

Análisis multidimensional de cúmulos abiertos en los cuadrantes III y IV de la Vía Láctea.



TESIS DOCTORAL

Autora: Lic. María Sol Pera

Director: Dr. Rubén A. Vázquez

Co-director: Dr. Hugo Navone

Tesis Doctoral realizada con beca CONICET

Universidad Nacional de Rosario
Facultad de Ciencias Exáctas, Ingeniería y Agrimensura
IFIR - IALP

Octubre 2024

Agradecimientos

Este trabajo no habría sido posible sin el apoyo y la colaboración de muchas personas que me acompañaron a lo largo de mi trayectoria académica y durante la elaboración de esta Tesis.

En primer lugar, quiero expresar mi más profundo agradecimiento a mis directores, el Dr. Rubén Vázquez y el Dr. Hugo Navone. Su constante disposición y compromiso fueron fundamentales para guiarme en este proceso. Agradezco de manera especial al Dr. Gabriel Perren por su acompañamiento y apoyo constante durante todo mi doctorado; su dedicación fue crucial para mi desarrollo académico. Les agradezco a los tres por el profesionalismo y la sabiduría que los caracteriza, junto con la calidad humana y la calidez con la que me recibieron.

Extiendo mi agradecimiento a toda mi familia. Les agradezco por apoyarme en todas mis decisiones y por estar siempre. A mi mamá y a mi papá por llevarme y traerme al instituto cada vez que lo necesité, por cuidar de Bertol, y por el amor incondicional que fue, sin duda, indispensable para el éxito de esta etapa.

A mis amigos, que me acompañaron y apoyaron en este camino, les agradezco muchísimo por alegrarme los días, por despejarme la cabeza en momentos de incertidumbre y por alentarme en estos últimos meses de trabajo.

A Bertol, por su amor incondicional. Su compañía y apoyo emocional durante todo este proceso fue una fuente constante de felicidad para mí.

Finalmente, pero no menos importante, quiero agradecer a CONICET por hacer posible la realización de mi doctorado mediante el otorgamiento de la beca doctoral. También agradezco a la Universidad pública y gratuita, ya que sin ella este logro hubiera sido imposible.

Resumen

El objetivo principal de este trabajo de Tesis es analizar en detalle más de 1000 cúmulos abiertos pertenecientes al tercer y cuarto cuadrantes de la Vía Láctea, generando así una base de datos masiva de estos objetos. Esto se logró mediante un procesamiento exhaustivo y homogéneo de sus datos multidimensionales (tanto fotométricos como cinemáticos) obtenidos por la misión espacial GAIA. El estudio incluye una detallada caracterización de la morfología de cada cúmulo, así como determinaciones precisas de sus parámetros fundamentales sobre la base de una estimación estadística de sus miembros más probables (combinando datos fotométricos con movimientos propios). A partir de estos resultados, se llevaron a cabo diferentes estudios que arrojan luz sobre diversos procesos relacionados a la Galaxia como su estructura, composición química y dinámica. Además, bajo un modelo propuesto del potencial gravitacional galáctico, se investiga el historial orbital de la muestra de cúmulos abiertos a través de un análisis detallado de los parámetros orbitales que los caracterizan.

La estructura de la Tesis se organiza en siete capítulos. El Capítulo 1 introduce el contexto y las principales problemáticas abordadas. El Capítulo 2 establece el marco teórico, presentando los principales conceptos que serán utilizados a lo largo de esta tesis e incluyendo varios conceptos astrofísicos básicos. El Capítulo 3 se dedica a la descripción detallada de los sistemas estelares estudiados en este trabajo: los cúmulos estelares abiertos. El Capítulo 4 aborda la obtención de los datos observacionales y los catálogos contra los cuales comparamos nuestros resultados. El Capítulo 5 proporciona una descripción detallada de las principales metodologías computacionales de análisis astrofísico utilizadas; entre ellas se destaca `pyUPMASK` desarrollada íntegramente dentro de este trabajo de Tesis. En el Capítulo 6 se exponen de manera detallada los resultados obtenidos realizando una comparación exhaustiva con estudios recientes. Finalmente, el Capítulo 7, sintetiza las conclusiones principales de los resultados obtenidos a lo largo de este trabajo y se plantean perspectivas para futuras investigaciones.

Índice general

1. Introducción	1
2. Conceptos Teóricos	11
2.1. Magnitudes estelares, Ley de Pogson y Colores	11
2.2. Extinción interestelar, exceso de color y enrojecimiento	14
2.3. Magnitud absoluta y módulo de distancia	15
2.4. Metalicidad	16
2.5. Tipo espectral y diagrama de Hertzsprung-Russell	17
3. Cúmulos Estelares	23
3.1. Formación y evolución dinámica interna de los OC	26
3.2. Cinemática de los OC en la Galaxia.	28
3.3. Función de Masa Inicial	35
3.4. Parámetros fundamentales	36
4. Datos utilizados	39
4.1. Historia reciente	39
4.2. Catálogos publicados	41
4.3. Datos utilizados	43
5. Métodos	47
5.1. Análisis de membresía	47
5.1.1. UPMASK y pyUPMASK	49
5.1.2. Validación de pyUPMASK y comparación con UPMASK	53
5.2. ASteCA	59
5.2.1. Determinación de parámetros estructurales	60
5.2.2. Determinación de parámetros fundamentales	62
5.2.3. Determinación de Masas	66

6. Resultados	71
6.1. Análisis estructural	72
6.2. Membresía resultante	88
6.3. Obtención de los parámetros fundamentales	93
6.3.1. Comparación con otros trabajos	95
6.4. Segregación de Masas	110
6.4.1. Dependencia de la segregación de masas con otras variables	115
6.5. Análisis de masas	119
6.5.1. Función de masa actual	119
6.5.2. Masas individuales de cúmulos	123
6.6. Estructura y cinemática galáctica	130
6.6.1. Brazos espirales	130
6.6.2. Velocidades galácticas en función de la edad	131
6.6.3. Warp galáctico	136
6.6.4. Gradiente de metalicidad	137
6.7. Parámetros orbitales	141
7. Conclusiones y Perspectivas	153
Bibliografía	161

Índice de figuras

1.1. Bosquejo del plano de la Vía Láctea visto desde el polo norte galáctico. Imagen 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]. El sentido del giro es indirecto. En esta representación se optó por un modelo de dos brazos principales, Scutum-Centaurus y Perseo, y dos secundarios, Carina-Sagitario, Norma-Cygnus y el brazo de 3kpc. El patrón espiral se extiende entre 5 y 15 kpc. Se aprecia, además, la barra en el centro de la Galaxia de unos 3 kpc de extensión.	2
2.1. Funciones de transmisión normalizadas de los filtros UBV estándar (el eje de las abscisas se expresa en Å	13
2.2. Zonas estelares en el diagrama HR. Izquierda: en función de fracciones de luminosidad solar L y la temperatura T [K] (abajo) o el tipo espectral (arriba). Derecha: en función del color intrínseco $(B - V)_O$ y la magnitud absoluta M_V . Imagen tomada del sitio de la Universidad de Nebraska-Lincoln : http://astro.unl.edu/	18
2.3. Diagramas Color-Magnitud. En el gráfico de la izquierda se representan 943 estrellas cuyos paralajes se midieron desde la Tierra. El gráfico de la derecha corresponde a 16.623 estrellas individuales del Catálogo Hipparcos obtenidos por el satélite astronómico HIPPARCOS [Jahreiss et al., 1999]	19
2.4. Tracks evolutivos de las estrellas en un diagrama HR junto con sus tiempos de evolución según la masa estelar.	20
3.1. Cúmulos estelares	24
3.2. Coordenadas galactocéntricas de los cúmulos estelares abiertos catalogados hasta el momento en la Vía Láctea.	26

3.3. Curva de rotación de <i>MWPotential2014</i> y su descomposición en bulbo, disco y halo.	32
3.4. Proyección de una órbita en el plano meridional (en función de la distancia solar) para un potencial axisimétrico. En naranja se grafica la curva de velocidad cero.	34
3.5. Formas funcionales de la función inicial de masa propuestas por varios autores a partir de ajustes de datos estelares galácticos [Offner et al., 2014]	36
4.1. Distribución en los cuadrantes III y IV de la Vía Láctea de los OC analizados en este trabajo.	44
4.2. Mapa galáctico de los OC catalogados hasta el momento. En violeta se muestran los analizados en este trabajo. Los círculos que engloban a los mismos son proporcionales al número de estrellas del área descargada para el estudio de ese cúmulo. La figura muestra una proyección Aitoff de las coordenadas galácticas longitud y latitud	45
4.3. Histograma de la magnitud G antes (en azul) y después (en verde) del pre-procesamiento.	46
4.4. (Izq:) Coordenadas galácticas (longitud y latitud) de las estrellas pertenecientes a una ventana centrada en las coordenadas catalogadas por Cantat-Gaudin et al. [2020] para el cúmulo Ruprecht 37. En azul se muestran todas las estrellas descargadas, y en verde las estrellas que sobreviven luego del pre-procesamiento. (Der:) Idem para movimientos propios en ascensión recta y declinación (arriba) y paralajes (abajo).	46
5.1. Diagrama de flujo del código <code>pyUPMASK</code> . El bloque de clustering mejorado y los bloques de análisis añadidos en este trabajo están indicados en violeta. . .	51
5.2. Proceso GUMM en cuatro pasos. Panel a: Conjunto de estrellas que sobrevivieron al rechazo de falsos cúmulos. Panel b: Las probabilidades asignadas por el GUMM a todas las estrellas en el marco. Panel c: El método para seleccionar el valor de corte de probabilidad utilizando un gráfico de percentiles. Panel d: El conjunto final limpiado de la mayoría de las estrellas de campo contaminante.	52

5.3. Método de probabilidades KDE mostrado en el espacio de coordenadas. Panel a: Miembros y no miembros, según lo estimado por el proceso de bucle interno. Panel b: KDEs para ambas clases. Panel c: Probabilidades finales de $P_{c_{cl}}$ asignadas en el espacio de coordenadas. Panel d: Lo mismo que el panel c, pero para movimientos propios.	54
5.4. Fila superior: Coordenadas y CMD (Diagrama Color-Magnitud) para un cúmulo sintético de PHOT con un índice de contaminación moderado. Fila inferior: Coordenadas y movimientos propios para un cúmulo sintético de PM con un índice de concentración moderado.	56
5.5. Diagrama de matriz de los seis métodos de agrupación de <code>pyUPMASK</code> más MST, frente a las nueve métricas definidas para los 600 cúmulos sintéticos. Cada cuadro muestra la diferencia porcentual del número de casos en los que <code>pyUPMASK</code> /MST funcionó mejor, menos el número en el que <code>UPMASK</code> funcionó mejor.	57
5.6. Cantidad de tiempo empleado en procesar los 600 cúmulos sintéticos por cada método de <code>pyUPMASK</code> (barras azules), el método MST (barra naranja) y <code>UPMASK</code> (barra roja). Las barras están normalizadas de modo que <code>UPMASK</code> corresponda a un valor total de 1.	59
5.7. (Izq.): Coordenadas galácticas de las estrellas en la zona del OC Berkelet 21. (Der.): Selección del centro del OC por <code>ASteCA</code> a través de un estimador de densidad bidimensional con núcleo Gaussiano.	61
5.8. Isócronas PARSEC para cinco valores de edad. A la izquierda para $z = 0.0005$ y a la derecha para $z = 0.03$	63
5.9. Generación de un cúmulo sintético por <code>ASteCA</code> . Ver el texto para la descripción de cada panel.	64
6.1. Resultados para el OC Haffner 9. (Izq.): Mapa de densidad de las coordenadas galácticas. (Centro:) Perfil de densidad elíptica de la región del cúmulo. El perfil de King se indica mediante la curva verde discontinua y r_c y r_t mediante líneas verticales verdes discontinua y sólida, respectivamente. (Der.): Resultados del perfil de King sobre espacio de coordenadas del OC. La elipse verde representa la elipse de mejor ajuste.	75

6.2. En la primer fila se muestra la distribución de los parámetros r_c (izquierda), r_t (centro)ajustados luego de aplicar el método de inferencia Bayesiana. A su vez se muestra un mapa de densidad (izquierda) de la correlación entre estos parámetros. En la segunda fila lo mismo pero para los parámetros ell y θ . . .	76
6.3. Histogramas comparativos de los valores obtenidos en este trabajo para el radio de núcleo (r_c) y el radio de marea (r_t) con los obtenidos en estudios previos de la literatura.	77
6.4. Izquierda: Mapa de densidad de la zona del OC NGC 6025. El círculo rojo se corresponde con el radio del perfil de densidad circular. Derecha: Mapa estelar de la zona del cúmulo. La elipse verde de línea continua se corresponde con la elipse ajustada de semieje mayor r_t , mientras que la elipse verde de línea entrecortada corresponde al ajuste con semieje mayor r_c	77
6.5. A la izquierda: radios de marea (r_t), y a la derecha: radios del núcleo (r_c), en función de las edades de los OC analizados.	78
6.6. (Izq.:) Concentración de King en función del tiempo dinámico en escala logarítmica. (Der.:) Análisis similar para otro conjunto de OC extraído del artículo de Piatti [2017a]	80
6.7. A la izquierda: valores de elipticidad ell en función del $\log(edad)$. A la derecha: valores de elipticidad ell en función de la altura sobre el plano galáctico Z_{GC}	81
6.8. Histograma de las orientaciones obtenidas para la muestra de OC analizados.	82
6.9. Resultados para el OC Ruprecht 34: ejemplo de un OC de valores altos de elipticidad y ángulo de orientación.	83
6.10. Comparación de los resultados de elipticidad y orientación de los OC obtenidos con nuestro algoritmo (cyan) frente a los de Hu2021 (naranja). Los OC se distribuyen en ocho gráficos según rangos de edad y longitud galáctica en los cuadrantes 3 y 4, y se representan con líneas de longitud proporcional a la elipticidad (ell) y inclinación equivalente a la orientación (θ)	84
6.11. (Izq.:) Comparación de las elipticidades (ell) de los OC obtenidas en este trabajo con las reportadas por Hu2021. La distribución de frecuencias de los valores de elipticidad se muestra en la parte superior para este estudio y en la derecha para Hu2021. (Der.:) Análogo para la orientación (θ).	86
6.12. Un ejemplo de un cúmulo sintético utilizado para analizar cómo la presencia de valores atípicos afecta la estimación de la elipticidad en este trabajo y el método SVD.	87

6.13. Diferencias entre los valores reales y estimados de θ y ell para el método SVD (arriba) y el utilizado en este trabajo (abajo), presentadas en función de la concentración de King (kc). Las líneas rojas indican los valores promedio, y los puntos están coloreados según la elipticidad real.	88
6.14. Distribución de las probabilidades de membresía para el OC FSR 1051	89
6.15. Izquierda: Representación gráfica del número total de estrellas miembros con una probabilidad superior al 0.7 en relación con el valor de Gmag, tanto para los resultados de esta investigación como para los resultados de CG2020. Derecha: Comparación del número de estrellas miembros identificadas en este estudio y en el trabajo de CG2020 para cada cúmulo, con probabilidad superior a 0.7 y magnitud G menor a 18.	90
6.16. Estrellas con probabilidad mayor a 0.7 halladas en este trabajo (color violeta) y en CG2020 (color verde) para el cúmulo NGC 2516 (arriba), NGC 2682 (centro) y para el cúmulo joven y poco poblado UBC 480 (abajo).	92
6.17. Proceso de ajuste de cúmulos sintéticos en ASteCA para el OC NGC 2516. A la izquierda: CMD de las estrellas miembro. A la derecha: mejor ajuste del cúmulo sintético (los puntos rojos indican sistemas binarios). Los parámetros fundamentales estimados se muestran en el recuadro a la derecha. Las curva negra representa la isócrona asociada con el cúmulo sintético mostrado.	94
6.18. A la izquierda: “máxima verosimilitud normalizada” (msv) en función del número de estrellas por OC (N_{st}), coloreado según $\sigma = \sigma_{edad} + \sigma_{mod} + \sigma_{Av}$. A la derecha: Distribución de los valores de msv , diferenciando la muestra de alta calidad HQS como $msv \geq 1.3$	95
6.19. Distribución de cada uno de los parámetros estimados. En azul para la muestra total y en verde para la muestra HQS. Las líneas verticales indican la posición de la mediana para cada muestra.	97
6.20. Para cada fila: Comparación entre los valores estimados en este estudio para la distancia, el logaritmo de la edad y la extinción, con los obtenidos por CG2020, HR2023, CA2024 y DI2021, respectivamente. En cada gráfico se muestra el valor de la raíz del error cuadrático medio total (RMSE) en las unidades correspondientes y el coeficiente de determinación (R^2). Los puntos se colorean según el número de miembros en escala logarítmica hallados en este trabajo.	99

- 6.21. Para cada fila: diferencia entre los valores estimados en este estudio para la distancia, el logaritmo de la edad y la extinción, y los obtenidos por CG2020, HR2023, CA2024 y DI2021, respectivamente, en función de los valores obtenidos en este trabajo. Los puntos se colorean según el número de miembros en escala logarítmica hallados en este trabajo. 100
- 6.22. CMD de las estrellas miembro del OC UBC 276 coloreado según las probabilidades de membresía obtenidas por `pyUPMASK`. Los puntos sin colorear corresponden a las estrellas miembro seleccionadas por DI2021 para este OC. Se superponen las isócronas correspondientes a los parámetros obtenidos por CG2020 (en violeta), DI2021 (en rojo), HR2023 (en verde) y CA2024 (en azul) para este OC. La isócrona negra se corresponde con los parámetros obtenidos en este trabajo. 102
- 6.23. CMD de las estrellas miembro del OC Teutsch 143a coloreado según las probabilidades de membresía obtenidas por `pyUPMASK`. Los puntos sin colorear corresponden a las estrellas miembro seleccionadas por HR2023 para este OC. Se superponen las isócronas correspondientes a los parámetros obtenidos por CG2020 (en violeta), DI2021 (en rojo), HR2023 (en verde) y CA2024 (en azul) para este OC. La isócrona negra se corresponde con los parámetros obtenidos en este trabajo. 103
- 6.24. CMD de las estrellas miembro del OC BH 205 coloreado según las probabilidades de membresía obtenidas por `pyUPMASK`. Los puntos sin colorear corresponden a las estrellas miembro seleccionadas por HR2023 para este OC. Se superponen las isócronas correspondientes a los parámetros obtenidos por CG2020 (en violeta), DI2021 (en rojo) y HR2023 (en verde) para este OC. La isócrona negra se corresponde con los parámetros obtenidos en este trabajo. 104
- 6.25. CMD de las estrellas miembro del OC Berkeley 20 coloreado según las probabilidades de membresía obtenidas por `pyUPMASK`. Los puntos sin colorear corresponden a las estrellas miembro seleccionadas por HR2023 para este OC. Se superponen las isócronas correspondientes a los parámetros obtenidos por CG2020 (en violeta), HR2023 (en verde) y CA2024 (en azul) para este OC. La isócrona negra se corresponde con los parámetros obtenidos en este trabajo. 106

6.26. Comparación de los valores de metalicidad obtenidos en este trabajo con los de CA2024 y DI2021. Fila superior: a la izquierda se comparan los valores de metalicidad de este trabajo con los obtenidos en CA2024. A la derecha se grafican los valores de este trabajo en función de la diferencia entre estos y los de CA2024. Fila central: los gráficos muestran la misma comparación, pero ahora entre los valores obtenidos en este trabajo y los de DI2021. Fila inferior: se presenta la comparación entre los valores de metalicidad obtenidos en CA2024 y DI2021, mostrando en la izquierda la comparación directa y en la derecha la diferencia entre ambos conjuntos de datos.	107
6.27. Metalicidades de los OC en común obtenidas en este trabajo en comparación con las recopiladas por SP2022. (Izq:) todos los OC en común. (Der:) OC que además forman parte de la muestra de alta calidad determinada en este estudio. Los puntos amarillos corresponden a los OC catalogados como “gold” según SP2022, y los grises los catalogados como “silver”.	109
6.28. Metalicidades de los OC en común obtenidas en este trabajo en comparación con las recopiladas por Joshi et al. [2024]. (Izq:) todos los OC en común. (Der:) OC que además forman parte de la muestra de alta calidad determinada en este estudio. La barra de color indica la resolución de las mediciones espectroscópicas.	110
6.29. Representación gráfica de cómo MiSTree genera el árbol de expansión mínima. Fuente de la imagen: Naidoo [2019]	112
6.30. Cuantificación de la segregación de masas para el OC NGC 2516 utilizando el método Γ (a la izquierda) y el método Λ (a la derecha). Cada punto representa el valor del MSR en función del número de estrellas más masivas.	113
6.31. Distribución de los valores del cociente de expansión mínima para las 10 estrellas más masivas MSR_{10} tanto para el método Λ (violeta) como para el método Γ (celeste)	115
6.32. Cociente de expansión mínima para las 10 estrellas más masivas MSR_{10} en función del $\log(edad)$ (primera fila), la distancia galactocéntrica R_{GL} (segunda fila) y la altura actual sobre el plano galáctico $ Z $ (tercera fila). La primera columna corresponde al método Λ , mientras que la segunda columna corresponde al método Γ	116
6.33. Segregación de masa para las 10 estrellas más masivas en función de la relación entre la edad del cúmulo y el tiempo de relajación en escala logarítmica. A la izquierda para el método Λ y a la derecha para el método Γ	118

- 6.34. Distribuciones del parámetro α para diferentes rangos de edad. La columna izquierda muestra las distribuciones considerando solo estrellas simples, mientras que la columna derecha incluye tanto estrellas simples como binarias. 121
- 6.35. Relación entre el valor del parámetro α y la edad dinámica. A la izquierda: OC conformados por estrellas simples. A la derecha: OC conformados por estrellas simples y estrellas binarias. Los puntos se encuentran coloreados según la edad de los OC en escala logarítmica 122
- 6.36. Distribuciones de las masas $[M_i, M_{act}, M_{din}, M_{evol}]$ obtenidas para la muestra de OC. En azul se grafica el conjunto total de OC y en verde la submuestra de alta calidad. 124
- 6.37. (Izq.): Comparación de la masa actual obtenida en este trabajo con la obtenida en HR2024 para los OC en común, coloreado según la diferencia entre el número de estrellas miembro obtenidas en ambos trabajos. (Der.): ídem pero comparando con los resultados de Al2023. 125
- 6.38. Relación de la masa actual (a la izquierda), la masa dinámica (en el centro) y la masa evolutiva (a la derecha), con el número de vueltas estimadas del OC alrededor del centro galáctico. Los OC se colorean según la altura máxima sobre el plano galáctico en escala logarítmica. 125
- 6.39. KDEs de la distancia bidimensional desde el Sol $R = \sqrt{X^2 + Y^2}$ de los cúmulos en diferentes rangos de masa. Todas las curvas están normalizadas para tener un pico de uno, lo que facilita la comparación entre ellas. 128
- 6.40. Estimación de densidad normalizada de la distribución R-masa de los OC, separados por los cuadrantes III y IV. Arriba se muestran los resultados obtenidos en HR2024 y abajo los obtenidos en este trabajo. 129

6.41. Distribución de Cúmulos Abiertos en el plano Galáctico (X, Y) para diferentes grupos de edad. Los puntos representan cúmulos abiertos para los cuales se les pudo asignar velocidades radiales, coloreados según su velocidad azimutal, V_ϕ , como se indica en la barra de colores a la derecha. Las cruces son aquellos cúmulos sin velocidad radial asignada. Las líneas curvas corresponden a los brazos espirales de la Vía Láctea: Exterior (azul discontinuo), Perseo (naranja discontinuo), Orión-Cygnus (negro sólido), Carina-Sagitario (verde punteado), Crux-Scutum (morado guion-punto), y Norma (verde punteado). Se muestran cuatro intervalos de edad: cúmulos menores a 30 Myr (arriba a la izquierda), cúmulos entre 30 y 150 Myr (arriba a la derecha), cúmulos entre 150 y 500 Myr (abajo a la izquierda) y cúmulos mayores a 500 Myr (abajo a la derecha).	132
6.42. (Izq.): Comparación de los valores de velocidad radial V_R asignados en este trabajo y en Ta2021 para los OC en común. En amarillo se muestran los OC pertenecientes a la muestra de alta calidad de Ta2021. (Der.): Distribuciones de las incertezas σ_R asociadas a las velocidades radiales para este trabajo (en verde) y para Ta2021 (en azul).	133
6.43. Velocidades galácticas en función de la edad de los cúmulos estelares.	135
6.44. A la izquierda: Proyección de los OC en el plano XZ. Arriba el tercer cuadrante y abajo el cuarto cuadrante. A la derecha: ídem para la proyección YZ. Los OC se encuentran coloreados según la edad en escala logarítmica.	136
6.45. Distribución radial de la metalicidad para los cúmulos analizados. Arriba se grafica la muestra completa y abajo la muestra HQS.	138
6.46. Relación edad-metalicidad de los OC dentro de una distancia galactocéntrica $R_{GC} < 12\text{kpc}$. Los OC se encuentran coloreados según sus radios guía.	140
6.47. En azul: valores medios de la velocidad de rotación V_ϕ en función de la distancia galactocéntrica R_{GC} para bins de aproximadamente 800pc. En naranja: curva de rotación teórica del potencial gravitacional <i>MWPotential2014</i> . En líneas de puntos: curvas de rotación de los potenciales que conforman <i>MWPotential2014</i>	142
6.48. Comparación de los valores obtenidos en este trabajo con los de Ta2021 para la excentricidad (izquierda), altura máxima (centro) y energía (derecha) de los OC en común.	144

6.49. Órbitas galácticas meridionales y órbitas proyectadas en el plano galáctico en el intervalo de tiempo de 2 mil millones de años para algunos cúmulos abiertos calculados con el potencial <i>MWPotential2014</i> . El círculo blanco muestra la posición actual observada para cada cúmulo.	145
6.50. Órbitas tridimensionales para los OC NGC 2506 (izquierda) y NGC 2516 (derecha)	146
6.51. Alturas máximas sobre el plano galáctico Z_{max} de las órbitas de los OC en función de sus distancias galáctocéntricas R_{GC} . Los OC se colorean según la edad en escala logarítmica. Arriba se grafica la muestra completa de OC y abajo la muestra HQS.	147
6.52. Excentricidad de las órbitas de los OC en función del logaritmo de la edad. Los OC se encuentran coloreados según la distancia galactocéntrica R_{GC} . Arriba se grafica la muestra completa de OC y abajo la muestra HQS.	148
6.53. Fila superior: Comparación de los valores de excentricidad (a la izquierda) y altura máxima Z_{max} (a la derecha) obtenidos con <i>MWPotential2014</i> frente a los obtenidos con <i>Sp+Bar</i> . Los OC se encuentran coloreados según su distancia al centro galáctico (R_{GC}). Fila inferior: Diferencia de los valores obtenidos de excentricidad (a la izquierda) y de altura máxima (a la derecha) entre <i>MWPotential2014</i> y <i>Sp+Bar</i> , en función de la distancia galactocéntrica R_{GC} . Los OC se encuentran coloreados según la edad en escala logarítmica.	149
6.54. Comparación de las distancias galactocéntricas obtenidas bajo el potencial <i>MWPotential2014</i> y el nuevo potencial <i>Sp+Bar</i> . Los OC se colorean según la edad en escala logarítmica	150
6.55. Órbitas del OC NGC 2506: en el plano xy (a la izquierda) y en el plano meridional (a la derecha). En violeta se grafica la Órbita obtenida al utilizar el potencial <i>MWPotential2014</i> y en celeste al utilizar <i>Sp+Bar</i>	151

Índice de tablas

2.1. Longitudes de onda centrales aproximadas y anchos de banda para el sistema UBV	14
6.1. Submuestra representativa del catálogo de parámetros estructurales generado para los 1037 OC.	74
6.2. Submuestra representativa del catálogo de parámetros fundamentales gene- rado para los 1037 OC.	96
6.3. Submuestra representativa del catálogo de parámetros orbitales generado para los OC de la muestra con asignación de velocidad radial.	143

Capítulo 1

Introducción

La Galaxia que nos alberga, la Vía Láctea, es una estructura rotante compuesta de estrellas, gas y polvo que se distribuyen conformando un disco formal de aproximadamente 30 kilopársecs (*kpc*) de diámetro y cerca de 2kpc de espesor. La Figura 1.1 muestra un esquema actual generado a partir de las últimas convenciones acordadas sobre su estructura. El Sol se ubica a poco más de 8kpc del centro de ese disco y apenas por encima del plano medio. En la región central hay una gran estructura estelar denominada bulbo, ubicada en el centro de una estructura más grande llamada barra de entre 4 – 5kpc de radio (o *bar half length*, [Wegg et al. \[2015\]](#)). Todo este conjunto (disco y bulbo+barra) está inmerso, a su vez, en una gran esfera llamada halo compuesta predominantemente por estrellas de muy bajo brillo y poca masa. Nuestra Galaxia muestra como rasgo dominante los llamados brazos espirales, que se desarrollan sobre el disco a partir del bulbo (tal como se aprecia en imágenes de galaxias externas). Al igual que aproximadamente el 75 % de las galaxias espirales conocidas [[Eskridge et al., 2000](#)], la Vía Láctea se clasifica por lo tanto como de tipo espiral barrada. Toda esta maquinaria rota alrededor del centro de la Galaxia, donde se encuentra el agujero negro Sagitario A*.

Dentro del contexto galáctico los cúmulos estelares son objetos de gran importancia. Estos se dividen en dos tipos principales: cúmulos abiertos (o galácticos) y cúmulos globulares. Los cúmulos abiertos habitan exclusivamente en el disco de la Vía Láctea, lugar donde se encuentran la mayoría de las estrellas incluido nuestro Sol. En contraste, los cúmulos globulares residen principalmente en el halo galáctico, aunque algunos pueden localizarse en el disco junto con las estrellas de baja masa ya mencionadas. Los cúmulos abiertos (abreviados como OC por sus siglas en inglés, *open clusters*) constituyen un conjunto de subestructuras estelares predominantes en nuestra Galaxia, que la Astrofísica utiliza desde hace décadas

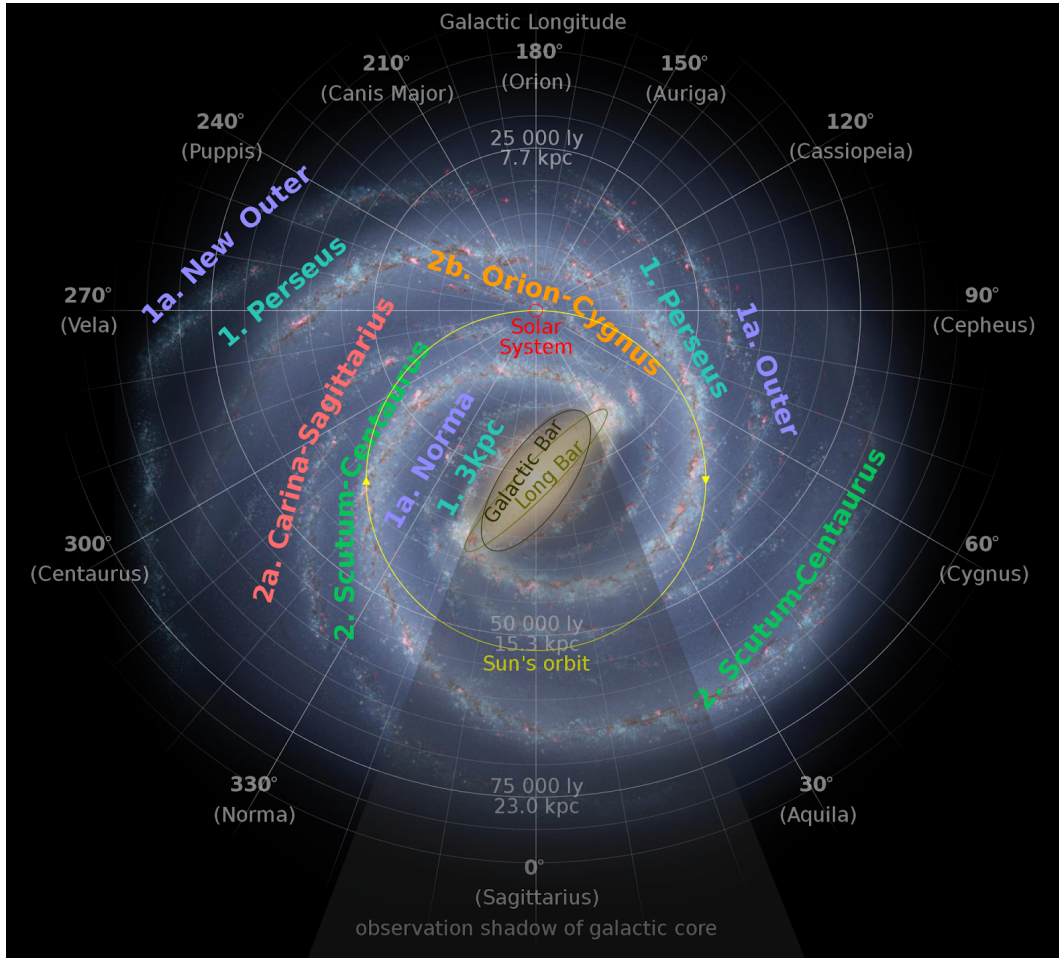


Figura 1.1: Bosquejo del plano de la Vía Láctea visto desde el polo norte galáctico. Imagen basada en datos obtenidos de la literatura en longitudes de onda de radio, infrarrojo, y visible. Se incluyen las coordenadas galácticas [Churchwell et al., 2009]. El sentido del giro es indirecto. En esta representación se optó por un modelo de dos brazos principales, Scutum-Centaurus y Perseo, y dos secundarios, Carina-Sagitario, Norma-Cygnus y el brazo de 3kpc. El patrón espiral se extiende entre 5 y 15 kpc. Se aprecia, además, la barra en el centro de la Galaxia de unos 3 kpc de extensión.

como laboratorio para abordar una amplia gama de interrogantes. La literatura que describe el valor intrínseco y las aplicaciones de los OC es inmensa, por lo que se hará solamente una breve descripción de la importancia y el empleo de los mismos en diferentes tipos de análisis.

Como grupos coetáneos químicamente homogéneos, los OC desempeñan un papel clave en la comprensión de la formación y evolución estelar, así como en el análisis de la química, estructura y dinámica de nuestra Galaxia [Friel, 1995]. Los tópicos astrofísicos factibles de ser estudiados empleando OC van desde la determinación de la estructura y el estado dinámico de la Galaxia, la localización de los brazos espirales, la velocidad de rotación del patrón espiral y el radio de co-rotación [Bobylev and Bajkova, 2014, Dias and Lépine, 2005a, Janes and Adler, 1982, Moitinho et al., 2006, Vázquez et al., 2008], hasta la confirmación

de la existencia de un gradiente de metalicidad radial y las abundancias químicas [Donor et al., 2018, Esteban et al., 2022, Janes and Adler, 1982, Lépine et al., 2011]. También permiten estudiar el alcance y la magnitud del alabeo (*warp*) en el tercer cuadrante de la Galaxia [Cantat-Gaudin et al., 2020, Vázquez et al., 2008], la posición del Sol con respecto al plano galáctico [Cantat-Gaudin et al., 2020] y la formación, estructura y evolución de estrellas aisladas y sistemas estelares [Kroupa and Boily, 2002]. Además, el estudio de la cinemática de los OC proporciona una comprensión más detallada del potencial gravitatorio de la Galaxia y de las perturbaciones que afectan la estructura y dinámica del disco.

El amplio rango de edades de estos objetos (entre 10^6 y 10^{10} años) los hace insustituibles para explorar una gran variedad de fenómenos astrofísicos relacionados a la evolución temporal. En particular, los OC más jóvenes (edades menores a 10^7 años), permiten investigar las condiciones de contorno para las teorías de evolución estelar y analizar en detalle las condiciones iniciales necesarias para crear nuevas generaciones de estrellas y su evolución en el tiempo [Lada and Lada, 2003]. Dado que estas aglomeraciones de estrellas jóvenes se encuentran mayormente confinadas a regiones limitadas del espacio (los brazos espirales) son fácilmente detectables a grandes distancias gracias a su alto brillo global, incluso en presencia de una fuerte atenuación por polvo. Debido a su asociación con regiones de formación estelar activa los OC jóvenes actúan como calibradores naturales de la escala de distancias, lo que los convierte en herramientas clave para la descripción de la estructura de la Vía Láctea [Loktin and Matkin, 1992, Moitinho, 2010, Moitinho et al., 2006, Vázquez et al., 2008]. Esto es particularmente cierto en el trazado, la distancia, la extensión y el número de brazos espirales [Carraro, 2013, Molina Lera et al., 2018]. En conjunto con las estrellas jóvenes y masivas que componen la población estelar azul difusa, las regiones HII y las asociaciones estelares, los OC jóvenes son trazadores fundamentales de la estructura espiral de nuestra Galaxia.

Los OC viejos (edades mayores a 10^9 años) son a su vez claves para determinar la extensión radial y la altura del disco galáctico, la evolución química de nuestra Galaxia (su historia), la intensidad y efectividad de los procesos de mezcla y la relación edad-metalicidad [Friel, 1995, Hayes et al., 2015, Tosi et al., 2004]. Otras aplicaciones de estos objetos incluyen el estudio de la función inicial de masas estelares, como así también la fracción de estrellas que permanecen gravitatoriamente ligadas en un cúmulo y durante cuánto tiempo [Kroupa and Boily, 2002]. También pueden ser utilizados para obtener estimaciones precisas de la escala de distancias en la Galaxia [An et al., 2007].

Los OC en todo su rango de edades se utilizan también como laboratorios fundamentales para verificar y calibrar los modelos de evolución estelar. La comparación entre las

observaciones de estos objetos y las predicciones teóricas permite refinar dichos modelos, lo que resulta fundamental para comprender las diferentes fases de la vida estelar desde la secuencia principal hasta sus etapas finales [Choi et al., 2014, Byrom and Tayar, 2024].

Existe una multitud de fenómenos astrofísicos que aún no han podido ser comprendidos y explicados en profundidad, en parte debido a la falta de coherencia e inhomogeneidad de los estudios de cúmulos estelares existentes. Algunos de estos fenómenos son: el gradiente radial de metalicidad galáctico, la morfología de los brazos de la Galaxia, la función inicial de masa y su evolución temporal, las discontinuidades en la distribución de edad de cúmulos lo que indicaría posibles episodios de formación estelar, la relación entre la edad y la metalicidad, etc. [Elmegreen, 2000, Frinchaboy and Majewski, 2008, Vázquez et al., 2008, Piatti, 2010, Bergemann et al., 2014, Dib and Basu, 2018, entre otros]. En este contexto, la identificación y el estudio de los OC son procesos de vital importancia para el desarrollo y análisis de la astrofísica estelar y galáctica.

Una de las problemáticas más fundamentales asociadas al análisis de estos objetos es la determinación de sus miembros reales. Al observar un cúmulo estelar, localizado en una región particular del espacio, no solo se registran las estrellas que lo constituyen (i.e.: sus miembros reales) sino que también se observan aquellas que se encuentran en la misma línea de visión tanto delante como detrás del mismo. Todas estas estrellas se proyectan en el área de interés observada generando una muestra final altamente heterogénea y comúnmente con un alto grado de imbalance, ya que los no miembros suelen superar varias veces en cantidad a los miembros. La clasificación entre estrellas miembro y estrellas no miembro (también llamadas de campo), es un paso clave en el estudio de cúmulos estelares y decisivo para una correcta estimación de sus parámetros fundamentales, tales como la edad, la distancia y la masa, entre otros. Hasta hace muy pocos años sin embargo, muchos trabajos no realizaban un estudio de membresía previo a la estimación de parámetros fundamentales que vaya más allá de un aislamiento rudimentario de la región espacial ocupada por los mismos [e.g.: Piatti and Bica, 2012, Sarro et al., 2014].

La identificación de miembros de OC es realizada hoy a través de métodos computacionales. Muchos de estos dependen de algoritmos rudimentarios, la mayoría son de código cerrado y no utilizan ningún proceso estadístico de validación. Esta misma falta de robustez se observaba hasta hace muy poco en los métodos empleados para estimar los parámetros fundamentales de los cúmulos. Es fundamental que los métodos computacionales utilizados no solo incorporen algoritmos avanzados y accesibles, sino que también implementen procedimientos de validación estadística robustos para garantizar la precisión y fiabilidad de los resultados. La precariedad de estos enfoques puede conducir a resultados erróneos o sesga-

dos, especialmente en casos de cúmulos con alta contaminación de estrellas de campo o con un número relativamente bajo de miembros reales [Krone and Leykin, 2014]. Si por ejemplo una estrella de campo brillante se considera erróneamente como miembro del cúmulo estelar, la estimación de su edad se subestimarán. Por otro lado, si se excluyen estrellas miembro brillantes del análisis, se podría sobreestimar la edad del cúmulo estelar [Kharchenko et al., 2012]. Similares incertezas en los restantes parámetros son introducidas debido a una identificación deficiente de los miembros reales.

