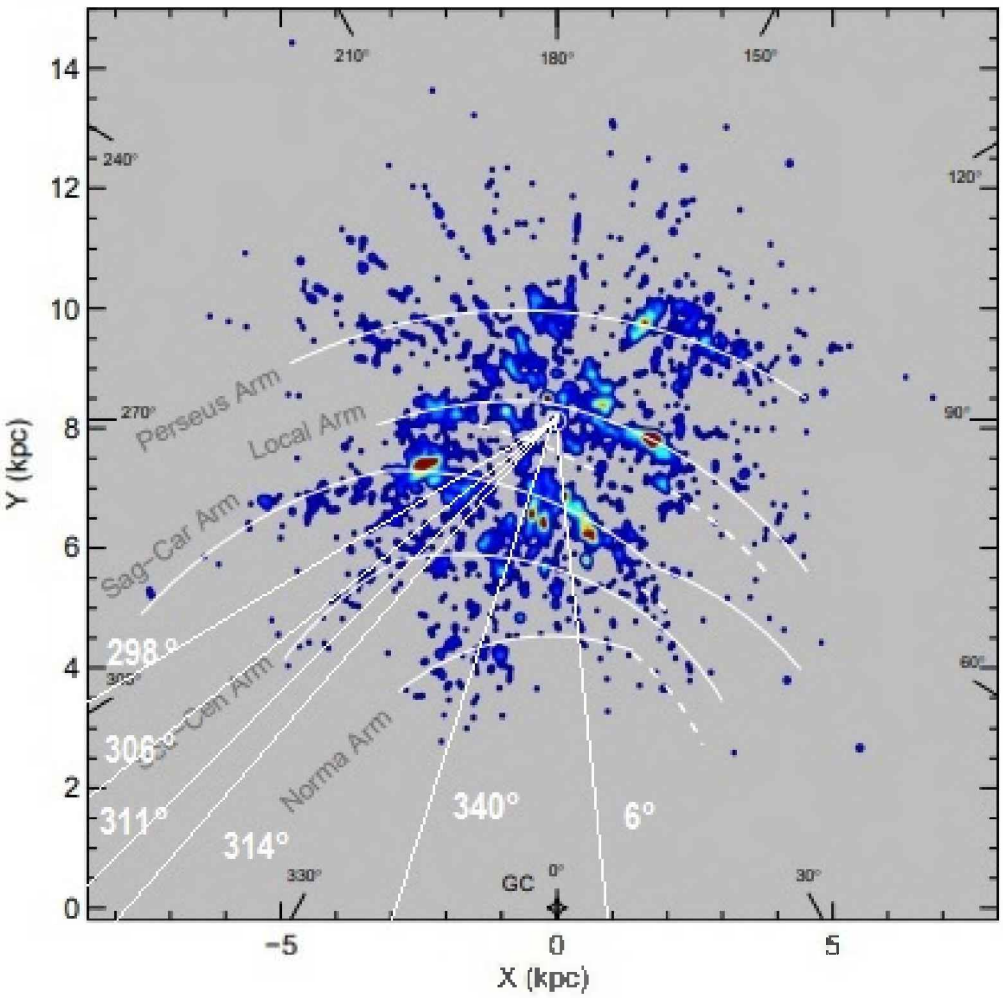


Figura 7.3: Distribución en densidad de la combinación de datos realizada por Hou (2021), ellos son GMCs, HMSFR máseres, regiones HII, estrellas de tipo O y cúmulos abiertos jóvenes en el disco galáctico. Las curvas sólidas indican el mejor ajuste del modelo de brazos espirales encontrados por ellos. Las cuatro curvas rayadas son estructuras tipo ramas propuestas en la literatura. Hemos indicado con líneas blancas las direcciones de nuestros campos.

de datos de GMC (de sus siglas en inglés, Giant Molecular Clouds), HMSFR máseres (High Maser Stellar Formation Region), regiones HII, estrellas de tipo O y cúmulos abiertos jóvenes en el disco galáctico. Hemos indicado con líneas blancas las direcciones de nuestros campos y puede verse el excelente correlato con nuestras observaciones si se compara con la Fig. 7.2.

Capítulo 8

Conclusiones

El objetivo principal de esta tesis ha sido el de encontrar trazadores de estructura espiral, cúmulos muy jóvenes y estrellas azules de tipo OB que nos permitieran relacionarlos con la presencia de brazos espirales en un sector específico de nuestra Galaxia comprendido entre 298° y 6° de longitud y ceñidos a una latitud lo suficientemente próxima al plano del ecuador galáctico.

Para llevar adelante esta propuesta de trabajo hicimos uso de las herramientas desarrolladas por colaboradores de nuestro grupo, pyUPMASK y ASteCA, en combinación con fotometría propia *UBVI* así como también con fotometría, movimientos propios, y paralajes extraídos del *Gaia* EDR3.

Inicialmente nuestra fotometría *UBVI* fue pensada para estudiar los cúmulos existentes en cada zona y luego, para detectar la presencia de estrellas OB. La liberación de datos *Gaia*, el EDR3 esencialmente, nos abrió otra oportunidad en el sentido de que se podían derivar los parámetros de los cúmulos en cada zona utilizando los datos provistos por la misión con la siguiente ventaja: que los datos de *Gaia* eran dos magnitudes más profundos que los datos *Gaia* DR2 mejorando claramente la estadística del mismo. Una buena caracterización de la densidad del campo estelar permite una mejor estimación de las membresías en cada objeto. De modo tal que la posibilidad de usar datos más profundos conjuntamente con fotometría, movimientos propios y paralajes resultaba altamente más ventajosa que limitarnos a los datos *UBVI*. De modo que nuestra fotometría *UBVI* se utilizó para el análisis de extinción hacia los diferentes campos, y para la detección de estrellas OB usando el diagrama color—color UBV.

Ha sido un hecho fortuito que en la región de Ruprecht 102 hayamos detectado la presencia de un segundo cúmulo ubicado por detrás de Ruprecht 102A y que hemos identificado Ruprecht 102B. El mismo ha podido ser distinguible en el diagrama de densidad del mismo, y luego sus diagramas color-magnitud muestran marcadas diferencias en edad, enrojecimiento y distancia.

Hemos encontrado enormes dificultades en la fluctuación de estrellas de fondo en la zona correspondiente a Lynga 13. No negamos la existencia de un cúmulo en la zona pero admitimos que fue imposible su detección y caracterización como tal. Claramente se necesitan observaciones más profundas y queda en duda la realidad física de este objeto.