El estudio de cúmulos estelares requiere también la creación de grandes bases de datos. La generación de catálogos de OC es esencial para organizar, censar estos objetos y facilitar nuevos descubrimientos, evitando duplicaciones en su catalogación. A lo largo de la historia, diversos investigadores han contribuido al descubrimiento de nuevos cúmulos. A continuación, se ofrece un breve repaso de estos esfuerzos.

Los primeros registros observacionales de agrupaciones estelares surgen en el siglo XVII y XVIII, aunque estas no se reconocían como cúmulos estelares en su momento. Charles Messier en su famoso catálogo de objetos de cielo profundo [Messier, 1774], hoy reconocido ampliamente como el primer catálogo que incluyó estos objetos, mencionaba menos de 30 OC. El “New General Catalogue of Nebulae and Clusters of Stars” presentado a fines del siglo XIX por Dreyer (NGC, Dreyer [1888]) contaba con aproximadamente 650 cúmulos, es decir, más de veinte veces el número de objetos presentes en el catálogo de Messier poco más de 100 años atrás. Casi un siglo después se registró el próximo gran catálogo de OC con la publicación del catálogo de Lynga [1987] que registraba algo más de 1100 cúmulos abiertos. Esta obra sentó las bases para la creación del catálogo WEBDA, una base de datos ampliamente utilizada en el análisis de cúmulos durante muchos años. En la década siguiente, con el surgimiento de grandes bases de datos públicas que contenían cientos de miles e incluso millones de estrellas, como Hipparcos y Tycho [Perryman et al., 1997, Hoeg et al., 1997], así como el 2MASS [Skrutskie et al., 2006], la tarea de identificar nuevos candidatos a OC se volvió considerablemente más accesible. Esto fue especialmente significativo para aquellos objetos débiles, ocultos por el polvo estelar o ubicados lejos del sistema solar.

A comienzos del siglo XXI se producen avances significativos en la identificación y catalogación de OC. Catálogos como el “New catalogue of optically visible open clusters and candidates” [Dias et al., 2002] o el “Milky Way Star Clusters” (MWSC, Kharchenko et al. [2012]) y otros presentados por Loktin and Popova [2017] y Bica et al. [2019] contribuyeron a aumentar el número de cúmulos estelares abiertos conocidos a más de 3000 en apenas unas décadas. Estos avances han enriquecido enormemente nuestra comprensión de la distribución

y evolución de OC en nuestra Galaxia.

Hace aproximadamente diez años, la Agencia Espacial Europea (European Space Agency, ESA) puso en órbita el telescopio espacial llamado Gaia. Su objetivo es generar el catálogo más grande de estrellas en la Vía Láctea y galaxias cercanas. El catálogo estelar Gaia proporciona datos astrométricos, fotométricos y espectroscópicos para más de 1000 millones de estrellas, y se espera que este número siga aumentando a medida que se procesen y analicen más datos [Gaia Collaboration et al., 2016, 2018, 2021, 2023]. Además de proporcionar información para poder estimar el número de cúmulos en la Galaxia, Gaia también ha permitido mejorar nuestra comprensión de las propiedades físicas y químicas de los mismos, como la edad, la distancia, la masa, la metalicidad y su cinemática asociada. Gaia permite maniobrar con cantidades enormes de datos estelares en un espacio multidimensional de análisis (posiciones, paralajes, movimientos propios, velocidad radial y fotometría) posibilitando realizar estimaciones muy precisas de membresías en cúmulos [Pera et al., 2021] y una mejora de los correspondientes parámetros. La llegada de esta misión significó por lo tanto una inmensa contribución a la re-determinación de parámetros de OC conocidos [Perren et al., 2022], el descubrimiento de cientos de nuevos [Castro-Ginard et al., 2021, Ferreira et al., 2020, Liu and Pang, 2019, Sim et al., 2019] y la verificación de aquellos considerados dudosos [Cantat-Gaudin et al., 2020, Monteiro et al., 2020].

En los últimos años una cantidad importante de autores ha publicado descubrimientos de nuevos cúmulos y presentado nuevos posibles miembros para aquellos ya existentes, empleando datos de la misión Gaia. Sin embargo estos trabajos poseen información obtenida de manera muy heterogénea, lo que resulta en una estimación poco clara y muchas veces contradictoria de sus parámetros fundamentales. Actualmente se encuentran registrados más de 16000 candidatos a cúmulos en la literatura. Una cantidad importante de ellos son muy probablemente duplicados (debido a la dispersión de datos en la literatura) o no han sido todavía confirmados como OC reales [Perren et al., 2023]. Estudios recientes estiman que la cantidad total de cúmulos abiertos en la Galaxia supera ampliamente los 100000, de los cuales menos del 10 % se conoce al día de hoy [Hunt and Reffert, 2024].

En este trabajo de Tesis se realiza un análisis multidimensional de OC, donde una de las tareas principales fue el desarrollo de un método para la estimación de probabilidades de membresía de estrellas en regiones observadas de cúmulos. Este método, denominado pyUPMASK, es de código abierto y su artículo asociado fue presentado durante el desarrollo de esta Tesis [Pera et al., 2021]. El mismo lleva acumulado hasta el momento más de 45 citas, lo que refleja su amplia aceptación y uso dentro de la comunidad científica.

El enfoque de esta Tesis se extiende hacia la derivación de las propiedades de la población de cúmulos abiertos, sin distinción de edades, en las regiones correspondientes a los cuadrantes III y IV de la Galaxia. El análisis exhaustivo de sus propiedades se basa en observaciones realizadas en un rango espectral de aproximadamente 370nm a 1000nm, provistas por la misión Gaia. Esta misión constituye el relevamiento fotométrico más moderno y completo disponible hasta la fecha.

Los cuadrantes galácticos III y IV muestran configuraciones de gran escala que no han sido definitivamente esclarecidas aún. Entre estas podemos mencionar la estructura final de gran diseño de la Vía Láctea –en particular el número de brazos espirales y sus respectivos anchos [Choi et al., 2014, Vallée, 2013, 2014]– así como también preguntas vigentes respecto de las cercanías mismas del Sol como las planteadas por Xu et al. [2013] respecto del Brazo Local. Estudios muy recientes arrojan dudas sobre los modelos de la Galaxia en el tercer cuadrante [Poggio et al., 2021] y quedan incógnitas a resolver muy importantes como la de la supuesta galaxia enana Canis Major. Esta fue reportada hace 20 años en la región del tercer cuadrante [Martin et al., 2004] pero su origen también se plantea como simplemente un efecto del alabeo mezclado con el flaring del borde externo de nuestra Galaxia [Mateu et al., 2009]. Trazadores ópticos como los OC tienen el potencial de ayudar a resolver las ambigüedades en estas cuestiones. Para ello se necesita aplicar nuevas técnicas de análisis masivos de datos que arrojen resultados más fiables que los producidos con las viejas técnicas -inspección visual de diagramas color-magnitud y de ajuste de isócronas [Phelps and Janes, 1994] - o por comparación directa con diagramas HR de cúmulos sintéticos [Siess et al., 1997]. Estas técnicas implican el uso de diferentes estimadores de membresías en un cúmulo [Cantat-Gaudin et al., 2018b, Krone and Leykin, 2014, Pera et al., 2021], combinados con métodos computacionales de análisis de parámetros fundamentales. Estudios recientes han aplicado diversas metodologías para este fin, incluyendo el uso de redes neuronales. Se destacan entre otros: Liu and Pang [2019], Cantat-Gaudin et al. [2020], Kounkel et al. [2020], Dias et al. [2021], Hao et al. [2021], Hunt and Reffert [2023], Cavallo et al. [2024]. En esta Tesis se hará uso de la herramienta ASteCA [Perren et al., 2015], diseñada dentro del grupo de Astrofísica de Cúmulos Abiertos de La Plata (IALP-UNLP) donde comencé mi proyecto de Doctorado.

En el marco de las problemáticas previamente mencionadas, este trabajo de Tesis presenta un análisis exhaustivo de más de 1000 cúmulos abiertos situados en los cuadrantes III y IV de la Vía Láctea. El resultado final es un catálogo masivo de OC que será posteriormente incorporado a la literatura publicada, aumentando así el conocimiento general sobre estos objetos y eventualmente sobre la estructura de nuestra Galaxia.

A continuación se presenta la estructura de la Tesis, con una descripción concisa de los contenidos de cada capítulo.

En el Capítulo II, se introducen los conceptos astrofísicos fundamentales que son clave para la comprensión de los temas tratados en esta Tesis. El Capítulo III se centra en los cúmulos estelares abiertos, los sistemas estudiados en este trabajo. Se explora su formación, analizando los procesos físicos y químicos que dan origen a estos grupos de estrellas. Además, se investiga la cinemática de los OC en la galaxia, considerando su movimiento y la interacción con el entorno galáctico. Se describen también los parámetros fundamentales que caracterizan a los OC, como edad, metalicidad, distancia y masa. En el Capítulo IV, se examina la historia y evolución de la obtención de datos astrométricos, revisando los catálogos más relevantes publicados recientemente, incluidos los derivados de las misiones Gaia, que han transformado el estudio de los OC. Se detalla la selección de los datos utilizados en este trabajo, explicando los criterios adoptados para asegurar la calidad de las estimaciones. El Capítulo V describe los métodos desarrollados para el análisis de cúmulos estelares, tanto en este trabajo como en el grupo de investigación al que pertenezco. La primera parte de este capítulo se enfoca en la descripción del método **pyUPMASK**, una metodología estadística orientada a la clasificación binaria no supervisada de estrellas en la región de un cúmulo estelar y sus alrededores. Esta metodología, validada contra resultados de la literatura, se materializa en métodos estadísticos no paramétricos y no supervisados escritos en Python. Aunque el algoritmo que sustenta **pyUPMASK** tiene aplicaciones generales, en este caso se utiliza para distinguir entre estrellas miembros y no miembros, determinando así los miembros más probables de cada cúmulo abierto estudiado. La segunda parte de este capítulo aborda la otra herramienta desarrollada en el grupo, **ASteCA**, que, tras una estimación adecuada de membresía, permite calcular los parámetros fundamentales de los OC mediante un enfoque bayesiano. El Capítulo VI está dedicado a describir los resultados alcanzados en este trabajo de Tesis. Primero, se analiza el resultado de aplicar **pyUPMASK** al conjunto de OC seleccionados. Luego, utilizando la herramienta **ASteCA**, se obtienen los parámetros estructurales y fundamentales de los cúmulos basándose en los miembros seleccionados por **pyUPMASK**, realizando una comparación exhaustiva con estudios recientes. Asimismo, dentro de este capítulo, se presentan los resultados de la integración de los hallazgos de **pyUPMASK** y **ASteCA**. Se llevan a cabo diversos estudios para analizar la estructura, la cinemática y la dinámica de los OC. Utilizando un potencial gravitacional galáctico propuesto, se investiga el historial orbital de estos sistemas, llevando a cabo un análisis detallado de los parámetros orbitales que los caracterizan. Finalmente, en el Capítulo VII, se resumen los resultados obtenidos a lo largo de este trabajo, destacando las contribuciones significativas al estudio

de los OC. Además, se plantean perspectivas para futuras investigaciones.

Capítulo 2

Conceptos Teóricos

Para comprender las diversas cantidades astrofísicas empleadas en el análisis de los cúmulos abiertos en este trabajo, es indispensable introducir previamente algunos conceptos teóricos fundamentales. A continuación, se presentan los principales conceptos que serán utilizados a lo largo de esta Tesis.

2.1. Magnitudes estelares, Ley de Pogson y Colores

La cantidad de energía emitida por un objeto celeste que puede ser medida por un observador depende tanto de la luminosidad intrínseca del objeto (energía total emitida por segundo), como de su distancia a la Tierra. Este concepto se denomina brillo. La comparación y organización de brillos de las estrellas visibles a simple vista llevó a introducir el concepto astrofísico de *magnitud aparente*¹. La magnitud es una forma de estandarizar la medición de la luminosidad y comparar objetos celestes que se encuentran a diferentes distancias. La magnitud es una escala relativa que mide el valor logarítmico del flujo radiativo, que es la energía electromagnética emitida por una fuente por unidad de tiempo y de área; y se expresa en $[W/m^2]$. Si el flujo de radiación de dos estrellas diferentes medido en el mismo rango de longitudes de onda es s_1 y s_2 , entonces según la definición de [Norman \[1850\]](#) sus magnitudes aparentes m_1 y m_2 difieren en una cantidad dada por:

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log(s_1/s_2). \quad (2.1)$$

La unidad asociada a este parámetro observacional se denomina, también, magnitud y se abrevia *mag*. La Ec. 2.1 se conoce como *Ley de Pogson*.

¹El concepto de magnitud es introducido por el astrónomo Hiparco en la antigua Grecia, alrededor del año 150 AC.

Es importante notar que a medida que las estrellas son más brillantes (esto es, que emiten más energía en un determinado rango de longitud de onda), las magnitudes correspondientes serán numéricamente menores y viceversa.²

La Ec. 2.1 se generaliza escribiendo el flujo radiativo de la siguiente forma:

$$s = \int_{\lambda_a}^{\lambda_b} \frac{R^2 I(\lambda)}{r^2} T_i(\lambda) T_a(\lambda) T_t(\lambda) T_f(\lambda) re(\lambda) d\lambda, \quad (2.2)$$

donde R es el radio de la estrella y r su distancia a la Tierra (R^2/r^2 es el llamado factor de atenuación de intensidad), $I(\lambda)$ es la *intensidad* o *radiancia* de la estrella por intervalo de longitud de onda, $T_i(\lambda)$ la fracción de radiación transmitida por el espacio interestelar, $T_a(\lambda)$ la fracción transmitida por la atmósfera terrestre, $T_t(\lambda)$ la fracción transmitida por el sistema óptico del telescopio, $T_f(\lambda)$ la fracción transmitida por un dado filtro, y $re(\lambda)$ la respuesta del receptor [Golay, 1974].

Podemos reducir la Ec. 2.2 a una forma simple definiendo los siguientes términos:

$$S(\lambda) = T_t(\lambda) T_f(\lambda) re(\lambda), \quad (2.3)$$

$$E(\lambda) = \frac{R^2 I(\lambda)}{r^2} T_i(\lambda) \quad (2.4)$$

donde $S(\lambda)$ es la *curva de transmisión* o *función de sensibilidad* de un sistema fotométrico que incorpora un filtro f cuya pasabanda se encuentra en el rango $[\lambda_a, \lambda_b]$, y $E(\lambda)$ es la *iluminación* o *distribución de energía* producida por la radiación estelar recibida por un telescopio en el límite de la atmósfera terrestre (lo que implica despreciar $T_a(\lambda)$). Por lo tanto la Ec. 2.1 toma la siguiente forma general:

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log \frac{\int_{\lambda_a}^{\lambda_b} E_1(\lambda) \cdot S(\lambda) d\lambda}{\int_{\lambda_a}^{\lambda_b} E_2(\lambda) \cdot S(\lambda) d\lambda}. \quad (2.5)$$

La diferencia entre dos magnitudes medidas para una misma estrella para diferentes rangos de longitudes de onda X e Y determina el *índice de color*:

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log \frac{\int_X E(\lambda) \cdot S_X(\lambda) d\lambda}{\int_Y E(\lambda) \cdot S_Y(\lambda) d\lambda}. \quad (2.6)$$

Al tratarse de la misma estrella, la distribución de energía $E(\lambda)$ se conserva en ambas mediciones. En cambio la función de sensibilidad $S(\lambda)$ cambia, pues al medir dos magnitudes con distintos filtros se modifica el rango de pasabanda.

Conocido $S_X(\lambda)$ y $S_Y(\lambda)$ el índice de color da una medida de la distribución de energía

²Esto es consecuencia de la definición original del concepto de magnitud por Hiparco, que se arrastró a la astrofísica moderna.

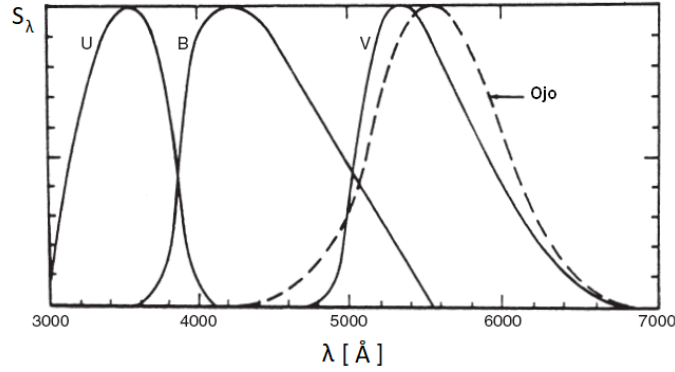


Figura 2.1: Funciones de transmisión normalizadas de los filtros UBV estándar (el eje de las abscisas se expresa en Å)

$E(\lambda)$ en el espectro estelar. Para la mayoría de las estrellas la distribución de energía puede aproximarse por la de un cuerpo negro; esto es, mediante la Ley de Planck:

$$I(\lambda) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{\frac{h\nu}{k_B T}} + 1}. \quad (2.7)$$

Si se integra la ecuación de Planck para todas las longitudes de onda, encontramos que la densidad de flujo emitida por el cuerpo negro es σT_{ef}^4 (Ley de Stefan-Boltzmann) donde σ es la constante de Stefan-Boltzmann, y T_{ef} es la temperatura efectiva de una estrella, definida como aquella que debería tener un cuerpo negro para que la energía total emitida por éste (por unidad de área y de tiempo) sea equivalente a la radiada por la misma. A su vez la T_{ef} se relaciona con la *luminosidad* L (energía total emitida por unidad de tiempo) de la estrella y con su radio R ; resultando: $L = 4\pi R^2 \cdot \sigma T_{ef}^4$.

Es posible demostrar que las temperaturas superficiales de las estrellas pueden estimarse midiendo uno de sus índices de color. Por ejemplo, si aplicamos la aproximación de Wien a la Ec. 2.7 (es decir, cuando $\frac{h\nu}{k_B T} \gg 1$), y aproximamos las integrales en la Ec. 2.6 maximizando la función sensibilidad, se obtiene que para el color B-V (diferencia entre magnitudes aparentes en las bandas azul y visible) vale la relación [Unsöld and Baschek, 2011]:

$$(B - V) \approx \frac{0.7 \cdot 10^4}{T_{ef}[K]} + cte. \quad (2.8)$$

Se denomina sistema fotométrico a un conjunto específico de filtros y técnicas de observación diseñados para medir la intensidad de la luz en diferentes longitudes de onda. Como sistema estándar para la determinación de magnitudes y colores estelares, el sistema UBV desarrollado por H. L. Johnson y W. W. Morgan en 1951 es uno de los más utilizados

(U=*ultraviolet*, B=*blue*, V=*visual*). Un sistema complementario es el UBVRI que incluye a los filtros R (*red*) e I (*infrared*) y se conoce como Johnson-Cousins. Las longitudes de onda efectivas de transmisión de los filtros utilizados en este sistema, junto con su ancho de banda medio, se encuentran en la Tabla 2.1. En la Figura 2.1 pueden verse las funciones de transmisión normalizadas de los filtros UBV estandar.

Banda	$\langle \lambda \rangle$ (nm)	Δ (nm)
U	365	70
B	440	100
V	550	90
R	720	220
I	900	240

Tabla 2.1: Longitudes de onda centrales aproximadas y anchos de banda para el sistema UBV

La magnitud y el color son por lo tanto dos herramientas fundamentales en la astrofísica que permiten obtener información acerca de las propiedades físicas de las estrellas. Estos parámetros son empleados como indicadores indirectos que aproximan a dos características cruciales de una estrella: su luminosidad, que representa la cantidad total de energía emitida, y su temperatura efectiva.

2.2. Extinción interestelar, exceso de color y enrojecimiento

El gas y polvo que se encuentra entre las estrellas, conocido como medio interestelar (ISM), afecta las observaciones mediante un proceso denominado “**extinción interestelar**”. Se trata de la pérdida de la energía electromagnética proveniente de objetos celestes debido a los efectos de dispersión y absorción causados por las nubes de polvo y gas suspendidos en el ISM.

La extinción interestelar, comúnmente denominada extinción o absorción, se define como la diferencia entre la magnitud observada y la magnitud intrínseca (no afectada por el medio interestelar): $A_\lambda = m_\lambda^{obs} - m_\lambda^{int}$. De manera similar, se define el “**exceso de color**” como la diferencia entre las absorciones de los filtros que componen un determinado índice de color. Por ejemplo, para el caso del color $(B - V)$ el exceso de color tiene la forma:

$$E_{(B-V)} = A_B - A_V = (B - V)_{obs} - (B - V)_{int}. \quad (2.9)$$

El exceso de color se encuentra relacionado con la absorción interestelar en el rango visible

(A_v) a través de un factor llamado “*relación de absorción total sobre absorción selectiva*” (R_v):

$$R_v = \frac{A_v}{E_{(B-V)}}. \quad (2.10)$$

El parámetro R_v es estimado observacionalmente para diferentes regiones. Dependiendo de la región en estudio, el valor de R_v puede variar entre 1 y valores > 5 para zonas con mucho polvo. Se considera a $R_v = 3.1$ como un valor normal, válido para la mayoría de las regiones observadas.

La interacción de partículas cargadas eléctricamente con ondas electromagnéticas resulta en la emisión de radiación secundaria debido a la dispersión. Este efecto es más eficiente en el rango de las longitudes de onda más cortas. Debido a esto, la radiación emitida originalmente por una estrella pierde gran parte de sus componentes más azules, mientras que las componentes de longitudes de onda más largas, las rojas, son menos dispersadas. Este efecto se llama comúnmente “**enrojecimiento**”, ya que las estrellas que son vistas a través de una región donde el medio interestelar es denso, parecen más “rojas” (más emisión en el rango infrarrojo del espectro) de lo que en realidad son.

La extinción modifica las magnitudes observadas para un determinado objeto estelar y por lo tanto afecta directamente a la estimación de la distancia a la que se encuentra. Por lo tanto, es importante tener en cuenta este proceso a los efectos de poder corregir adecuadamente las observaciones disponibles.

2.3. Magnitud absoluta y módulo de distancia

Se define la magnitud absoluta M de una estrella como la magnitud aparente m de la misma si ésta se encontrase a una distancia de 10 *pársec* (pc). Por lo tanto, según la Ec. 2.5 podemos escribir

$$m - M = -2.5 \log \frac{\int E(\lambda) \cdot S(\lambda) d\lambda}{\int E_{10}(\lambda) \cdot S(\lambda) d\lambda}, \quad (2.11)$$

con $E_r(\lambda)$ y $E_{10}(\lambda)$ las distribuciones de energía medidas a una distancia r y 10 pc respectivamente. Al tratarse de la misma estrella y recordando que $E(\lambda) = R^2 I(\lambda) T_i(\lambda) / r^2$, la diferencia que existe entre $E(\lambda)$ y $E_{10}(\lambda)$ es la distancia a la que se encuentra. Por lo tanto en esta expresión se mantienen constantes los valores de R e I y al estar midiendo en un mismo rango de longitudes de onda y utilizando un mismo telescopio tenemos un sólo valor de S . El término $T_i(\lambda)$ se desprecia, y la ecuación anterior toma la forma:

$$\begin{aligned}
m - M &= -2.5 \log \frac{\int (\frac{R}{r})^2 I(\lambda) \cdot S(\lambda) d\lambda}{\int (\frac{R}{10})^2 I(\lambda) \cdot S(\lambda) d\lambda} \\
&= -2.5 \log \left(\frac{10}{r} \right)^2 \\
&= -5 + 5 \log(r).
\end{aligned} \tag{2.12}$$

La cantidad $(m - M)$ se denomina *módulo de distancia aparente* de la estrella, ya que estamos despreciando el término relacionado con la extinción. En principio, las magnitudes absolutas pueden ser obtenidas en cualquier sistema fotométrico, por lo tanto se indican por M con el subíndice correspondiente, por ejemplo M_V refiere a la magnitud visual absoluta. Si no se especifica un subíndice, M_V debe entenderse siempre.

Si consideramos en la Ec. 2.12 el término asociado a la extinción, la magnitud absoluta se verá modificada de la siguiente forma:

$$V - A_V - M_V = -5 + 5 \log(r), \tag{2.13}$$

donde V y M_V representan la magnitud visual observada y absoluta, respectivamente. Esta relación se denomina *módulo de distancia corregido* y es utilizada ampliamente para calcular distancias estelares a partir de la observación de la magnitud visual aparente V , asumiendo que sea factible obtener mediante algún método los parámetros M_V y A_V .

2.4. Metalicidad

En Astrofísica, la metalicidad es un concepto que se utiliza para medir la fracción de masa de todos los elementos más pesados que el He (Helio) presentes en una estrella. Si la masa total de una estrella es M_T , se definen los factores:

$$\begin{aligned}
x &= \frac{m_H}{M_T} \quad y = \frac{m_{He}}{M_T} \quad z = \frac{m_{Li+}}{M_T} \\
x + y + z &= 1
\end{aligned} \tag{2.14}$$

donde m_H es la masa de Hidrógeno presente, m_{He} la de Helio y m_{Li+} la masa de todos los elementos más pesados que el Helio. El factor z se denomina metalicidad, siendo el valor correspondiente al Sol de aproximadamente: $z = 0.0152$ [Bressan et al., 2012]

De manera similar la metalicidad de un objeto puede medirse por la abundancia de Hierro en su materia con respecto al Hidrógeno, que suele relacionarse con la del Sol. La

metalicidad se expresa entonces como:

$$[Fe/H] = \log_{10} \frac{(N_{Fe}/N_H)_*}{(N_{Fe}/N_H)_{\odot}}, \quad (2.15)$$

donde N_{Fe} y N_H representan la cantidad de átomos de Fe y H por unidad de volumen respectivamente; el asterisco representa valores de la estrella y el símbolo $\odot$ valores solares. De esta definición se obtiene que la metalicidad solar es nula: $[Fe/H] = 0$. El parámetro de metalicidad así definido puede estar acompañado de una unidad artificial denominada *dex*, aunque no es necesaria su utilización.

La relación entre estos dos factores puede escribirse como:

$$\log \left(\frac{z}{z_{\odot}} \right) = [M/H], \quad (2.16)$$

donde $[M/H]$ es la relación de metalicidad global y se asume que es aproximadamente igual a $[Fe/H]$.

La distribución radial del contenido metálico en nuestra Galaxia, llamado gradiente radial de metalicidad, proporciona información que ayuda a entender la evolución química del disco galáctico. Dado que la distancia y la metalicidad son relativamente accesibles de obtener en un OC en comparación con estrellas simples, y que a su vez abarcan un amplio rango de metalicidades y radios galactocéntricos, estos cúmulos se han convertido en trazadores frecuentemente utilizados para estudiar estos gradientes y entender la complejidad de la química estelar en nuestra galaxia.

A pesar de las investigaciones realizadas durante décadas persisten preguntas sin resolver. Entre ellas se encuentra la incógnita sobre la diferencia en la pendiente del gradiente entre las partes internas y externas del disco galáctico. Asimismo, se plantea la cuestión de cómo ha evolucionado en nuestra galaxia a lo largo del tiempo el gradiente radial de metalicidad.

2.5. Tipo espectral y diagrama de Hertzsprung-Russell

Las estrellas se dividen generalmente en siete clases o tipos espectrales (Sp): O, B, A, F, G, K y M pasando de temperaturas más calientes (más azules) a más frías (más rojas). Esta clasificación clásica de espectros estelares, basada principalmente en la intensidad de las líneas de Hidrógeno de Balmer, se denomina clasificación de Harvard. Además, los tipos espectrales pueden ser subdivididos en 10 particiones. Estas subdivisiones se identifican con un solo dígito del 0 al 9 que aumenta desde el extremo más caliente -al comienzo de la escala espectral- hasta el extremo más frío -en el fin de la escala espectral- (es decir las estrellas

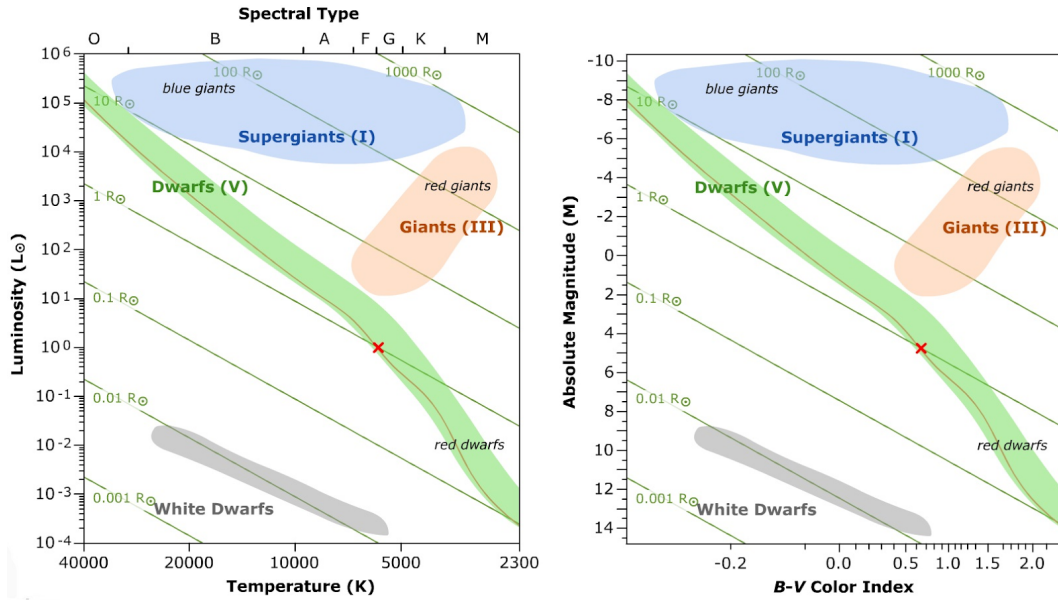


Figura 2.2: Zonas estelares en el diagrama HR. Izquierda: en función de fracciones de luminosidad solar L y la temperatura T [K] (abajo) o el tipo espectral (arriba). Derecha: en función del color intrínseco $(B - V)_O$ y la magnitud absoluta M_V . Imagen tomada del sitio de la Universidad de Nebraska-Lincoln : <http://astro.unl.edu/>

F0 son mas calientes que las estrellas F9).

La clasificación se amplía al incluir el criterio de Clases de Luminosidad. Este criterio está relacionado con la luminosidad característica de la estrella en su etapa evolutiva y añade un número romano entre *I* y *VII* al tipo espectral. El Sol, por ejemplo, es una estrella de tipo G2V.

El diagrama de Hertzsprung-Russell (HRD) es un gráfico en el que se representa la relación entre el tipo espectral (o la temperatura) y la luminosidad de las estrellas (o magnitud). Es una herramienta fundamental en la Astrofísica para estudiar la evolución estelar ya que en este gráfico hay caminos bien determinados a lo largo de los cuales las estrellas deben viajar a medida que evolucionan.

En este tipo de gráfico las estrellas no se distribuyen aleatoriamente sino que ocupan zonas específicas del mismo. Como se puede observar en la Figura 2.2, la mayoría de las estrellas se distribuyen sobre una banda estrecha del diagrama que se denomina *secuencia principal* o rama de las enanas, la cual se extiende diagonalmente desde las estrellas azul-blanco brillantes O y B, pasando por las estrellas amarillas (ej.: el Sol, G2 y $M_v = +4.8$ mag) hacia las débiles estrellas rojas M. Esta zona, pintada de verde en la figura, es la más poblada y contiene alrededor del 90 % de las estrellas observables. En la parte superior derecha, encontramos el grupo de las estrellas gigantes. En contraste, las estrellas más pequeñas y por lo tanto con bajas luminosidades pero grandes temperaturas se denominan enanas blancas.

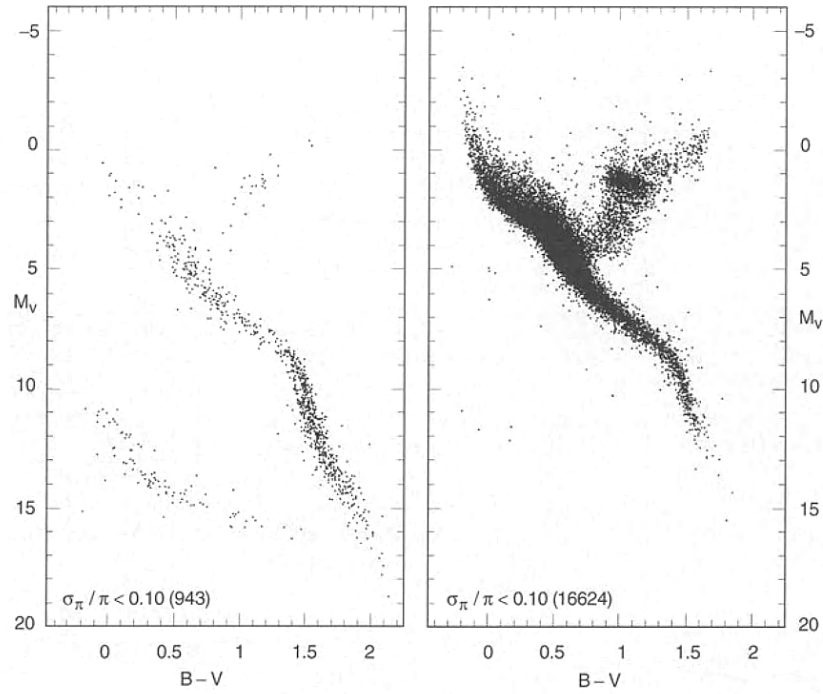


Figura 2.3: Diagramas Color-Magnitud. En el gráfico de la izquierda se representan 943 estrellas cuyos paralajes se midieron desde la Tierra. El gráfico de la derecha corresponde a 16.623 estrellas individuales del Catálogo Hipparcos obtenidos por el satélite astronómico HIPPARCOS [Jahreiss et al., 1999]

En esta figura, las líneas diagonales verdes corresponden a radios estelares constantes en unidades del radio solar. La cruz roja indica la posición del Sol en este diagrama.

Si en lugar del tipo espectral se grafica un índice de color, se obtiene un Diagrama Color-Magnitud (CMD) que es equivalente al HRD. Este diagrama fue generado por H. N. Russel en 1913 en base a la clasificación de estrellas gigantes y enanas realizada por E. Hertzsprung en 1905 [Unsöld et al., 1991]. La Figura 2.3 muestra dos CMD ($B-V$, M_v) generados a partir de estrellas observadas, con sus secuencias principales bien definidas, estrellas gigantes amarillas y rojas en la parte superior derecha y enanas blancas en la zona inferior izquierda. Contiene estrellas individuales y de cúmulos vecinos con paralajes precisamente determinados. Dado que los índices de color se pueden medir con precisión incluso para las estrellas débiles, el CMD representa una de las herramientas más importante de la Astrofísica Estelar.

La posición de una estrella en este diagrama está determinada esencialmente por dos propiedades de la misma: su masa y su edad, o más precisamente por su estadio evolutivo. Las estrellas de la secuencia principal son estrellas no evolucionadas que se encuentran quemando Hidrógeno (H) en su núcleo. Una vez que finaliza la quema de H, las estrellas evolucionan a distintas partes del diagrama según su masa.

Cuando se realiza este tipo de gráfico para estrellas que poseen la misma edad se obtiene

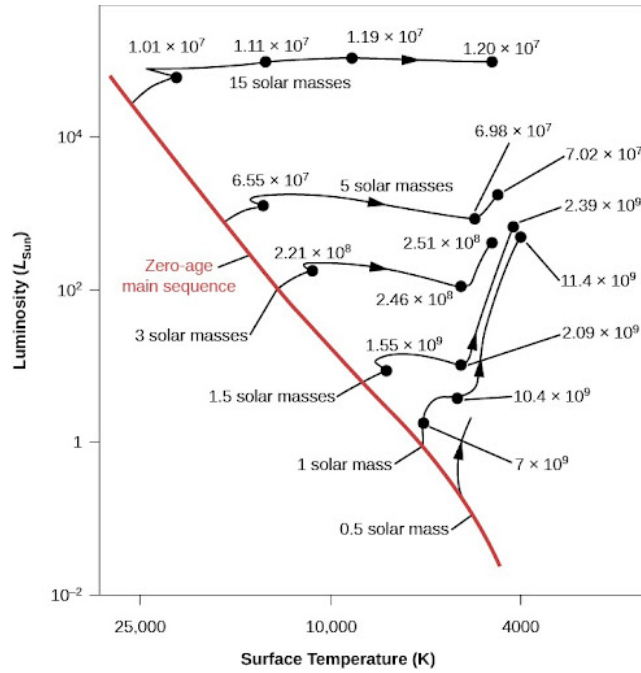


Figura 2.4: Tracks evolutivos de las estrellas en un diagrama HR junto con sus tiempos de evolución según la masa estelar.

lo que se denomina *isócrona*. Actualmente se disponen de varios modelos de evolución estelar que permiten generar isócronas teóricas de diferentes metalicidades, edades, sistemas fotométricos, etc: CMD (Girardi), Yonsei, Basti, MESA. Estos modelos se basan en los principios de la física estelar, como la fusión nuclear, la transferencia de energía y la conservación de la masa, y se utilizan para predecir cómo las estrellas cambian a lo largo de su vida. En la Figura 2.4 se muestra un ejemplo de los tracks evolutivos en un diagrama HR junto con los tiempos de evolución de las estrellas según su masa. En las estrellas más masivas, la temperatura en su núcleo es significativamente mayor que en las menos masivas. Esto resulta en un consumo más rápido de su combustible nuclear, lo que acelera su evolución en comparación con las estrellas menos masivas. En una isócrona, el punto en el que las estrellas más masivas se separan de la secuencia principal hacia estados evolutivos posteriores se correlaciona con la edad representada. A medida que la isócrona es más antigua, este punto de separación se desplaza hacia estrellas de menor masa.

En el caso de las estrellas pertenecientes a cúmulos estelares, al haberse formado todas en el mismo momento, poseen la misma edad y se diferencian únicamente por su masa. Por lo tanto, sus diagramas HR resultan ser la plantilla clásica contra la que se comparan los modelos estelares. La comparación de diagramas color-magnitud observados de cúmulos estelares con isócronas teóricas determinadas a partir de modelos de evolución estelar permite determinar los parámetros fundamentales, tanto intrínsecos como extrínsecos, de los cúmulos

estelares; como ser: edad, distancia, composición química, extinción, binariedad, etc.

Capítulo 3

Cúmulos Estelares

En este capítulo se describen los sistemas estelares analizados a lo largo de esta tesis: los cúmulos estelares abiertos. Se aborda su formación y evolución dinámica interna, así como su cinemática y características orbitales dentro de la Galaxia. Además, se incluye una descripción de algunos potenciales gravitacionales que ilustran la compleja estructura de la Vía Láctea. Finalmente, se detallan los parámetros fundamentales que caracterizan a los OC.

Los cúmulos estelares son grupos de decenas a miles de estrellas que se encuentran gravitacionalmente ligadas entre sí en su recorrido orbital a través de la Galaxia. La formación de los mismos es un proceso complejo que comienza con una nube molecular gigante inicialmente en equilibrio hidrostático. Luego de una perturbación externa que la quita de ese equilibrio o de superar la masa máxima de estabilidad (conocida como masa de Jeans) sufre un colapso bajo la influencia de su propia gravedad que fragmenta la nube en núcleos más pequeños. Cada uno de estos núcleos continúa el proceso de colapso, formando estrellas individuales que suelen agruparse en OC o sistemas estelares menores como sistemas binarios, terciarios, etc.