La región más grande bajo estudio en el presente trabajo corresponde a Trumpler 24. En esta región en particular se ha logrado encontrar los parámetros de tres cúmulos, a saber: BH 202, ESO332-8 y el propio Trumpler 24 que presenta subgrupos dentro que comparten movimientos propios y edades similares.

En total detectamos 15 cúmulos estelares, de los cuales nueve resultaron contar con edades de menos de 100 millones de años, dos de ellos asociados a la región de Trumpler 24. Con estas edades, ubicación, distancia y movimientos propios, es muy probable que sean trazadores de la estructura espiral.

Seis de los cúmulos jóvenes podrían ser asociados a la zona de interconexión entre los brazos de Sagitario y Carina. Hasta hace muy poco tiempo existía la presunción de que en esta zona faltaban elementos constitutivos de los brazos espirales tales como cúmulos jóvenes y estrellas de tipo OB. Otros dos están claramente vinculados al brazo de Scutum.

Se detectaron "bona fide" 1241 estrellas de tipo OB cuyas distancias fueron estimadas utilizando las paralajes provenientes del catálogo *Gaia* EDR3. El proceso de caracterización del tipo estelar fue realizado mediante una técnica eficaz que combina observaciones en el sistema *UBVI*. En todos los campos analizados se detectaron estrellas de este tipo extendiéndose hasta casi 4500 pc desde el Sol. Es decir la muestra de estrellas OB incluye objetos pertenecientes al entorno del Sol pero también objetos a la distancia del brazo de Scutum e incluso pertenecientes al borde exterior del brazo de Norma. Un catálogo de las mismas será brindado a la comunidad científica para posteriores estudios.

El rasgo más distintivo de la distribución de estas estrellas OB es que su ubicación no se limita a la esperada para los brazos espirales, pudiendo verse un número elevado de ellas en las longitudes Galácticas 315° y 344° de nuestros campos. En la dirección 341° también se detectaron gran cantidad de estrellas tempranas las cuales se distribuyen de manera continua entre los brazos de Carina-Sagitario y Scutum-Centaurus hasta casi los 3200 pc, aunque no de manera homógenea y con un marcado pico a unos 1800 pc.

El hecho más notorio, sin lugar a dudas, es que la distribución de objetos jóvenes, estrellas

OB, detecta corredores de estas estrellas para las longitudes 315° y 341-344° poblando el espacio interbrazo entre Sagitario-Carina y Scutum-Centaurus. Este es un hecho singular pero no extraño. Las imágenes infrarrojas en otras galaxias espirales muestran a menudo que los brazos no son necesariamente entidades separadas entre sí, sino que pueden existir puentes de materia entre un brazo y otro capaces de albergar gas en cantidades suficientes para desencadenar nuevos procesos de formación estelar. Esta podría ser una explicación del efecto de continuidad que nosotros notamos en el sector analizado. Otra razón que influye, es apilamiento de los brazos espirales a medida que nos aproximamos al centro de la Galaxia.

La comparación de nuestros resultados con los producidos por otros autores nos sugiere que nuestro método de análisis e interpretación de estrellas OB es correcto. En efecto, nuestros campos de estudio muestran patrones similares a los encontrados por otros investigadores recientemente tales como Castro-Ginard et al. (2021); Hou (2021); Kounkel et al. (2020); Xu et al. (2021).

Nos ha resultado de particular interés el encontrar que la distribución de estrellas OB en dirección a Bochum 14, a 6° de longitud galáctica, coincide lateralmente con una cadena de YSO hallada por Kuhn et al. (2021) hasta casi 1500 pc desde el Sol y luego se separan. Esto es, a partir de allí, aproximadamente, la distribución de YSO se desplaza hacia el brazo de Scutum adentrándose más en el primer cuadrante galáctico. Esto refuerza la justificación esbozada previamente porque la presencia de esos YSO también extiende el ancho del brazo de Sagitario hasta las cercanías de Scutum. Es decir estos objetos extremadamente jóvenes están más allá de la extensión en ancho de Sagitario. Y este rasgo es el que también ponen de manifiesto nuestras estrellas OB hacia Bochum 14 cuyo número crece más allá de Sagitario y se acentúa en Scutum siguiendo camino hacia el brazo de Norma. Aunque es pertinente afirmar que nuestras estrellas OB alcanzan al brazo de Norma entre 340° y 350° así como en 6°, también es cierto que lo hacen en un número muy pequeño y probablemente aún tomando error de paralaje por debajo o igual que el 20 %, conlleven grandes incertezas en su determinación de distancias.

Capítulo 9

Perspectivas a futuro.

El objetivo específico seguirá siendo la búsqueda sistemática y homogénea de agrupaciones estelares jóvenes vinculadas, pero ahora inmersas en super-cáscaras de hidrógeno neutro (SCHI) localizadas en la parte exterior de la Vía Láctea. A su vez, se planea obtener las características fundamentales de dichas agrupaciones. Este estudio ayudará al objetivo general consistente en realizar aportes importantes en el conocimiento de los cúmulos estelares jóvenes y de diferentes aspectos de nuestra Galaxia. En este último sentido se destaca:

- La sistematización en la determinación de miembros de agrupaciones estelares jóvenes en base al uso de técnicas de aprendizaje automático (ML) sobre características fotométricas, astrométricas y/o cinemáticas.
- La mejora en el trazado de la estructura a gran escala de la Vía Láctea: brazos espirales y sus posibles ramificaciones ("spurs").
- El estudio de la interacción entre la población estelar joven y el medio interestelar (MIE) en la región de cada objeto.

Agradecimientos

Este trabajo ha hecho uso de los resultados de la Agencia Espacial Europea (ESA) misión Gaia, los datos fueron procesados por el DPAC (de sus siglas en inglés: Gaia Data Processing and Analysis Consortium), http://www.cosmos.esa.int/web/gaia/dpac/consortium. También usamos los catálogos de CDS/Simbad (Strasbourg) y Digitized Sky Survey Image del Instituto de Ciencias Telescopio Espacial (US. Goverment grant NAG-W-2166).

Índice de acrónimos

A continuación se listan los acrónimos utilizados en esta tesis. Algunos de ellos provienen de siglas en inglés que no se traducen al español.

CMD: *Diagrama color magnitud.*
PDR: *Perfil de densidad radial.*
TO: *Turn off.*
PMS: *Pre-main sequence.*
YSO: *Objetos estelares jóvenes.*
GDR2: *Relevamiento de datos Gaia 2.*
EGDR3: *Relevamiento de datos Gaia 3 tempranos.*

Apéndice A

Anexo: Figuras

En este anexo pueden verse las imágenes en el filtro V de cada zona observada ordenadas por longitud galácica. En cada una se indican las coordenadas α y δ. El Norte está arriba y el Este a la izquierda en cada caso.

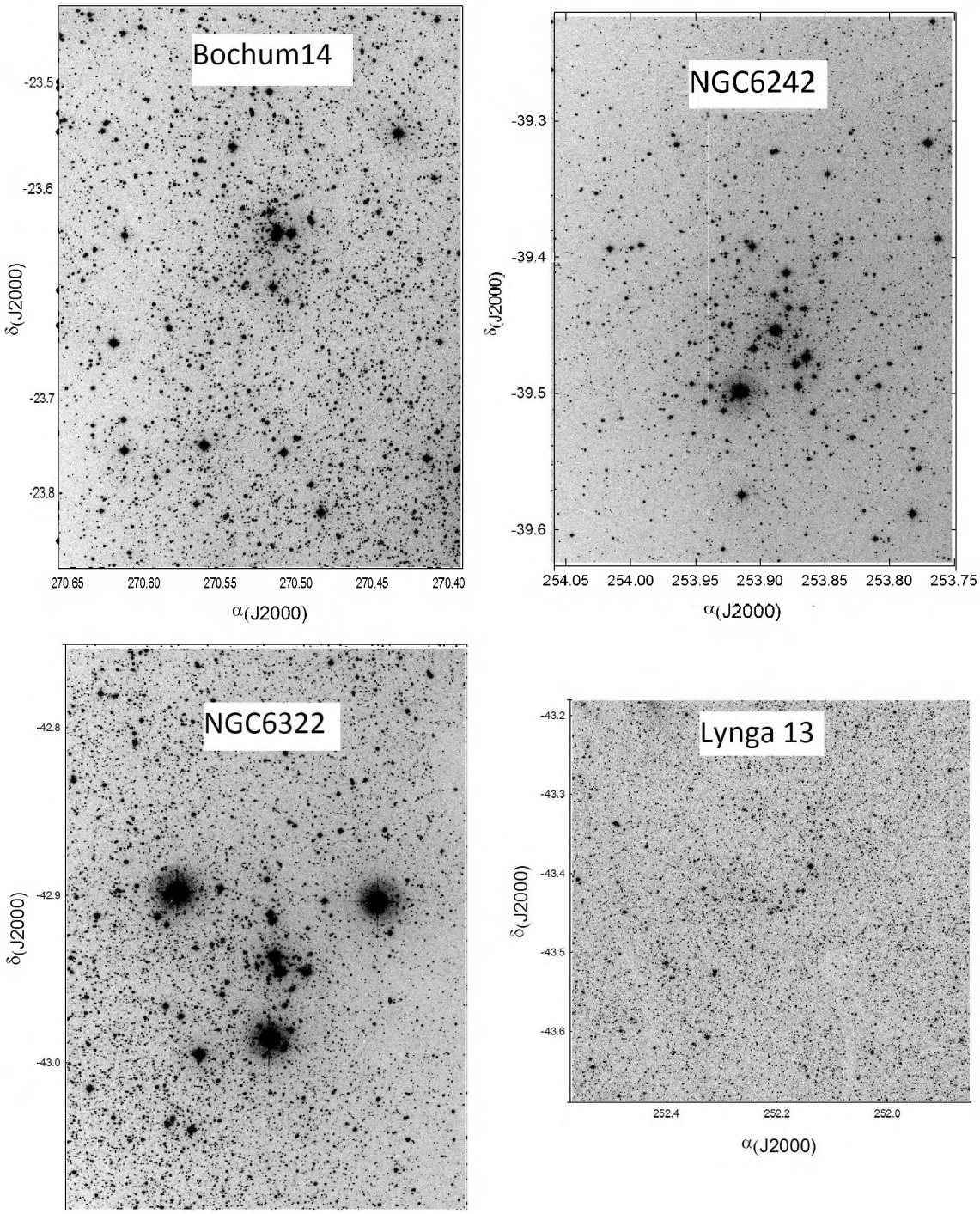


Figura A.1: Imágenes de los campos de cada cúmulo en el filtro V. El Norte está arriba y el Este a la izquierda. Las coordenadas α y δ para el equinoccio J2000 están indicadas.