Los cúmulos estelares, presentes tanto en la Vía Láctea como en galaxias externas, se clasifican tradicionalmente en dos categorías principales: cúmulos globulares (GC) y cúmulos abiertos (OC). Los GC, predominantemente ubicados en el bulbo y halo galácticos, exhiben masas considerables (decenas de miles a millones de masas solares) y presentan una distribución estelar prácticamente esférica, siendo particularmente densos en su núcleo. Estos cúmulos son notoriamente antiguos y se presume que son vestigios de la formación misma de la Vía Láctea. En líneas generales, los GC carecen de gas, polvo y estrellas jóvenes, caracterizándose por ser sistemas estelares dinámicamente antiguos y entre los más simples

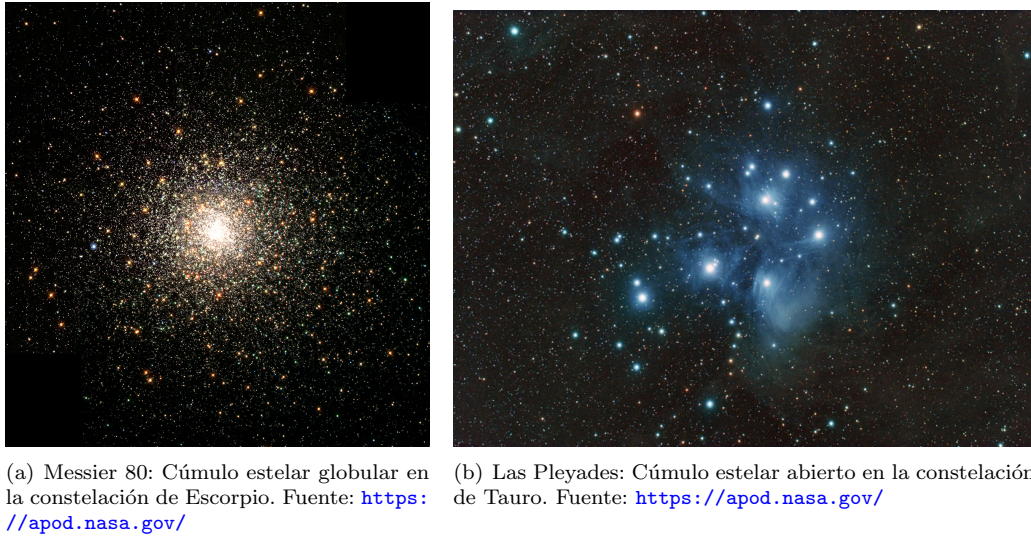


Figura 3.1: Cúmulos estelares

observados.

En contraste, los OC poseen una amplia diversidad en términos de la edad de sus estrellas componentes, pudiendo alojar tanto estrellas jóvenes en etapas tempranas de su evolución, como estrellas más maduras que han atravesado una parte substancial de su ciclo de vida. La distribución de sus estrellas es más irregular en comparación con los GC y su población estelar varía significativamente, oscilando desde unas pocas decenas hasta algunos centenares de estrellas. Estos cúmulos están fuertemente concentrados en el plano galáctico y ocasionalmente se les refiere como cúmulos galácticos. Los OC se forman de manera continua en el disco galáctico, originándose en las nubes moleculares gigantes (GMC). Se estima que la mayoría de las estrellas se forman en entornos de cúmulos estelares

En la Figura 3.1 se visibilizan dos de los cúmulos estelares más reconocidos. Por un lado, a la izquierda, se muestra el cúmulo globular Messier 80, perteneciente a la constelación de Escorpio y situado a unos 30.000 años luz del Sol. A la derecha se observan Las Pleyades, cúmulo abierto que se encuentra en la constelación de Tauro y que está entre los cúmulos estelares más cercanos a la Tierra, siendo el cúmulo mejor visible a simple vista en el cielo nocturno.

Las estrellas que componen a un cúmulo estelar se formaron aproximadamente en el mismo momento y en la misma región del espacio, por ende, comparten la edad, la distancia y el enrojecimiento¹. Además, al haberse formado a partir de la misma nube molecular, comparten aproximadamente la misma composición química, lo que las convierte en un

¹Modificación que sufre la luz de las estrellas debido a la dispersión y absorción al pasar a través del medio interestelar, ver Sección 2.2

laboratorio natural donde puede estudiarse cómo el proceso de evolución afecta a las estrellas.

Estas estructuras estelares son una parte fundamental de la evolución galáctica, ya que a través de ellas se pueden estudiar diversos procesos astrofísicos, como la formación y evolución estelar, la dinámica estelar y la química galáctica. Al ser detectables a grandes distancias, ya que se suma en una única fuente la contribución de irradiancia de todos sus miembros, forman también una parte importante de la denominada “escalera de distancias cósmicas”. Esta es utilizada para estimar las distancias a los objetos más lejanos del Universo.

Este trabajo de Tesis se centra en el estudio de los cúmulos estelares abiertos (OC), especialmente aquellos ubicados en el tercer y cuarto cuadrante de la Vía Láctea. Los OC se encuentran típicamente en galaxias espirales e irregulares, donde la formación estelar aún está en marcha. Dentro de nuestra propia galaxia, se encuentran mayormente ubicados sobre el plano galáctico, razón por la cual se emplean para el análisis de la estructura de la Vía Láctea y el trazado de los brazos espirales [Moitinho et al., 2006, Vázquez et al., 2008, Moitinho, 2009, Carraro, 2013, Molina Lera et al., 2018]. La baja densidad de estrellas que conforman estos cúmulos permite la observación y análisis individual de cada una de ellas, brindando una oportunidad excepcional para comprender no sólo los procesos de formación y evolución estelar, sino también para investigar en detalle las propiedades químicas y físicas de estas estrellas en particular [Lada and Lada, 2003]. Los OC más antiguos son herramientas que permiten estudiar la historia química, la altura y extensión radial del disco galáctico. A su vez son utilizados para el estudio de procesos de destrucción de cúmulos por interacción con otras poblaciones de la Galaxia [Friel, 1995, Tosi et al., 2004, Lamers et al., 2005].

En la Figura 3.2, se presenta un esquema de la vista superior de la Galaxia utilizando coordenadas galactocéntricas cartesianas. El punto de referencia en este sistema se representa como una cruz negra y corresponde al centro galáctico. Las líneas segmentadas que rodean este punto representan los brazos espirales individuales. El punto amarillo destaca al Sol, mientras que los puntos grises indican la ubicación de cúmulos estelares abiertos que han sido catalogados hasta la fecha. Actualmente se encuentran hasta el momento entre 5000 y 10000 cúmulos abiertos catalogados en la Vía Láctea y se estima que hay del orden de 10^5 [Piskunov et al., 2006, Bonatto et al., 2006]. Además, este esquema ilustra cómo se divide la Galaxia en cuadrantes, tomando al Sol como el punto central de referencia para esta división. Es evidente que, desde la perspectiva del Sol, hay escasa presencia de cúmulos catalogados más allá del centro galáctico. Esta falta de catalogación se atribuye a la densa acumulación de polvo interestelar en esa dirección, lo cual obstruye la línea de visión y dificulta la observación de cúmulos estelares en esa región.

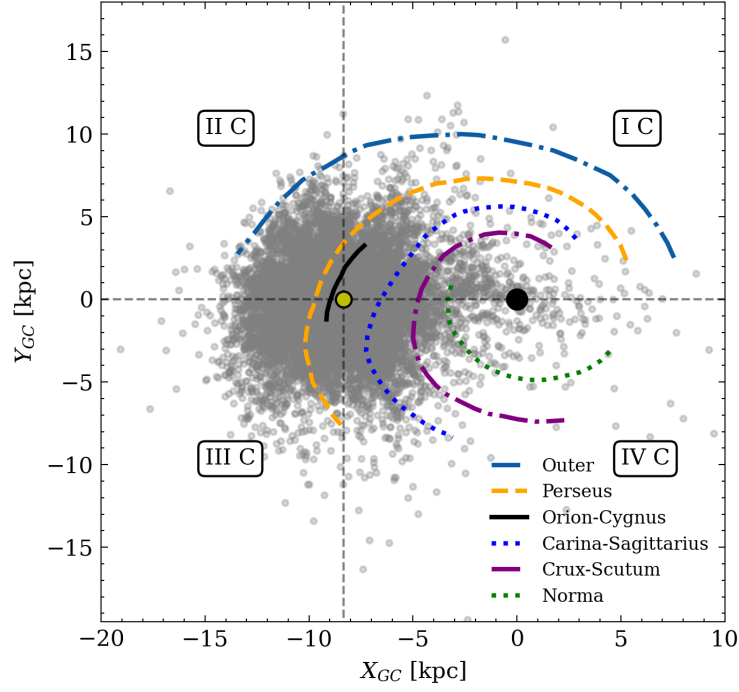


Figura 3.2: Coordenadas galactocéntricas de los cúmulos estelares abiertos catalogados hasta el momento en la Vía Láctea.

3.1. Formación y evolución dinámica interna de los OC

Los cúmulos estelares se forman a partir de una región densa de gas y polvo interestelar que colapsa gravitacionalmente y se fragmenta. Si una nube molecular se encuentra en equilibrio hidrostático entonces la presión del sistema se encuentra balanceada con el potencial gravitatorio. En otras palabras, si un sistema se encuentra estable y gravitacionalmente unido entonces se cumple el teorema del virial:

$$2K + U = 0, \quad (3.1)$$

donde K es la energía cinética del sistema, y U la energía potencial gravitatoria.

Cuando la nube molecular es muy masiva, la presión del sistema es insuficiente para contrarrestar a las fuerzas gravitatorias y la nube comienza a comprimirse provocando el comienzo de fusión nuclear y creación de nuevas estrellas. Asumiendo una nube esférica de densidad constante, es posible aproximar a la energía potencial como:

$$U \sim -\frac{3}{5} \frac{GM_c^2}{R_c}, \quad (3.2)$$

donde M_c y R_c son la masa y el radio de la nube, respectivamente. Además es posible estimar la energía cinética interna, considerando a la nube molecular como una nube isotérmica a

temperatura T y número de partículas N :

$$K = \frac{3}{2}NkT. \quad (3.3)$$

Por el teorema del virial, la condición de colapso se da cuando $2K < |U|$. Teniendo en cuenta que $N = \frac{M_c}{\mu m_H}$ y $R_c = \left(\frac{3M_c}{4\pi\rho_0}\right)^{(1/3)}$, siendo μ el peso molecular medio y ρ_0 la densidad inicial de masa, se deduce que la masa mínima necesaria para iniciar el colapso espontáneo de la nube está dada por:

$$M_J \simeq \left(\frac{5kT}{G\mu m_H}\right)^{(3/2)} \left(\frac{3}{4\pi\rho_0}\right)^{(1/2)}, \quad (3.4)$$

donde M_J se denomina masa de Jeans.

En la fase inicial del colapso, la densidad del gas aumenta mientras la temperatura del gas permanece relativamente constante. Esto genera una disminución de la Masa de Jeans (que es inversamente proporcional a $\rho^{1/2}$), dando lugar al colapso independiente de grupos más pequeños dentro de la región originalmente colapsante. Como resultado, una nube inicialmente masiva en colapso gravitatorio se fragmenta en numerosas protoestrellas más pequeñas, las cuales liderarán la formación de cúmulos estelares.

La evolución de la distribución de estrellas dentro de los cúmulos estelares es un proceso dinámico que se modifica a lo largo del tiempo. La disposición inicial de estas estrellas está influenciada por la estructura de la nube molecular de la que se originaron y por la forma en que tuvo lugar su formación. En casos de formación estelar secuencial, es posible que las estrellas masivas, que desempeñan un papel crucial en la inducción de la formación de estrellas de la siguiente generación, tengan lugares de nacimiento notablemente distintos de las estrellas de menor masa.

Con el paso del tiempo, la interacción gravitatoria interna entre las estrellas miembro del cúmulo modifica su distribución. Posteriormente, factores como la evaporación estelar y perturbaciones externas, como las fuerzas de marea galáctica, la rotación diferencial y los encuentros con nubes moleculares, pueden alterar la estructura espacial de los cúmulos y, en última instancia, llevar a su disolución.

La masa actual de los cúmulos estelares, no solo depende de su masa inicial sino también del entorno en el que el cúmulo vive. Varios mecanismos contribuyen a la disolución de un cúmulo estelar, siendo más importantes en diferentes episodios de la vida del mismo. Durante los primeros 100 millones de años, la pérdida de masa está dominada por la evolución estelar de estrellas inicialmente masivas. Durante las fases posteriores de la vida del cúmulo, la pérdida de masa se ve dominada por la disrupción de marea impulsada por la relajación de

dos cuerpos en el campo gravitacional de la Galaxia y por los choques de marea debido a la interacción con las GMCs o con los brazos espirales [Gieles et al., 2006, 2007]

La evolución dinámica de un cúmulo depende de factores como su densidad, masa total, distribución de velocidades y su entorno galáctico. En el estudio de la evolución a largo plazo de estos sistemas estelares, se ven involucrados tres tiempos dinámicos fundamentales: el tiempo de relajación dinámica (t_{rlx}), el tiempo de cruzamiento (t_{cross}) y el tiempo de evolución o evaporación (t_{ev}). Estos tiempos dinámicos están interrelacionados y proporcionan una comprensión integral de cómo la dinámica interna y las interacciones estelares contribuyen a la evolución a largo plazo de un cúmulo estelar. El t_{rlx} indica cuánto tiempo tarda el sistema en alcanzar un estado de equilibrio dinámico, donde las interacciones gravitacionales han redistribuido las energías de las estrellas. En cúmulos más densos, el tiempo de relajación es más corto, lo que significa que estas interacciones son más frecuentes y el cúmulo alcanza un equilibrio dinámico más rápidamente. El t_{cross} proporciona una medida del tiempo que tarda una estrella en atravesar el cúmulo, lo que indica la rapidez con la que las estrellas interactúan entre sí. Si el tiempo de cruzamiento es comparable al tiempo de relajación, se espera que las interacciones estelares sean frecuentes y que el cúmulo alcance un equilibrio dinámico más rápidamente. Finalmente, el t_{ev} describe el período en el que se producen cambios significativos en la estructura y la composición del cúmulo, ya sea debido a interacciones internas o influencias externas. Cúmulos más masivos pueden experimentar colapsos gravitacionales y formar núcleos densos en su centro, mientras que cúmulos menos masivos pueden ser más vulnerables a la disrupción por mareas galácticas.

3.2. Cinemática de los OC en la Galaxia.

La cinemática y las características orbitales de los OC ofrecen una perspectiva valiosa, junto con la composición química, la distribución espacial y la edad, sobre el origen y la evolución de los cúmulos en el contexto del disco galáctico. Además, contribuyen a una mejor comprensión del potencial gravitacional y las perturbaciones que afectan la estructura y dinámica de la Galaxia [Piskunov et al., 2006, Loktin and Popova, 2019, Tarricq et al., 2021].

El gas molecular en nuestra Galaxia se mueve en órbitas casi circulares y con baja inclinación y se encuentra a una altura extremadamente corta del disco galáctico, aproximadamente menor a 100pc [Malhotra, 1994, Weiss et al., 1999, Jeffreson et al., 2022]. Dado que los OC se forman en nubes moleculares de gas, es de esperar que sus órbitas se encuentren en un rango de distancias relativamente cercano al plano de la Galaxia. Sin embargo, se ha obser-

vado que una fracción no despreciable de OC se encuentran a distancias verticales mayores a 200pc, lo cual ha generado controversia en la literatura. Estas observaciones han llevado a diversas hipótesis, que incluyen la posibilidad de un origen inusual para estos cúmulos [Wu et al., 2009] o la influencia de efectos dinámicos producidos por componentes potenciales de la Galaxia, que podrían haber desplazado a estos cúmulos a alturas tan significativas [Martinez-Medina et al., 2016]. El estudio de diferentes potenciales que puedan describir la dinámica de la Vía Láctea y cómo las órbitas de los OC se ven afectadas por estos componentes es crucial para entender estas particularidades observadas, permitiendo a su vez reconstruir las trayectorias pasadas de los OC y ofreciendo una visión más completa de su evolución y desplazamiento a lo largo del tiempo. Dichos movimientos orbitales no solo son fundamentales para entender la evolución dinámica de los OC en nuestra Galaxia, sino también para investigar su efecto en la evolución temporal del gradiente de metalicidad en el disco galáctico.

Utilizando las mediciones más recientes de posición, paralaje, movimientos propios y corrimiento al rojo, obtenidas con una precisión cada vez mayor en los últimos catálogos de Gaia, es posible calcular vectores completos de posición y velocidad tridimensionales con respecto al Sol. Aunque Gaia no registra las aceleraciones de las estrellas debido al potencial gravitacional galáctico, los datos proporcionados permiten desarrollar un modelo detallado de la Vía Láctea y ajustar con mayor precisión los parámetros del modelo para obtener una concordancia más precisa con lo observado.

Para calcular cualquier órbita galáctica, es necesario adoptar un modelo para el potencial gravitacional de la Galaxia. Aunque la estructura general de la Vía Láctea en el presente está más o menos establecida y respaldada por observaciones, una descripción más detallada aún está en discusión [Reid et al., 2009, Bovy et al., 2012, Bovy, 2015].

Para una mejor interpretación de los distintos potenciales que pueden conformar el modelo del potencial gravitacional de la Vía Láctea, se describen a continuación las ecuaciones básicas de la teoría potencial.

La fuerza $\vec{F}(\vec{x})$ en la posición $\vec{x}$ en una estrella con masa m_S es generada por la distribución espacial de masa $\rho(\vec{x}')$:

$$\vec{F}(\vec{x}) = m_S G \int \frac{\vec{x}' - \vec{x}}{|\vec{x}' - \vec{x}|^3} \rho(\vec{x}') d^3 \vec{x}'. \quad (3.5)$$

Luego, el potencial gravitacional se define por:

$$\Phi(\vec{x}) = -G \int \frac{\rho(\vec{x}')}{|\vec{x}' - \vec{x}|} d^3 \vec{x}', \quad (3.6)$$

que es la integral de la distribución de masa ponderada por la inversa de la distancia al punto $\vec{x}'$.

Al proporcionar las distribuciones de densidad para los diferentes componentes de masa de la Galaxia, como el bulbo, el disco, el gas interestelar y el halo oscuro, es posible estimar las contribuciones individuales de cada componente al potencial gravitacional total de la Vía Láctea. A partir del avance de información de los últimos años, varios potenciales gravitacionales han sido propuestos para describir nuestra Galaxia [Irrgang et al., 2013, McMillan, 2016, Cautun et al., 2020]. Bovy [2015] implementó un modelo empírico relativamente simple, donde ajusta un modelo sencillo a datos dinámicos existentes de la Vía Láctea. Este modelo, denominado *MWPotential2014*, fue diseñado con la finalidad de proporcionar una herramienta simple y fácil de usar en situaciones que requieren un modelo realista para la Vía Láctea. Dicho potencial es axisimétrico y consta de diversos componentes cruciales: un bulbo modelado con un perfil de densidad de ley de potencia, caracterizado por un exponente de -1.8, y truncado exponencialmente con un radio de truncamiento de 1.9 kpc; un potencial Miyamoto-Nagai [Miyamoto and Nagai, 1975] que representa el disco galáctico; y, por último, un halo de materia oscura modelado con un potencial Navarro-Frenk-White (NFW) [Navarro et al., 1997]. A continuación se describe cada uno de estos componentes:

El bulbo central. La distribución de densidad del bulbo central se describe mediante un modelo esférico de ley de potencia que se trunca en un radio exterior r_c :

$$\rho(r) = A \left(\frac{r_1}{r} \right)^\alpha e^{-r^2/r_c^2}, \quad (3.7)$$

donde los parámetros describen:

- A es una amplitud que puede ser aplicada al potencial
- $r_1 = 1 \text{ kpc}$ es la normalización de tamaño para el bulbo
- $\alpha = -1.8$ es el índice de ley de potencia para la distribución de densidad
- $r_b = 1.9 \text{ kpc}$ es el radio de corte para el bulbo.

El disco galáctico Miyamoto-Nagai. El disco de la Vía Láctea se describe a través de un modelo simple dado por el siguiente potencial axisimétrico:

$$\Phi(R, z) = -\frac{A}{\sqrt{R^2 + (a + \sqrt{z^2 + b^2})^2}}, \quad (3.8)$$

donde:

- A: Amplitud a aplicar al potencial.
- a: Longitud de escala.
- b: Altura de escala.

La densidad correspondiente al potencial en la Ec. 3.8 se puede calcular usando la ecuación de Poisson, dando la siguiente expresión:

$$\rho(R, z) = \left(\frac{b^2 M}{4\pi} \right) \frac{a R^2 + (3 \sqrt{z^2 + b^2} + a) (\sqrt{z^2 + b^2} + a)^2}{(R^2 + (\sqrt{z^2 + b^2} + a)^2)^{5/2} (z^2 + b^2)^{3/2}}. \quad (3.9)$$

Halo de materia oscura Navarro-Frenk-White (NFW). En el perfil NFW, la densidad de la materia oscura en función del radio viene dada por:

$$\rho(r) = \frac{A}{4\pi a^3} \frac{1}{(r/a)(1 + r/a)^2}, \quad (3.10)$$

donde:

- A: Amplitud a aplicar al potencial
- a: radio de escala

Que al resolver la ecuación de Poisson deriva en el siguiente potencial:

$$\Phi(r) = \frac{-4\pi A R_s^3}{r} \ln \left(1 + \frac{r}{R_s} \right) \quad (3.11)$$

En la Figura 3.3 se muestra la superposición de las curvas de rotación de estos potenciales. La imagen fue extraída del artículo de Bovy [2015]. La línea continua representa la suma de los potenciales que dan como resultado el *MWPotential2014*.

Es posible añadirle a este potencial, la influencia de un agujero negro supermasivo en el centro galáctico. Para ello se debe añadir al *MWPotential2014* un potencial de Kepler:

$$\Phi(r) = -\frac{GM}{r}, \quad (3.12)$$

siendo M la masa del agujero negro propuesto.

Aunque las galaxias de disco, como la Vía Láctea, suelen presentar características no simétricas como barras o estructuras en espiral, en una buena aproximación las distribuciones de masa de estos discos son simétricas con respecto a la rotación alrededor del eje perpendicular al disco. Por lo tanto, si bien el modelo puede complejizarse agregando potenciales no

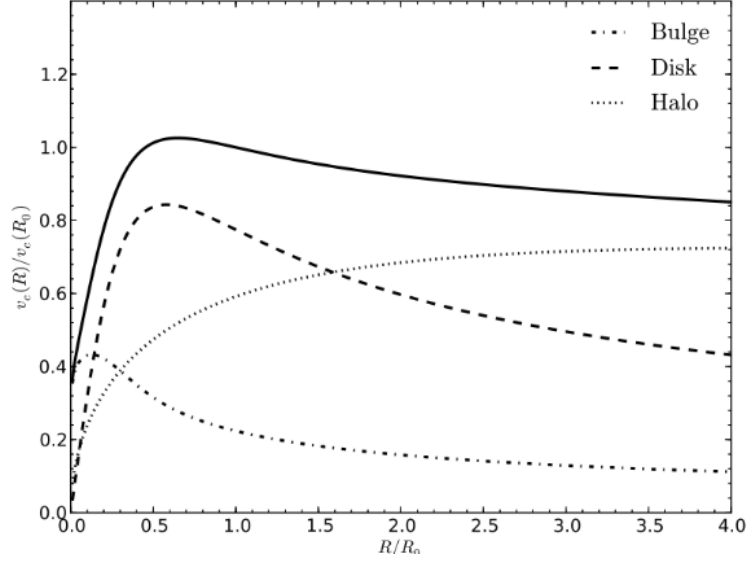


Figura 3.3: Curva de rotación de *MWPotential2014* y su descomposición en bulbo, disco y halo.

axisimétricos, el modelo axisimétrico utilizado permite obtener una buena aproximación sin recaer en cálculos complicados en la obtención de los potenciales y fuerzas gravitacionales totales.

Una vez definido el potencial, las correspondientes ecuaciones de movimiento pueden ser construidas. Para ello, se considera al cúmulo estelar como una partícula masiva afectada por el campo gravitacional de la Galaxia. El potencial gravitacional Φ se modela como la suma de las componentes de los potenciales individuales definidos anteriormente. Debido a que el modelo de potencial utilizado es axisimétrico, no depende del eje central de rotación ϕ y solo depende de las coordenadas cilíndricas (R, z) .

Partiendo del Lagrangiano en coordenadas cilíndricas:

$$\mathcal{L}(R, \phi, z, \dot{R}, \dot{\phi}, \dot{z}) = \frac{m}{2} \left(\dot{R}^2 + [R\dot{\phi}]^2 + \dot{z}^2 \right) - m\Phi(R, z), \quad (3.13)$$

y usando los momentos:

$$p_R = \frac{\partial \mathcal{L}}{\partial \dot{R}} = m\dot{R}, \quad (3.14)$$

$$p_\phi = \frac{\partial \mathcal{L}}{\partial \dot{\phi}} = mR^2\dot{\phi}, \quad (3.15)$$

$$p_z = \frac{\partial \mathcal{L}}{\partial \dot{z}} = m\dot{z}, \quad (3.16)$$

se deriva el siguiente Hamiltoniano:

$$H(R, \phi, z, p_R, p_\phi, p_z) = \frac{1}{2m} \left(p_R^2 + \frac{p_\phi^2}{R^2} + p_z^2 \right) + m\Phi(R, z). \quad (3.17)$$

Dado que el lagrangiano no depende de ϕ , esta coordenada es una coordenada cíclica y su momento conjugado p_ϕ se conserva. A su vez identificando p_ϕ con la componente z del momento angular $p_\phi = mL_z$, se obtiene que L_z también se conserva. Debido a que se consideran potenciales independientes del tiempo, se tiene entonces al menos dos integrales de movimiento: la energía total E y L_z . Cada una de estas integrales define una hipersuperficie en el espacio de fase, y la órbita quedará confinada a la intersección de estas hipersuperficies.

Teniendo esto en cuenta si se reescribe el hamiltoniano de la siguiente manera:

$$H_{eff}(R, z, p_R, p_z) = \frac{1}{2m} (p_R^2 + p_z^2) + m\Phi_{eff}(R, z), \quad (3.18)$$

donde:

$$\Phi_{eff}(R, z) = \Phi(R, z) + \frac{L_z^2}{2R^2}, \quad (3.19)$$

las órbitas en un potencial axisimétrico tridimensional pueden describirse efectivamente como un sistema bidimensional en (R, z) gobernado por el hamiltoniano de la Ec. 3.18. El valor numérico de H_{eff} sigue siendo equivalente a la energía total E de la órbita y la diferencia $E - \Phi_{eff}$ representa la energía cinética del movimiento en el plano (R, z) . Este plano bidimensional se lo conoce como **plano meridional**, y es el plano correspondiente al momento angular L_z de la órbita. Dado que la energía cinética es siempre positiva o cero, el movimiento en el plano meridional queda restringido al área que satisface $E \geq \Phi_{eff}$. La curva que limita esta área se llama curva de velocidad cero ($E = \Phi_{eff}$). Finalmente las ecuaciones de movimiento en el plano meridional, se pueden obtener utilizando las ecuaciones de Hamilton aplicadas al hamiltoniano de la Ec. 3.18:

$$\ddot{R} = -\frac{\partial \Phi(R, z)}{\partial R} + \frac{L_z^2}{R^3} \quad (3.20)$$

$$\ddot{z} = -\frac{\partial \Phi(R, z)}{\partial z}. \quad (3.21)$$

Sin embargo, estas ecuaciones no pueden resolverse analíticamente para ninguna distribución de masa real y se resuelven numéricamente. Al integrar las órbitas de algunos potenciales axisimétricos se observa que las mismas no llenan todo el espacio de las regiones permitidas

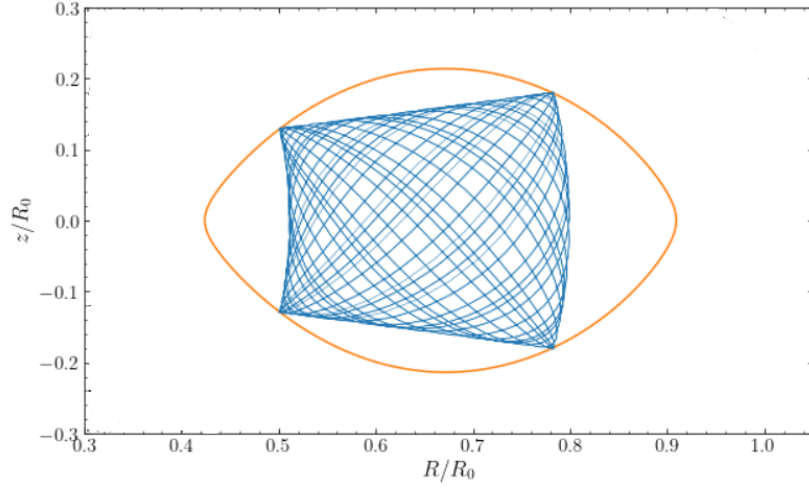


Figura 3.4: Proyección de una órbita en el plano meridional (en función de la distancia solar) para un potencial axisimétrico. En naranja se grafica la curva de velocidad cero.

por (E, L_z) . Esto puede observarse en la Figura 3.4 donde se muestra una órbita en el plano meridional (en función de la distancia solar) para un potencial axisimétrico con ciertos valores de E y L_z . En naranja se grafica la curva de velocidad cero. Como puede verse, la órbita toca a esta curva en solamente cuatro puntos y no llena toda la región $E \geq \Phi_{eff}$. Esto se debe a que en algunos potenciales axisimétricos (entre ellos, el que describe nuestra Galaxia) existe una tercera integral no clásica que restringe el movimiento, además de la energía y la componente z del momento angular. Como no hay otra simetría más allá de la independencia del tiempo y la axisimetría, no es posible obtener una expresión analítica general de la tercera integral en función del espacio de fases (ver [Binney and Tremaine \[2008\]](#)).

Para cada órbita regular, existen rangos físicamente limitados de R y z donde la órbita está acotada. Los valores de los parámetros orbitales están naturalmente limitados por estas restricciones. Se define el pericentro R_p y el apocentro R_a como el mínimo y el máximo de $\sqrt{R^2 + z^2}$ y la excentricidad de la órbita como $(R_a - R_p)/(R_a + R_p)$. Luego, para caracterizar el comportamiento vertical, se define la altura máxima sobre el plano galáctico $|z|_{max}$ que alcanza la órbita. Finalmente, un ciclo de la órbita se completa cuando el cambio en la coordenada azimutal es de 2π . Dependiendo de la simetría del potencial subyacente y el tipo de órbita, los valores de los parámetros orbitales pueden diferir para ciclos individuales.

Para la integración de órbitas, en este trabajo de tesis se utilizó el paquete de Python “Galpy” [[Bovy, 2015](#)], una herramienta especialmente diseñada para la dinámica galáctica, permitiendo la integración de las órbitas y el cálculo de los parámetros orbitales pertinentes.

3.3. Función de Masa Inicial

A partir de investigaciones observacionales, se ha evidenciado que cuando una nube interestelar se fragmenta, se produce un mayor número de estrellas de baja masa en comparación con las estrellas de alta masa. Este descubrimiento apunta a que la cantidad de estrellas que se forman en un rango de masas específico por unidad de volumen está estrechamente relacionada con la propia masa de las estrellas. Esta relación funcional se conoce como la “función de masa inicial” o IMF (por las siglas de “initial mass function” en inglés). Dado que la mayoría de las propiedades relevantes de las estrellas dependen de su masa, resulta de gran importancia poder definir la fracción relativa de estrellas en diferentes intervalos de masas. El conocimiento de la IMF no solo es esencial para describir la formación y evolución de estrellas individuales, sino que también desempeña un papel crucial como vínculo en la descripción de la formación y evolución de galaxias.

La IMF se puede deducir a partir de la función de luminosidad estelar actual, empleando la relación entre la masa y la luminosidad estelar, junto con un modelo que describe cómo varía la tasa de formación estelar a lo largo del tiempo. La IMF fue inicialmente definida por Salpeter [Salpeter, 1955] como el número de estrellas N en un volumen de espacio V observado en un intervalo de tiempo t por intervalos de masa logarítmica:

$$\xi(\log(m)) = \frac{d(N/V)}{d(\log(m))} = \frac{d(n)}{d(\log(m))}. \quad (3.22)$$

Estudiando la luminosidad de estrellas en la cercanía del Sol, Salpeter obtuvo empíricamente una función en forma de ley de potencia para describir la IMF para todos los valores de m :

$$\xi(m) \propto m^{-\alpha}, \quad (3.23)$$

siendo $\alpha = 2.35$.

Trabajos posteriores han determinado otros valores para α , inclusive se han propuesto funciones particionadas para distintos rangos de masas (Miller and Scalo [1979], Chabrier [2003, 2005]; Kroupa [2001], Kroupa and Boily [2002]; de Marchi and Paresce [2001]; Parravano et al. [2011]). Para estrellas con masas por encima de una masa solar, el valor de Salpeter es considerado actualmente como el valor estándar. Sin embargo la zona de masas bajas ($< M_{\odot}$) sigue siendo objeto de debate en la actualidad (e.g. Thies and Kroupa [2007, 2008]; Kroupa et al. [2013]). En la Figura 3.5 se muestran las formas funcionales de la IMF propuestas por varios autores a partir de ajustes a datos estelares galácticos, la imagen fue

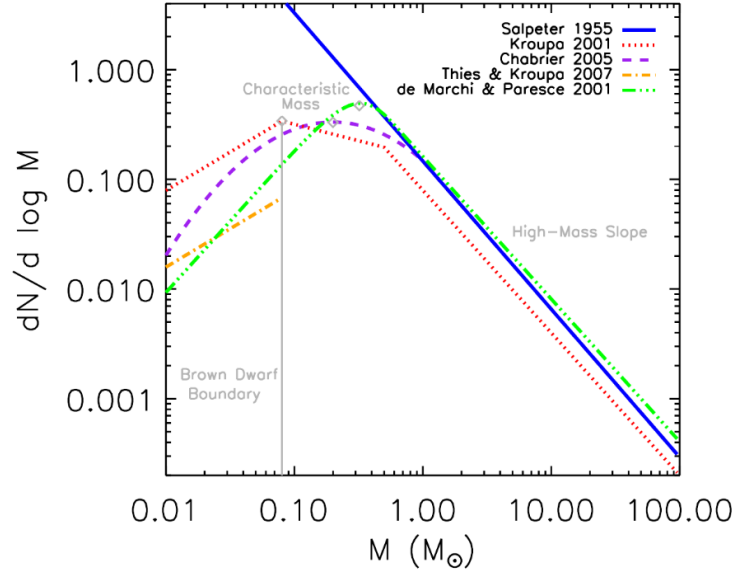


Figura 3.5: Formas funcionales de la función inicial de masa propuestas por varios autores a partir de ajustes de datos estelares galácticos [Offner et al., 2014]

extraída del artículo Offner et al. [2014]. Como se puede apreciar, para masas superiores a $0.2 M_{\odot}$, las diversas leyes de potencia propuestas concuerdan notablemente bien, pero a masas más bajas, las disparidades entre los diversos estudios se vuelven notables.

Mediante la investigación de cúmulos estelares, se puede llevar a cabo un censo de sus estrellas miembro y estimar la distribución de estrellas al nacer en relación con su masa, explorando además su posible universalidad en una amplia variedad de entornos. Sin embargo se requiere de un previo análisis de membresía, que requiere, además de la fotometría, medidas de movimientos propios y paralajes. A su vez la contaminación residual por estrellas de campo puede ser significativa si las propiedades del cúmulo, como la edad y el movimiento propio, son similares a las del entorno circundante.

La universalidad de la IMF sigue siendo un tema ampliamente debatido. Todavía no está claro si la IMF en todos los cúmulos estelares galácticos es la misma, si las estrellas del campo en la Vía Láctea siguen la misma distribución de masas que las estrellas de los cúmulos y si la IMF en otras galaxias es la misma que en la Vía Láctea.

3.4. Parámetros fundamentales

Los parámetros fundamentales que definen un cúmulo estelar, tanto inherentes a su naturaleza como externos, incluyen su edad, distancia, composición química, masa, extinción, entre otros. La obtención de cada uno de estos parámetros implica la integración de diversas teorías y métodos que han evolucionado con el tiempo.

A través de la fotometría, la edad de los OC se determina mediante la comparación de la distribución de sus estrellas en diagramas color-magnitud o color-color con modelos teóricos de evolución estelar. Como se vio en la Sección 2.5, hay secuencias características en estos diagramas, como ser el punto de giro de la secuencia principal, que revelan la edad del cúmulo. Ajustar las secuencias principales y en especial el punto de giro de isócronas teóricas al CMD observado permite estimar la edad del cúmulo.

Por otro lado, la determinación de la distancia puede lograrse a través de la medición del paralaje trigonométrico de las estrellas miembro del cúmulo. Aunque las últimas misiones espaciales dedicadas a la astrometría han proporcionado paralajes cada vez más precisos, las incertidumbres siguen siendo significativas, especialmente para estrellas distantes o aquellas ubicadas en áreas con alta contaminación interestelar.

Otra manera de estimar la distancia a un OC es mediante el ajuste de la secuencia principal en su diagrama color-magnitud aparente utilizando isócronas teóricas que coincidan en edad y metalicidad con el cúmulo en estudio. Este método consiste en superponer el CMD observado del cúmulo con las isócronas teóricas y ajustar la distancia hasta que ambas coincidan en el eje y (magnitud). El desplazamiento vertical entre las dos curvas corresponde al módulo de distancia, que es la diferencia entre la magnitud aparente observada y la magnitud absoluta de las isócronas. De este modo, tal como se explicó en la Sección 2.3, se puede calcular la distancia d en parsecs a partir del módulo de distancia utilizando la ecuación mencionada en la Ec. 2.12.

Es fundamental tener en cuenta que para obtener una magnitud aparente precisa, es necesario corregir las magnitudes observadas según la extinción interestelar estimada para ese cúmulo. Esta corrección asegura que la comparación con las isócronas sea precisa, eliminando los efectos de la absorción y dispersión de la luz por el polvo y gas interestelar. Existen otros métodos que permiten medir la distancia a los OC, relacionados con la medición de la magnitud absoluta de sus estrellas. Uno de estos métodos es el uso de técnicas espectroscópicas, que se basan en la medición de la luminosidad intrínseca de una estrella a partir de su espectro. Al determinar la clase espectral y otros parámetros estelares, se puede estimar la magnitud absoluta y, por lo tanto, calcular la distancia. También se puede derivar a través del uso de estrellas variables, como las Cefeidas de tipo I. Estas estrellas tienen una relación bien establecida entre su período de pulsación y su luminosidad absoluta. Al medir el período de pulsación de una cefeida en un cúmulo, se puede determinar su luminosidad intrínseca. Comparando esta luminosidad absoluta con la magnitud aparente observada, se calcula el módulo de distancia, permitiendo así determinar la distancia al cúmulo. Estos métodos, basados en la medición de la magnitud absoluta, sirven a su vez para calibrar y

ajustar los modelos de evolución estelar y corroborar otros métodos, como el de ajuste de isócronas.

Nuevamente, para la obtención de la extinción, es posible aplicar un método de ajuste de isócronas. La cantidad de desplazamiento necesario en el eje de color para alinear las isócronas con los datos observados proporciona una medida del exceso de color. Utilizando la Ec. 2.10, y conociendo la relación de absorción total sobre absorción selectiva, se obtiene una estimación de la extinción.

Para estimar la metalicidad de un OC, la manera más directa y precisa es a través de la medición espectroscópica de sus estrellas miembro. Sin embargo, medir la espectroscopía de las estrellas involucra procesos costosos que requieren gran cantidad de tiempo. Por esta razón no se dispone de mediciones para todas las estrellas observadas sino que se prioriza la medición de objetos específicos. Es por esto, que este método es combinado con análisis de CMD observados con modelos teóricos de evolución estelar a través del ajuste de isócronas de distintas metalicidades.

Como puede verse, el método en común en la estimación de los parámetros fundamentales de los OC, es el ajuste de isócronas a los CMD observados o la comparación directa con diagramas HR de cúmulos sintéticos. Históricamente, este método ha sido aplicado por distintos autores ajustando isócronas “a ojo” [Phelps et al., 1994], lo que resulta en una estimación subjetiva de los parámetros y sin un análisis estadístico de sus incertezas. En los últimos años, el avance en la cantidad y precisión de los datos astrométricos ha sido significativo. Esto ha venido acompañado de la llegada de nuevas técnicas analíticas y computacionales que permiten el manejo y análisis de grandes volúmenes de datos. Estas técnicas incluyen métodos automatizados de ajuste de isócronas [Kharchenko et al., 2012], análisis bayesianos y redes neuronales artificiales [Cantat-Gaudin et al., 2020], que mejoran la precisión y la objetividad en la estimación de los parámetros fundamentales de los OC. Sin embargo, la mayoría de los códigos disponibles en la literatura son de código cerrado y carecen de estimaciones de errores y validaciones rigurosas de los datos.

En este trabajo de tesis, se hace uso de la herramienta **ASteCA** (*Automated Stellar Cluster Analysis*), desarrollada dentro de nuestro grupo de trabajo (Perren et al. [2015]), es un conjunto de metodologías diseñadas para determinar de manera automatizada los parámetros fundamentales de los cúmulos estelares. Este software incorpora métodos estadísticos robustos para la validación de datos y la estimación de errores, llenando así un vacío importante en la disponibilidad de herramientas abiertas y estandarizadas en la comunidad astronómica.

Capítulo 4

Datos utilizados

En este capítulo se presentan los datos utilizados a lo largo de este trabajo. En primer lugar, se explora la evolución de la obtención de datos astrofísicos a lo largo de la historia reciente, haciendo foco en las misiones espaciales más significativas. Se detallan a continuación aquellos catálogos y artículos recientes que contienen datos de cúmulos estelares abiertos, que sirvieron como puntos de comparación para los resultados presentados en los capítulos siguientes. Finalmente, se presentan en detalle los datos fotométricos y astrométricos que sirvieron como base para esta Tesis.

4.1. Historia reciente

La historia de las misiones espaciales dedicadas a la astrometría abarca varias décadas y ha estado marcada por importantes avances tecnológicos y científicos. El primer satélite científico espacial dedicado a la astrometría de precisión, es decir, a la medición precisa de la posición de las estrellas, fue el satélite Hipparcos de la Agencia Espacial Europea (ESA) lanzado en 1989 y operado hasta 1993. Una de sus contribuciones más significativas fue la capacidad de medir el brillo intrínseco de las estrellas, lo que, combinado con el brillo aparente, permitió cálculos más precisos de distancia y velocidad tangencial. Estas mediciones se complementaron con datos de velocidad radial obtenidos mediante espectroscopia, lo que llevó a una precisión sin precedentes en la determinación del movimiento estelar.

La misión Hipparcos dio lugar a dos importantes catálogos: el Catálogo Hipparcos [[Perryman et al., 1997](#)], que contiene información astrométrica precisa a nivel de milisegundos de arco para más de 118.000 estrellas y sistemas estelares en todo el cielo, y el Catálogo Tycho [[Hoeg et al., 1997](#)], que incluía datos de más de un millón de estrellas con una precisión

ligeramente inferior. Posteriormente, el Catálogo Tycho-2 mejorado expandió esta base de datos a 2.5 millones de estrellas en el año 2000, proporcionando detalles sobre las posiciones, movimientos propios y colores de estas estrellas. Aunque el Catálogo Tycho-2 es menos preciso que el Catálogo Hipparcos y no incluye paralajes, su valiosa información sobre las estrellas ha sido fundamental para estudios posteriores en astrometría y astrofísica. Los avances logrados mediante la astrometría de Hipparcos han enriquecido el estudio de grupos estelares jóvenes cercanos y áreas asociadas de formación estelar [de Zeeuw et al., 1999]. Esto ha contribuido a una comprensión más precisa de la evolución estelar [Pietrinferni et al., 2004, Fischer and Valenti, 2005] y de las propiedades de los cúmulos estelares en general [Perryman et al., 1998, Kharchenko et al., 2005].

Sin embargo, varios estudios posteriores confirmaron la presencia de errores sistemáticos en los datos astrométricos que el catálogo Hipparcos contiene [van Leeuwen, 2007]. A su vez, los avances tecnológicos recientes han sentado las bases para futuras misiones espaciales astrométricas más ambiciosas.

En 2013, la Agencia Espacial Europea lanzó la misión espacial Gaia, la cual ha demostrado un avance significativo en comparación con su predecesor, el satélite Hipparcos [Gaia Collaboration et al., 2016]. Mientras que Hipparcos logró mediciones con una precisión de milisegundos de arco, Gaia ha elevado este estándar al poder medir las posiciones estelares con una precisión de hasta 20 microsegundos de arco, generando así un catálogo estelar tridimensional mucho más preciso. Además de su impresionante precisión, Gaia ha expandido notablemente el alcance de sus estudios. Mientras Hipparcos se enfocó en estrellas cercanas a la Tierra, Gaia ha mapeado los movimientos propios y paralajes de más de mil millones de fuentes estelares. Estos datos han permitido la reconstrucción tridimensional de gran parte de nuestra Galaxia, brindando una comprensión más profunda de su origen y evolución.

Gaia utiliza el principio de medición astrométrico espacial de escaneo continuo, basado en un satélite que gira lentamente y mide los tiempos de cruce de los objetos que transitan por el plano focal. Provee mediciones de cinco parámetros astrométricos: posiciones (en ascensión recta y declinación), movimientos propios y paralajes. A su vez, Gaia está equipado con un fotómetro que utiliza tanto bandas anchas como bandas estrechas para medir las magnitudes aparentes de las estrellas en diferentes longitudes de onda. En particular, este incluye las magnitudes G , G_{BP} , G_{RP} , un conjunto de medidas fotométricas específicas que abarcan un rango extenso de longitudes de onda, diseñadas para las observaciones de este satélite.

Gaia escanea el cielo de manera continua, acumulando observaciones repetidas de cada estrella. Este método aumenta la precisión y permite detectar variaciones temporales en las posiciones y brillos de las estrellas. Como se detalló anteriormente, Gaia posee una precisión

extremadamente alta en sus mediciones, pero la distribución de errores varía dependiendo de varios factores. En la medición del paralaje, la precisión depende de la magnitud de la estrella. Para estrellas brillantes con magnitud $G < 13$, la precisión puede ser tan buena como de 10 microsegundos de arco. Para estrellas más débiles, la precisión disminuye alcanzando alrededor de 600 microsegundos de arco para estrellas con magnitud $G \approx 20$. Lo mismo sucede con la precisión de los movimientos propios, la cual es alta para estrellas brillantes y disminuye con el aumento de la magnitud. En la fotometría, Gaia proporciona fotometría precisa para estrellas de hasta magnitud $G \approx 20$, con errores fotométricos que aumentan para estrellas más débiles [Gaia Collaboration et al. \[2016\]](#).

A lo largo de más de una década en órbita, los datos de Gaia se han publicado progresivamente en conjuntos cada vez más refinados, conocidos como Gaia EDR (Gaia Early Data Release) y Gaia DR (Gaia Data Release). El último de estos, es el catálogo Gaia DR3, el cual fue lanzado en 2022 y es el utilizado en este trabajo de Tesis. Aún se espera el catálogo DR4 que se estima para finales de 2025. Se espera que el próximo lanzamiento, proporcione velocidades radiales para alrededor de 150 millones de estrellas, cinco veces más que lo disponible en Gaia DR3, junto con una mayor precisión en la astrometría correspondiente a 66 meses de observaciones.

4.2. Catálogos publicados

A partir de la avalancha de datos astrométricos provenientes de las misiones Gaia, varios investigadores se han dedicado a la creación de catálogos de cúmulos estelares abiertos. Estos catálogos comprenden la identificación de estrellas miembro como también la determinación de parámetros fundamentales como la distancia, la edad y la masa, entre otros. Además, algunos autores han realizado estimaciones de los parámetros orbitales de estos cúmulos, lo que permite enriquecer la comprensión de su dinámica y evolución.

En el contexto de esta tesis, es crucial considerar la importancia de estos catálogos recientes, los cuales reflejan el estado actual del conocimiento de los OC. Estos catálogos destacados, presentados en los últimos años, serán utilizados como referencia para la comparación de los resultados obtenidos en este trabajo.

Tras el segundo lanzamiento de datos de la misión Gaia (Gaia DR2), los autores de [Cantat-Gaudin et al. \[2020\]](#) (en adelante, CG2020) aprovecharon los datos astrométricos de estrellas con magnitudes de hasta $G=18$ para catalogar las estrellas miembro de alrededor de 2000 cúmulos estelares abiertos. Además, estimaron la distancia, la edad y el enrojecimiento para cada uno de estos cúmulos. Para determinar la membresía estelar, emplearon la herra-

mienta de clasificación no supervisada UPMASK (descrita en [Krone-Martins and Moitinho \[2014\]](#)), y para obtener los parámetros fundamentales, utilizaron una red neuronal artificial cuyo conjunto de entrenamiento se construyó a partir de una muestra de cúmulos reales cuyos parámetros habían sido previamente determinados por [Bossini et al. \[2019\]](#) mediante ajuste de isócronas.

Al combinar los datos de Gaia con otros estudios y catálogos, junto con los resultados de membresía de CG2020, en [Tarricq et al. \[2021\]](#) (en adelante, Ta2021) se recopilaron las mediciones de velocidad radial disponibles de estas estrellas, lo que condujo a la generación del catálogo más extenso de velocidades radiales para cúmulos abiertos. Utilizando esta información, se llevó a cabo un análisis de la cinemática en la Galaxia para una submuestra de estos cúmulos, calculando e investigando sus parámetros orbitales.

En el estudio de [Dias et al. \[2021\]](#) (en adelante DI2021), se recopilaron los resultados de la asignación de membresía de diversos trabajos publicados por CG2020, [Castro-Ginard et al. \[2019, 2020\]](#), [Liu and Pang \[2019\]](#), [Sim et al. \[2019\]](#), [Monteiro et al. \[2020\]](#), y [Ferreira et al. \[2020\]](#), con el fin de generar un catálogo de 1743 cúmulos estelares. Para estos cúmulos, se aplicó un método de ajuste de isócronas teóricas (descrito en [Monteiro et al. \[2020\]](#)), utilizando isócronas PARSEC, con el objetivo de llevar a cabo una determinación homogénea de los parámetros de distancia, edad y A_V .

También, utilizando el catálogo de membresía proporcionado por CG2020, en [Hu et al. \[2021\]](#) se llevó a cabo un análisis detallado de la estructura de 1256 cúmulos estelares abiertos distribuidos por toda la Galaxia, catalogando la elipticidad y la orientación de cada uno de los cúmulos de la muestra.

En [Tarricq et al. \[2022\]](#) (en adelante, Ta2022) se desarrolló un método capaz de identificar miembros en las regiones periféricas de los OC hasta una distancia de 50pc desde su centro. Este enfoque se basa en el algoritmo de agrupamiento no supervisado HDBSCAN, lo que permitió reportar membresías para 389 OC utilizando datos del catálogo Gaia EDR3. A partir de estos resultados, generaron un catálogo de parámetros estructurales que incluye la estimación del radio de marea, el radio del núcleo y un análisis detallado de la segregación de masas.

Usando los datos del último lanzamiento de Gaia (Gaia DR3), los autores de [Hunt and Reffert \[2023\]](#) (de ahora en más, HR2023) llevan a cabo una búsqueda ciega en todo el cielo de cúmulos estelares de la Vía Láctea empleando el algoritmo de Agrupamiento Espacial Jerárquico Basado en Densidad con Aplicaciones y Ruido (HDBSCAN) [[Campello et al., 2013](#)] para identificar posibles candidatos a formar cúmulos estelares. En total el catálogo publicado posee aproximadamente 7000 OC. Para inferir los parámetros fundamentales edad,

extinción, distancia y metalicidad, utilizan una red neuronal convolucional entrenada con cúmulos sintéticos. Luego en [Hunt and Reffert \[2024\]](#) (HR2024), las mismas autoras amplían los resultados de HR2023, estimando además las masas actuales de los OC.

Luego en [Cavallo et al. \[2024\]](#), basados en el trabajo de HR2023, generaron un nuevo catálogo de parámetros fundamentales, ampliando su análisis a través del empleo de un método distinto para estimar los mismos parámetros para la misma muestra de cúmulos abiertos. Aquellas estrellas miembro obtenidas por HR2023 con magnitud $G > 18\text{mag}$ fueron descartadas. Para obtener los parámetros, utilizaron un conjunto de Redes Neuronales Artificiales (ANNs) entrenadas con un conjunto de cúmulos abiertos sintéticos generados mediante un código numérico de Monte Carlo desarrollado específicamente para ese propósito.

Los resultados alcanzados por estos trabajos, junto con sus catálogos correspondientes, fueron utilizados a lo largo de esta tesis para contrastar con los resultados obtenidos. Se realizaron comparaciones detalladas en términos estructurales y de parámetros fundamentales como distancia, edad, y composición estelar, así como de la identificación y clasificación de miembros. Estas comparaciones permiten validar la metodología empleada y resaltar las diferencias y similitudes entre los diversos enfoques y resultados. Los detalles y análisis exhaustivos de estas comparaciones se encuentran en el Capítulo 6.

4.3. Datos utilizados

La selección de los cúmulos a estudiar se realizó utilizando la base de datos recientemente publicada en CG2020. En particular, se eligieron aquellos cúmulos que pertenecen al tercer y cuarto cuadrante de la Vía Láctea, es decir, dentro del rango de coordenadas galácticas ($180^\circ \leq l \leq 360^\circ$). Esta selección se fundamenta en la intención de continuar con el estudio de estos dos cuadrantes que se lleva a cabo desde hace décadas en el Grupo de Astrofísica de Cúmulos Abiertos de La Plata (IALP-UNLP), e.g.: [Carraro et al. \[2005\]](#), [Moitinho et al. \[2006\]](#), [Vázquez et al. \[2008\]](#), [Perren et al. \[2012\]](#), [Giorgi et al. \[2015\]](#). Así, la muestra está compuesta por un total de 1037 OC, de los cuales 532 se encuentran en el tercer cuadrante y 505 en el cuarto. En coordenadas cartesianas galactocéntricas, los OC analizados se distribuyen en los cuadrantes III y IV como se muestra en la Figura 4.1. En esta figura el punto amarillo corresponde al Sol, y el punto negro al centro de la Galaxia.

Con el objetivo de reestimar las estrellas miembro de los cúmulos estelares y posteriormente sus parámetros fundamentales, se hizo uso de las bases de datos proporcionadas por la tercera liberación de datos de la misión Gaia de la Agencia Espacial Europea (Gaia DR3, [\[Gaia Collaboration et al., 2023\]](#)). Esta representa, como se mencionó en la sección ante-

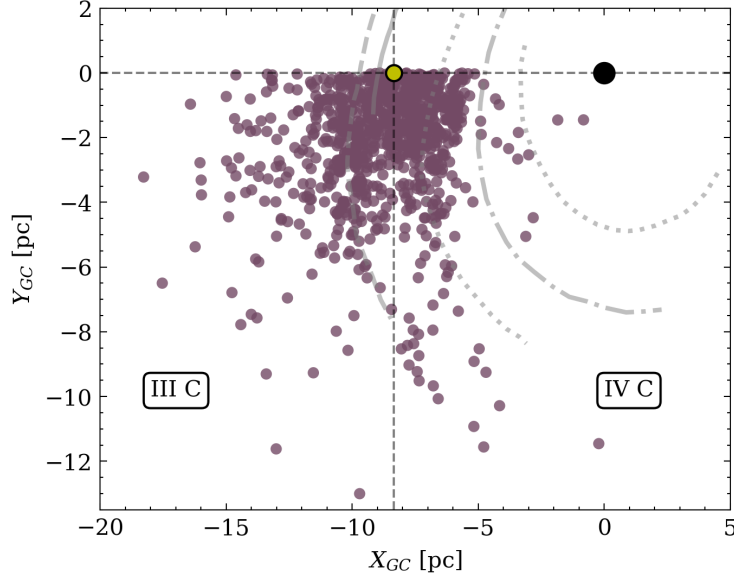


Figura 4.1: Distribución en los cuadrantes III y IV de la Vía Láctea de los OC analizados en este trabajo.

rior, el estudio astrométrico y fotométrico más profundo jamás realizado en todo el cielo. Los datos astrométricos (coordenadas, movimientos propios y paralajes) permiten estimar las estrellas miembro de los cúmulos estelares. Combinando esta información con los datos fotométricos es posible obtener la estimación de la edad, la distancia, la metalicidad y la extinción de los mismos.

Para cada cúmulo “i”, se descargaron los datos astrométricos y fotométricos correspondientes a las estrellas que se encuentran dentro de un área centrada en las coordenadas galácticas (l_i, b_i) y de dimensión $10r_i \times 10r_i$. Aquí, (l_i, b_i) representa las coordenadas del centro del cúmulo tal como se cataloga en CG2020, y r_i corresponde al radio que engloba al 50 % de los miembros identificados y registrados por estos autores.

La descarga de los datos se realizó mediante un script en Python que utiliza el paquete `astroquery`¹. Este permite obtener datos del servicio VizieR² para cualquier catálogo disponible. Para cada estrella se descargaron sus coordenadas galácticas, su paralaje, sus movimientos propios en ascensión recta y declinación, las magnitudes G, BP y RP y su velocidad radial en caso de estar disponible. Cada uno de estos datos poseen a su vez sus incertezas correspondientes. Antes de la descarga de los datos, se aplicó un corte en magnitud, estableciendo una magnitud máxima de $G = 19\text{mag}$. Esto se debe a que, aunque Gaia DR3 incluye estrellas hasta magnitud 21mag, las incertidumbres aumentan significativamente para las estrellas más débiles, afectando la calidad de los datos. El total de datos descargados corresponde

¹<https://astroquery.readthedocs.io/en/latest/>

²<https://vizier.cds.unistra.fr/>

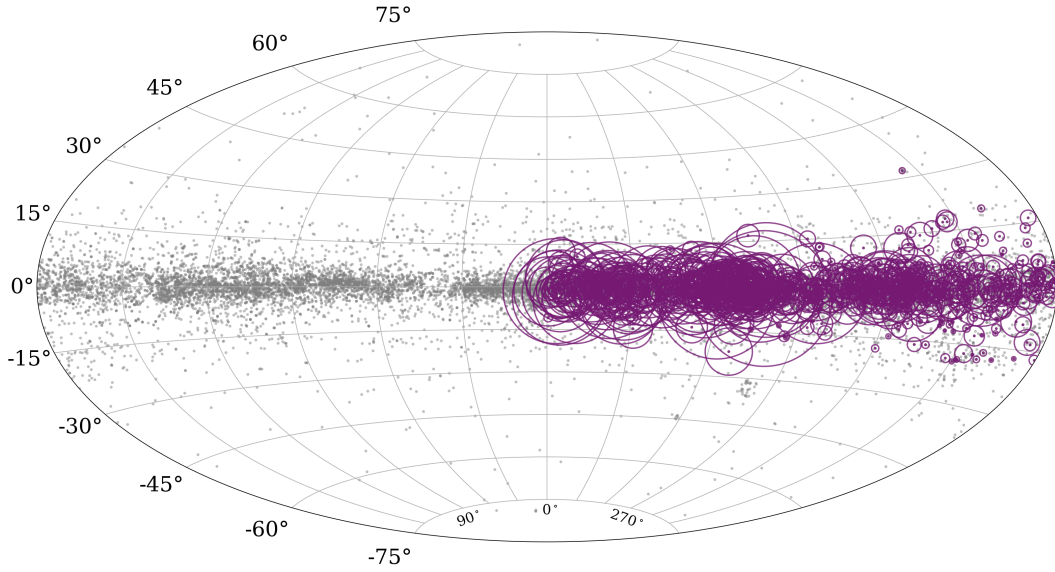


Figura 4.2: Mapa galáctico de los OC catalogados hasta el momento. En violeta se muestran los analizados en este trabajo. Los círculos que engloban a los mismos son proporcionales al número de estrellas del área descargada para el estudio de ese cúmulo. La figura muestra una proyección Aitoff de las coordenadas galácticas longitud y latitud

a 42,5 millones de estrellas distribuidas en 1037 archivos, que representan un tamaño en memoria de aproximadamente 7Gb.

En la Figura 4.2 se representan sobre un mapa galáctico los OC analizados en color violeta y en gris todos los OC catalogados hasta el momento. Cada OC de la muestra analizada aquí posee en la figura un tamaño proporcional al número de estrellas pertenecientes al área de datos descargada para ese cúmulo.

Con el objetivo de reducir el volumen de la base de datos, evitar valores atípicos y mejorar el rendimiento del análisis estructural, se llevó a cabo, para aquellos dataframes que posean más de 1000 estrellas, un preprocesamiento mediante el filtrado de los datos astrométricos. Este proceso implicó descartar las estrellas del marco de referencia que tuvieran movimientos propios (PMs) fuera del rango $PM_{sCG} \pm 1$ y paralajes fuera del rango $Plx_{CG} \pm 0.25$, donde PM_{sCG} y Plx_{CG} representan los movimientos propios y paralajes estimados por CG2020, respectivamente. Este filtrado elimina uniformemente del área en estudio las estrellas que probablemente pertenecen al campo, sin alterar las relaciones de densidad radial en el análisis. Como resultado, se logró reducir significativamente el tamaño de los datos descargados a poco más de 4 millones de estrellas, lo que equivale a 700 MB. En la Figura 4.3 se muestra un histograma en escala logarítmica de la magnitud G antes y después del preprocesamiento.

Como ejemplo, en la Figura 4.4 se muestran, a la izquierda en coordenadas galácticas, las estrellas ubicadas dentro de un cuadro centrado en las coordenadas del cúmulo abierto

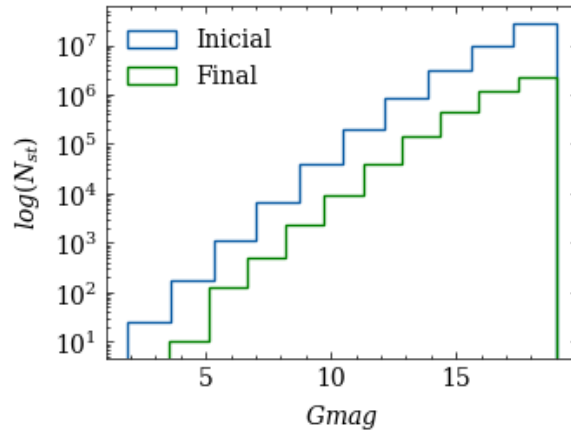


Figura 4.3: Histograma de la magnitud G antes (en azul) y después (en verde) del preprocesamiento.

Ruprecht 37, antes y después del preprocesamiento. Las mismas estrellas se representan a la derecha, en la parte superior según sus movimientos propios y en la parte inferior según su paralaje.

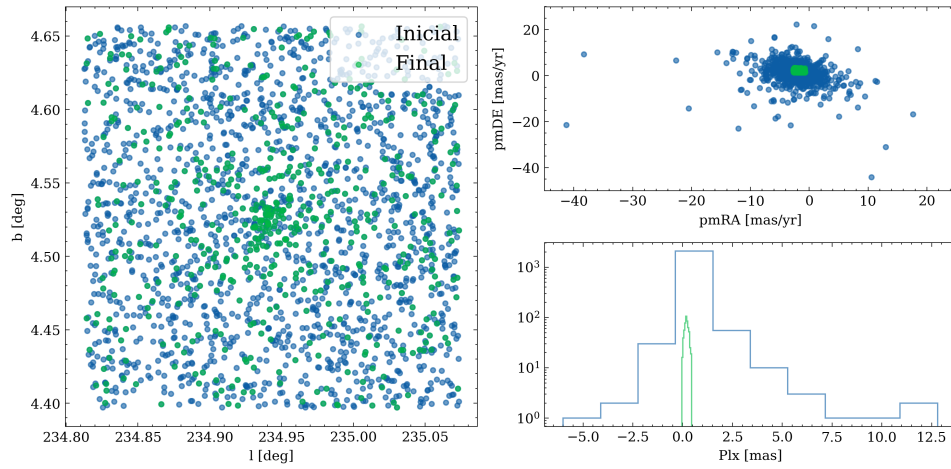


Figura 4.4: (Izq:) Coordenadas galácticas (longitud y latitud) de las estrellas pertenecientes a una ventana centrada en las coordenadas catalogadas por [Cantat-Gaudin et al. \[2020\]](#) para el cúmulo Ruprecht 37. En azul se muestran todas las estrellas descargadas, y en verde las estrellas que sobreviven luego del preprocesamiento. (Der:) Idem para movimientos propios en ascensión recta y declinación (arriba) y paralajes (abajo).

Capítulo 5

Métodos

En este capítulo se presentan los métodos y algoritmos empleados para el análisis de los cúmulos abiertos ubicados en el tercer y cuarto cuadrante de la Vía Láctea, que componen la base de datos proporcionada en este trabajo. En la Sección 5.1, se detalla en profundidad el método `pyUPMASK`, el cual fue desarrollado durante el curso de esta tesis y tiene como objetivo principal calcular las probabilidades de membresía de las estrellas que componen cada cúmulo. Luego, en la Sección 5.2, se brindará una breve descripción de la herramienta computacional `ASteCA`, la cual fue desarrollada por [Perren et al. \[2015\]](#) y que se utiliza en este trabajo para determinar los parámetros estructurales y fundamentales de cada uno de los cúmulos abiertos.

5.1. Análisis de membresía

Ubicados principalmente en el disco de la Vía Láctea, el análisis de los cúmulos abiertos se ve significativamente desafiado debido a la presencia de estrellas de campo contaminantes que se encuentran tanto en el primer plano como en el fondo del objeto de interés. Estas estrellas se proyectan en el campo de visión observado y se entremezclan en gran medida con los miembros del cúmulo. El proceso de separación de estas dos categorías de elementos, es decir, de miembros y no miembros (o estrellas de campo), se conoce como “descontaminación”.

Una descontaminación adecuada de la región del cúmulo es un paso clave previo al análisis de la secuencia principal en busca de parámetros fundamentales (por ejemplo, metalicidad, edad, distancia y extinción) que caracterizan al OC. Este análisis, que a menudo se realiza en el espacio fotométrico, requiere una secuencia que sea lo más completa posible, pero también lo más libre posible de estrellas de campo contaminantes (no miembros). El obje-

tivo de un método de descontaminación es obtener un subconjunto de estrellas que cumpla simultáneamente con estas dos condiciones.

A su vez, asignar probabilidad de membresía a las dos clases de elementos dentro de un campo de cúmulos estelares (miembros y estrellas de campo) es un problema notablemente complicado por dos razones principales. En primer lugar, las clases suelen estar muy desequilibradas. Esto significa que una de las clases (las estrellas de campo) puede representar mucho más del 50 % del conjunto de datos total. En algunos casos extremos, el marco de un cúmulo estelar observado puede estar compuesto por más del 90 % de estrellas de campo y menos del 10 % de verdaderos miembros. Peor aún, esta información no se puede asumir que se conoce de antemano. En segundo lugar, las dos clases están profundamente entrelazadas. Esto es especialmente cierto en el espacio de coordenadas bidimensionales, donde los miembros y las estrellas de campo se mezclan en toda la región del cúmulo. Los métodos de agrupación convencionales normalmente asumen que hay algún tipo de frontera que separa en gran medida las clases con un mínimo de superposición. Esto no es el caso en el análisis de cúmulos estelares.

A lo largo de los años, se han propuesto varios algoritmos de descontaminación en la literatura dedicada al estudio de cúmulos estelares. La mayoría de estos son variaciones del método Vasilevskis-Sanders [[Vasilevskis et al., 1958](#), [Sanders, 1971](#)] aplicado a los movimientos propios, que generalmente se consideran una mejor herramienta para discriminar miembros de cúmulos que la fotometría. También se han desarrollado enfoques no paramétricos [[Cabrera-Cano and Alfaro, 1990](#), [Javakhishvili et al., 2006](#)] e incluso se ha presentado una herramienta interactiva para determinar las probabilidades de membresía [[Balaguer-Núñez et al., 2020](#)].

El algoritmo de Asignación de Membresía Fotométrica No Supervisada en Cúmulos Estelares (UPMASK, por sus siglas en inglés), originalmente presentado en [Krone-Martins and Moitinho \[2014\]](#) (en adelante KMM14), destaca por ser no solo no paramétrico, sino también no supervisado. Esto significa que no es necesario realizar una selección previa de estrellas de campo para servir como modelo de comparación, como suele ser el caso en los métodos mencionados anteriormente. Aunque UPMASK se desarrolló con la finalidad de asignar membresías de cúmulos a partir de datos fotométricos, KMM14 señaló que el método es general y se puede aplicar fácilmente a otros tipos de datos y a cúmulos de objetos.

Durante el trabajo de esta tesis se desarrolló un método de clasificación o agrupamiento (*clustering*) destinado al análisis de OC, que constituye una versión mejorada del método UPMASK. Esta nueva metodología se llamó pyUPMASK [[Pera et al., 2021](#)] (de ahora en más Pera2021) debido a que la librería se encuentra escrita enteramente en Python en lugar de

R, como es el caso de UPMASK. En la Sección 5.1.1, se proporciona un breve resumen del método UPMASK y se presenta detalladamente las mejoras introducidas en el método desarrollado en este trabajo. Ambos métodos son de código abierto y sus códigos pueden encontrarse en sus respectivos repositorios públicos ^{1 2}. En la Sección 5.1.2 se muestran los resultados de la comparación exhaustiva del rendimiento de `pyUPMASK` con el de UPMASK al aplicar ambos métodos a un gran número de cúmulos sintéticos.

En la Sección 5.1.2 se muestran los resultados de la comparación exhaustiva del rendimiento de `pyUPMASK` con el de UPMASK al aplicar ambos métodos a un gran número de cúmulos sintéticos.

5.1.1. UPMASK y `pyUPMASK`

La estructura general del algoritmo vinculado al método `pyUPMASK` sigue de cerca al algoritmo del método UPMASK: un bucle externo que contiene un bucle interno que aplica los métodos de identificación y rechazo de cúmulos. El bucle externo se encarga de tener en cuenta las incertidumbres en los datos y de volver a ejecutar el bucle interno un número fijo de veces, cantidad que se establece manualmente; Esto último es necesario debido a la estocasticidad inherente de algunos de los métodos de agrupamiento, empleados dentro del bucle interno.

El paquete UPMASK se describe completamente en Krone-Martins & Moitinho (2014, en adelante KMM14) y no se repetirá en este trabajo. Una descripción resumida de `pyUPMASK` detallando las diferencias con UPMASK se describe a continuación. Lo que, principalmente, diferencia a estos dos métodos es: en primer lugar, `pyUPMASK` admite casi una docena de métodos de agrupación, mientras que UPMASK solo admite el método estocástico K-means (KMS) [MacQueen, 1967]; y en segundo lugar, `pyUPMASK` contiene tres bloques adicionales de análisis que no están presentes en UPMASK. En la Figura 5.1 se muestra la estructura completa de la metodología desarrollada en el algoritmo `pyUPMASK`. Los bloques indicados en violeta son aquellos que se mejoraron o agregaron al método UPMASK.

Una vez seleccionado el método de agrupación en `pyUPMASK`, se procede a procesar los datos no espaciales (es decir, fotometría y movimientos propios) al inicio del bucle interno, tal como se ilustra en la Figura 5.1. El método de agrupamiento separa los datos del cúmulo en N grupos. El valor de N es determinado por un parámetro que establece el número de elementos que deberían estar contenidos en cada grupo. Es decir, dividiendo el número total de estrellas por este valor se obtiene N, el número final de grupos que se generan. Cada

¹UPMASK: <https://cran.r-project.org/web/packages/UPMASK/>

²`pyUPMASK`: <https://github.com/msolpera/pyUPMASK>

uno de estos clústeres se analiza luego mediante un método de rechazo aleatorio de campo, donde se mantiene o se rechaza en función de su similitud con una distribución uniforme aleatoria en los datos espaciales (es decir, coordenadas). La hipótesis que se utiliza es que las estrellas del campo están dispersas al azar en las dos dimensiones espaciales del marco, siguiendo de cerca una distribución uniforme. Los miembros reales del cúmulo de estrellas, por otro lado, presentan una distribución espacial más densamente agrupada. Para evaluar la proximidad de un cúmulo a una distribución uniforme aleatoria, `pyUPMASK` introduce la función K de Ripley [Ripley, 1976, 1979].

Luego de esta clasificación sólo se conservan las estrellas que se encuentran en agrupaciones lo suficientemente diferentes de una distribución uniforme aleatoria de puntos. Sin embargo, este conjunto de datos de estrellas todavía está afectado por la contaminación de estrellas de campo que no se pudieron eliminar. Esto se debe a que estas estrellas de campo se encuentran asociadas a una agrupación compuesta principalmente por miembros reales del cúmulo estelar y, por lo tanto, no fueron rechazadas. Para abordar este problema, se desarrolló un método de limpieza específico aplicado al espacio de coordenadas bidimensional, conocido como GUMM (Gaussian-Uniform Mixture Model), ya que se basa en el ajuste de un modelo de mezcla bidimensional que consta de una distribución gaussiana que representa el cúmulo estelar y una distribución uniforme que modela el ruido debido a las estrellas de campo contaminantes. Al finalizar este proceso, se asigna a cada estrella una probabilidad de pertenecer a la distribución gaussiana bidimensional. Luego, al definir un valor umbral, excluimos aquellas estrellas cuya probabilidad sea inferior a dicho umbral (Pera2021).

Los resultados del procesamiento de un grupo de estrellas de un cúmulo sintético con el método GUMM se pueden observar en la Figura 5.2. El gráfico en el panel **a** muestra el espacio de coordenadas 2D después de rechazar aquellas agrupaciones consistentes con una distribución uniforme aleatoria. Se puede observar que, incluso después de que se hayan rechazado las agrupaciones compuestas principalmente por estrellas de campo, la sobredensidad central todavía está visiblemente contaminada por las estrellas de campo circundantes. El gráfico en el panel **b** muestra las probabilidades asignadas a cada estrella de pertenecer a la distribución gaussiana 2D a través del proceso GUMM. En el gráfico en el panel **c**, se muestra el diagrama de percentiles para las probabilidades, donde la línea roja muestra el valor en el cual se aplica el umbral de corte. Finalmente, el gráfico en el panel **d** muestra la región después de que se rechazan las estrellas con probabilidades por debajo del umbral mencionado anteriormente.

Este proceso, aunque puede parecer casi trivial a primera vista, mejora significativamente la pureza de la muestra final de posibles miembros verdaderos estimados con un costo muy

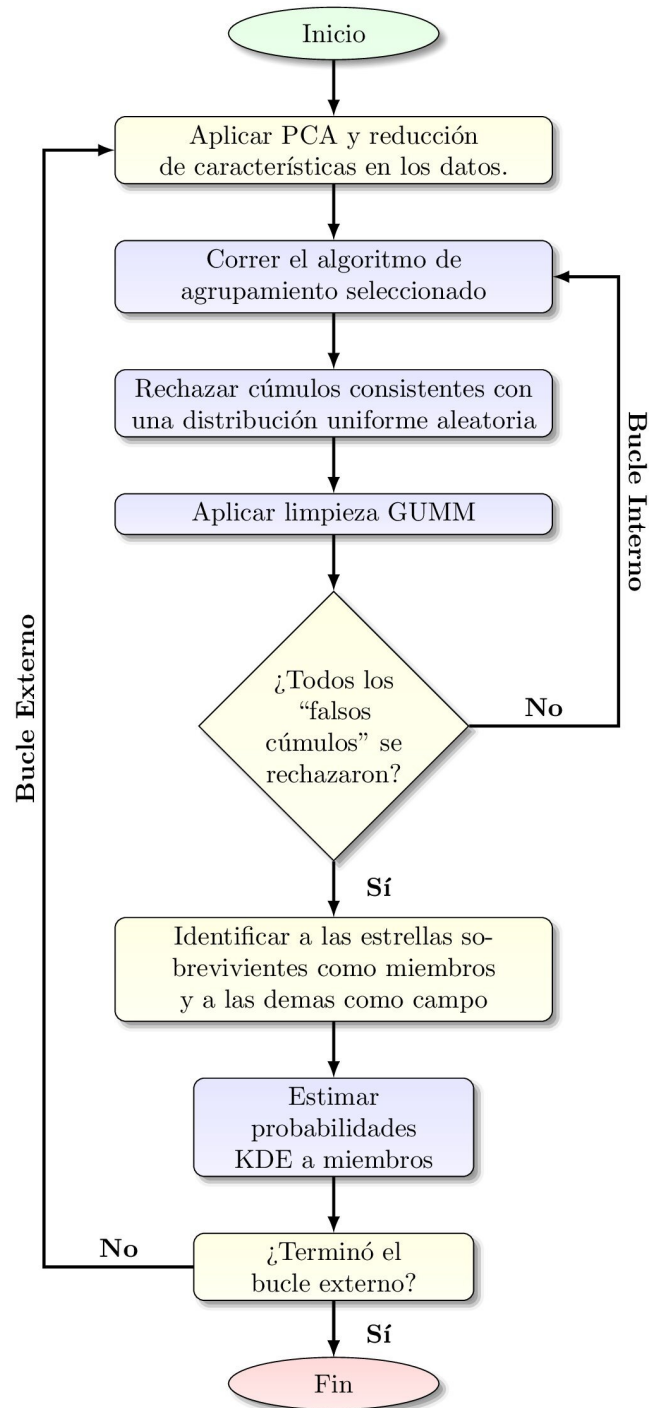


Figura 5.1: Diagrama de flujo del código pyUPMASK. El bloque de clustering mejorado y los bloques de análisis añadidos en este trabajo están indicados en violeta.

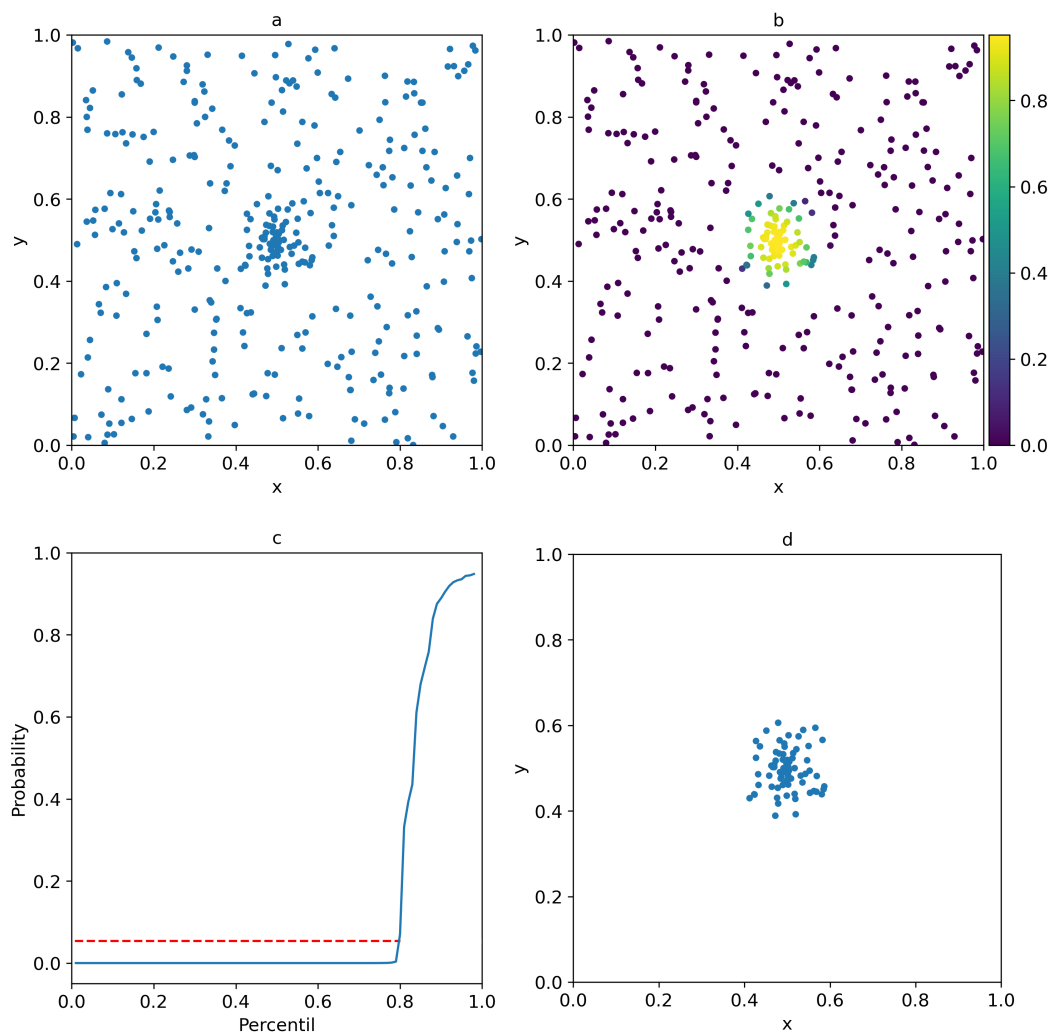


Figura 5.2: Proceso GUMM en cuatro pasos. Panel a: Conjunto de estrellas que sobrevivieron al rechazo de falsos cúmulos. Panel b: Las probabilidades asignadas por el GUMM a todas las estrellas en el marco. Panel c: El método para seleccionar el valor de corte de probabilidad utilizando un gráfico de percentiles. Panel d: El conjunto final limpiado de la mayoría de las estrellas de campo contaminante.

bajo en términos de completitud. La hipótesis en juego, por supuesto, es que el presunto cúmulo estelar está más concentrado en el espacio de coordenadas que las estrellas de campo regulares, como se mencionó anteriormente.