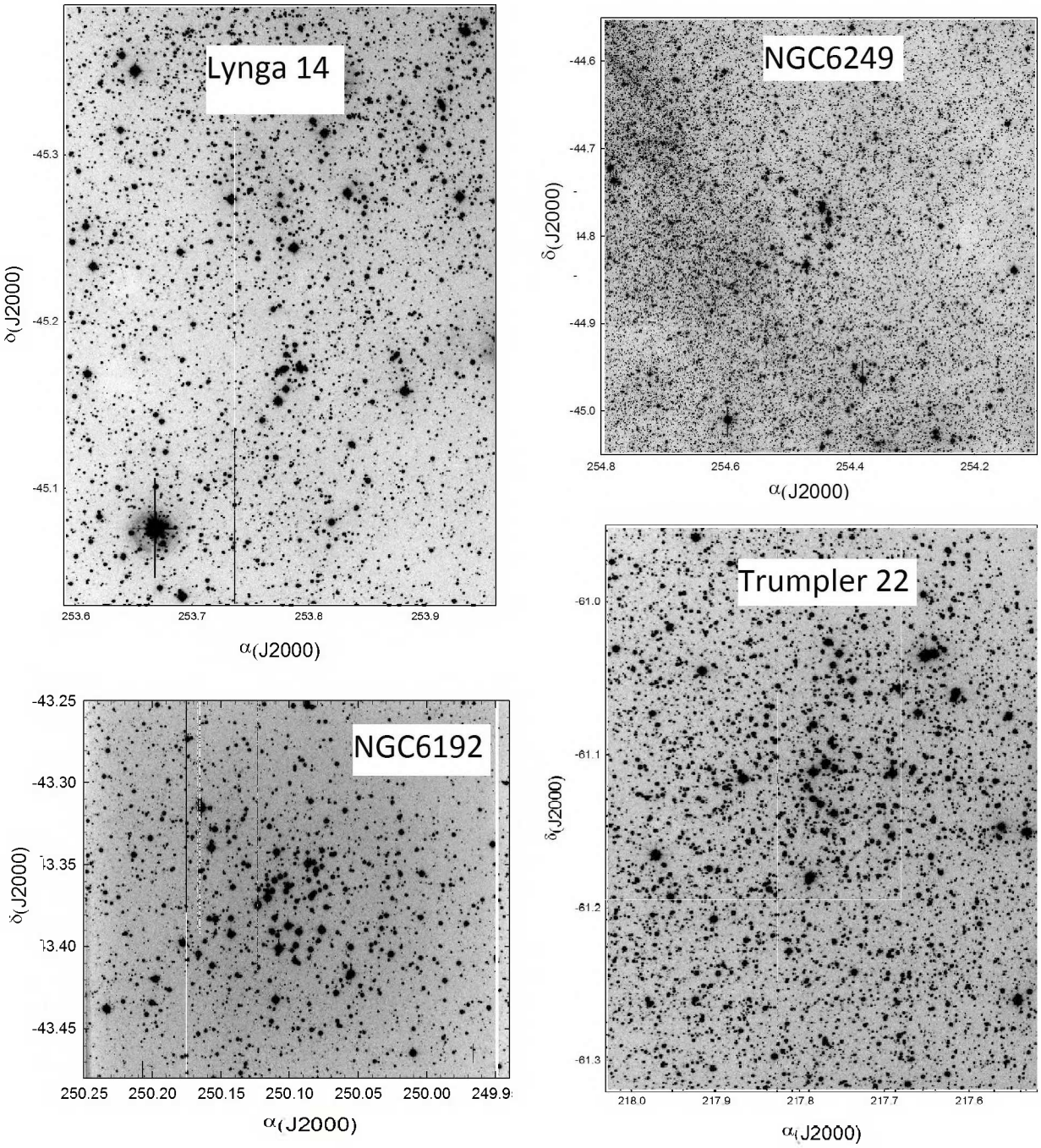


Figura A.2: Ídem Fig. A.1.

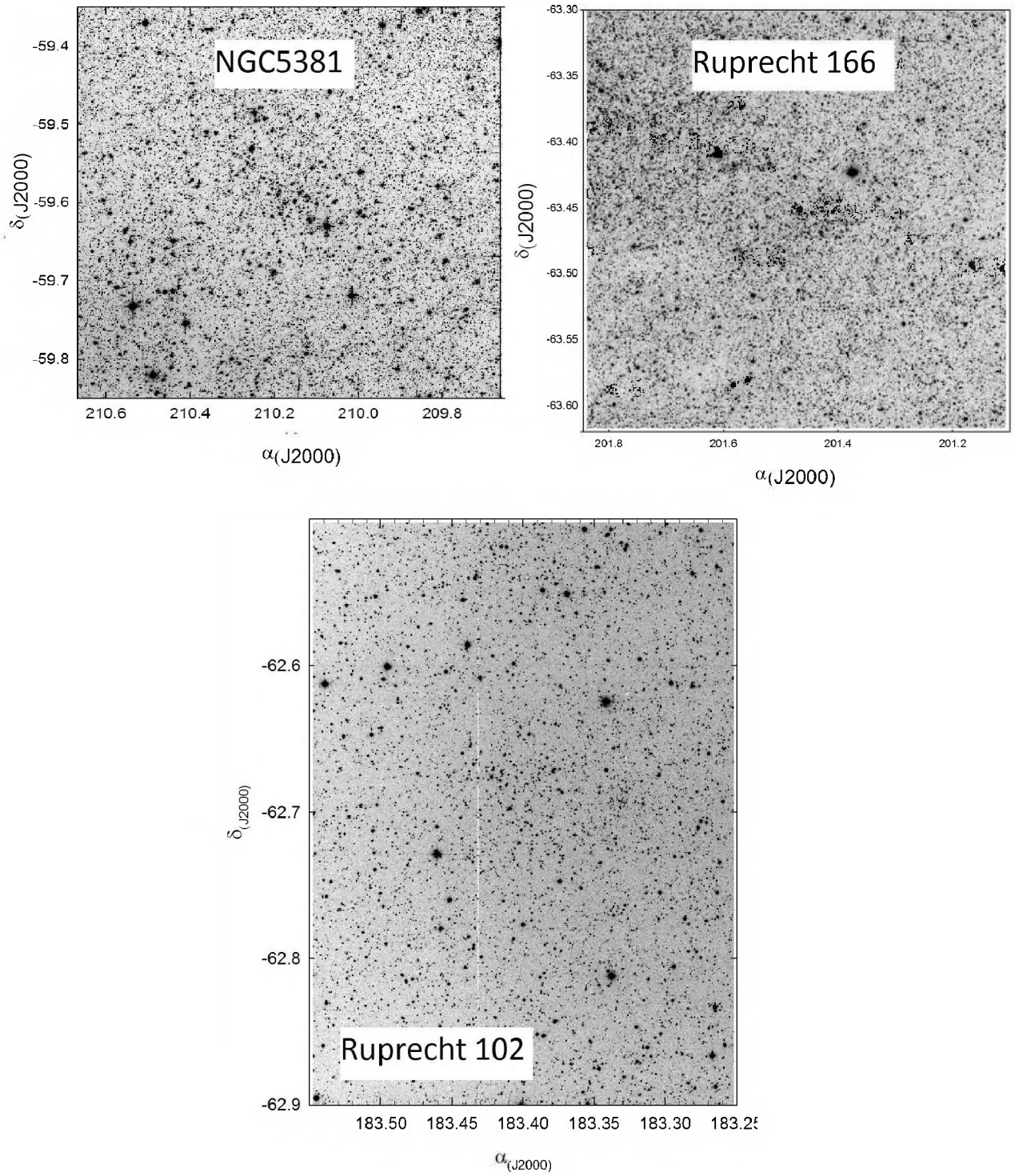


Figura A.3: Ídem Fig. A.1.

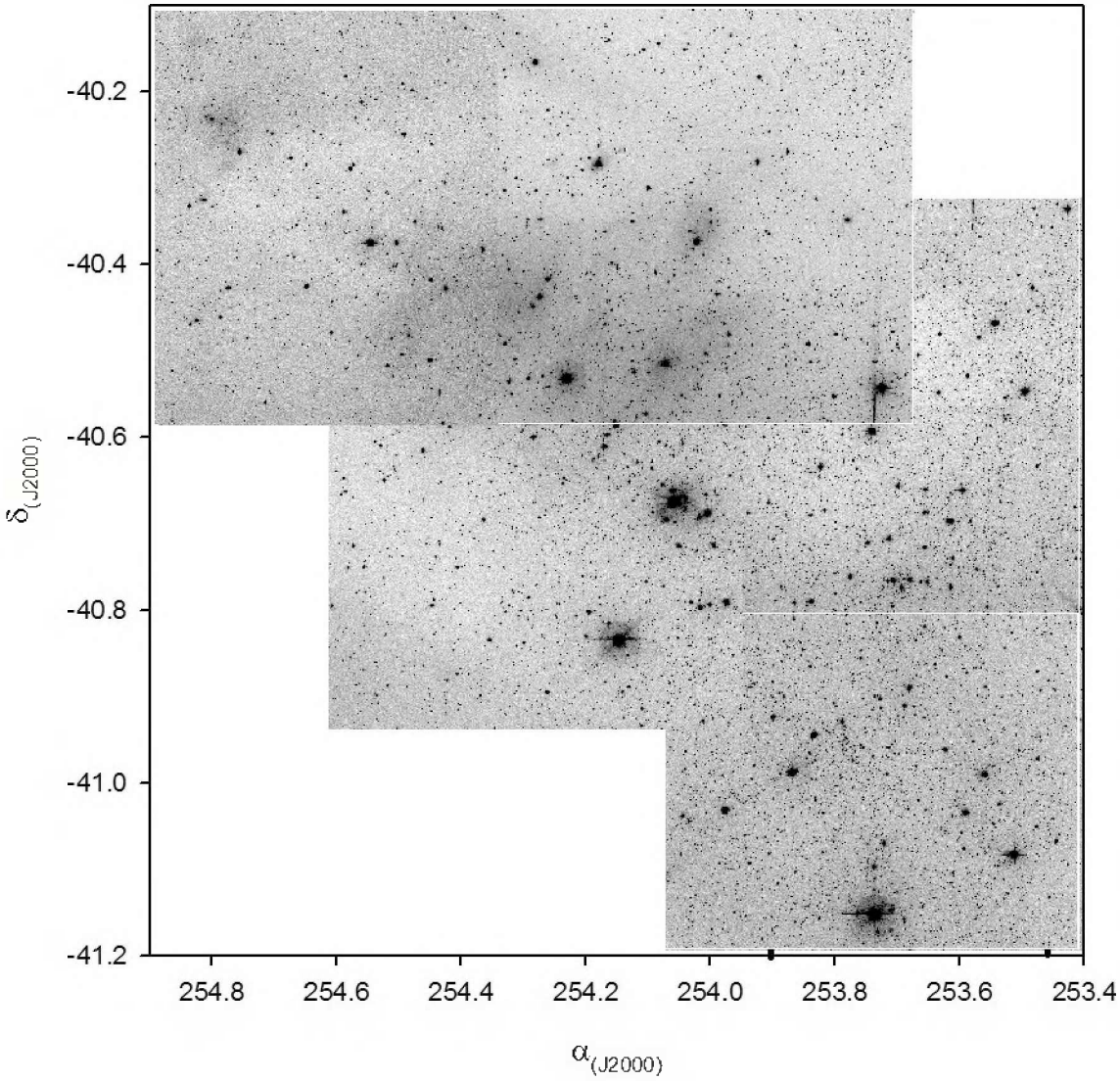


Figura A.4: Ídem Fig. A.1.

Bibliografía

Ahumada, A. V., Clariá, J. J., & Bica, E. 2009, en RevMexAA (SC), Vol. 35, Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica Conference Series, 146–147

An, D., Terndrup, D. M., & Pinsonneault, M. H. 2007, ApJ, 671, 1640

Anderson, L. D., Bania, T. M., Balser, D. S., & Rood, R. T. 2011, ApJs, 194, 32

Baume, G., Carraro, G., & Momany, Y. 2009, MNRAS, 398, 221

Baume, G., Vázquez, R. A., & Feinstein, A. 1999, AAPS, 137, 233

Benjamin, R. A., Churchwell, E., Babler, B. L., et al. 2005, ApJ, 630, L149

Bobylev, V. V. & Bajkova, A. T. 2014, Astronomy Letters, 40, 389

Boily, C. & Kroupa, P. 2002, en Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 285, Modes of Star Formation and the Origin of Field Populations, ed. E. K. Grebel & W. Brandner, 141

Bok, B. J., Bester, M. J., & Wade, C. M. 1955, Harvard College Observatory Reprints, 416, 1

Breedt, E. & Gänsicke, B. T. 2011, en Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 447, Evolution of Compact Binaries, 203

Bressan, A., Marigo, P., Girardi, L., et al. 2012, MNRAS, 427, 127

Bronfman, L., Casassus, S., May, J., & Nyman, L.-Å. 2000, A&A, 358, 521

Cantat-Gaudin, T. & Anders, F. 2020a, A&A, 633, A99

Cantat-Gaudin, T. & Anders, F. 2020b, A&A, 633, A99

Cantat-Gaudin, T., Anders, F., Castro-Ginard, A., et al. 2020, A&A, 640, A1

Cantat-Gaudin, T., Jordi, C., Vallenari, A., et al. 2018, A&A, 618, A93

Carraro, G. 2011, A&A, 536, A101

Carraro, G. 2013, Proceedings of the International Astronomical Union, 9, 7–16

Carraro, G. & Costa, E. 2010, MNRAS, 402, 1863

Carraro, G., Turner, D., MAJaess, D., & Baume, G. 2013, A&A, 555, A50

Castro-Ginard, A., McMillan, P. J., Luri, X., et al. 2021, A&A, 652, A162

Cersosimo, J. C., Mader, S., Figueroa, N. S., et al. 2009, ApJ, 699, 469

Charbonneau, P. 1995, ApJ, 101, 309

Chen, B. Q., Huang, Y., Hou, L. G., et al. 2019a, MNRAS, 487, 1400

Chen, B. Q., Huang, Y., Hou, L. G., et al. 2019b, MNRAS, 487, 1400

Chen, Y., Bressan, A., Girardi, L., et al. 2015, MNRAS, 452, 1068

Choi, Y. K., Hachisuka, K., Reid, M. J., et al. 2014, ApJ, 790, 99

Churchwell, E., Babler, B. L., Meade, M. R., et al. 2009, PASP, 121, 213

Clariá, J. J., Mermilliod, J.-C., Piatti, A. E., & Parisi, M. C. 2006, A&A, 453, 91