Una vez finalizado el bucle interno y cuando ya todos las agrupaciones que siguen una distribución uniforme han sido rechazadas, a las estrellas sobrevivientes se las clasifica como estrellas miembro y a las estrellas restantes se las clasifica como estrellas de campo. Lo que resta, tal como se observa en la diagrama de la Figura 5.1, es asignar probabilidades de membresía a las estrellas miembro. Para ello se estima para cada grupo, miembros y no miembros, la densidad bidimensional de kernel (KDE, por kernel density estimation) utilizando todos los datos disponibles, es decir, coordenadas más las dimensiones de datos utilizadas para la agrupación (fotometría, movimientos propios, etc.). Luego se evalúa toda la data en los KDE de cada una de las clases, y se utilizan estas evaluaciones como estimaciones de probabilidad en el cálculo de probabilidad bayesiana para dos hipótesis exclusivas y exhaustivas (es decir, una estrella pertenece a cualquiera de estas dos clases).

El proceso se puede observar en la Figura 5.3 para las dimensiones de coordenadas (aunque se aplica a todas las dimensiones de datos). El gráfico en el panel **a** muestra las dos clases, miembros y no miembros, generadas después de que finaliza el bucle interno. En el gráfico del panel **b**, mostramos las estimaciones de densidad kernel bidimensional para las coordenadas de ambas clases, señalando nuevamente que esto se aplica a todas las dimensiones de datos. El gráfico en el panel **c** muestra las probabilidades asignadas por el método en el espacio de coordenadas. Finalmente, el gráfico en el panel **d** es equivalente al gráfico en el panel **c**, pero para el espacio de movimientos propios.

5.1.2. Validación de pyUPMASK y comparación con UPMASK

Para realizar una comparación exhaustiva del rendimiento de pyUPMASK con el de UPMASK, se aplicó ambos métodos a un gran número de cúmulos sintéticos y se cuantificaron los resultados utilizando nueve métricas estadísticas diferentes. La descripción de cada una de estas métricas pueden consultarse en el artículo Pera2021. Dado que pyUPMASK posee una docena de métodos de agrupación disponibles, se decidió seleccionar seis de ellos para ejecutar la comparación. Los métodos seleccionados se conforman por cuatro de los métodos proporcionados por la librería de Python scikit-learn³ [Fabian Pedregosa et al., 2018]: KMS, mini-batch k-means (MBK, Sculley [2010]), modelos de mezcla gaussiana (GMM, Baxter [2010]) y agrupamiento aglomerativo (AGG, Zepeda-Mendoza and Resendis-Antonio [2013]). Los dos métodos faltantes se desarrollaron en este trabajo: el método de densidad de vecinos más

³<https://scikit-learn.org/>

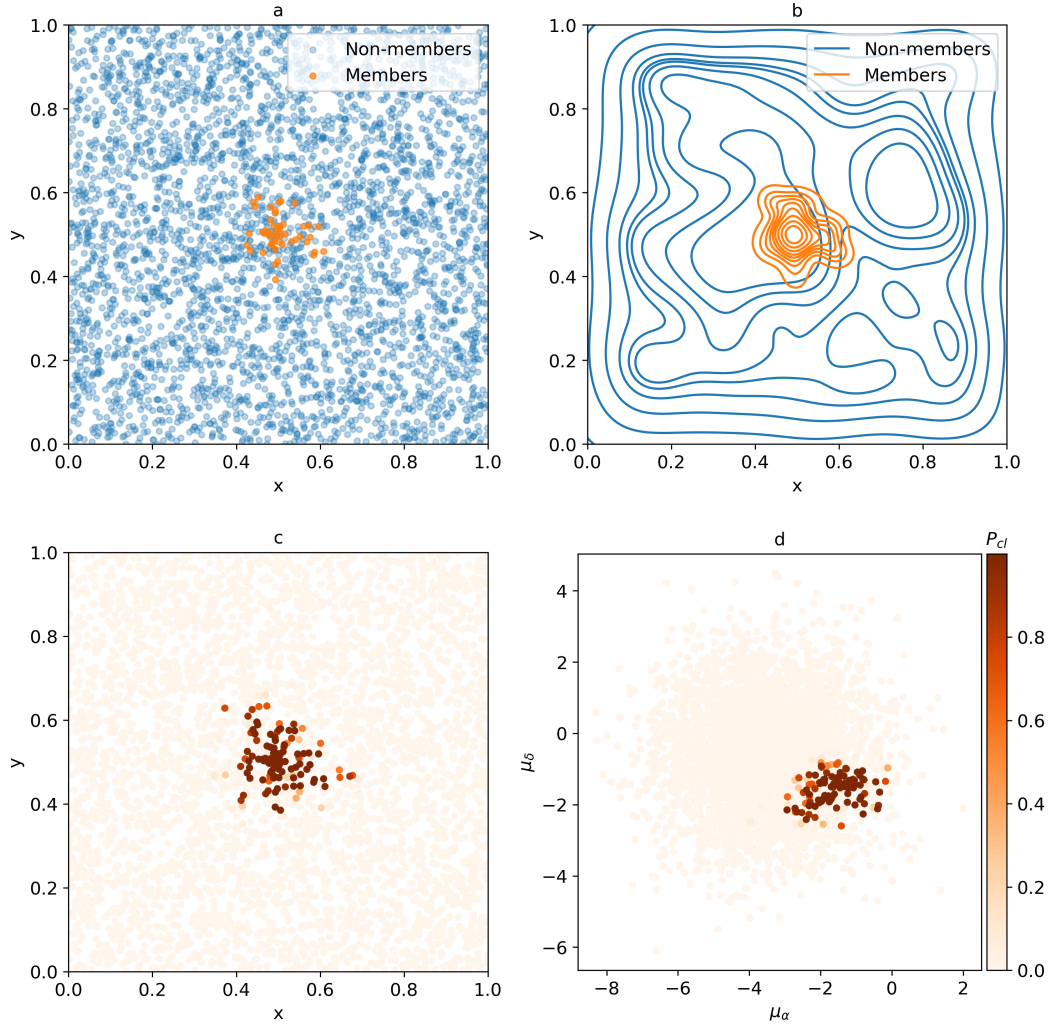


Figura 5.3: Método de probabilidades KDE mostrado en el espacio de coordenadas. Panel a: Miembros y no miembros, según lo estimado por el proceso de bucle interno. Panel b: KDEs para ambas clases. Panel c: Probabilidades finales de P_{cl} asignadas en el espacio de coordenadas. Panel d: Lo mismo que el panel c, pero para movimientos propios.

cercanos (KNN), que se basa en el enfoque de densidad de picos introducido en [Rodríguez and Laio \[2014\]](#); y el método Voronoi (VOR), que se basa en la construcción de diagramas de Voronoi multidimensionales [[Voronoi, 1908](#)]. Estos tres últimos métodos (AGG, KNN y VOR) tienen una característica en común: ninguno de ellos emplea un proceso estocástico o aproximación. En otras palabras, estos métodos son deterministas. Esto significa que, para los mismos datos de entrada y parámetros de entrada, diferentes ejecuciones conducen a un solo resultado.

Se generaron 600 cúmulos sintéticos para la evaluación y comparación de `pyUPMASK` y `UPMASK`. Este conjunto se divide en un subconjunto de 320 cúmulos y otro de 280 cúmulos. El primer subconjunto es equivalente al utilizado en el artículo original de `UPMASK` (KMM14) en el sentido de que está compuesto por cúmulos con fotometría sintética generada con el mismo proceso que se utilizó en KMM14. Nos referimos a este subconjunto como PHOT en lo sucesivo. El segundo subconjunto contiene 280 cúmulos generados agregando movimientos propios sintéticos a todas las estrellas en el campo; nos referimos a este subconjunto como PM en lo sucesivo. La idea es ver cómo los dos algoritmos manejan el caso en el que solo está disponible la fotometría (es decir, el conjunto de datos PHOT) y el caso cada vez más común (gracias a la misión Gaia) en el que se dispone de movimientos propios con una calidad muy razonable (es decir, el conjunto de datos PM). El rendimiento de `UPMASK` y `pyUPMASK` se prueba utilizando los 600 cúmulos sintéticos obtenidos combinando los conjuntos de datos PHOT y PM.

Los cúmulos se generaron con una amplia gama de contaminación por estrellas de campo. El nivel de contaminación se mide mediante el índice de contaminación (CI). Este parámetro es una medida de la cantidad de estrellas de campo presentes en la región del cúmulo. Se obtiene como la relación entre la densidad de estrellas de campo δ_{fd} sobre la densidad de estrellas en la región del cúmulo ($\delta_{fd} + \delta_{cl}$):

$$CI = \frac{\delta_{fd}}{\delta_{fd} + \delta_{cl}}. \quad (5.1)$$

De esta manera si CI adquiere un valor de 0.5, significa que se espera un número igual de estrellas de campo y miembros del cúmulo en la región del cúmulo. El CI máximo en este conjunto de cúmulos sintéticos es de 200.

En la Figura 5.4 mostramos ejemplos de un cúmulo sintético PHOT (arriba) y PM (abajo), que se generaron con una contaminación moderada ($CI \approx 50$).

Con el fin de asegurar que los resultados sean comparables entre las ejecuciones de `pyUPMASK` y `UPMASK`, se llevaron a cabo todos los análisis en el mismo clúster de compu-

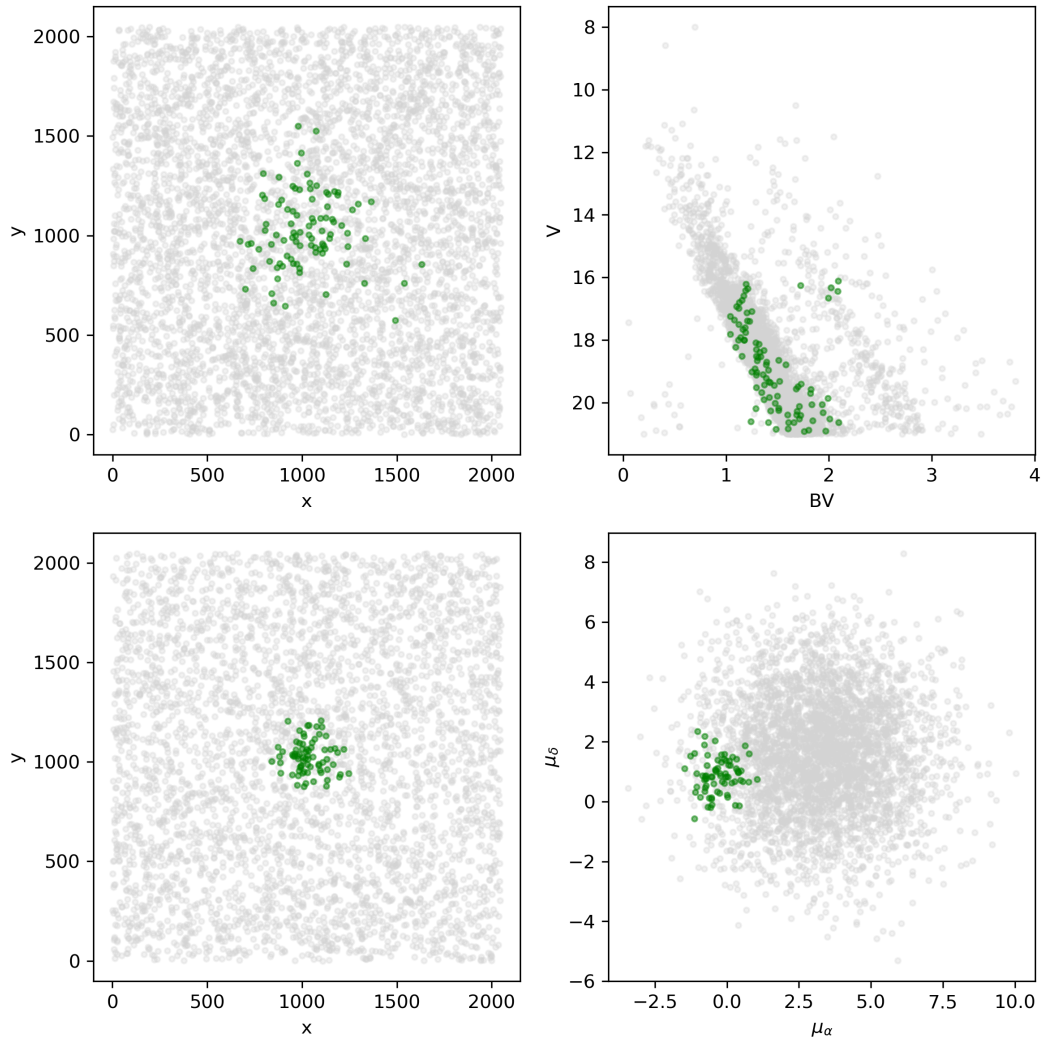


Figura 5.4: Fila superior: Coordenadas y CMD (Diagrama Color-Magnitud) para un cúmulo sintético de PHOT con un índice de contaminación moderado. Fila inferior: Coordenadas y movimientos propios para un cúmulo sintético de PM con un índice de concentración moderado.

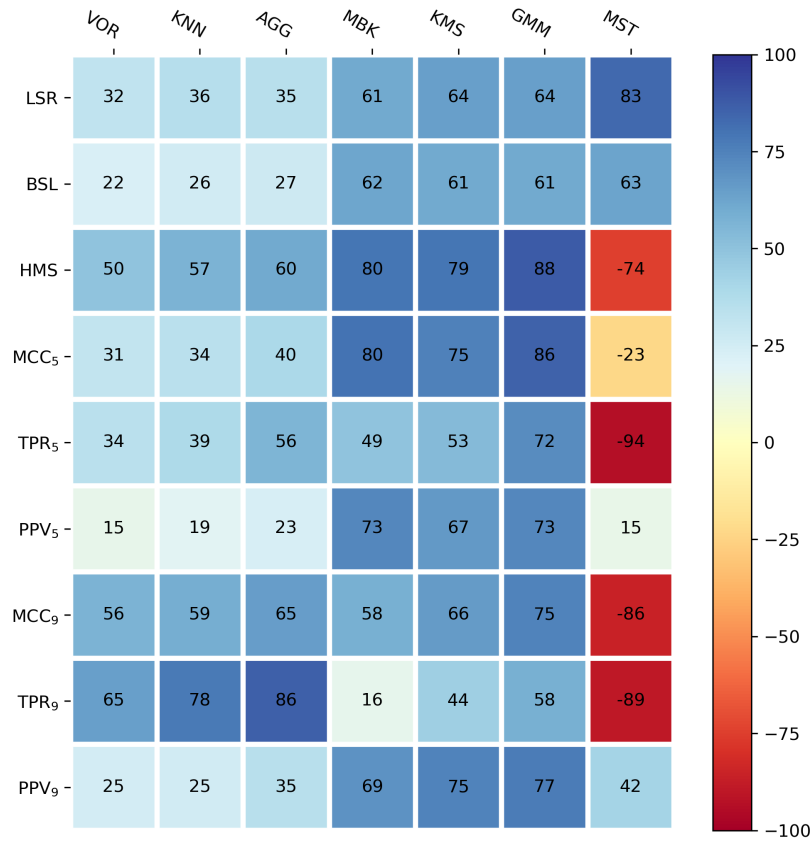


Figura 5.5: Diagrama de matriz de los seis métodos de agrupación de pyUPMASK más MST, frente a las nueve métricas definidas para los 600 cúmulos sintéticos. Cada cuadro muestra la diferencia porcentual del número de casos en los que pyUPMASK/MST funcionó mejor, menos el número en el que UPMASK funcionó mejor.

tadoras. Además se realizó una comparación con el método empleado en [Cantat-Gaudin et al. \[2018a\]](#), donde los autores, con el fin de aumentar la velocidad para procesar grandes cantidades de cúmulos, utilizaron una versión modificada de UPMASK para estimar las probabilidades de membresía de más de 1200 cúmulos catalogados. Se probó esta versión modificada, referida como *MST* en este trabajo, utilizando el mismo conjunto de cúmulos sintéticos y métricas empleadas hasta ahora.

En la Figura 5.5, se presenta una matriz que resume los resultados de los seis métodos de agrupación proporcionados por pyUPMASK junto con *MST*, en comparación con el método UPMASK. Cada uno de los métodos se describen con sus siglas en los títulos de las columnas, y las métricas estadísticas utilizadas para la evaluación se describen con sus siglas en los títulos de las filas. Cada cuadro de la matriz representa la diferencia porcentual entre los cúmulos sintéticos que mostraron un mejor rendimiento con pyUPMASK/MST en comparación con UPMASK. Es decir, para cada una de las nueve métricas estadísticas representadas en el eje vertical de la matriz, un valor de -100, indicaría que UPMASK funcionó mejor en todos

los 600 cúmulos sintéticos, a 100, indicaría que `pyUPMASK` (o *MST*) fue el mejor intérprete para los 600 cúmulos. Un valor de 0 indica que ambos métodos funcionan mejor en un número igual de casos. Como se puede ver, para los métodos de `pyUPMASK`, todos los cuadrados en la matriz son positivos (siendo el más pequeño el métrico *PPV5* para el método *VOR*), lo que muestra que `pyUPMASK` funcionó significativamente mejor que *UPMASK*, medido por cualquiera de las métricas empleadas.

Analizando entre sí los métodos incorporados en `pyUPMASK` es posible observar que los tres métodos que utilizan múltiples ejecuciones en el bucle externo (*MBK*, *KMS*, *GMM*) muestran una clara ventaja sobre los demás métodos de una sola ejecución. La única excepción es la métrica *TPR9*, para la cual los métodos *VOR*, *KNN* y *AGG* muestran una diferencia mayor que los otros métodos de múltiples ejecuciones. Esto se debe a que estos métodos logran clasificar más miembros verdaderos correctamente, pero a costa de clasificar más estrellas de campo como miembros, como se evidencia en los resultados de la métrica *PPV9*.

El método *MST* muestra un comportamiento algo errático en todas las métricas. Funciona peor que *UPMASK* para casi todos los cúmulos en varias métricas (es decir, *HMS*, *MCC5*, *TPR5*, *MCC9* y *TPR9*) y mejor para algunas otras (por ejemplo, *LSR* y *BSL*). En general, el rendimiento estadístico del método *MST* es peor que *UPMASK* y `pyUPMASK` con cualquiera de los métodos de agrupación probados. Sin embargo supera a todos los demás métodos en las métricas *LSR* y *BSL*.

Otro aspecto importante, junto con el rendimiento medido por las métricas estadísticas, es el rendimiento medido en tiempo de procesamiento. Esto se muestra en la Figura 5.6 como un gráfico de barras normalizado al tiempo total utilizado por *UPMASK* para procesar los 600 cúmulos sintéticos. Los números en la parte superior de las barras indican cuántas veces más rápido es cada método de agrupación en `pyUPMASK` en comparación con *UPMASK*.

También se muestra el rendimiento en términos de tiempo de procesamiento de la modificación *MST* mencionada anteriormente. El método más rápido es, como era de esperar, un método de ejecución única, *KNN*, que es 170 veces más rápido que *UPMASK*. Incluso el método más lento, *GMM*, es más rápido que *UPMASK*: este método logra procesar el conjunto de cúmulos sintéticos empleando casi un 38% menos de tiempo que *UPMASK*, es decir, 1.6 veces más rápido. En promedio, podemos decir que `pyUPMASK` utilizando un método de ejecución única es más de 100 veces más rápido que *UPMASK* y más de 3 veces más rápido para los métodos de ejecución múltiple. En cuanto al método *MST*, si bien logra ser más rápido que *UPMASK*, no supera en tiempo a ninguno de los métodos empleados en `pyUPMASK`.

La elección del método de agrupación a utilizar en `pyUPMASK` depende de los requisitos

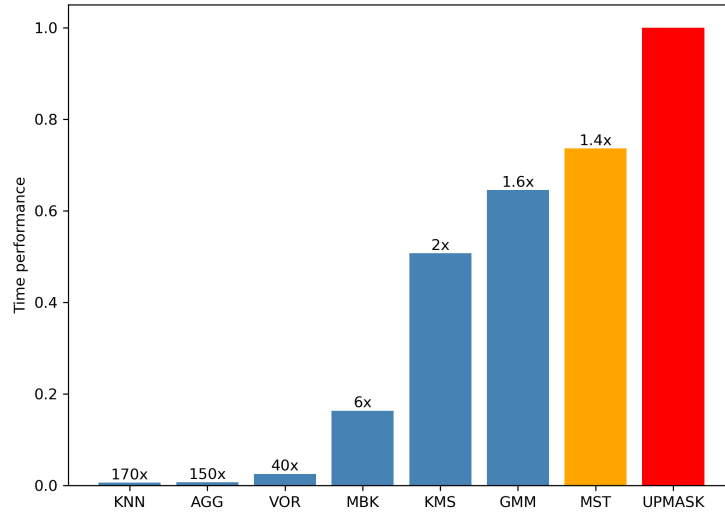


Figura 5.6: Cantidad de tiempo empleado en procesar los 600 cúmulos sintéticos por cada método de `pyUPMASK` (barras azules), el método MST (barra naranja) y UPMASK (barra roja). Las barras están normalizadas de modo que UPMASK corresponda a un valor total de 1.

específicos del análisis. Si se busca el mejor rendimiento absoluto medido por una métrica de clasificación, entonces claramente GMM es el método a elegir (con la ventaja de ser más rápido que UPMASK). Si podemos intercambiar algo de rendimiento por un proceso más rápido, entonces KMS o MBK pueden ser utilizados. Y si estamos dispuestos a intercambiar aún más rendimiento de clasificación, mientras seguimos siendo mucho mejores que UPMASK, entonces VOR, KNN o AGG son de lejos los enfoques más rápidos.

En este trabajo de tesis, se llevó a cabo un análisis de membresía para el conjunto de 1037 cúmulos estelares abiertos pertenecientes al tercer y cuarto cuadrante de la Vía Láctea. Para llevar a cabo esta tarea, se procesó `pyUPMASK` para cada uno de los cúmulos utilizando el método de agrupamiento GMM. Dado que este método es un método estocástico, se realizaron 25 corridas del bucle externo para la obtención de las probabilidades de membresía finales.

5.2. ASteCA

Dado que en este trabajo estudiamos una muestra masiva de OC, es deseable y hasta inevitable automatizar los procesos requeridos para su análisis. A tal fin, se hizo uso de la herramienta ASteCA (Automated Stellar Cluster Analysis)⁴ presentada en Perren et al. [2015]. Esta herramienta fue diseñada para facilitar el análisis masivo de OC, estandarizando un conjunto de métodos comúnmente empleados en el estudio de estos objetos. Desde su publi-

⁴<https://ASteCA.github.io/>

cación esta herramienta ha sido aplicada en numerosos trabajos donde se estudiaron cientos de cúmulos tanto en nuestra Galaxia como en galaxias vecinas (e.g.: Nubes de Magallanes, [Perren et al. \[2017\]](#)).

En este capítulo se detallarán brevemente las funcionalidades de **ASteCA** aplicadas sobre el conjunto total de OC analizados en esta Tesis. En primer lugar, a través de los datos espaciales correspondientes a las estrellas presentes en el campo observado de cada OC, **ASteCA** determina los dos parámetros estructurales principales: centro y radio de marea. En segundo lugar, para la estimación de los parámetros fundamentales de cada OC se emplea la información fotométrica observada, en este caso una magnitud y un color, de los miembros estimados con anterioridad.

5.2.1. Determinación de parámetros estructurales

Estimación del centro y radio

Si bien es una práctica común que el investigador fije las coordenadas espaciales de los centros de los OC, es preferible dejar este parámetro libre para ser estimado de manera objetiva (i.e., sin intervención manual). **ASteCA** es capaz de seleccionar el centro del cúmulo utilizando un estimador de densidad bidimensional con núcleo Gaussiano (KDE), ajustado sobre la región del cúmulo. Un ejemplo de este proceso se muestra en la Figura 5.7 para el OC Berkeley 21.

Dado que en una determinada región del espacio puede haber más de un cúmulo y, por lo tanto, más de una sobredensidad, existe la posibilidad de que **ASteCA** seleccione un máximo erróneo y estime como centro las coordenadas espaciales de otro objeto. Por lo tanto, en este trabajo se utilizaron las coordenadas de los centros catalogadas por CG2020 como puntos iniciales de referencia. **ASteCA** no selecciona estas coordenadas como el centro final, sino que estima las coordenadas correspondientes al máximo de densidad utilizando este punto como valor inicial aproximado. Un valor de centro preciso es importante no solamente para la correcta identificación de un OC, sino también porque es un parámetro determinante en la estimación del radio de marea, como se explica a continuación.

Para cada OC se define inicialmente un “radio de cluster” (r_{cl}), el cual representa la distancia límite desde el centro estimado, hasta la región donde la densidad estelar se aproxima a la de las estrellas de campo circundantes. Este radio se estima aplicando un proceso que compara la proporción aproximada de miembros verdaderos versus el número de estrellas total, en anillos concéntricos que crecen gradualmente en radio. El número aproximado de miembros se obtiene como el número total de estrellas dentro del radio menos el número

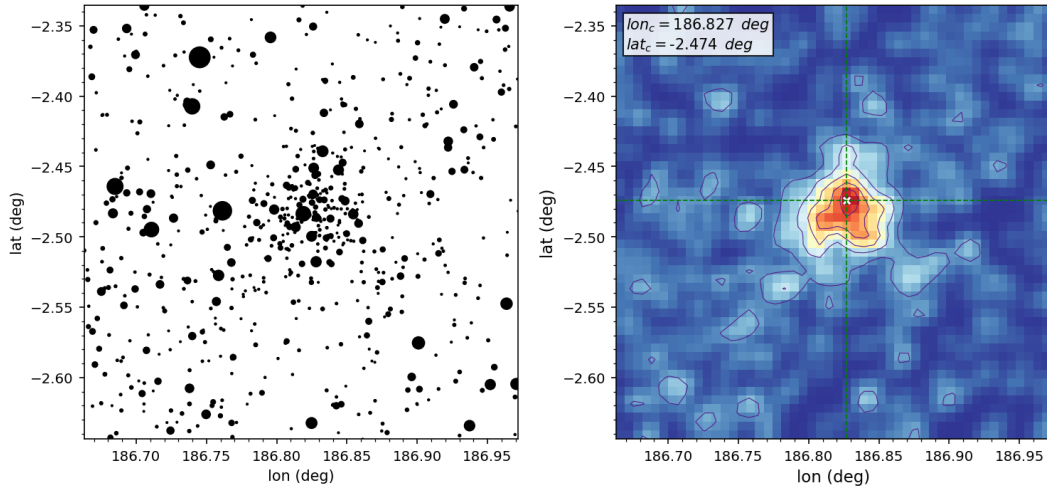


Figura 5.7: (Izq.:) Coordenadas galácticas de las estrellas en la zona del OC Berkeley 21. (Der.:) Selección del centro del OC por **ASteCA** a través de un estimador de densidad bidimensional con núcleo Gaussiano.

esperado de estrellas de campo (aproximado como la densidad de campo multiplicada por el área del anillo). El valor del radio será aquel para el cual la densidad radial equivale a la densidad de campo, para estrellas de campo, o a cero, para estrellas miembros del cúmulo. Este valor de radio inicial es utilizado como prior Bayesiano en el proceso de ajuste de perfil de King, como se detalla a continuación.

Parámetros del perfil de King

A través de un método de inferencia Bayesiana, **ASteCA** estima los parámetros de un perfil de King [King, 1962] para cada uno de los OC analizados. Los principales parámetros de este perfil son el radio del núcleo (r_c , que mide el grado de concentración en el núcleo del cúmulo) y el radio de marea (r_t , que mide la distancia desde el centro del cúmulo en la cual la gravedad externa de la galaxia anfitriona tiene más influencia sobre las estrellas del cúmulo que el propio cúmulo). Para esto se utiliza el método de estimación de máxima verosimilitud empleado en Pieres [2016] y extendido en este trabajo para procesar cúmulos rotados y elípticos. En el artículo mencionado, la probabilidad de que una estrella i pertenezca al modelo completo (perfil de King) con radio r_c y r_t centrado en las coordenadas (x_c, y_c) se escribe como:

$$l_i = \rho_{cl}(r_i) + \rho_{fl}, \quad (5.2)$$

donde ρ_{fl} es el valor de densidad de campo y $\rho_{cl}(r_i)$ es el perfil de densidad superficial a una distancia r_i desde el centro del cúmulo:

$$\rho_{cl}(r_i) = k \left(\frac{1}{[1 + (r_i/r_c)^2]^{1/2}} + \frac{1}{[1 + (r_t/r_c)^2]^{1/2}} \right), \quad (5.3)$$

siendo k la densidad superficial central y, para cúmulos elípticos, r_i el semieje mayor de una elipse rotada con excentricidad ecc y ángulo de rotación θ :

$$r_i = \left\{ \frac{[(x_i - x_c)\cos(\theta) + (y_i - y_c)\sin(\theta)]^2}{1 - ecc^2} + \frac{[(x_i - x_c)\sin(\theta) - (y_i - y_c)\cos(\theta)]^2}{1 - ecc^2} \right\}^{1/2} \quad (5.4)$$

Para estimar los parámetros r_c , r_t , ecc y θ se utiliza inferencia Bayesiana sobre el modelo representado por la suma de los logaritmos de l_i sobre todas las estrellas:

$$\log(\mathcal{L})(r_c, r_t, ecc, \theta) = \sum_{i=1}^N \log(l_i). \quad (5.5)$$

La herramienta **ASteCA** emplea el paquete de inferencia Bayesiana `emcee` [Foreman-Mackey et al., 2013] para explorar el espacio de parámetros $[r_c, r_t, ecc \text{ y } \theta]$ y estimar la distribución de cada uno de ellos. Este paquete, escrito en Python, está diseñado para realizar muestreos con cadenas de Markov Monte Carlo (MCMC) que muestrean el espacio de parámetros para determinar la distribución de los parámetros de King. En términos simples, el MCMC es una técnica de muestreo aleatorio donde cada paso (o cada nueva combinación de parámetros) depende únicamente del paso anterior. Este método “camina” por el espacio de parámetros para encontrar la combinación que tiene la mayor probabilidad de ser la óptima, es decir, la combinación que maximiza la verosimilitud. En lugar de explorar cada combinación individual, este algoritmo muestrea la distribución de los parámetros simultáneamente, lo que permite una mejor exploración del espacio y mejora la convergencia en comparación con métodos MCMC tradicionales.

5.2.2. Determinación de parámetros fundamentales

Después de realizar el análisis estructural, el siguiente paso es determinar las probabilidades de membresía de las estrellas dentro de la región del cúmulo. Aunque la versión actual de **ASteCA** cuenta con un algoritmo de membresía, pruebas internas similares a las que se describieron en la Sección 5.1.2, revelaron que `pyUPMASK` ofrece mejores resultados. En este trabajo se empleó por lo tanto la herramienta `pyUPMASK` para identificar a los miembros más probables de cada cúmulo, en lugar de utilizar el método incorporado por defecto en **ASteCA**. Una vez seleccionadas las estrellas miembro, **ASteCA** se encarga de estimar los parámetros

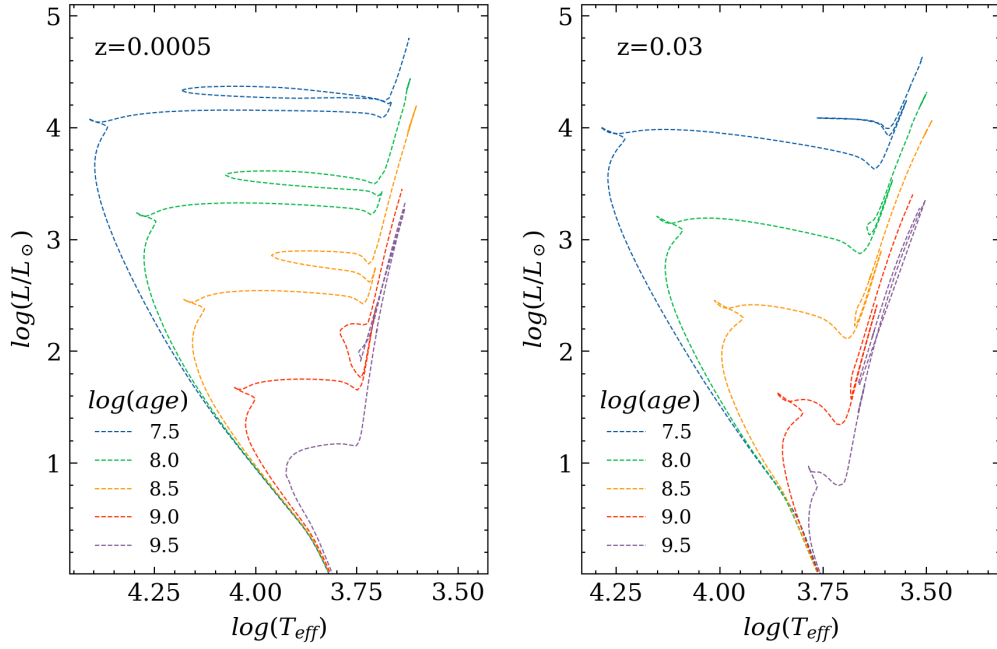


Figura 5.8: Isócronas PARSEC para cinco valores de edad. A la izquierda para $z = 0.0005$ y a la derecha para $z = 0.03$

fundamentales: edad, distancia, extinción, metalicidad y fracción de sistemas binarios.

La determinación de estos parámetros para cada cúmulo abierto se realiza mediante la comparación de su diagrama color-magnitud (CMD), generado a partir de sus datos fotométricos observados, con los CMD asociados a cúmulos sintéticos. Llamamos cúmulo sintético a la representación en un CMD de fotometría sintética, o sea datos fotométricos generados de manera teórica. Para generar estos cúmulos sintéticos se parte de un conjunto de modelos $M = \{M_1, M_2, \dots, M_N\}$, donde cada modelo M_i representa a una isócrona teórica asociada de cierta metalicidad y edad. Las isócronas teóricas utilizadas en esta Tesis para generar los cúmulos sintéticos son las isócronas PARSEC [Bressan et al., 2012], las cuales se generaron dentro de un rango (logarítmico) de metalicidad de $[-1.0, 1.0]$ y un rango (logarítmico) de edad de $[6.00, 10.13]$. Estos modelos son por lejos los más utilizados al día de hoy en la literatura y los rangos elegidos cubren sobradamente los valores esperados para estos parámetros para OC. Un ejemplo de las isócronas empleadas para cinco valores de edad, representadas con distintos colores, y para dos metalicidades diferentes (panel izquierdo y derecho), se muestra en la Figura 5.8.

Las isócronas representan la posición evolutiva de estrellas de diferentes masas pero edades y composiciones químicas (i.e.: metalicidades) idénticas, desplazadas por distancia y extinción para emular el efecto de parámetros extrínsecos sobre el CMD sintético. El objetivo es maximizar la probabilidad de que el cúmulo observado se ajuste a uno de estos modelos

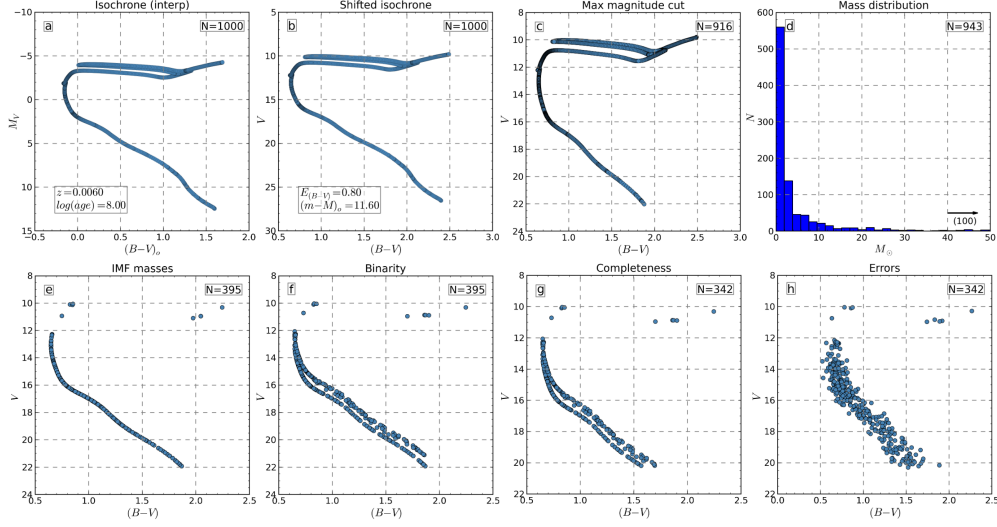


Figura 5.9: Generación de un cúmulo sintético por ASteCA. Ver el texto para la descripción de cada panel.

M_i . Si el conjunto de estrellas que representan al cúmulo observado se llama A , entonces el objetivo es maximizar $P(A|M_i)$. Existen solo un puñado de herramientas diseñadas para realizar este proceso de análisis, además de ASteCA. Sólo una de ellas, llamada BASE-9 [von Hippel et al., 2006], es de código abierto y accesible a la comunidad al igual que ASteCA. BASE-9, al igual que ASteCA, aplica un proceso de inferencia Bayesiana para generar una estimación de los parámetros fundamentales de un OC. Desafortunadamente el método que emplea esta herramienta suele generar estimaciones poco realistas de los parámetros explorados, dada la tendencia de sus trazas MCMC a quedar “pegadas” a valores máximos locales (esto puede verificarse en artículos recientes donde esta herramienta fue aplicada, como: Cantat-Gaudin et al. [2018b], Bossini et al. [2019]). Métodos más actuales utilizan redes neuronales para generar las estimaciones de estos parámetros, como se menciona en la Sección 4.2.

El proceso que describe cómo cada cúmulo sintético es generado por ASteCA a partir de un modelo M_i se muestra en la Figura 5.9, extraída del artículo Perren et al. [2015].

El primer paso en la generación de un cúmulo sintético es mostrado en el panel **a** de la Figura 5.9. ASteCA selecciona inicialmente una isócrona teórica con ciertos valores de metalicidad y edad y la interpola para que esté determinada por una cantidad fija de puntos o estrellas sintéticas (en este caso 1000), distribuidos uniformemente a lo largo de su secuencia. Cada uno de estos puntos representa a una estrella con una determinada masa y composición química, evolucionada hasta la edad elegida. A continuación, como se muestra en el panel **b**, la isócrona se desplaza en el diagrama color-magnitud aplicando valores elegidos de extinción

y módulo de distancia.

En el panel **c** se realiza el corte de magnitud máxima según los datos recolectados en el cúmulo observado, en el valor identificado como magnitud máxima observada. Esto genera una disminución importante de estrellas sintéticas en el CMD, ya que la mayor cantidad de estrellas en un cúmulo son de baja masa y, por lo tanto, valores altos de magnitud que se encuentran más allá de la magnitud máxima observada.

En un CMD, las estrellas se distribuyen según su masa, y dado que los OC no tienen la misma cantidad de estrellas de baja y alta masa, es necesario aplicar una función de masa inicial que describa mejor este escenario. En el panel **d** se muestra una Función Inicial de Masa (IMF) en el intervalo $[\sim 0.01 - 100]M_{\odot}$, muestreada hasta un valor total de masa máxima $M_{\text{total}} = 5000M_{\odot}$. Para este propósito, en este trabajo se utilizó la IMF correspondiente al artículo de [Kroupa and Boily \[2002\]](#). Esta distribución de masas se interpola sobre la isócrona elegida, como puede verse en el panel **e**. El resultado es un cúmulo sintético correctamente poblado (i.e.: con una distribución de masas físicamente razonable) donde el número de estrellas disminuye debido a los límites impuestos por el rango de magnitud observado y la edad de la isócrona (isócronas más jóvenes contendrán más estrellas y viceversa).

Seguidamente, **ASteCA** asume que una fracción aleatoria de estrellas son sistemas binarios, con masas secundarias (m_2) extraídas de una distribución uniforme entre la masa de la estrella primaria (m_1) y una fracción de la misma dada por un parámetro $q = m_2/m_1$ fijado en este trabajo en 0.7. El valor de 0.7 se selecciona por defecto porque por debajo de este valor de relación de masas los sistemas binarios son indistinguibles fotométricamente de sistemas simples, es decir: ocupan la misma región en el CMD. Este efecto se muestra en el panel **f** donde puede observarse a la secuencia de sistemas binarios claramente apartada hacia la derecha, en comparación con la posición de la secuencia de estrellas sin compañeras (sistemas simples).

Finalmente, cada cúmulo sintético es perturbado con el objetivo de incorporar efectos asociados al proceso de observación/medición. El primero se relaciona con la incompletitud de estrellas, es decir, la cantidad de estrellas existentes que no son observadas por limitaciones propias del sistema óptico utilizado. Las estrellas de menor luminosidad (i.e.: menor masa) son las más difíciles de detectar y, por lo tanto, las más afectadas, como se muestra en el panel **g**. El segundo tipo de perturbación, mostrado en el panel **h**, corresponde a la incorporación de incertezas a la fotometría sintética. Estas incertezas son modeladas a partir de aquellas asociadas al cúmulo observado.

Para generar las distribuciones de los parámetros fundamentales se utiliza el algoritmo de inferencia Bayesiana de templado paralelo `ptemcee` [[Vousden et al., 2016](#)]. Este método se

combina con la función que genera cúmulos sintéticos a partir de ciertos valores de parámetros fundamentales, como se explicó arriba, para explorar el espacio de parámetros y generar la distribución aproximada de cada parámetro. Para esto se emplea una función de verosimilitud (o likelihood) cuyo objetivo es cuantificar la concordancia entre el cúmulo observado y un determinado cúmulo sintético. La función utilizada en este trabajo es la razón de Poisson Bayesiana definida en Tremmel et al. [2013]. Esta tiene la ventaja de evitar inconsistencias numéricas que aparecen en ecuaciones de similares características, por ejemplo la fórmula presentada en Dolphin et al. [2002].

Con el objetivo de mejorar la precisión de los resultados, en este trabajo se aplicó un procedimiento de doble procesamiento de ASteCA basado en afinar los rangos de búsqueda de los parámetros de edad, extinción y distancia.

En la primera iteración, para cada OC, la búsqueda de los parámetros fundamentales edad, modulo de distancia y extinción para la generación de isócronas teóricas, se limitaron a los rangos $[X_{CG} - 2STD_{X_{CG}}, X_{CG} + 2STD_{X_{CG}}]$, donde X_{CG} representa el valor medio y $STD_{X_{CG}}$ la desviación estándar, proporcionado por CG2020 para cada cúmulo y cada parámetro. Al finalizar esta primera iteración, ASteCA devuelve valores propios para cada uno de estos parámetros analizados. Estos valores propios obtenidos en la primera iteración se utilizaron para definir nuevos rangos en una segunda iteración del proceso. Esta estrategia permitió definir intervalos más precisos y centrados en los valores medios, lo que resultó en una refinación efectiva de la generación de las isócronas teóricas.

Un proceso similar se llevó a cabo para los priors utilizados en la comparación de los cúmulos sintéticos con los cúmulos observados. Cada parámetro tiene su prior correspondiente, definido a través de una distribución gaussiana. En la primera iteración de ASteCA, se define para cada parámetro y cada cúmulo abierto una distribución gaussiana con un valor medio y una desviación estándar iguales a los valores proporcionados por CG2020 para dicho cúmulo y dicho parámetro. En la segunda iteración, se utilizan los valores resultantes de la primera iteración de ASteCA para redefinir los priors, afinando así la precisión del proceso.

5.2.3. Determinación de Masas

La masa inicial total de un cúmulo abierto, aquella con la que es creado originalmente, puede descomponerse en los siguientes términos:

$$M_i = M_{act} + M_{ev} + M_{dyn}, \quad (5.6)$$

donde M_{act} representa la masa actual del OC, M_{ev} corresponde a la masa perdida debido a procesos de evolución estelar, y M_{dyn} se refiere a la masa perdida por efectos dinámicos o procesos de disolución.

La masa actual, puede a su vez, descomponerse en los siguientes dos términos:

$$M_{act} = M_{obs} + M_{phot}, \quad (5.7)$$

donde M_{obs} se corresponde con la masa observada, es decir, la suma de las masas estelares individuales que conforman el CMD observado, y M_{phot} corresponde a la masa no observada debido a efectos fotométricos, es decir, aquellas masas de estrellas que se encuentran por debajo del corte de magnitud máxima.

Cada una de estas masas es determinada en este trabajo. Para calcular la masa actual, primero se determina la masa observada. Como se explicó en la sección anterior, cada estrella de un cúmulo sintético tiene una masa asociada, la cual se determina al interpolar la distribución de masas sobre la isócrona, de acuerdo con la función de masa inicial seleccionada. Una vez establecidos los parámetros fundamentales para el cúmulo observado, la masa observada se calcula como la suma de las masas individuales del cúmulo sintético que mejor se ajusta a los datos observados. Para evaluar la incerteza estadística de este parámetro, se realiza un muestreo repetido (N veces) de cada parámetro fundamental para obtener N cúmulos sintéticos y así determinar una distribución de valores para M_{obs} .

Luego, como se detalló en la Sección 3.3, una función de masa inicial define una distribución de estrellas a lo largo de un rango de masas o magnitudes. En consecuencia, la proporción de masa en diferentes intervalos de magnitudes está determinada por la IMF seleccionada, y esta relación se mantiene constante independientemente del número total de estrellas. Esta característica inherente a la IMF permite una comparación coherente entre la masa observada y la masa fotométrica.

Aunque un cúmulo observado puede no seguir exactamente la distribución teórica proporcionada por la IMF, es posible aproximar la relación entre M_{obs} y M_{phot} utilizando la IMF seleccionada. Con un valor estimado para M_{obs} y considerando esta relación constante, se puede estimar M_{phot} para el OC observado. De esta manera, se obtiene una estimación de la masa actual del cúmulo abierto, corrigiendo así las limitaciones observacionales y proporcionando una medida más completa de la masa del cúmulo.

La pérdida de masa en los cúmulos estelares debido a la evolución estelar puede analizarse utilizando trayectorias de evolución estelar que abarcan una amplia gama de masas y metalicidades. Estas trayectorias permiten modelar cómo diferentes estrellas dentro del

cúmulo pierden masa a lo largo del tiempo debido a procesos como la fusión nuclear y la expulsión de material estelar.

Por otro lado, la pérdida de masa por efectos dinámicos se estudia a través de modelos teóricos basados en simulaciones de N cuerpos. Estas simulaciones permiten describir tanto los efectos de la relajación de dos cuerpos, que es el proceso mediante el cual las estrellas intercambian energía y momento angular dentro del cúmulo, como los efectos de la interacción continua de los OC con un campo de marea galáctico. Además, se consideran los choques que ocurren cuando el cúmulo pasa cerca de estructuras como brazos espirales o nubes moleculares gigantes, lo que puede llevar a una aceleración en la pérdida de masa.

La fracción perdida de masa total inicial correspondiente a procesos evolutivos, es decir $q_{ev} = M_{ev}/M_i$, depende entonces de la edad del cúmulo y de su metalicidad. Esta fracción se puede expresar con gran precisión mediante polinomios de tercer orden en función del tiempo. En este trabajo se utiliza para estimar q_{ev} los coeficientes de este polinomio ajustados en [Lamers et al. \[2010\]](#) (ver Tabla B2 en este artículo).

En [Lamers et al. \[2005\]](#) se deriva la siguiente expresión analítica para la masa inicial M_i :

$$M_i \simeq \left(M_{act}^\gamma + \frac{\gamma t}{t_0} \right)^{1/\gamma} \mu_{ev}^{-1}, \quad (5.8)$$

donde M_{act} es la masa actual, t la edad del OC, $\mu_{ev} = 1 - q_{ev}$ y γ es una constante (generalmente establecida en 0.62). Además, t_0 es una constante que depende del campo de marea de la galaxia en la que se mueve el cúmulo y de la excentricidad de su órbita, y se expresa como:

$$t_0 = C_{env}(1 - \epsilon)10^{-4\gamma} \rho_{amb}^{-1/2}, \quad (5.9)$$

donde ϵ es la excentricidad de la órbita del OC, y ρ_{amb} es la densidad ambiental que depende del campo potencial gravitacional adoptado.

Siguiendo a [Angelo et al. \[2023\]](#), se utiliza por defecto un valor de $\epsilon = 0.08$ y modeliza el potencial gravitacional galáctico de la siguiente manera:

$$\rho_{amb} = \frac{1}{4\pi G} \nabla^2 [\phi_B(r) + \phi_D(\rho, z) + \phi_H(r)], \quad (5.10)$$

donde $\phi_B(r)$, $\phi_D(\rho, z)$ y $\phi_H(r)$ son los potenciales del bulbo, disco y halo, respectivamente (ver ecuaciones 8, 9 y 10 del artículo de [Angelo et al. \[2023\]](#) para ver cómo se modelan).

A través de la definición de estos parámetros, M_i queda determinada a partir de la Ec. 5.8. Luego, a partir de la Ec. 5.6, es posible determinar la masa por pérdida dinámica

M_{dyn} . Las incertezas correspondientes a la estimación de cada una de las masas, quedan determinadas por el método de bootstrap asociado a la obtención de la masa observada.

Capítulo 6

Resultados

Este capítulo presenta los resultados obtenidos en el desarrollo de este trabajo de Tesis. Comienza en la Sección 6.1 con un análisis estructural detallado de las regiones de los 1037 OC estudiados. Posteriormente, en la Sección 6.2, se aborda el problema de la identificación de miembros de la muestra de OC mediante la metodología `pyUPMASK`, desarrollada en este trabajo de Tesis. Una vez determinadas las estrellas miembros más probables para cada cúmulo, en la Sección 6.3 se procede a estimar sus parámetros fundamentales, tales como metalicidad, edad, distancia, extinción, binariedad, masa total y masas individuales. Con estos resultados, se realizan estudios de segregación de masas en la Sección 6.4 y un análisis detallado, a partir de las masas individuales de las estrellas miembro, como ser el estudio de la función de masa actual en la Sección 6.5.1, y el estudio detallado de la masa inicial y las masas perdidas por procesos evolutivos y dinámicos en la Sección 6.5.2. En la Sección 6.6 se explora la estructura y cinemática Galáctica y además se examina el gradiente de metalicidad. Finalmente en la Sección 6.7 se investigan las órbitas de los OC dentro de la Galaxia, y los parámetros que la describen, para aquellos cúmulos que tienen velocidades radiales asignadas. Durante todo este capítulo pueden encontrarse resultados interrelacionados que permiten estudiar y comprender mejor las cantidades obtenidas. Los catálogos de parámetros estructurales, fundamentales y orbitales, así como los scripts en Python utilizados para generar todas las figuras de este capítulo, están disponibles en el siguiente repositorio: <https://github.com/msolpera/openclusters>.

6.1. Análisis estructural

El estudio de los parámetros que caracterizan la morfología de los cúmulos estelares permite comprender de manera más completa la dinámica y evolución de estos sistemas. Estos parámetros no sólo proporcionan información detallada sobre la estructura interna del cúmulo, sino que también son indicadores de su estado dinámico y de cómo interactúa con su entorno galáctico. En el caso de los cúmulos estelares abiertos, cuya morfología casi nunca es esférica y donde la densidad estelar es significativamente menor en comparación con los cúmulos globulares, la determinación precisa de la distancia desde el centro que delimita la región del cúmulo y su separación con el campo estelar circundante representa un desafío significativo.

Como se describió en la Sección 5.2.1, el radio de marea r_t es el parámetro que mide la distancia desde el centro del cúmulo al punto donde el potencial gravitatorio de la galaxia anfitriona tiene más influencia sobre las estrellas del cúmulo que el potencial del propio cúmulo. Este parámetro se relaciona con la edad del OC y su estado evolutivo. Además, el radio de marea se correlaciona directamente con la masa del cúmulo, lo que permite utilizarlo como una herramienta para estimar dicha masa [Santos-Silva and Gregorio-Hetem, 2012, Just et al., 2023, Hunt and Reffert, 2024].

El radio del núcleo r_c mide el grado de concentración de los miembros del cúmulo y se define a su vez como la distancia donde la densidad estelar se convierte en la mitad de la densidad central. Este parámetro permite evaluar procesos como la segregación de masas, en el cual las estrellas más masivas migran hacia el centro del OC. Este fenómeno es indicativo de la evolución dinámica interna del cúmulo. Un núcleo compacto sugiere un cúmulo dinámicamente evolucionado, mientras que un núcleo más extendido podría indicar un cúmulo más joven o menos evolucionado [Chen et al., 2004].

Debido a la baja densidad estelar que caracteriza a los OC, estos no suelen presentar una morfología esférica bien definida (a diferencia de los cúmulos globulares). La distribución inicial de las estrellas al momento de la formación del cúmulo está fuertemente influenciada por la estructura de la nube molecular parental y por la naturaleza de los procesos de formación estelar. Con el tiempo, diversos procesos dinámicos internos y externos contribuyen a la evolución de la forma del cúmulo. Internamente, la equipartición de la energía tiende a redistribuir las velocidades estelares, afectando la estructura espacial del cúmulo. Externamente, los OC están sujetos a perturbaciones gravitacionales provocadas por otras estructuras de la galaxia, como nubes moleculares gigantes, cúmulos estelares cercanos, y el campo de marea de la propia galaxia. Estas interacciones pueden deformar significativamente el cúmulo,

elongando su forma, induciendo colas de marea o incluso provocando la pérdida de miembros estelares. Estas perturbaciones externas, junto con la evolución dinámica interna, dan como resultado una morfología que puede variar considerablemente con el tiempo, y que es testigo de la historia evolutiva del cúmulo.

La morfología de los OC es el producto de una combinación compleja de condiciones iniciales y de procesos evolutivos dinámicos. Su estudio no solo ayuda a entender la dinámica interna del cúmulo, sino también su interacción con el entorno galáctico y los mecanismos que influyen en su desarrollo a lo largo de su vida.

A través de un análisis exhaustivo de las coordenadas estelares se lograron obtener, los centros, radios y los parámetros del perfil de King generalizado (r_t , r_c , ecc , θ) para cada uno de los OC de la muestra. Este análisis se realizó previo al proceso de limpieza de estrellas de campo debido a que se encontró que usar únicamente el subconjunto de miembros más probables impacta negativamente en los resultados. La razón de esto radica en la alta dependencia en el ajuste respecto al parámetro de densidad de estrellas de campo (ver Sección 5.2.1). Este parámetro se estima a priori y se mantiene constante durante el ajuste del perfil de King. Cuando se utiliza el campo completo, el valor se obtiene a partir de la densidad estelar en ese campo específico observado. Sin embargo, al utilizar la muestra limpiada por `pyUPMASK` (es decir: solamente consideramos las estrellas miembro más probables del OC), este valor se establece en cero asumiendo que todas las estrellas de campo han sido *correctamente* eliminadas por el proceso de descontaminación. Aunque el método `pyUPMASK` realiza un buen trabajo asignando altas probabilidades a los miembros más probables del cúmulo (como se demostró en la Sección 5.1.2 y en Pera2021), la selección de cuáles estrellas con altos valores de membresía mantener como miembros recae en la elección del criterio de corte que se establezca. Esto es: el corte en probabilidad para descartar estrellas de campo debe ser aplicado a posteriori del proceso de asignación de probabilidades de membresía. Una selección incorrecta puede resultar en una representación inexacta de la verdadera densidad estelar del cúmulo, lo cual es la causa del bajo rendimiento en este caso. Una muestra del catálogo total generado de parámetros estructurales puede verse en la Tabla 6.1

A modo de ejemplo se muestran los resultados para uno de los 1037 cúmulos analizados. La Figura 6.1 y la Figura 6.2 muestran los resultados obtenidos para el cúmulo abierto Haffner 9. En el gráfico de la izquierda de la Figura 6.1 se muestra un mapa de densidad sobre las coordenadas galácticas de la zona del OC, que representa el KDE utilizado para estimar el centro del mismo. El gráfico del centro, muestra el perfil de densidad radial elíptica de la región del cúmulo. El ajuste del perfil de King se indica con la curva verde discontinua, con r_c y r_t mostrados como líneas verticales verdes discontinua y sólida, respectivamente. La

NAME	$GLON$ [deg]	$GLAT$ [deg]	r_{cl} [deg]	r_c [deg]	r_t [deg]	ell	θ [rad]	CI
Alessi 15	210.49	-1.10	0.038	$0.006^{0.014}_{0.004}$	$0.040^{0.058}_{0.024}$	$0.298^{0.570}_{0.101}$	0.220 ± 1.003	0.86
Alessi 17	231.36	2.59	0.052	$0.023^{0.044}_{0.011}$	$0.073^{0.092}_{0.055}$	$0.502^{0.694}_{0.187}$	-0.442 ± 0.462	0.72
Alessi 18	241.42	-2.56	0.106	$0.004^{0.006}_{0.003}$	$0.159^{0.195}_{0.121}$	$0.224^{0.435}_{0.065}$	-0.027 ± 0.702	0.00
Alessi 21	223.46	-0.01	0.627	$0.358^{0.508}_{0.249}$	$0.790^{0.946}_{0.681}$	$0.117^{0.241}_{0.034}$	-0.124 ± 0.796	0.48
Alessi 24	328.98	-14.57	2.451	$0.353^{0.413}_{0.302}$	$3.284^{3.936}_{2.724}$	$0.507^{0.555}_{0.451}$	0.189 ± 0.068	0.26
Alessi 43	262.55	1.50	0.516	$0.513^{0.572}_{0.431}$	$0.607^{0.645}_{0.576}$	$0.538^{0.572}_{0.501}$	0.377 ± 0.044	0.37
Alessi 53	202.26	-0.66	0.058	$0.011^{0.023}_{0.006}$	$0.072^{0.100}_{0.047}$	$0.272^{0.467}_{0.093}$	-0.407 ± 0.653	0.72
Alessi 59	211.08	1.20	0.032	$0.016^{0.026}_{0.009}$	$0.036^{0.047}_{0.027}$	$0.365^{0.544}_{0.149}$	0.053 ± 0.527	0.74
Alessi 6	313.64	-5.54	0.480	$0.171^{0.246}_{0.126}$	$0.568^{0.681}_{0.476}$	$0.097^{0.198}_{0.030}$	0.135 ± 0.953	0.39
Alessi 60	215.19	1.94	0.110	$0.057^{0.086}_{0.037}$	$0.127^{0.166}_{0.103}$	$0.181^{0.348}_{0.057}$	0.267 ± 0.684	0.75
Alessi 8	326.50	4.26	0.597	$0.263^{0.388}_{0.164}$	$0.571^{0.794}_{0.433}$	$0.268^{0.456}_{0.096}$	-0.182 ± 0.528	0.69
Alessi Teutsch 12	330.64	-10.34	0.703	$0.095^{0.163}_{0.057}$	$0.832^{1.159}_{0.552}$	$0.215^{0.414}_{0.068}$	0.199 ± 0.845	0.68
Alessi Teutsch 3	266.43	-12.85	1.031	$0.142^{0.191}_{0.111}$	$1.516^{1.834}_{1.215}$	$0.132^{0.252}_{0.039}$	0.219 ± 0.709	0.54
Alessi Teutsch 8	297.03	1.38	0.527	$0.159^{0.193}_{0.134}$	$0.683^{0.791}_{0.599}$	$0.073^{0.154}_{0.021}$	-0.130 ± 0.739	0.52
Antalova 2	355.14	0.93	0.228	$0.039^{0.067}_{0.026}$	$0.263^{0.366}_{0.182}$	$0.216^{0.426}_{0.064}$	0.009 ± 0.934	0.74
Arp Madore 2	248.12	-5.88	0.084	$0.054^{0.072}_{0.035}$	$0.087^{0.111}_{0.071}$	$0.429^{0.588}_{0.217}$	0.126 ± 0.361	0.73
ASCC 16	201.14	-18.37	0.665	$0.633^{0.751}_{0.486}$	$0.815^{0.912}_{0.740}$	$0.281^{0.374}_{0.157}$	0.982 ± 0.775	0.46
ASCC 21	199.94	-16.60	0.527	$0.511^{0.721}_{0.328}$	$0.880^{0.994}_{0.750}$	$0.550^{0.665}_{0.373}$	0.839 ± 0.271	0.68
.	.	.	.	.	.	.	.	.
.	.	.	.	.	.	.	.	.
.	.	.	.	.	.	.	.	.

Tabla 6.1: Submuestra representativa del catálogo de parámetros estructurales generado para los 1037 OC.

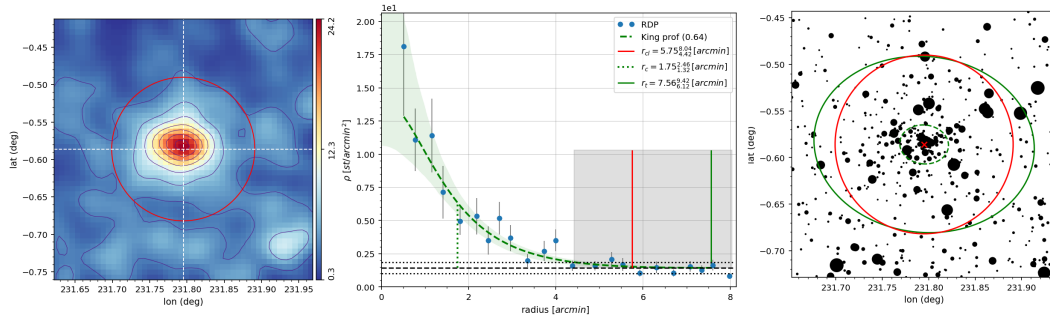


Figura 6.1: Resultados para el OC Haffner 9. (Izq.:) Mapa de densidad de las coordenadas galácticas. (Centro:) Perfil de densidad elíptica de la región del cúmulo. El perfil de King se indica mediante la curva verde discontinua y r_c y r_t mediante líneas verticales verdes discontinua y sólida, respectivamente. (Der.:) Resultados del perfil de King sobre espacio de coordenadas del OC. La elipse verde representa la elipse de mejor ajuste.

línea vertical roja representa un cúmulo de radio r_{cl} obtenido a través del perfil de densidad circular. El gráfico de la derecha muestra los resultados del perfil de King sobre espacio de coordenadas del OC. La elipse verde de línea continua corresponde a la elipse de los parámetros ajustados ecc y θ con semieje mayor igual a r_t , el círculo rojo corresponde al círculo de radio r_{cl} , y la elipse verde de línea entrecortada corresponde a una elipse con semieje mayor igual al radio del núcleo r_c .

La Figura 6.2 muestra la distribución resultante de los cuatro parámetros ajustados (r_c , r_t , ecc y θ) después de aplicar el método de inferencia Bayesiana a través del paquete emcee. En la primera fila se muestra la distribución del parámetro r_c a la izquierda, de r_t en el centro, y a la derecha un mapa de densidad de la correlación entre estos dos parámetros. Luego, en la segunda fila se muestra la distribución del parámetro ell a la izquierda, de θ en el centro, y la correlación entre estos dos parámetros a la derecha.

En la Figura 6.3, se presenta una comparación entre los valores obtenidos en este trabajo para el radio de núcleo (r_c) y el radio de marea (r_t) con los obtenidos en estudios previos de la literatura, todos ellos calculados mediante ajustes de perfiles de King. Los valores obtenidos en este trabajo se muestran en color violeta. Antes del lanzamiento de la misión Gaia, Piskunov et al. [2007] publicaron un catálogo que incluía radios para 236 cúmulos abiertos, cuyas dispersiones se ilustran en color azul en la figura. Posteriormente, Kharchenko et al. [2013] publicaron el catálogo más extenso de radios para OC hasta la fecha, también previo a Gaia, con resultados mostrados en color verde. En el artículo Ta2022, se estiman valores para r_t y r_c en un conjunto de 389 OC utilizando datos del catálogo Gaia EDR3. El método empleado se basa en el algoritmo de agrupamiento HDBSCAN, que permite identificar estrellas miembro hasta una distancia de 50pc desde los centros de los cúmulos. Los resulta-

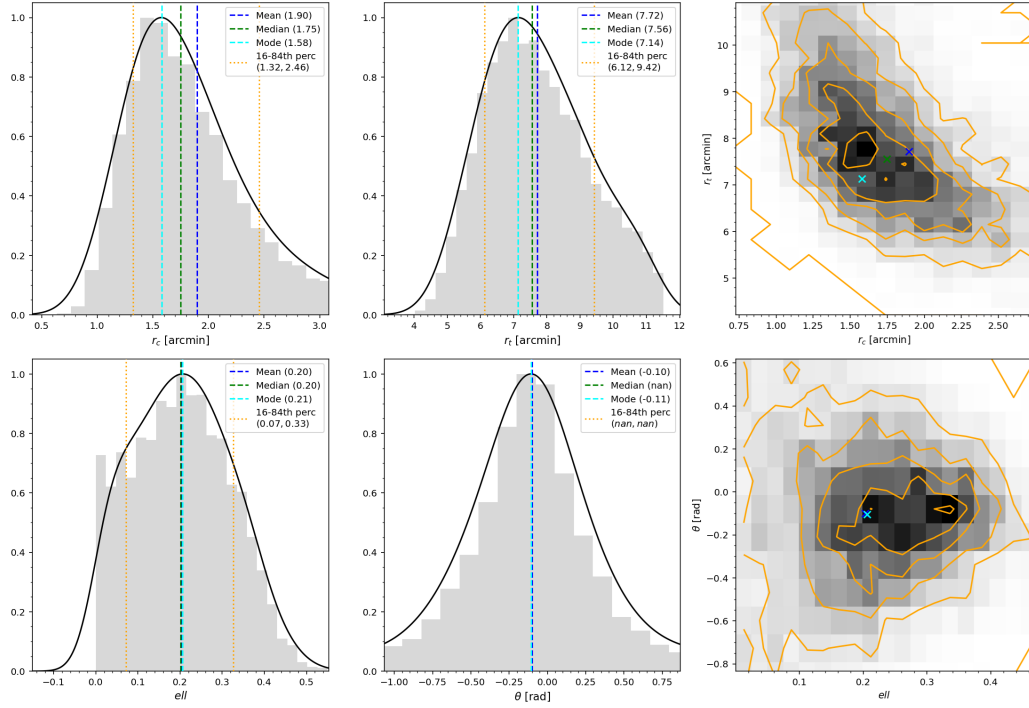


Figura 6.2: En la primera fila se muestra la distribución de los parámetros r_c (izquierda), r_t (centro) ajustados luego de aplicar el método de inferencia Bayesiana. A su vez se muestra un mapa de densidad (izquierda) de la correlación entre estos parámetros. En la segunda fila lo mismo pero para los parámetros ell y θ .

dos de este estudio se representan en color naranja. Finalmente, en color rojo se muestran los valores reportados por el reciente trabajo HR2023, que analiza aproximadamente 6800 cúmulos abiertos utilizando datos del lanzamiento más reciente de Gaia (GAIA DR3) y también un algoritmo de agrupamiento basado en densidad, HDBSCAN. Cabe destacar que las muestras de cúmulos entre los distintos trabajos no son iguales.

Se observa una excelente concordancia en la distribución de r_c entre todos los estudios, con la excepción de HR2023, que presenta una distribución más alargada. Esto podría sugerir una sobreestimación del radio de núcleo en ese trabajo, posiblemente debido a la falta de un corte de magnitud en sus análisis, lo que resulta en listas de miembros muy pobladas, especialmente en el caso de estrellas más débiles. Para el radio de marea, la distribución obtenida en este trabajo es coherente con la de los demás autores, a excepción de Ta2022, que muestra una distribución desplazada hacia valores más altos. Este desplazamiento puede explicarse por la metodología empleada en Ta2022, donde el enfoque en la identificación de miembros a grandes distancias del centro del cúmulo podría conducir a la estimación de radios de marea mayores.

En la Figura 6.4 se muestra un ejemplo del resultado obtenido para uno de los OC donde Ta2022 asignó un radio de marea mucho más grande, comparado con este trabajo.

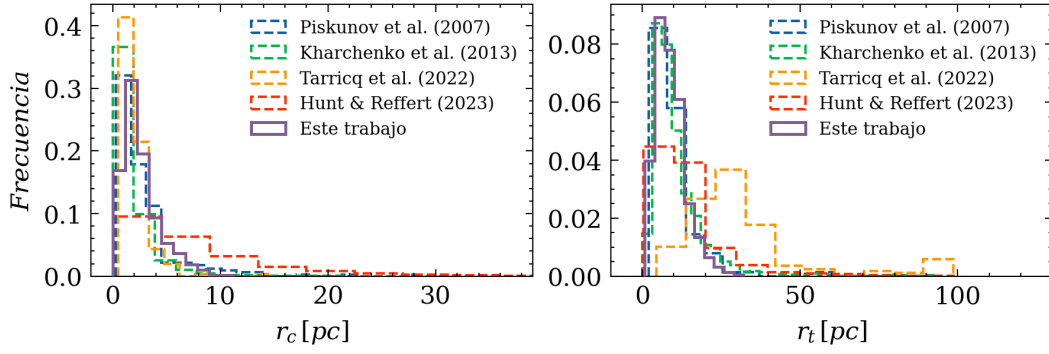


Figura 6.3: Histogramas comparativos de los valores obtenidos en este trabajo para el radio de núcleo (r_c) y el radio de marea (r_t) con los obtenidos en estudios previos de la literatura.

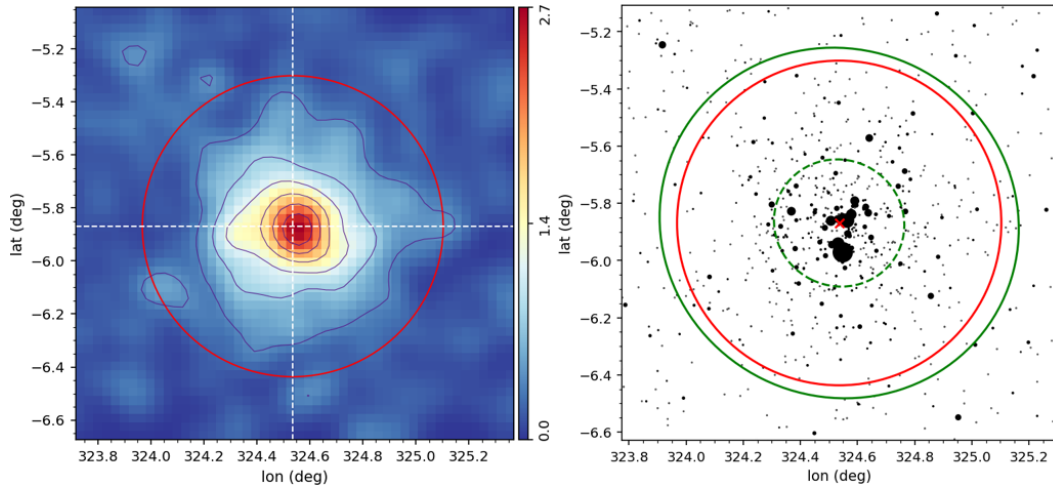


Figura 6.4: Izquierda: Mapa de densidad de la zona del OC NGC 6025. El círculo rojo se corresponde con el radio del perfil de densidad circular. Derecha: Mapa estelar de la zona del cúmulo. La elipse verde de línea continua se corresponde con la elipse ajustada de semieje mayor r_t , mientras que la elipse verde de línea entrecortada corresponde al ajuste con semieje mayor r_c .

Se trata del OC NGC 6025, donde a través del método aplicado aquí se estimó un valor de $r_t \approx 8.4\text{pc}$. En Ta2022 le asignan a este OC un valor de $r_t \approx 53\text{pc}$, más de seis veces mayor que el obtenido en este trabajo.

En Ta2022, al igual que en HR2023, los parámetros del perfil de King se determinan a partir de una muestra de estrellas miembros depurada de estrellas de campo, por lo que la precisión en la estimación de r_c y r_t depende en gran medida de la correcta identificación de las estrellas miembro. En particular, para este OC, Ta2022 estima un valor de r_t que es cuatro veces mayor que el área del OC utilizada en este trabajo para su análisis. Dado que los autores de Ta2022 utilizan únicamente las estrellas miembros para calcular los parámetros del perfil de King, una identificación errónea por parte del método de clustering HDBSCAN de una estrella miembro a grandes distancias del centro podría resultar en una sobreestimación

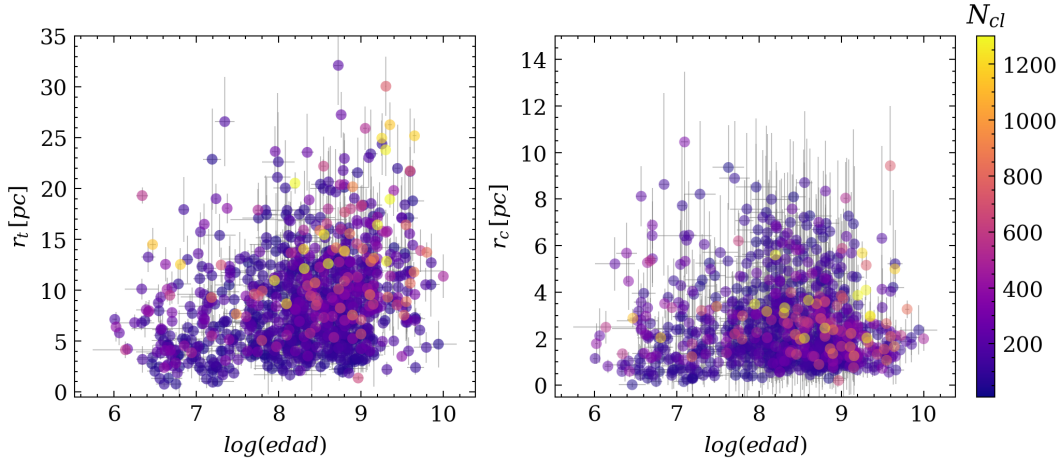


Figura 6.5: A la izquierda: radios de marea (r_t), y a la derecha: radios del núcleo (r_c), en función de las edades de los OC analizados.

del radio de marea r_t .

Por esta razón, si bien en este trabajo se ha optado por realizar una limpieza preliminar de la región del OC antes de estimar los parámetros estructurales (ver Sección 4.3), esta limpieza conserva una fracción significativa de estrellas de campo lo cual garantiza que la estimación de la densidad de fondo no sea cero y permite una determinación más precisa de los parámetros estructurales. Este enfoque tiene varias ventajas. Primero, al incluir una cantidad controlada de estrellas de campo, el ajuste del perfil de King puede reflejar de manera más realista la estructura del cúmulo en presencia de una densidad de fondo. Segundo, al reducir la dependencia de una identificación completamente precisa de las estrellas miembro, el proceso de estimación se vuelve menos sensible a errores potenciales en la clasificación de las estrellas. De este modo, el método propuesto mejora la robustez y la precisión en la determinación de los parámetros estructurales, haciendo que los resultados sean más fiables incluso cuando la identificación de las estrellas miembros presente dificultades.

La Figura 6.5, muestra la relación entre los radios de marea (r_t) (a la izquierda) y los radios del núcleo (r_c) (a la derecha), obtenidos en función de sus edades para el conjunto de OC analizados. Los puntos se encuentran coloreados según el número de estrellas miembro (barra de color a la derecha), obtenidas en la Sección 6.2. La estimación de la edad para cada OC se detalla en la Sección 6.3. Los valores representados de los radios de núcleo y marea se corresponden con la mediana de las distribuciones respectivas, mientras que las barras de error muestran el desvío estándar de los datos.

Se observa que la mayoría de los cúmulos con menos de 500 estrellas tienen radios de marea que varían entre 5 y 15 pársecs, independientemente de la edad de los mismos. Para los cúmulos más poblados y más viejos los radios de marea se encuentran en su mayoría por

encima de los 10 pársecs. Es posible observar una tendencia de aumento de los valores de r_t con la edad de los cúmulos. En cuanto a los radios de los núcleos, la mayoría de los OC presentan valores entre 1 y 4 pársecs, observándose una mayor dispersión en los cúmulos más jóvenes. Los cúmulos más poblados y más viejos tienden a tener valores más bajos de r_c , en contraposición a lo que se observó con r_t .

Estos resultados observados derivan del hecho de que, a medida que los cúmulos envejecen, las estrellas menos masivas tienden a alejarse de sus núcleos, mientras que las estrellas más masivas se concentran en el centro, aumentando así su densidad. Este proceso se traduce en un aumento del radio de marea y una reducción del radio del núcleo. Los detalles de este fenómeno, conocido como “segregación de masas”, se exploran minuciosamente en la Sección 6.4. En Ta2022 también analizan la relación entre los valores estimados de r_t y r_c de los OC con su edad, tomando como referencia la edad estimada en CG2020. Los resultados que obtienen muestran las mismas tendencias observadas en este trabajo.

La concentración de King, $kc = \log(r_t/r_c)$ es otro parámetro importante a analizar. Este parámetro refleja la eficiencia del calentamiento de las estrellas del cúmulo debido a interacciones dinámicas en el centro de los OC [Piatti, 2017b, 2018]. En el gráfico de la izquierda de la Figura 6.6, se muestra la concentración de King en función de la relación entre la edad del cúmulo y el tiempo de relajación t_{rlx} en escala logarítmica para los OC analizados en este trabajo. El gráfico de la derecha presenta la misma relación para un conjunto de OC extraído del artículo de Piatti [2017a]. El tiempo de relajación, tiempo durante el cual la distribución de velocidades de las estrellas en un cúmulo se acerca a su distribución de equilibrio, o lo que es lo mismo, el tiempo necesario para que una estrella pierda toda memoria de su órbita inicial, se calcula de la siguiente manera [Binney and Tremaine, 2008]:

$$t_{rlx} = \frac{0.17N}{\ln(0.1N)} \sqrt{\frac{r_h^3}{GM}} \quad (6.1)$$

donde N es la cantidad de estrellas total pertenecientes al cúmulo (calculada a partir de la masa total M estimada en este trabajo y una masa estelar promedio valuada en $0.5M_\odot$), r_h es el radio que contiene a la mitad de la masa del cúmulo, y G es la constante de gravitación universal.

La relación entre la edad del cúmulo y el tiempo de relajación, conocida como *edad dinámica*, se considera una medida de cuán dinámicamente evolucionado está un OC.

En los gráficos, se observa una tendencia de incremento en la concentración de King a medida que aumenta la evolución dinámica del OC. Un valor mayor de kc implica radios de

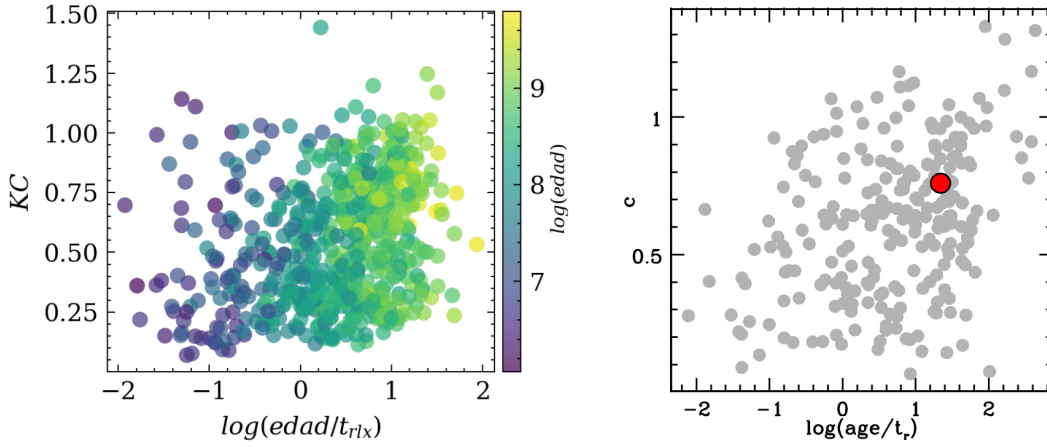


Figura 6.6: (Izq.): Concentración de King en función del tiempo dinámico en escala logarítmica. (Der.): Análisis similar para otro conjunto de OC extraído del artículo de Piatti [2017a]

marea más grandes y radios de núcleo más pequeños, lo cual es consistente con el análisis de estos parámetros descrito previamente.

El proceso de ajuste del perfil de King incluye, como se describió con anterioridad, los parámetros elipticidad (ell) y ángulo de posición (θ) del OC. En base a los resultados obtenidos en este trabajo, la Figura 6.7 presenta dos gráficos que correlacionan los valores de las elipticidades con las edades de los OC en escala logarítmica ($\log(\text{age})$, a la izquierda) y con las alturas sobre el plano galáctico en valor absoluto (Z_{GC} , a la derecha). Las barras de error muestran los percentiles 16th y 84th para la elipticidad, así como el desvío estándar para el $\log(\text{age})$ y Z_{GC} . Los puntos en el gráfico están coloreados en función del valor absoluto del ángulo de orientación.