Collinder, P. 1931, Annals of the Observatory of Lund, 2, B1

Combi, J. A., Bronfman, L., & Mirabel, I. F. 2007, A&A, 467, 597

Dame, T. M., Hartmann, D., & Thaddeus, P. 2001, ApJ, 547, 792

Dame, T. M. & Thaddeus, P. 2008, ApJ, 683, L143

Dame, T. M. & Thaddeus, P. 2011, ApJ, 734, L24

Damiani, Francesco. 2018, A&A, 615, A148

De Silva, G. M., Carraro, G., DÓrazi, V., et al. 2015, MNRAS, 453, 106

Dias, W. S., Alessi, B. S., Moitinho, A., & Lépine, J. R. D. 2002, A&A, 389, 871

Dias, W. S. & Lépine, J. R. D. 2005, ApJ, 629, 825

Dias, W. S., Monteiro, H., Moitinho, A., et al. 2021, MNRAS, 504, 356

Donor, J., Frinchaboy, P. M., Cunha, K., et al. 2018, AJ, 156, 142

Downes, R. A. 1986, ApJs, 61, 569

Efremov, Y. N. 1998, Astronomical and Astrophysical Transactions, 15, 3

Efremov, Y. N. 2010, MNRAS, 405, 1531

Efron, B. & Tibshirani, R. 1986, Statistical Science, 1, 54

Elmegreen, B. G. 1993, ApJ, 419, L29

Esteban, C., Méndez-Delgado, J. E., García-Rojas, J., & Arellano-Córdova, K. Z. 2022, ApJ, 931, 92

Ferreira, F. A., Corradi, W. J. B., Maia, F. F. S., Angelo, M. S., & Santos, J. F. C., J. 2020, MNRAS, 496, 2021

Fitzpatrick, E. L. 1999, PASP, 111, 63

Fitzpatrick, E. L. & Massa, D. 2007, ApJ, 663, 320

Foellmi, C., Marchenko, S. V., & Moffat, A. F. J. 2006, en Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 353, Stellar Evolution at Low Metallicity: Mass Loss, Explosions, Cosmology, 197

Friel, E. D. 1995, ARA&A, 33, 381

Fujii, M. S. & Portegies Zwart, S. 2011, Science, 334, 1380

Gaia Collaboration, Brown, A. G. A., Vallenari, A., et al. 2021, A&A, 650, C3

Georgelin, Y. M. & Georgelin, Y. P. 1976, A&A, 49, 57

Giorgi, E. E., Solivella, G. R., Perren, G. I., & Vázquez, R. A. 2015, New Astronomy, 40, 87

Girardi, L., Bressan, A., Bertelli, G., & Chiosi, C. 2000, VizieR Online Data Catalog, 414

Goodman, A. A., Alves, J., Beaumont, C. N., et al. 2014, ApJ, 797, 53

Grosbøl, P., Carraro, G., & Beletsky, Y. 2011, The Messenger, 143, 47

Hang, H.-R. & Mo, J.-E. 1978, Chinese Astronomy, 2, 300

Hao, C. J., Xu, Y., Hou, L. G., et al. 2021, A&A, 652, A102

Haug, U. 1978, ApJS, 34, 417

Hayes, C. R., Friel, E. D., Slack, T. J., & Boberg, O. M. 2015, AJ, 150, 200

Heske, A. & Wendker, H. J. 1984, ApJs, 57, 205

Heske, A. & Wendker, H. J. 1985, A&A, 151, 309

Hou, L. G. 2021, Frontiers in Astronomy and Space Sciences, 8, 103

Hou, L. G. & Han, J. L. 2014, A&A, 569, A125

Hou, L. G., Han, J. L., & Shi, W. B. 2009, A&A, 499, 473

Janes, K. & Adler, D. 1982, ApJs, 49, 425

Kaltcheva, N. T. & Hilditch, R. W. 2000, MNRAS, 312, 753

Kharchenko, N. V., Piskunov, A. E., Schilbach, E., Röser, S., & Scholz, R. D. 2012, A&A, 543, A156

Kilambi, G. 1982, Bulletin of the Astronomical Society of India, 10, 42

Kilambi, G. C. & Fitzgerald, M. P. 1983, Bulletin of the Astronomical Society of India, 11, 226

Kiminki, D. C., Kobulnicky, H. A., Kinemuchi, K., et al. 2007, ApJ, 664, 1102

King, D. J. 1987, The Observatory, 107, 107

King, I. 1962, AJ, 67, 471

Kjeldsen, H. & Frandsen, S. 1991, ApJs, 87, 119

Kounkel, M., Covey, K., & Stassun, K. G. 2020, ApJ, 160, 279

Krone, R. & Leykin, A. 2014, arXiv e-prints, arXiv:1405.7871

Krone-Martins, A. & Moitinho, A. 2014, A&A, 561, A57

Kroupa, P. 2002, Science, 295, 82

Kroupa, P. & Boily, C. M. 2002, MNRAS, 336, 1188

Kuhn, M. A., Benjamin, R. A., Zucker, C., et al. 2021, A&A, 651, L10

Kuhn, M. A., Hillenbrand, L. A., Sills, A., Feigelson, E. D., & Getman, K. V. 2019, ApJ, 870, 32

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

Lallement, R., Babusiaux, C., Vergely, J. L., et al. 2019, A&A, 625, A135

Lamers, H. J. G. L. M. & Gieles, M. 2006, A&A, 455, L17

Landolt, A. 1992, AJ, 104, 340

Landolt, A. U. 2007, AJ, 133, 2502

Lépine, J. R. D., Cruz, P., Scarano, S., J., et al. 2011a, MNRAS, 417, 698

Lépine, J. R. D., Roman-Lopes, A., Abraham, Z., Junqueira, T. C., & Mishurov, Y. N. 2011b, MNRAS, 414, 1607

Lindegren, L., Klioner, S. A., Hernández, J., et al. 2021, A&A, 649, A2

Lindegren, L., Bastian, U., Biermann, M., et al. 2021, A&A, 649, A4

Lindoff, U. 1968, Arkiv for Astronomi, 4, 493

Liu, L. & Pang, X. 2019, ApJs, 245, 32

Lohman, W. & Schnur, G. 1963, Astronomische Nachrichten, 287

Loktin, A. V. & Beshenov, G. V. 2001, Astronomy Letters, 27, 386

Loktin, A. V. & Matkin, N. V. 1992, A&A, 3, 169

Lyngå, G. 1983, Publications of the Astronomical Institute of the Czechoslovak Academy of Sciences, 56, 80

Maíz Apellániz, J. 2022, A&A, 657, A130

Maíz Apellániz, J., Crespo Bellido, P., Barbá, R. H., Fernández Aranda, R., & Sota, A. 2020, A&A, 643, A138

Marigo, P., Girardi, L., Bressan, A., et al. 2017, ApJ, 835, 77

Maschberger, T., Clarke, C. J., Bonnell, I. A., & Kroupa, P. 2010, MNRAS, 404, 1061

McClure-Griffiths, N. M., Dickey, J. M., Gaensler, B. M., & Green, A. J. 2004, ApJ, 611, L145

Mirabel, I. F., Mignani, R., Rodrigues, I., et al. 2002, A&A, 395, 595

Mirabel, I. F. & Rodríguez, L. F. 1999, ARA&A, 37, 409

Mishenina, T., Korotin, S., Carraro, G., Kovtyukh, V. V., & Yegorova, I. A. 2013, MNRAS, 433, 1436

Moffat, A. F. J. & Fitzgerald, M. P. 1974, A&As, 18, 19

Moffat, A. F. J., Fitzgerald, M. P., & Jackson, P. D. 1979, A&A, 38, 197

Moffat, A. F. J. & Vogt, N. 1973, A&A, 23, 317

Moffat, A. F. J. & Vogt, N. 1975, ApJS, 20, 155

Moitinho, A. 2001, A&A, 370, 436

Moitinho, A. 2010, en IAU Symposium, Vol. 266, Star Clusters: Basic Galactic Building Blocks Throughout Time and Space, ed. R. de Grijs & J. R. D. Lépine, 106–116

Moitinho, A., Vázquez, R. A., Carraro, G., et al. 2006a, MNRAS, 368, L77

Moitinho, A., Vázquez, R. A., Carraro, G., et al. 2006b, MNRAS, 368, L77

Molina Lera, J. A., Baume, G., & Gamen, R. 2018, MNRAS, 480, 2386

Monteiro, H., Dias, W. S., Moitinho, A., et al. 2020, MNRAS, 499, 1874

Morgan, W. W., Code, A. D., & Whitford, A. E. 1955, ApJs, 2, 41

Morgan, W. W., Sharpless, S., & Osterbrock, D. 1952, AJ, 57, 3

Morgan, W. W., Whitford, A. E., & Code, A. D. 1953, ApJ, 118, 318

Nakanishi, H. & Sofue, Y. 2003, Astronomical Society of Japan, 55, 191

Neckel, T. & Chini, R. 1981, ApJs, 45, 451

Neckel, T. & Klare, G. 1980, ApJs, 42, 251

Oort, J. H. 1959, en IAU Symposium, Vol. 9, URSI Symp. 1: Paris Symposium on Radio Astronomy, ed. R. N. Bracewell, 409

Orsatti, A. M. 1992, AJ, 104, 590

Orsatti, A. M., Vega, E., & Marraco, H. G. 1998, AJ, 116, 266

Pedregosa, F., Varoquaux, G., Gramfort, A., et al. 2012, arXiv e-prints, arXiv:1201.0490

Pera, M. S., Perren, G. I., Moitinho, A., Navone, H. D., & Vazquez, R. A. 2021, A&A, 650, A109

Peretto, N. & Fuller, G. A. 2009, A&A, 505, 405

Perren, G., Vázquez, R. A., & Carraro, G. 2012, A&A, 548, A125

Perren, G. I., Giorgi, E. E., Moitinho, A., et al. 2020, A&A, 637, A95

Perren, G. I., Pera, M. S., Navone, H. D., & Vázquez, R. A. 2022, A&A, 663, A131

Perren, G. I., Vázquez, R. A., & Piatti, A. E. 2015, A&A, 576, A6

Perry, C. L., Hill, G., & Christodoulou, D. M. 1991, ApJs, 90, 195

Phelps, R. L. & Janes, K. A. 1994, ApJs, 90, 31

Piatti, A. E. & Clariá, J. J. 2001, A&A, 379, 453

Piers, R. P. A., The, P. S., & van Genderen, A. M. 1992, ApJs, 92, 609

Pietrzynski, G., Kubiak, M., Udalski, A., & Szymanski, M. 1997, ARA&A, 47, 437

Poggio, E., Drimmel, R., Cantat-Gaudin, T., et al. 2021a, A&A, 651, A104

Poggio, E., Drimmel, R., Cantat-Gaudin, T., et al. 2021b, A&A, 104

Pohl, M., Englmaier, P., & Bissantz, N. 2008a, ApJ, 677, 283

Pohl, M., Englmaier, P., & Bissantz, N. 2008b, ApJ, 677, 283

Rate, G., Crowther, P. A., & Parker, R. J. 2020, MNRAS, 495, 1209

Reed, B. 2003, AJ, 125, 2531

Reed, B. C. 1993, PASP, 105, 1465

Reid, M. J., Menten, K. M., Brunthaler, A., et al. 2019, ApJ, 885, 131

Reid, M. J., Menten, K. M., Brunthaler, A., et al. 2014, ApJ, 783, 130

Reid, M. J., Menten, K. M., Zheng, X. W., et al. 2009, ApJ, 700, 137

Rice, T. S., Goodman, A. A., Bergin, E. A., Beaumont, C., & Dame, T. M. 2016, ApJ, 822, 52

Rizzo, L., Giorgi, E., Carraro, G., & Vázquez, R. 2013, BAAA, 56, 107

Rizzo, L., Vázquez, R. A., & Carraro, G. 2017, BAAA, 59, 130

Rodgers, A. W., Campbell, C. T., & Whiteoak, J. B. 1960, MNRAS, 121, 103

Roman-Lopes, A., Barba, R. H., & Morrell, N. I. 2011, MNRAS, 416, 501

Ruprecht, J. 1966, Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia, 17, 33