Si bien la población de OC no se distribuye de manera homogénea en edad, es posible observar que la elipticidad es generalmente mayor en los cúmulos jóvenes que en los cúmulos de edades avanzadas. Esto se alinea con los hallazgos de otros estudios [Chen et al., 2004, Zhai et al., 2017] sobre la morfología de los núcleos de los cúmulos abiertos. A medida que los cúmulos envejecen, se ven cada vez más influenciados por efectos dinámicos internos, donde las estrellas de baja masa alcanzan las regiones exteriores del cúmulo, mientras que simultáneamente el núcleo del cúmulo se contrae. Dado que el método empleado en este trabajo realiza un análisis basado en la densidad radial, las estrellas más dispersas quedan excluidas del análisis estructural, por lo tanto, los resultados obtenidos están más relacionados con la morfología del núcleo que con la totalidad del cúmulo.

Por otro lado, se puede observar que los valores elevados de elipticidad se encuentran predominantemente en las proximidades del plano galáctico. Durante su formación y evolución, los cúmulos están sujetos a influencias externas, como las fuerzas de marea generadas por el

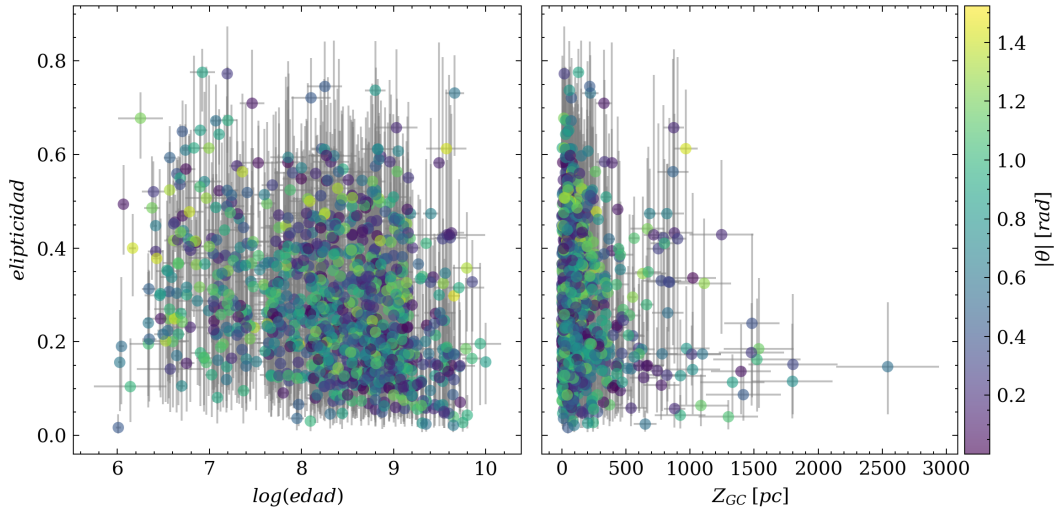


Figura 6.7: A la izquierda: valores de elipticidad ell en función del $\log(edad)$. A la derecha: valores de elipticidad ell en función de la altura sobre el plano galáctico Z_{GC}

disco galáctico y las nubes moleculares gigantes. Estas fuerzas de marea pueden distorsionar la estructura del cúmulo, resultando en una forma más alargada, especialmente en aquellos cúmulos situados en las regiones internas del disco galáctico. Además, los cúmulos ubicados en esta región pueden experimentar una rotación diferencial, es decir, una diferencia en la velocidad de rotación entre las estrellas del cúmulo y las estrellas del entorno galáctico circundante. Esta rotación diferencial del disco galáctico también contribuye a la alteración de la forma del cúmulo [Chen et al., 2004].

En contraste, los OC que se encuentran a mayores distancias del plano galáctico están menos afectados por las interacciones con otras componentes de la Galaxia, lo que conduce a núcleos más estables y, por lo tanto, a elipticidades más pequeñas.

En la gráfica de la izquierda de la Figura 6.8, se presenta un histograma de las orientaciones obtenidas para los OC analizados. Se puede observar que la mayoría de los cúmulos tienen una orientación $|\theta| < 45^\circ$. Este resultado significa que la muestra de cúmulos abiertos presenta una forma más alargada en dirección paralela al plano galáctico que en dirección perpendicular al mismo, lo cual es consistente con lo hallado en estudios anteriores [Bergond et al., 2001, Zhai et al., 2017, Pang et al., 2021]. Al examinar los cúmulos con una orientación $> 45^\circ$, se encuentra que sólo 55 de los 1037 OC presentan además una elipticidad significativa (> 0.4). Esta relación se puede visualizar en la gráfica de la derecha, donde se grafica la elipticidad ℓ en función del ángulo de orientación θ , coloreado según el índice de contaminación CI . El parámetro CI mide la contaminación de estrellas de campo presente en la región del cúmulo. Se obtiene como el cociente de la densidad de estrellas de campo, sobre la densidad de estrellas en la región del cúmulo. Puede verse que los valores más

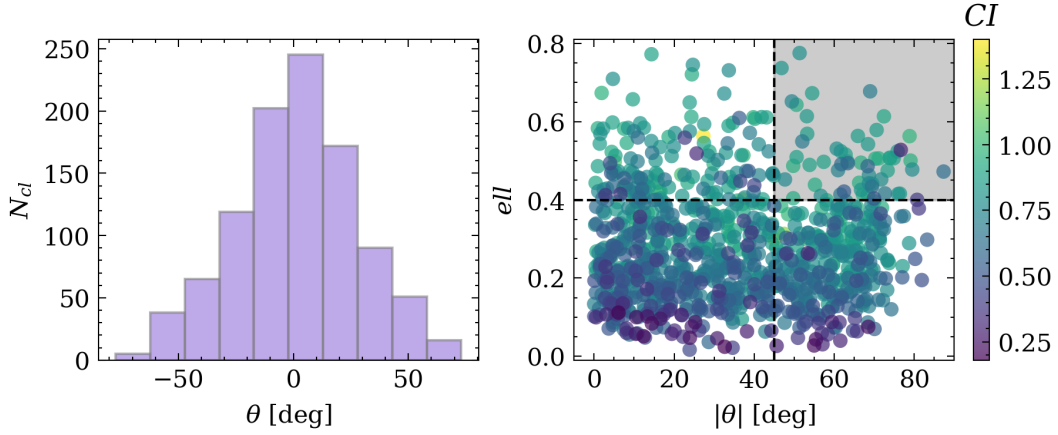


Figura 6.8: Histograma de las orientaciones obtenidas para la muestra de OC analizados.

grandes de elipticidad se corresponden generalmente con OC con altos valores de CI . Los OC con valores más bajos de CI suelen ser aquellos con una alta densidad de estrellas en la región central, lo que resulta en distribuciones más esféricas.

En la Figura 6.9 se muestra, como ejemplo de un OC de valores altos de elipticidad y ángulo de orientación, los resultados de Ruprecht 34. Este OC posee una elipticidad $ell \approx 0.44$, un ángulo de orientación $\theta \approx 69^\circ$ y un índice de contaminación $CI \approx 0.75$.

Para evaluar los resultados de ell y θ , se realizó un análisis comparativo cruzando los datos obtenidos con los resultados del estudio previo realizado en Hu2021, lo que resultó en un conjunto de 637 OC en común. Mediante técnicas de estimación de densidad y ajuste de elipses usando el método Singular Value Decomposition (SVD), los autores de este trabajo caracterizaron la distribución espacial y la estructura de un grupo de OC en el sistema de coordenadas galácticas. Para ello, utilizaron el catálogo de estrellas miembros presentado por CG2020, seleccionando aquellas con probabilidad mayor a 0.1 ($P=10\%$). A través de este análisis identifican para cada cúmulo dos elipses, una para el “núcleo” y otra general para el cúmulo completo. Nuevamente, dado que en este estudio se realizó un análisis basado en la densidad radial, se decidió comparar los resultados obtenidos en este trabajo con los vinculados a los núcleos de Hu2021.

En la Figura 6.10, se visibilizan los resultados del análisis utilizando nuestro método descrito en la Sección 5.2.1 (en color cyan), para la cuantificación de la elipticidad y orientación de los cúmulos estelares, contrastados con los obtenidos en el estudio realizado por Hu2021 (en color naranja). Los resultados de este trabajo se caracterizan a través de las modas de cada distribución de valores. En la Figura, los OC analizados se subdividen en ocho gráficos: cuatro filas para diferentes rangos de edades, y dos columnas indicando la distribución según la longitud galáctica de los cuadrantes 3 y 4. Cada cúmulo se representa mediante líneas

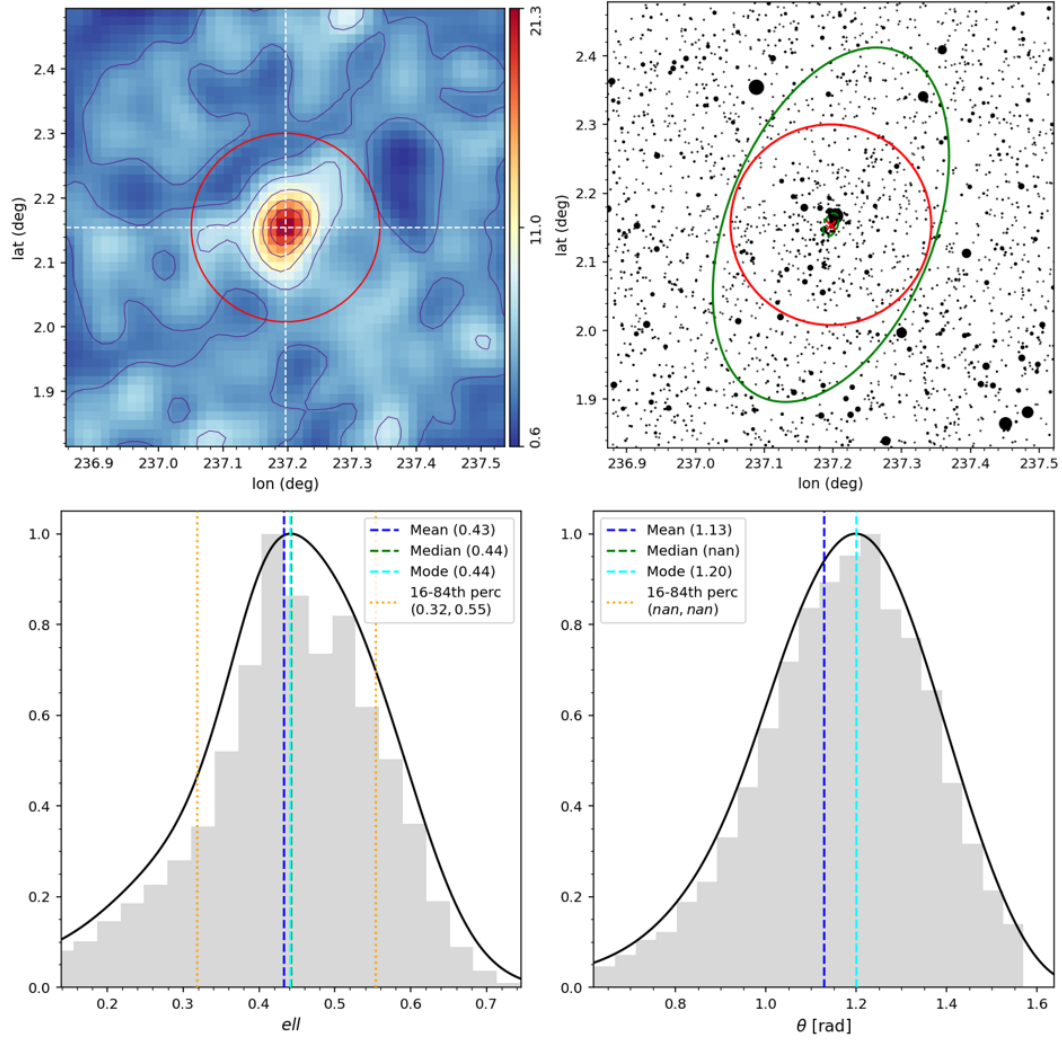


Figura 6.9: Resultados para el OC Ruprecht 34: ejemplo de un OC de valores altos de elipticidad y ángulo de orientación.

inclinadas, cuyas pendientes coinciden con la orientación (θ) obtenida en ambos estudios. Además, la longitud de las líneas se utiliza para representar la magnitud de la elipticidad (ell) obtenida en cada trabajo.

En esta figura, se puede observar nuevamente que, tanto en este trabajo como en el estudio de Hu2021, se evidencia una tendencia a la disminución de la elipticidad de los OC a medida que aumenta su edad y que las orientaciones de los OC tienden a ser predominantemente paralelas al plano galáctico, en lugar de perpendiculares a él.

En la representación de los resultados presentada en esa figura, la dispersión entre los valores obtenidos en este trabajo y los de Hu2021 no permite obtener conclusiones claras. Para facilitar una mejor comparación, la Figura 6.11 incluye gráficos de dispersión que contrastan los valores de ell (izquierda) y θ (derecha) obtenidos en ambos estudios. Además,

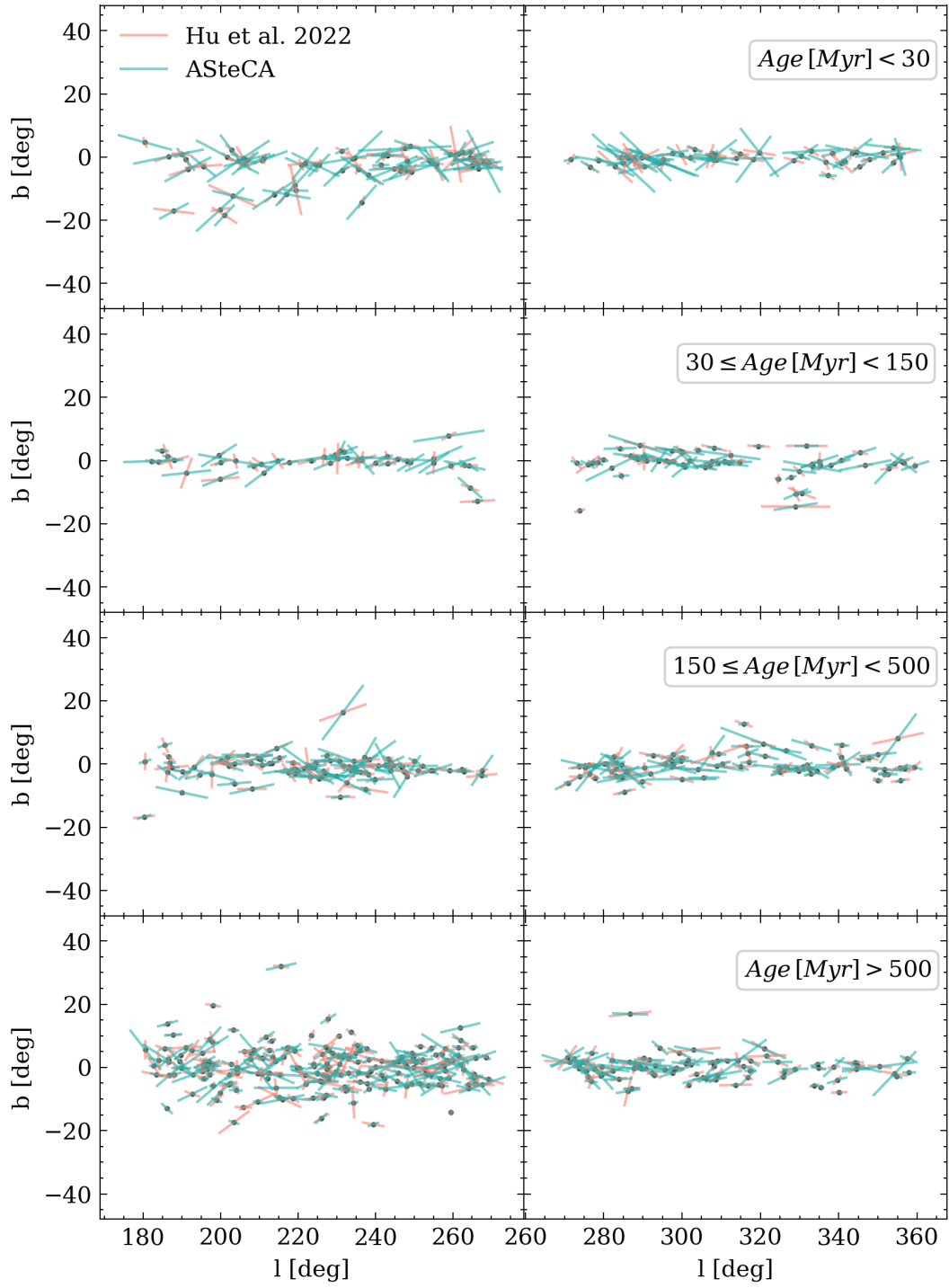


Figura 6.10: Comparación de los resultados de elipticidad y orientación de los OC obtenidos con nuestro algoritmo (cyan) frente a los de Hu2021 (naranja). Los OC se distribuyen en ocho gráficos según rangos de edad y longitud galáctica en los cuadrantes 3 y 4, y se representan con líneas de longitud proporcional a la elipticidad (ell) y inclinación equivalente a la orientación (θ)

se presentan las distribuciones de frecuencia de cada uno de los parámetros mencionados. En el gráfico de la izquierda, los puntos están coloreados según la distancia angular en radianes entre ambas orientaciones (ϕ), mientras que en el de la derecha están coloreados según la diferencia en valor absoluto entre las elipticidades obtenidas en ambos trabajos.

Al comparar los valores para la elipticidad de los OC en común, se observa que en este trabajo la distribución cubre un rango ligeramente más alargado en comparación con la de Hu2021. Mientras que las elipticidades estimadas en esta Tesis alcanzan valores cercanos a $ell = 0.8$ para algunos OC de la muestra, en Hu2021 los valores solo se extienden hasta 0.6. Nuestros valores muestran una tendencia clara hacia elipticidades más altas, comparadas con las de Hu2021. Más allá de esto la mediana de elipticidad se sitúa aproximadamente en 0.2 para ambos trabajos, lo cual indica que los OC son mucho más factibles de ser observados en distribuciones casi circulares.

En lo que respecta a la orientación de los OC, aunque ambos estudios muestran una mediana cercana a cero, en este trabajo se observa una distribución con un pico central más marcado y una desviación estándar menor en comparación con Hu2021. Esto indica una mayor cantidad de cúmulos con orientaciones más paralelas al plano galáctico en contraste con los resultados obtenidos por estos autores.

Es fundamental destacar que las discrepancias en las orientaciones de los OC (valores altos de ϕ) solo cobran relevancia en aquellos que poseen una elipticidad elevada. Esto se debe a que, para valores bajos de elipticidad, la orientación no ejerce una influencia significativa en la estructura general del cúmulo estelar. Es decir, para valores de ell pequeños, cualquier valor de $theta$ es casi indistinguible por lo cual las soluciones de este parámetro son completamente degeneradas. No obstante, es posible observar que para algunos OC se han obtenido valores considerablemente diferentes entre este trabajo y el de [Hu et al. \[2021\]](#) tanto en orientación como en valores altos de elipticidad.

Con el objetivo de identificar el origen de las diferencias en los resultados obtenidos y Hu2021, se llevó a cabo una comparación entre el método empleado en Hu2021 y el método utilizado en este trabajo. Para esto, se generó un conjunto de 250 cúmulos sintéticos, los cuales contienen entre un 10-25 % de estrellas no miembro (outliers) que se añaden a las estrellas miembro y se distribuyen dentro de una región más amplia alrededor del cúmulo, correspondiente a 1.5 veces el radio de marea utilizado en el proceso de generación. El objetivo es analizar cómo la presencia de outliers, i.e.: estrellas de campo identificadas erróneamente como miembros del OC, afecta la estimación de la elipticidad en ambos métodos. Un valor de 10-25 % de outliers es muy razonable teniendo en cuenta las limitaciones de los algoritmos de membresía y sobre todo recordando que en Hu2021 los autores utilizaron para el

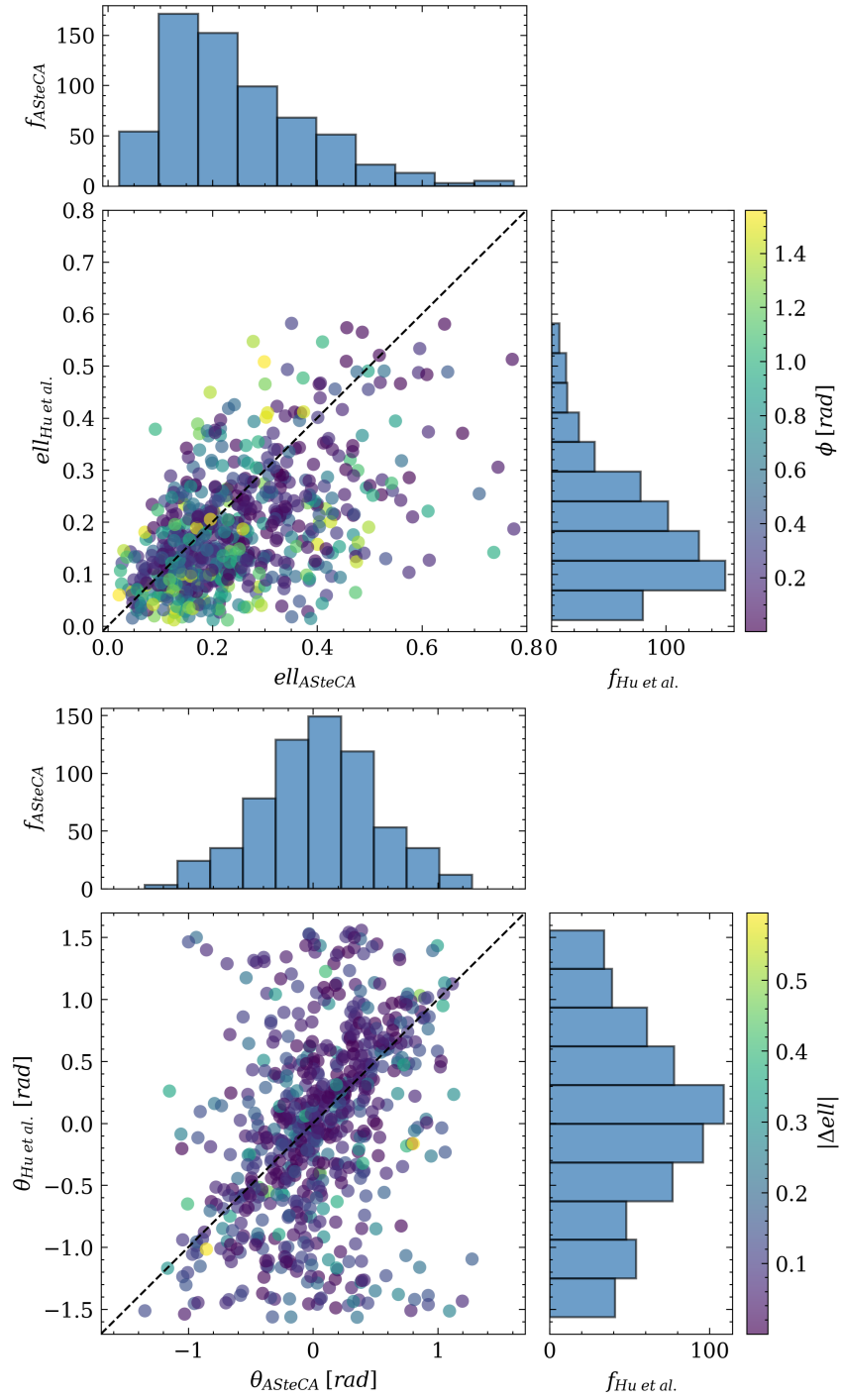


Figura 6.11: (Izq.): Comparación de las elipticidades (ell) de los OC obtenidas en este trabajo con las reportadas por Hu2021. La distribución de frecuencias de los valores de elipticidad se muestra en la parte superior para este estudio y en la derecha para Hu2021. (Der.): Análogo para la orientación (θ).

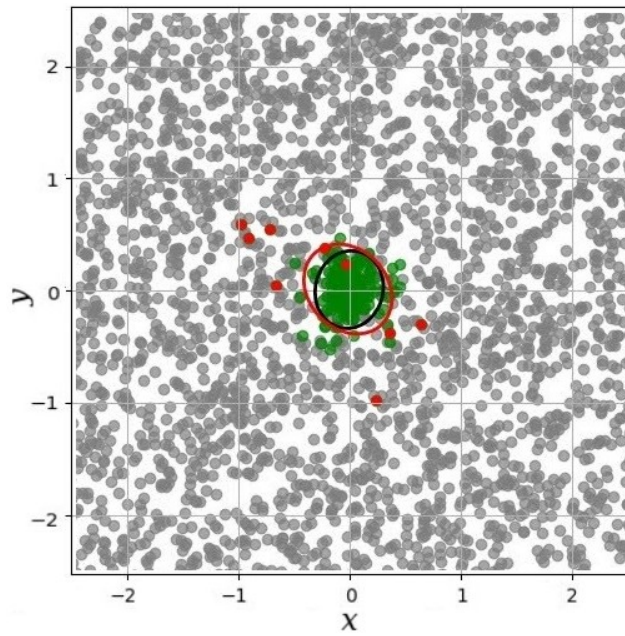


Figura 6.12: Un ejemplo de un cúmulo sintético utilizado para analizar cómo la presencia de valores atípicos afecta la estimación de la elipticidad en este trabajo y el método SVD.

ajuste estrellas con probabilidades de membresía muy bajas (hasta 0.1), lo cual aumenta la probabilidad de incluir estrellas no miembros en el análisis.

Un ejemplo de un cúmulo sintético puede verse en la Figura 6.12. Los puntos verdes representan a los miembros reales, los puntos rojos corresponden a los outliers, y los puntos grises representan a las estrellas del campo, distribuidas uniformemente. En el método de SVD utilizado por Hu2021, solo se ajustan los puntos verdes y rojos, es decir, sin tener en cuenta las estrellas del campo. En este caso, la elipse roja mostrada en la figura es la elipse ajustada mediante este método. En contraste, en el método empleado en este trabajo, el modelo del perfil de King considera tanto las estrellas del campo como los miembros del cúmulo, teniéndolos en cuenta durante el ajuste. Para este método, la elipse ajustada corresponde a la elipse marcada en negro.

En la Figura 6.13 se presentan los resultados obtenidos de este análisis comparativo para los 250 cúmulos sintéticos generados. La fila superior corresponde al método SVD empleado en Hu2021, mientras que la fila inferior corresponde al método utilizado en este trabajo. En la primera columna se muestra la diferencia entre los valores reales y estimados del ángulo de orientación θ , mientras que en la segunda columna se representa la diferencia entre los valores reales y estimados de la elipticidad ell . Ambos gráficos se presentan en función de la concentración de King (kc), expresada como el logaritmo de la relación entre el radio de marea y el radio del núcleo (r_t/r_c). Como puede observarse se utilizaron cinco valores

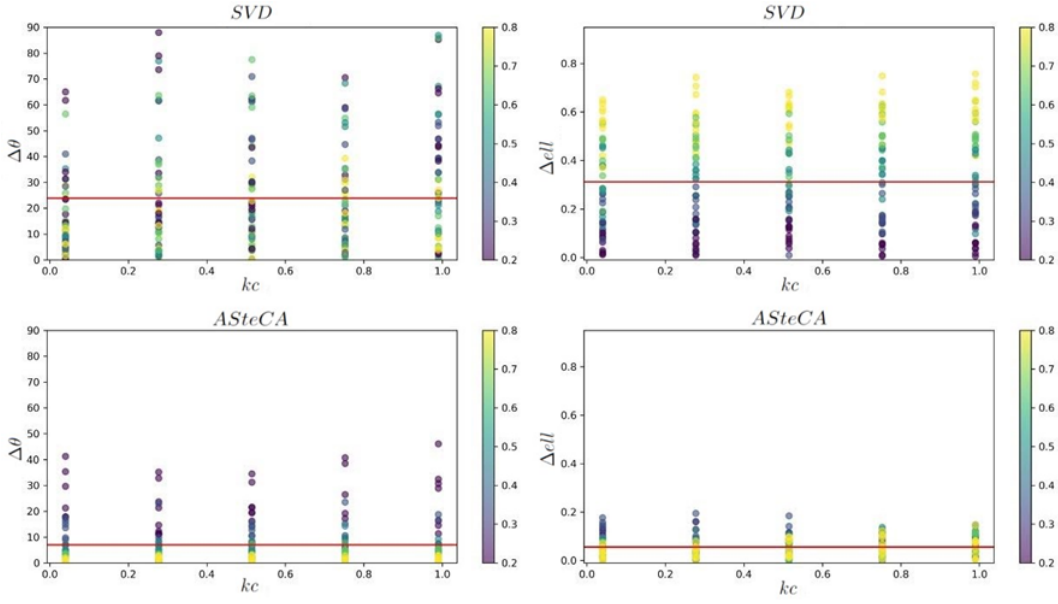


Figura 6.13: Diferencias entre los valores reales y estimados de θ y ell para el método SVD (arriba) y el utilizado en este trabajo (abajo), presentadas en función de la concentración de King (kc). Las líneas rojas indican los valores promedio, y los puntos están coloreados según la elipticidad real.

diferentes de Kc para generar los 250 cúmulos sintéticos. La línea roja indica el valor medio de cada cantidad y los puntos están coloreados de acuerdo a la elipticidad real.

Se puede observar que en el caso del método SVD este se ve considerablemente afectado por la presencia de estrellas outliers en su estimación tanto de elipticidad como de orientación. En el caso de la elipticidad (Figura 6.13, diagrama arriba a la derecha), se evidencia que los cúmulos con una mayor elipticidad son más susceptibles a esta influencia en comparación con aquellos de menor elipticidad. Las líneas horizontales que marcan las desviaciones medias de los valores reales, tanto para la orientación como para la elipticidad, son visiblemente menores en el caso de nuestro método. A partir de este análisis podemos asegurar que el método empleado en este trabajo devuelve mejores resultados que el método utilizado en Hu2021, inclusive para cúmulos donde casi todos sus miembros están correctamente identificados.

6.2. Membresía resultante

La utilización del método `pyUPMASK`, desarrollado en este trabajo de Tesis y descrito en la Sección 5.1.1, permitió estimar probabilidades de membresía para las estrellas asociadas a los 1037 OC estudiados en el tercer y cuarto cuadrante de la Galaxia. Para esto fue necesario procesar más de 4 millones de estrellas distribuidas en los campos de los OC analizados.

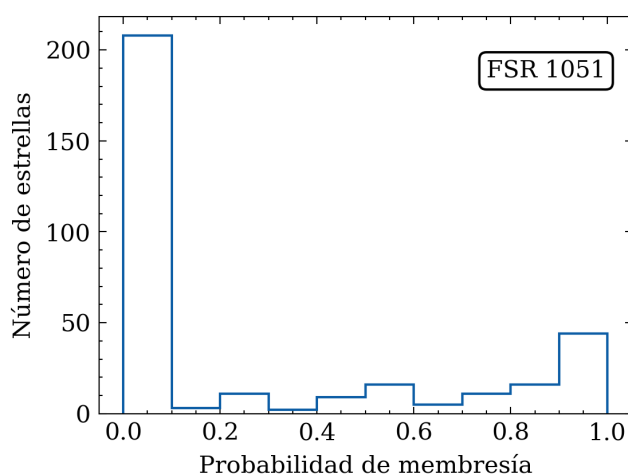


Figura 6.14: Distribución de las probabilidades de membresía para el OC FSR 1051

Obtenidas estas probabilidades, el siguiente paso es establecer un umbral de probabilidad o valor de corte para separar a las estrellas miembros reales del cúmulo de las restantes (estrellas no miembro, de campo). En general, las probabilidades de membresía muestran una distribución con picos en valores cercanos a 0 y 1 como se observa, por ejemplo, para el cúmulo abierto FSR 1051 en la Figura 6.14. Puede verse que `pyUPMASK` es muy eficiente y la mayoría de las estrellas son fácilmente descartables como campo, ya que tienen probabilidades asignadas muy cercanas a cero. Dada la amplia cantidad de cúmulos analizados, en este trabajo se adoptó un enfoque conservador al considerar como miembros reales de los OC solo aquellas estrellas con una probabilidad de membresía superior al 50 %; es decir, estrellas que estadísticamente tienen más probabilidades de pertenecer al cúmulo que de formar parte de la población de estrellas de campo.

La validación del método `pyUPMASK` para identificar las estrellas miembro se realizó mediante análisis sobre cúmulos sintéticos, como se describió en la Sección 5.1.2. En esta Sección se contrastan los resultados obtenidos por `pyUPMASK` al determinar las estrellas miembro del grupo de OC analizados, con aquellas identificadas por CG2020 a través del uso de `UPMASK`. Dado que en CG2020 seleccionan como estrellas miembro aquellas con probabilidad superior al 70 %, se ha decidido utilizar este mismo umbral para la comparación en esta parte del estudio. El resto del análisis realizado en este trabajo utiliza el corte en 50 % mencionado arriba.

En la Figura 6.15 se presenta a la izquierda la distribución en magnitud G de las estrellas identificadas como miembros con una probabilidad superior al 70 % tanto en el artículo CG2020 como en este trabajo. La muestra obtenida en este trabajo contiene más de 60000 estrellas miembro en este subconjunto de alta probabilidad en comparación con CG2020,

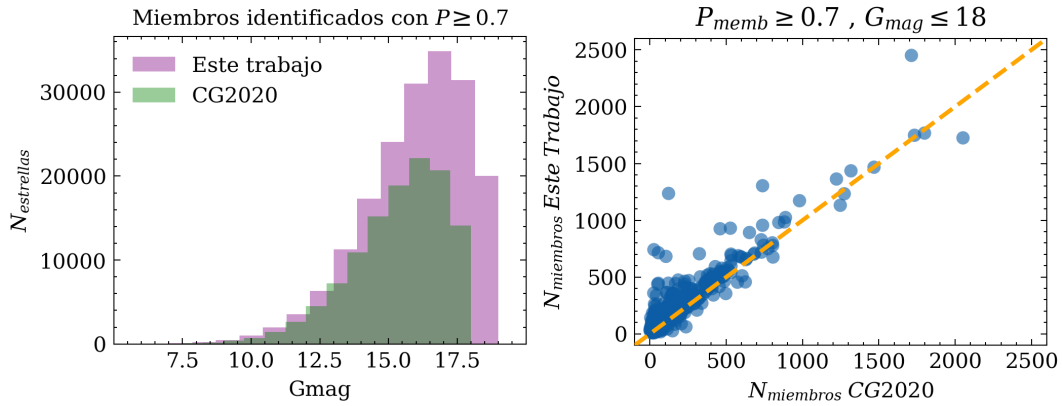


Figura 6.15: Izquierda: Representación gráfica del número total de estrellas miembros con una probabilidad superior al 0.7 en relación con el valor de G_{mag} , tanto para los resultados de esta investigación como para los resultados de CG2020. Derecha: Comparación del número de estrellas miembros identificadas en este estudio y en el trabajo de CG2020 para cada cúmulo, con probabilidad superior a 0.7 y magnitud G menor a 18.

y aproximadamente la mitad de ellos se encuentran en el rango de magnitud $G = [17, 19]$. A la derecha se muestra la comparación de estrellas miembro obtenidas en este trabajo y en CG2020, teniendo en cuenta tanto el corte en probabilidad, como el corte en magnitud $G_{\text{mag}} \leq 18$ que utilizan en CG2020. Como puede verse, para la amplia mayoría de los 1037 OC analizados, se observa un número significativamente mayor de miembros en comparación con CG2020, independientemente de los diferentes rangos de magnitud utilizados. Se ha logrado recuperar casi el 80 % de las estrellas identificadas como miembros por CG2020 para este conjunto de cúmulos, lo cual indica una superposición muy aceptable de los diferentes métodos empleados.

En la Figura 6.16 se presentan, a modo de ejemplo, las coordenadas galácticas (a la izquierda), los movimientos propios (en el centro), y el diagrama color-magnitud (a la derecha) de las estrellas con probabilidad de membresía mayor al 70 % obtenidas tanto en este trabajo como en CG2020 para los cúmulos NGC 2516 (arriba), NGC 2682 (centro) y UBC 480 (abajo). Estos tres cúmulos fueron seleccionados como ejemplos porque representan diferentes características: NGC 2516 es un OC muy poblado con una secuencia principal extendida; NGC 2682 es un OC de edad intermedia con un punto de giro (o turn-off) bien definido; y, finalmente, UBC 480 ejemplifica un OC poco poblado.

Para NGC 2516, se han identificado un 60 % más de estrellas miembro en comparación con CG2020. Aproximadamente el 40 % de estas estrellas se encuentran en el rango de magnitud $[18, 19]$ que CG2020 no analiza, lo que permite obtener una secuencia principal más extensa. Como se puede observar, estos resultados implican un aumento en el radio del cúmulo, pero también una mayor concentración en los movimientos propios en comparación

con los resultados de los autores mencionados. También se observa en el CMD que `pyUPMASK` es capaz de detectar miembros de gran masa (estrellas en el rango $G=[5, 7]$) que no aparecen como miembros en los datos de CG2020.

En el caso de NGC 2682, se han identificado un total de 704 estrellas miembro, lo cual representa un incremento del 17 % en comparación con las encontradas en CG2020. Sin embargo, es importante destacar que solo se encuentran en coincidencia 480 (68 %) estrellas entre ambas muestras. Gran parte de las estrellas no coincidentes clasificadas como miembros por `UPMASK` en CG2020, presentan una mayor dispersión en los movimientos propios en comparación con el resto de las estrellas identificadas en este trabajo por `pyUPMASK`. Esto demuestra la variabilidad en los resultados arrojados por diferentes métodos de membresía, y remarca la importancia de utilizar métodos validados como `pyUPMASK`.

Finalmente UBC 480, aparenta ser joven (dada su secuencia extendida) y posee una densidad de estrellas muy baja. En el estudio CG2020, solo se encontraron 13 estrellas miembro para este cúmulo. En este trabajo no solo se recuperaron esas estrellas, se identificaron además 48 estrellas miembro extra (aproximadamente un aumento del 370 %) mediante `pyUPMASK`. Este hallazgo permite generar una secuencia principal mucho más completa y extensa en el diagrama CMD, comparada con los datos de CG2020.

Cabe destacar que en este tipo de gráficos la intersección entre conjuntos de datos se observa con mayor claridad en el espacio de coordenadas espaciales (lon, lat) dado que si bien las bases de datos astrométricos (movimientos propios, paralaje) y fotométricos provienen de la misión Gaia, estos pueden diferir ligeramente según la versión utilizada.

En el caso de algunos cúmulos analizados por CG2020, `pyUPMASK` no detecta objetos con altas probabilidades de membresía, lo que sugiere una posible clasificación incorrecta de estrellas de campo como OC tanto en CG2020 como en la literatura. Muchos de los nuevos candidatos a OC presentados en la literatura son detectados mediante búsquedas automatizadas utilizando un método de agrupamiento basado en sobredensidad como DBSCAN [Ester et al., 1996]. Estas herramientas dependen fuertemente de parámetros internos de ajuste los cuales suelen ser seleccionados de manera arbitraria. Como resultado de esto, una vez realizado un análisis más detallado de sus CMDs, muchas de estas agrupaciones de estrellas identificadas inicialmente como OC terminan siendo re-catalogadas como asociaciones aleatorias de estrellas de campo.