Russeil, D. 2003, A&A, 397, 133

Russeil, D., Adami, C., Amram, P., et al. 2005, A&A, 429, 497

Schild, R. E., Hiltner, W. A., & Sanduleak, N. 1969, ApJ, 156, 609

Schmidt-Kaler, T. 1982, Bulletin dÍnformation du Centre de Donnees Stellaires, 23, 2

Seggewiss, W. 1968, A&A, 68, 142

Siess, L., Forestini, M., & Dougados, C. 1997, A&A, 324, 556

Sim, G., Lee, S. H., Ann, H. B., & Kim, S. 2019, Journal of Korean Astronomical Society, 52, 145

Sollima, A., Carballo-Bello, J. A., Beccari, G., et al. 2010, MNRAS, 401, 577

Stetson, P. B. 1987a, PASP, 99, 191

Stetson, P. B. 1987b, PASP, 99, 191

Straižys, V. 1992, Multicolor stellar photometry

Tosi, M., Di Fabrizio, L., Bragaglia, A., Carusillo, P. A., & Marconi, G. 2004, MNRAS, 354, 225

Tremmel, M., Fragos, T., Lehmer, B. D., et al. 2013, ApJ, 766, 19

Urquhart, J. S., Figura, C. C., Moore, T. J. T., et al. 2014, MNRAS, 437, 1791

Vallée, J. P. 2005, AJ, 130, 569

Vallée, J. P. 2013, A&A, 3, 20

Vallée, J. P. 2014, AJ, 148, 5

van den Bergh, S. & Hagen, G. L. 1975, AJ, 80, 11

Vázquez, R. A., May, J., Carraro, G., et al. 2008, ApJ, 672, 930

Vousden, W. D., Farr, W. M., & Mandel, I. 2016, MNRAS, 455, 1919

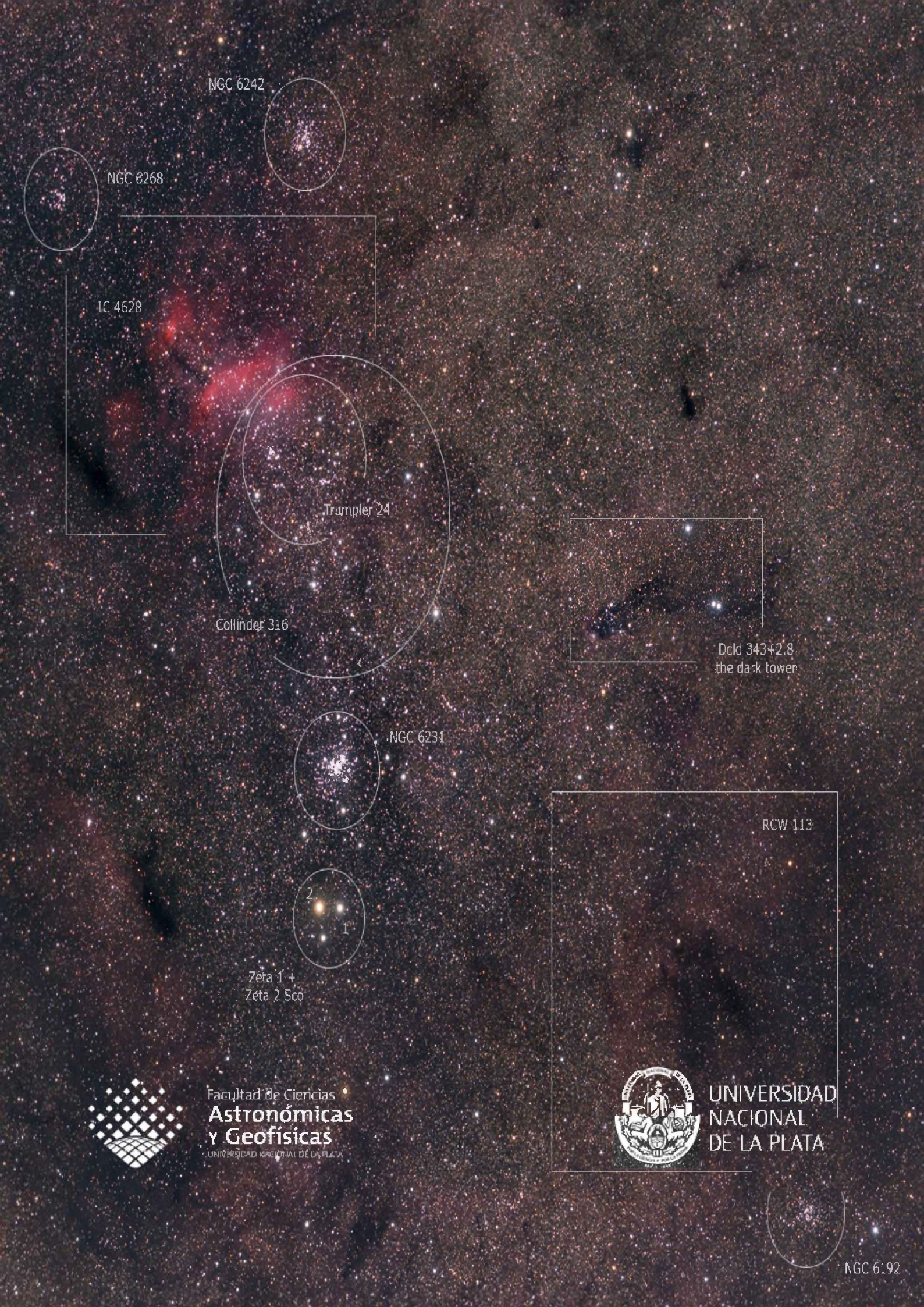
Wright, N. J. 2020, New Astronomy, 90, 101549

Wu, Y. W., Sato, M., Reid, M. J., et al. 2014, A&A, 566, A17

Xu, Y., Hou, L. G., Bian, S. B., et al. 2021, A&A, 645, L8

Xu, Y., Li, J. J., Reid, M. J., et al. 2013, ApJ, 769, 15

Yalyalieva, L., Carraro, G., Vazquez, R., et al. 2020, MNRAS, 495, 1349



Facultad de Ciencias
Astronómicas
y Geofísicas
UNIVERSIDAD NACIONAL DE LA PLATA

UNIVERSIDAD
NACIONAL
DE LA PLATA