Las estrellas miembro para los 1037 OC, junto con sus probabilidades de membresía y los datos astrométricos correspondientes, serán publicados eventualmente en el servicio Vizier¹). A partir de la selección de las estrellas miembros, se han estimado valores medios

¹<https://vizier.cds.unistra.fr/>

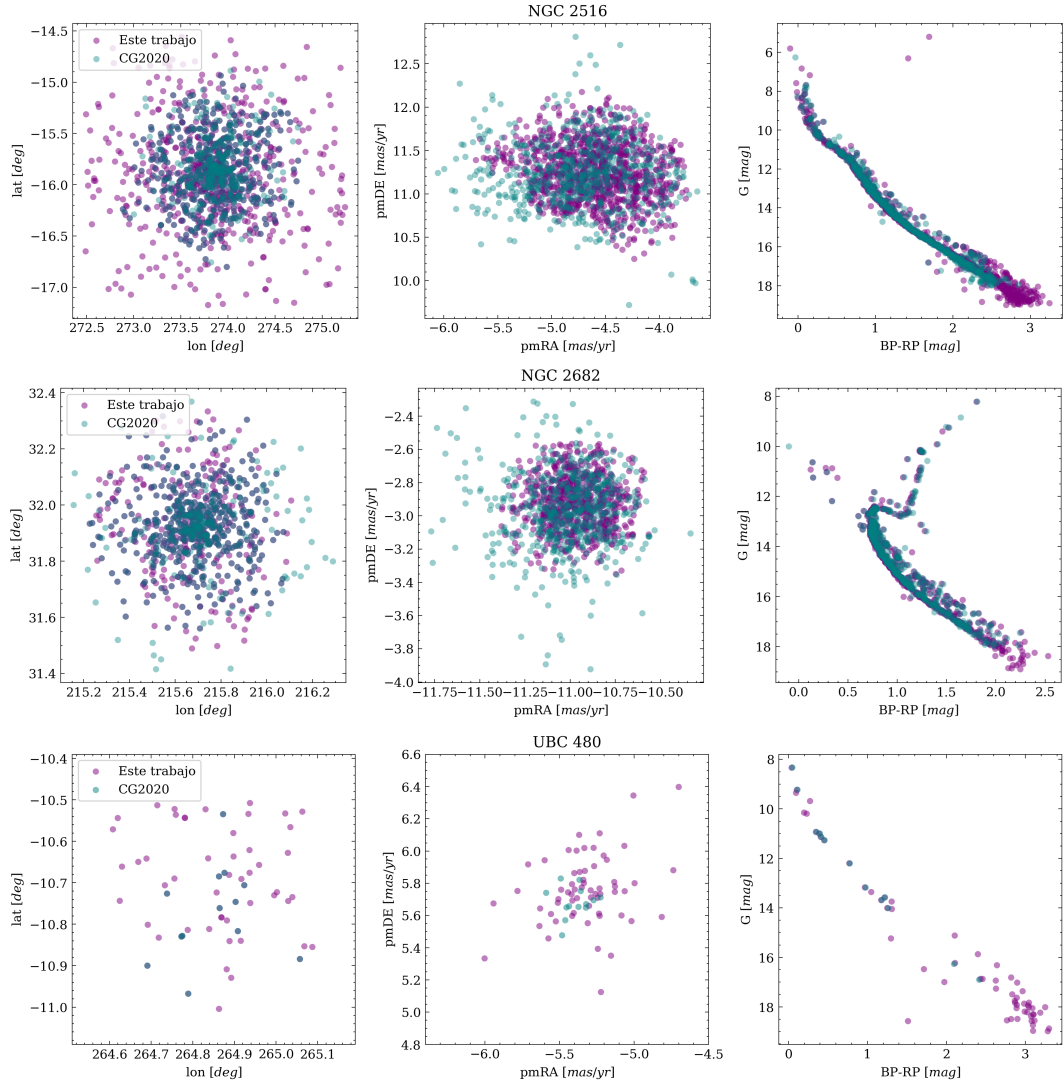


Figura 6.16: Estrellas con probabilidad mayor a 0.7 halladas en este trabajo (color violeta) y en CG2020 (color verde) para el cúmulo NGC 2516 (arriba), NGC 2682 (centro) y para el cúmulo joven y poco poblado UBC 480 (abajo).

de los movimientos propios y el paralaje para cada uno de los OC.

Es importante mencionar en este punto que no todas las estrellas tienen mediciones del parámetro velocidad radial (V_R) en los datos liberados por Gaia. De hecho, hay OC para los cuales ninguna estrella miembro posee velocidad radial medida. Para los OC en los que se ha detectado una o más estrellas miembro con valores de V_R , se asigna como V_R del cúmulo el promedio de estas mediciones. Para aquellos OC cuyos miembros estimados no poseen valores asociados de V_R , se les asignó (en caso de existir) el valor registrado en el estudio Ta2021. En este artículo los autores recopilaron las velocidades radiales de casi 30,000 estrellas, con probabilidad de membresía mayor a 0.4, para OC analizados en estudios anteriores. Esta información permite, para 754 de los 1037 OC de la muestra total, obtener los vectores completos de velocidad (sumando el componente de velocidad radial a los movimientos propios) y estudiar de esta manera la cinemática de estos objetos dentro del potencial Galáctico (ver Sección 6.7).

6.3. Obtención de los parámetros fundamentales

Los 1037 cúmulos procesados con `pyUPMASK` para remover estrellas de campo y compuestos por lo tanto por estrellas con una probabilidad de membresía superior al 0.5, se sometieron a un análisis detallado utilizando el paquete `ASteCA`. Tal como se detalló en la Sección 5.2.2, a través del proceso de ajuste basado en la generación de cúmulos sintéticos `ASteCA` proporciona valores para los parámetros fundamentales, tales como: el módulo de distancia, la masa, la binariedad, la edad, la metalicidad y la extinción; junto con sus respectivas incertezas. En la Figura 6.17 se muestra un ejemplo del ajuste realizado para el OC NGC 2516.

El gráfico de la izquierda muestra el CMD trazado por los miembros seleccionados por `pyUPMASK`, y el gráfico de la derecha muestra el cúmulo sintético que genera el mejor ajuste. En el recuadro se detallan los parámetros fundamentales proporcionados por `ASteCA`. La cuadrícula en ambos gráficos es la binarización bidimensional utilizada para estimar la verosimilitud, obtenida mediante la regla de Knuth [Knuth, 2006]. La región gris representa la incertidumbre en el ajuste. Como guía, se superpone en ambos gráficos la isocrona asociada con el cúmulo sintético de la derecha.

La combinación de la asignación de probabilidades de membresía para cada cúmulo en la muestra, lograda mediante la implementación de `pyUPMASK`, y la posterior derivación de los parámetros fundamentales mediante el empleo de `ASteCA`, posibilitó la realización de una variedad de análisis detallados, los cuales se describen en los capítulos siguientes de este tra-

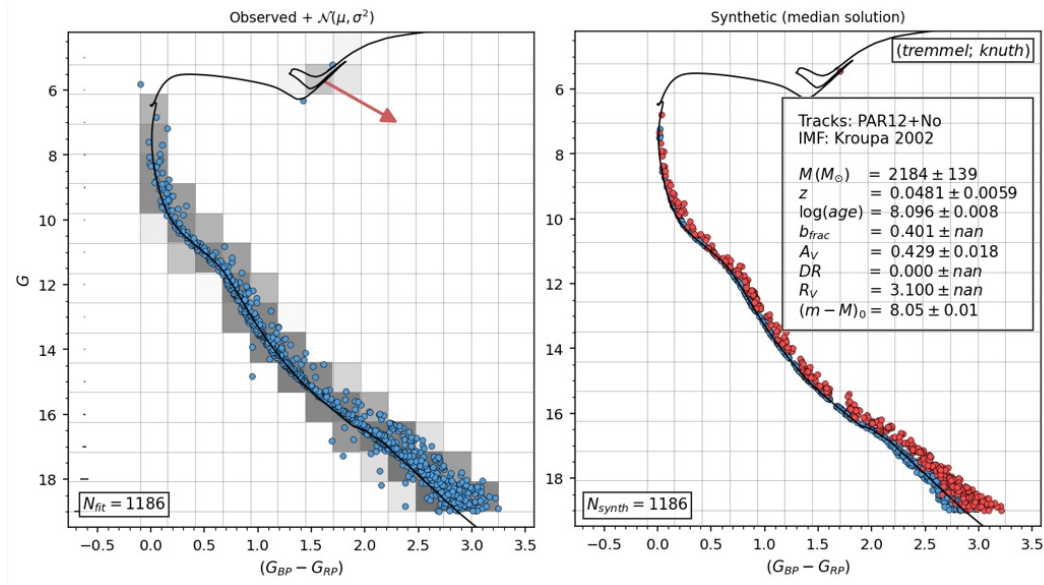


Figura 6.17: Proceso de ajuste de cúmulos sintéticos en **ASteCA** para el OC NGC 2516. A la izquierda: CMD de las estrellas miembro. A la derecha: mejor ajuste del cúmulo sintético (los puntos rojos indican sistemas binarios). Los parámetros fundamentales estimados se muestran en el recuadro a la derecha. Las curva negra representa la isócrona asociada con el cúmulo sintético mostrado.

bajo. Para llevar a cabo estos análisis, se identificó previamente una muestra de alta calidad denominada HQS (siglas de “High Quality Sample” en inglés), cuya determinación se basó en la estimación del parámetro de “máxima verosimilitud normalizada” (msv) para cada cúmulo. Este parámetro se calcula dividiendo la verosimilitud máxima encontrada para un OC por la cantidad de miembros que lo componen. Funciona como un indicador de robustez del ajuste de parámetros fundamentales para cada cúmulo. Generalmente valores menores de este parámetro están asociados a una cantidad baja de estrellas miembro identificadas para un determinado OC. Esto es así ya que una menor cantidad de miembros se traduce en mayores incertezas al momento de realizar el ajuste de parámetros, lo cual queda reflejado en valores de msv más pequeños. En el panel izquierdo de la Figura 6.3 se presenta la relación entre el parámetro msv y el número de estrellas (N_{st}) por OC en escala logarítmica. Los puntos están coloreados de acuerdo con la raíz cuadrada de la suma de los cuadrados de las incertezas en la edad, el módulo de distancia y la extinción estimados en este trabajo. Como puede observarse, los mayores valores de incertezas se vinculan con OC compuestos por un bajo número de estrellas miembro y bajos valores de msv . En el panel derecho de la figura se muestra la distribución de los valores de msv para la totalidad de los OC analizados. Como los valores más altos de msv están asociados a una mayor precisión en los ajustes, se decidió definir la muestra HQS seleccionando aquellos OC situados en la mitad superior de esta distribución, es decir, aquellos con un valor de $msv \geq 1.3$. De este modo, la muestra

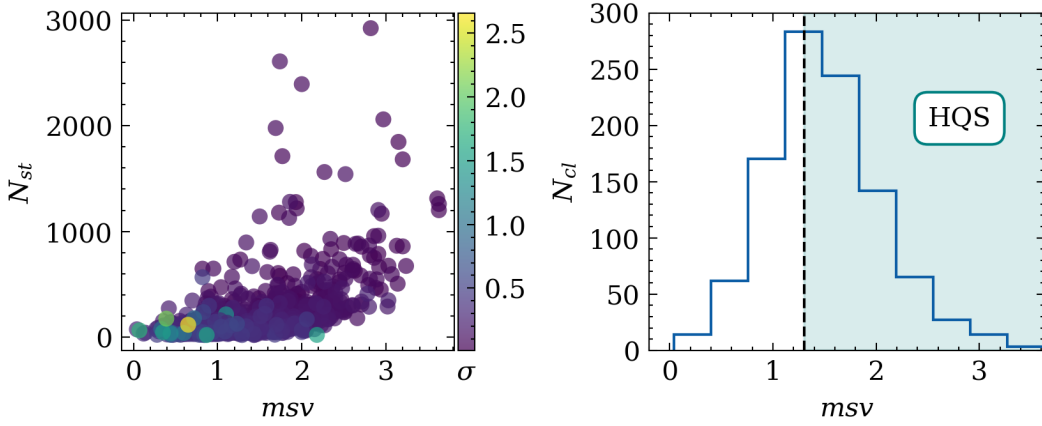


Figura 6.18: A la izquierda: “máxima verosimilitud normalizada” (msv) en función del número de estrellas por OC (N_{st}), coloreado según $\sigma = \sigma_{edad} + \sigma_{mod} + \sigma_{Av}$. A la derecha: Distribución de los valores de msv , diferenciando la muestra de alta calidad HQS como $msv \geq 1.3$

HQS está compuesta por 647 OC.

En la Figura 6.19 se muestra un histograma para cada uno de los parámetros fundamentales estimados en este trabajo para los OC pertenecientes tanto a la muestra total (en azul) como a la muestra de alta calidad (en verde). Las líneas verticales indican la posición de la mediana para ambas muestras. Puede verse que las distribuciones de los parámetros en la HQS no presentan desviaciones sustanciales en comparación con aquellas en la muestra total. Esto indica que la HQS es una representación razonable de la muestra total de OC analizados, que no depende de la selección de un rango en particular para ninguno de los parámetros fundamentales (i.e.: preferencia por OC jóvenes, masivos, cercanos, etc).

En la Tabla 6.2 se presenta una submuestra representativa del catálogo generado. Esta submuestra incluye los valores medianos de los parámetros fundamentales, junto con sus percentiles 16 y 84. Además, se muestra el valor medio de las velocidades tridimensionales y sus correspondientes desviaciones estándar. La columna HQS indica si un OC pertenece a la muestra de alta calidad; un valor de uno en esta columna indica que el OC forma parte de dicha muestra, mientras que un valor de cero indica que no.

6.3.1. Comparación con otros trabajos

Con el objetivo de validar los resultados, el conjunto de parámetros fundamentales obtenidos en este trabajo se comparó en profundidad con los obtenidos en trabajos publicados por otros autores. Específicamente, se optó por realizar comparaciones con los trabajos recientes de CG2020, Dias et al. [2021] (DI2021), Hunt and Reffert [2023] (HR2023) y Cavallo et al. [2024] (CA2024). Estos trabajos (descritos en la Sección 4.2) fueron seleccionados

NAME	GLON	GLAT	M [$M_{\odot}$]	z [dex]	log(age)	bf	Av [mag]	mod [mag]	pmRA [mas/yr]	pmDE [mas/yr]	V _r [km/s]	HQS
alessi_15	210.49	-1.099	335.50 ^{+85.00} _{-215.20}	-0.17 ^{+0.40} _{-0.66}	7.72 ^{+8.01} _{-7.44}	0.61 ^{+0.54} _{-0.64}	2.70 ^{+2.79} _{-2.58}	13.62 ^{+13.33} _{-3.33}	-0.176 ± 0.118	0.532 ± 0.155	48.46 ± 0.89	0
alessi_17	231.359	2.585	370.17 ^{+106.10} _{-345.12}	-0.77 ^{+0.61} _{-0.94}	8.44 ^{+6.65} _{-8.10}	0.48 ^{+0.52} _{-0.40}	1.60 ^{+1.74} _{-1.45}	12.92 ^{+13.05} _{-12.81}	-1.455 ± 0.086	1.551 ± 0.044	70.21 ± 3.95	0
alessi_18	241.421	-2.555	486.97 ^{+46.47} _{-383.34}	-0.30 ^{+0.04} _{-0.62}	6.79 ^{+6.99} _{-6.60}	0.47 ^{+0.53} _{-0.40}	2.85 ^{+2.96} _{-2.74}	14.44 ^{+14.78} _{-14.10}	-1.257 ± 0.067	1.977 ± 0.108	129.41 ± 0.96	0
alessi_21	223.457	-0.014	374.88 ^{+133.53} _{-322.63}	0.19 ^{+0.37} _{-0.69}	7.87 ^{+7.32} _{-7.83}	0.39 ^{+1.41} _{-0.38}	0.26 ^{+0.34} _{-0.19}	8.73 ^{+8.78} _{-8.69}	-5.56 ± 0.16	2.63 ± 0.18	41.84 ± 0.33	1
alessi_24	328.984	-14.572	443.93 ^{+518.73} _{-396.48}	0.29 ^{+0.47} _{-0.08}	7.98 ^{+8.01} _{-7.95}	0.42 ^{+0.43} _{-0.41}	0.21 ^{+0.29} _{-0.13}	8.41 ^{+8.46} _{-8.36}	-0.475 ± 0.223	-8.947 ± 0.232	8.47 ± 1.49	1
alessi_43	262.546	1.501	744.16 ^{+810.11} _{-686.60}	-0.18 ^{+0.14} _{-0.23}	6.05 ^{+6.67} _{-6.62}	0.43 ^{+0.44} _{-0.41}	1.00 ^{+1.06} _{-0.95}	9.73 ^{+9.78} _{-9.69}	-5.529 ± 0.26	3.931 ± 0.297	21.44 ± 0.26	1
alessi_53	202.259	-0.664	603.63 ^{+748.90} _{-557.83}	-0.83 ^{+0.34} _{-0.97}	8.35 ^{+8.43} _{-8.27}	0.47 ^{+0.51} _{-0.44}	2.45 ^{+2.50} _{-2.41}	13.05 ^{+13.14} _{-12.05}	0.378 ± 0.137	-0.220 ± 0.145	—	0
alessi_59	211.077	1.195	280.32 ^{+358.38} _{-229.98}	-0.27 ^{+0.02} _{-0.68}	8.22 ^{+7.94} _{-7.54}	0.56 ^{+0.64} _{-0.52}	2.05 ^{+2.17} _{-1.94}	12.71 ^{+12.91} _{-12.48}	-0.563 ± 0.134	0.131 ± 0.135	—	1
alessi_60	215.188	1.944	739.51 ^{+840.27} _{-615.71}	-0.28 ^{+0.05} _{-0.49}	8.62 ^{+8.72} _{-8.54}	0.46 ^{+0.49} _{-0.44}	1.02 ^{+1.11} _{-0.94}	12.15 ^{+12.29} _{-12.00}	-0.854 ± 0.055	-0.651 ± 0.068	55.49 ± 0.40	1
alessi_8	326.501	4.259	133.42 ^{+167.85} _{-108.36}	-0.26 ^{+0.17} _{-0.34}	8.39 ^{+8.48} _{-8.23}	0.59 ^{+0.61} _{-0.57}	0.52 ^{+0.75} _{-0.37}	9.09 ^{+9.12} _{-9.06}	-5.954 ± 0.122	-5.683 ± 0.154	-27.68 ± 0.96	1
alessi_deutsch_12	330.635	-10.337	151.21 ^{+205.90} _{-107.83}	0.44 ^{+0.77} _{-0.65}	7.92 ^{+8.09} _{-7.76}	0.38 ^{+0.41} _{-0.35}	0.54 ^{+0.80} _{-0.33}	8.88 ^{+8.92} _{-8.84}	-2.27 ± 0.207	-8.961 ± 0.173	-3.59 ± 4.65	1
alessi_deutsch_3	266.426	-12.849	307.46 ^{+377.89} _{-222.13}	-0.43 ^{+0.01} _{-0.81}	7.84 ^{+7.72} _{-7.72}	0.42 ^{+0.45} _{-0.40}	1.04 ^{+1.23} _{-0.91}	9.20 ^{+9.23} _{-9.16}	-5.379 ± 0.104	8.947 ± 0.145	16.37 ± 1.57	1
alessi_deutsch_8	297.033	1.376	1262.45 ^{+1358.39} _{-1183.38}	-0.01 ^{+0.00} _{-0.02}	8.34 ^{+8.41} _{-8.30}	0.43 ^{+0.44} _{-0.42}	0.56 ^{+0.61} _{-0.48}	9.96 ^{+10.02} _{-9.90}	-6.637 ± 0.112	1.669 ± 0.121	-15.35 ± 0.15	1
antalova_2	355.141	0.929	286.70 ^{+355.86} _{-238.51}	-0.25 ^{+0.08} _{-0.40}	6.66 ^{+6.72} _{-6.57}	0.40 ^{+0.45} _{-0.37}	1.78 ^{+1.94} _{-1.59}	10.19 ^{+10.30} _{-10.08}	2.026 ± 0.200	-1.548 ± 0.180	—	0
arp_madore_2	248.123	-5.884	12097.01 ^{+16212.33} _{-7310.24}	-0.77 ^{+0.30} _{-0.30}	9.58 ^{+9.71} _{-9.51}	0.44 ^{+0.51} _{-0.37}	1.83 ^{+1.94} _{-1.56}	15.40 ^{+15.59} _{-15.30}	-0.499 ± 0.057	1.230 ± 0.088	—	0
ascc_16	201.139	-18.373	231.14 ^{+331.14} _{-203.32}	-0.66 ^{+0.64} _{-0.15}	6.65 ^{+6.67} _{-6.63}	0.29 ^{+0.29} _{-0.29}	0.76 ^{+0.82} _{-0.68}	7.67 ^{+7.70} _{-7.64}	1.375 ± 0.195	0.014 ± 0.175	20.64 ± 0.17	1
ascc_21	199.938	-16.598	63.62 ^{+63.74} _{-63.26}	-0.30 ^{+0.31} _{-0.31}	6.68 ^{+6.69} _{-6.65}	0.31 ^{+0.31} _{-0.31}	0.37 ^{+0.51} _{-0.26}	7.66 ^{+7.67} _{-7.64}	1.438 ± 0.126	-0.608 ± 0.179	19.3 ± 2.73	1
ascc_29	214.743	-0.128	287.01 ^{+372.68} _{-237.81}	0.08 ^{+0.20} _{-0.01}	7.92 ^{+7.98} _{-7.84}	0.30 ^{+0.32} _{-0.29}	0.29 ^{+0.35} _{-0.22}	10.09 ^{+10.16} _{-10.02}	-0.976 ± 0.085	-1.026 ± 0.091	—	1
.	.	.	.	.	.	.	.	.	.	.	.	.
.	.	.	.	.	.	.	.	.	.	.	.	.

Tabla 6.2: Submuestra representativa del catálogo de parámetros fundamentales generado para los 1037 OC.

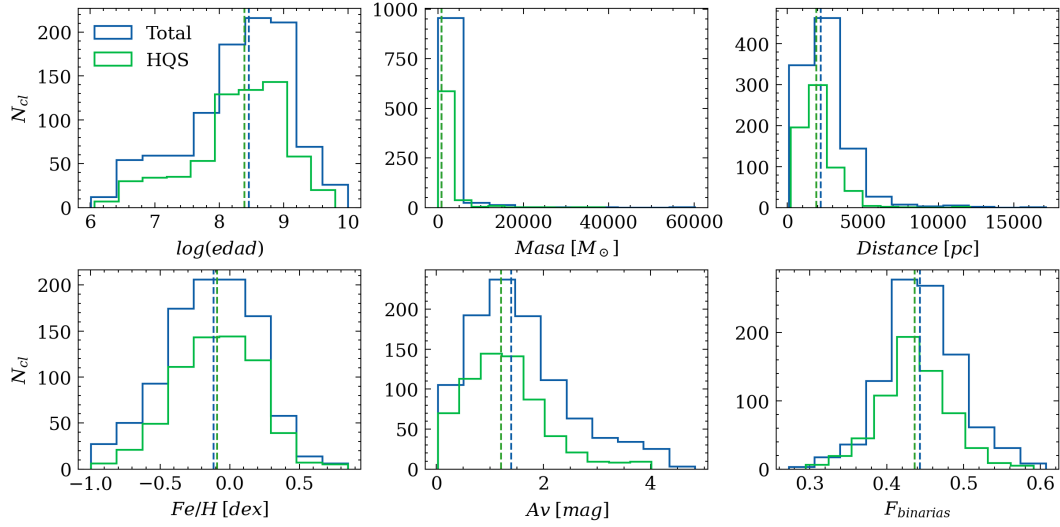


Figura 6.19: Distribución de cada uno de los parámetros estimados. En azul para la muestra total y en verde para la muestra HQS. Las líneas verticales indican la posición de la mediana para cada muestra.

ya que representan estudios realizados con datos muy similares a los empleados en esta Tesis (datos Gaia) y que cubren un amplio espectro de métodos de análisis, como se verá a continuación.

En la Figura 6.20 se presenta una comparación de los valores de los parámetros de distancia, edad y extinción de los OC en común obtenidos en este estudio con aquellos obtenidos en cada uno de los estudios mencionados. Las incertezas obtenidas en este trabajo para cada parámetro se muestran mediante líneas verticales grises, correspondientes a los percentiles 16 y 84. La Figura 6.21 ofrece una perspectiva complementaria de esta comparación. En este gráfico, el eje x representa los valores obtenidos en este estudio para cada uno de los parámetros analizados. El eje y, por su parte, muestra la diferencia entre estos valores y los reportados en los artículos de referencia. Esta visualización permite una evaluación directa de las discrepancias entre los resultados de este trabajo y los de la literatura existente para cada parámetro estudiado.

Al comparar los resultados de este trabajo con CG2020, se encuentra que de la muestra total, hay 944 OC en común con estimación de estos parámetros, mientras que con HR2023 se superponen 846, con CA2024 843 y 773 con DI2021.

Comparación con CG2020

La primera fila de la Figura 6.20 muestra la estimación de los parámetros obtenidos en este trabajo en comparación con lo encontrado por CG2020. En estos gráficos no se representan incertezas asociadas a los valores presentados por estos autores, dado que no realizan

cálculo de las mismas. Se observa una notable concordancia en el parámetro del logaritmo de la edad con el valor más alto de R^2 . Sin embargo se muestran tendencias sistemáticas en A_V y la distancia, en el sentido de que los valores obtenidos en este trabajo para A_V tienden a ser mayores y los de la distancia menores que los de CG2020. Esta diferencia puede observarse con claridad en la Figura 6.21. En promedio, los valores encontrados en este trabajo son 0.5 mag mayores para A_V , y aproximadamente 590 pc menores para la distancia. La subestimación del parámetro A_V por parte de CG2020 ya fue reportada en trabajos anteriores (e.g.: DI2021). Este resultado se debe a la elección de los autores de ajustar la extinción utilizando el borde azul de la secuencia en el CMD, en lugar de determinar el valor para el cual la isócrona pasa por el medio de la secuencia, lo que resulta en extinciones más bajas.

Luego, la subestimación general en A_V (más rojo y más débil) se compensa parcialmente en el ajuste con una subestimación de la distancia (más brillante). Las extinciones y distancias determinadas por CG2020 presentan una discrepancia similar con otros autores como DI2021, HR2023 y CA2024.

Comparación con DI2021

La comparación con los valores obtenidos por DI2021 se grafican en la segunda fila de la Figura 6.20. Las líneas horizontales grises en cada uno de los puntos, representan los percentiles 16 a 84 estimados por estos autores. La mayor discrepancia se observa en el logaritmo de la edad, habiendo una gran cantidad de OC donde se estiman en este estudio edades mayores en comparación a las asignadas por DI2021. Esto se puede ver, aún con más claridad, en la segunda fila de la Figura 6.21. Una decontaminación incorrecta del OC puede resultar en una estimación errónea de la edad del mismo, en especial si se utiliza el método de ajuste de isócronas, que busca minimizar la distancia entre las estrellas miembro y la isócrona ajustada. Si una gran cantidad de las estrellas consideradas miembro resultan ser estrellas contaminantes de baja luminosidad, el método tenderá a un mejor ajuste con isócronas donde predomina la secuencia principal, subestimando las estrellas de mayor masa que definen el punto de inflexión crucial para la determinación precisa de la edad. Este es el caso de DI2021, donde se observó que muchos de los OC con discrepancias en la edad presentan una elevada cantidad de estrellas contaminantes rojas y débiles en su estimación de membresía. Esto conlleva, para algunos OC, a una subestimación de la edad debido a un ajuste inadecuado.

Para ilustrar esta particularidad, en la Figura 6.22 se superponen las isócronas correspondientes a los parámetros obtenidos por cada uno de los estudios analizados para el cúmulo UBC 276. Para este OC, DI2021 estima un $\log(edad) = 6.7$, mientras que en este trabajo

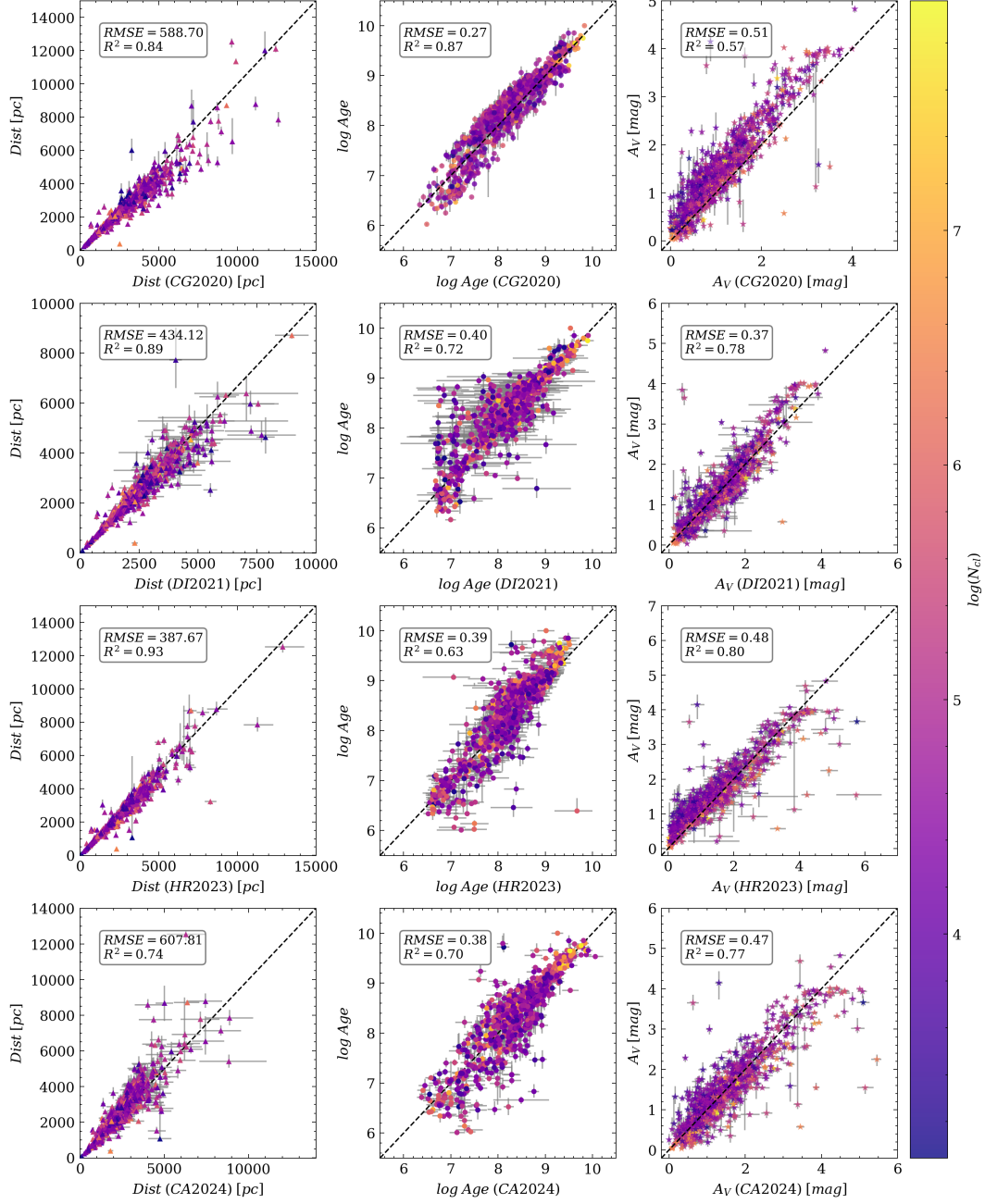


Figura 6.20: Para cada fila: Comparación entre los valores estimados en este estudio para la distancia, el logaritmo de la edad y la extinción, con los obtenidos por CG2020, HR2023, CA2024 y DI2021, respectivamente. En cada gráfico se muestra el valor de la raíz del error cuadrático medio total (RMSE) en las unidades correspondientes y el coeficiente de determinación (R^2). Los puntos se colorean según el número de miembros en escala logarítmica hallados en este trabajo.

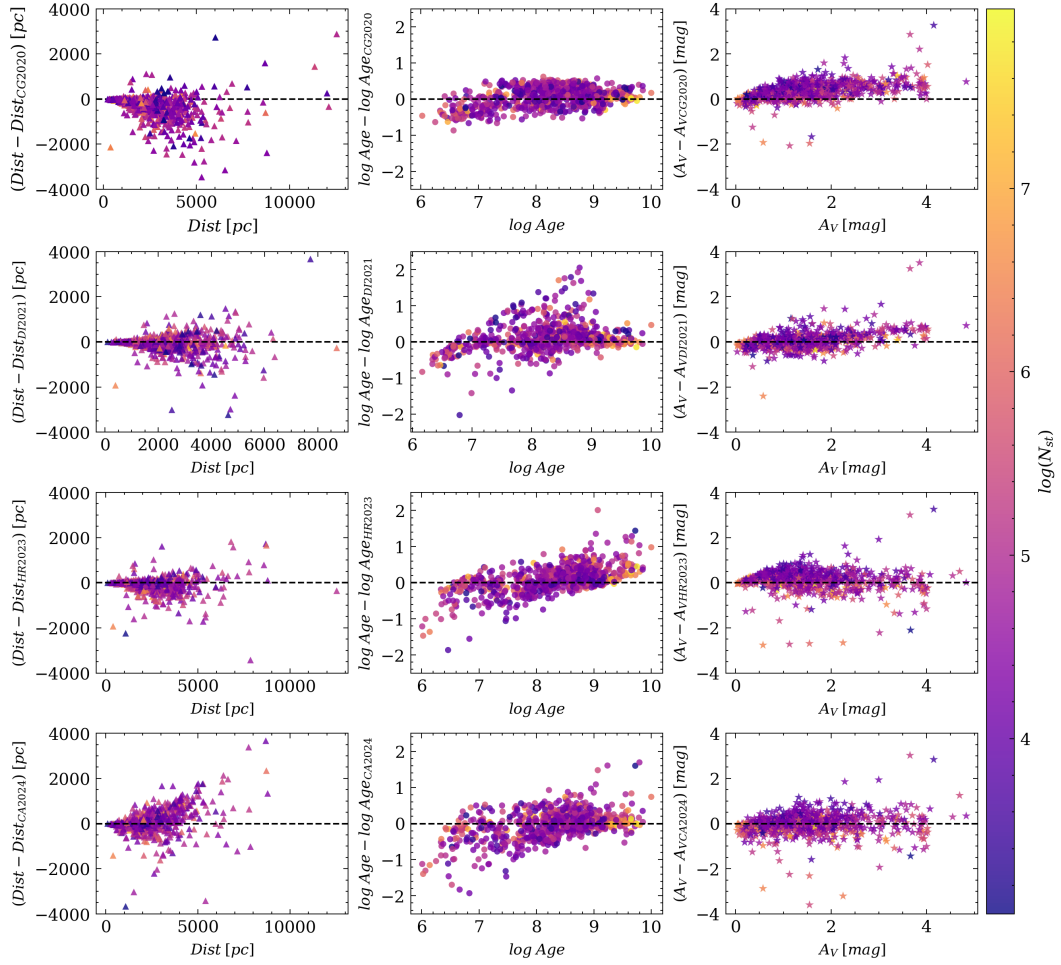


Figura 6.21: Para cada fila: diferencia entre los valores estimados en este estudio para la distancia, el logaritmo de la edad y la extinción, y los obtenidos por CG2020, HR2023, CA2024 y DI2021, respectivamente, en función de los valores obtenidos en este trabajo. Los puntos se colorean según el número de miembros en escala logarítmica hallados en este trabajo.

se estima $\log(edad) = 8.8$. Los puntos coloreados representan las estrellas miembro con una probabilidad mayor a 0.5 obtenidas en este trabajo, mientras que los círculos sin colorear corresponden a las estrellas miembro seleccionadas por DI2021 para realizar este ajuste. Como puede observarse, la gran cantidad de estrellas miembro determinadas sobre la secuencia principal provocan por parte de DI2021 un ajuste que subestima la edad del OC.

Al mismo tiempo, puede notarse que los valores de edad de DI2021 presentan un corte abrupto para edades bajas. Esto se debe a que los autores utilizaron un límite inferior de $\log(age) = 6.60$ en su ajuste de isócronas, mientras que en este trabajo se exploraron edades hasta $\log(age) = 6.00$.

Por otro lado, se observa una buena concordancia en las estimaciones de la extinción A_V , salvo por un ligero desvío en los valores altos de A_V , donde los obtenidos en este trabajo son algo mayores que los reportados en DI2021. No se ha encontrado una razón clara para esta discrepancia, que se manifiesta sobre todo para $A_V > 2$. Sin embargo, la fuerte correlación entre los parámetros fundamentales en el CMD y la importancia asignada a las estrellas de baja luminosidad en los métodos utilizados por DI2021 podrían ser factores que introduzcan fluctuaciones en la determinación de este parámetro. En cuanto a la determinación de la distancia, los resultados obtenidos en este trabajo concuerdan en general con los reportados en DI2021, aunque la discrepancia aumenta para los OC más distantes. Estos cúmulos suelen ser los más desafiantes en cuanto a la identificación de estrellas miembro, lo que hace previsible la aparición de discrepancias al compararlos con otros estudios que emplean diferentes métodos de determinación de membresía.

Comparación con HR2023

La comparación con los valores obtenidos por HR2023 se grafican en la tercera fila de la Figura 6.20. A su vez es posible ver la diferencia entre los valores en la Figura 6.21. Se observa una muy buena concordancia con los resultados de este trabajo para el parámetro distancia que muestra el RMSE más pequeño de todas las comparaciones. Sin embargo es posible observar unos pocos cúmulos con grandes discrepancias en este parámetro, como por ejemplo el caso de Teutsch 143a. En la Figura 6.23 se grafican las isócronas correspondientes a los parámetros obtenidos por cada uno de los artículos mencionados para este OC. Los puntos coloreados son las estrellas miembro con probabilidad mayor a 0.5 obtenidas en este trabajo y los puntos sin colorear corresponden a las estrellas miembro obtenidas por HR2023.

Se observa que los autores de HR2023 identifican como miembros de Teutsch 143a un conjunto de 24 estrellas completamente distinto al determinado en este trabajo. Esta discrepancia fundamental en la clasificación del OC conlleva a divergencias significativas en los

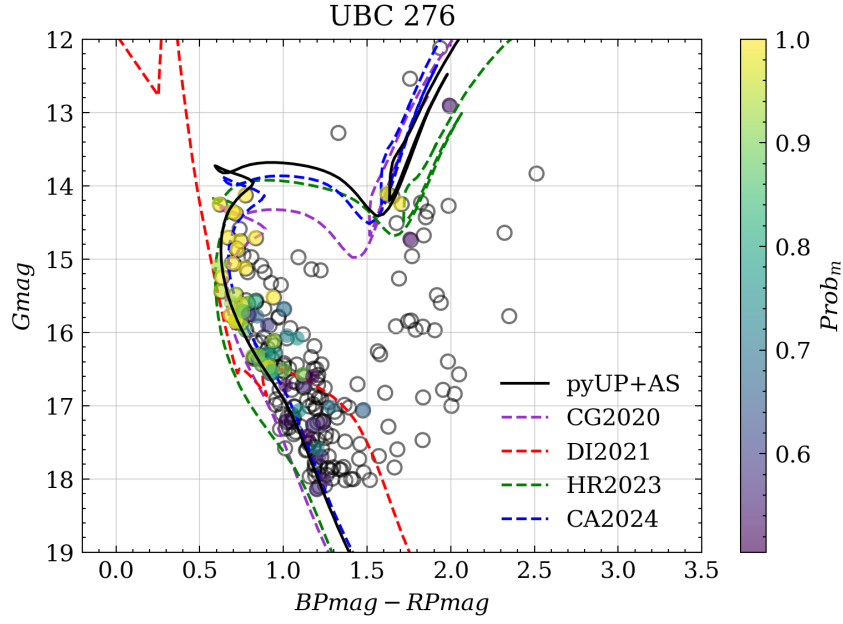


Figura 6.22: CMD de las estrellas miembro del OC UBC 276 coloreado según las probabilidades de membresía obtenidas por $pyUPMASK$. Los puntos sin colorear corresponden a las estrellas miembro seleccionadas por DI2021 para este OC. Se superponen las isócronas correspondientes a los parámetros obtenidos por CG2020 (en violeta), DI2021 (en rojo), HR2023 (en verde) y CA2024 (en azul) para este OC. La isócrona negra se corresponde con los parámetros obtenidos en este trabajo.

parámetros fundamentales estimados.

Aunque ambas agrupaciones de estrellas se ubican en una región similar en términos de coordenadas galácticas y movimientos propios, difieren notablemente en su distancia a lo largo de la línea de visión, con una separación de más de 6000 pc. HR2023 obtiene un módulo de distancia de $15.10^{+0.32}_{-0.22}$ mag, mientras que en este estudio se estima $12.53^{+0.08}_{-0.12}$ mag, en concordancia con los resultados de CG2020, DI2021 y CA2024.

Respecto a la edad, HR2023 clasifica a Teutsch 143a como un cúmulo joven, con $\log(\text{age}) = 7.06^{+0.34}_{-0.66}$. En contraste, el análisis realizado en este trabajo sugiere una edad significativamente mayor, de $\log(\text{age}) = 9.07^{+0.07}_{-0.02}$, alineándose con las estimaciones de CG2020 y DI2021. La extinción también presenta discrepancias notables: nuestro estudio obtiene un valor de A_V de $1.55^{+0.03}_{-0.15}$, mientras que HR2023 reporta $5.74^{+0.78}_{-0.61}$.

Estas diferencias sustanciales pueden atribuirse al uso por parte de HR2023 de un algoritmo de clustering no especializado para cúmulos estelares, específicamente el método HDBSCAN. Esta elección metodológica ha resultado en una clasificación errónea de las estrellas miembro. Este error inicial se propaga a través del análisis subsecuente, conduciendo a estimaciones incorrectas de todos los parámetros fundamentales del cúmulo.

La comparación de las edades estimadas para los OC revela una tendencia sistemática

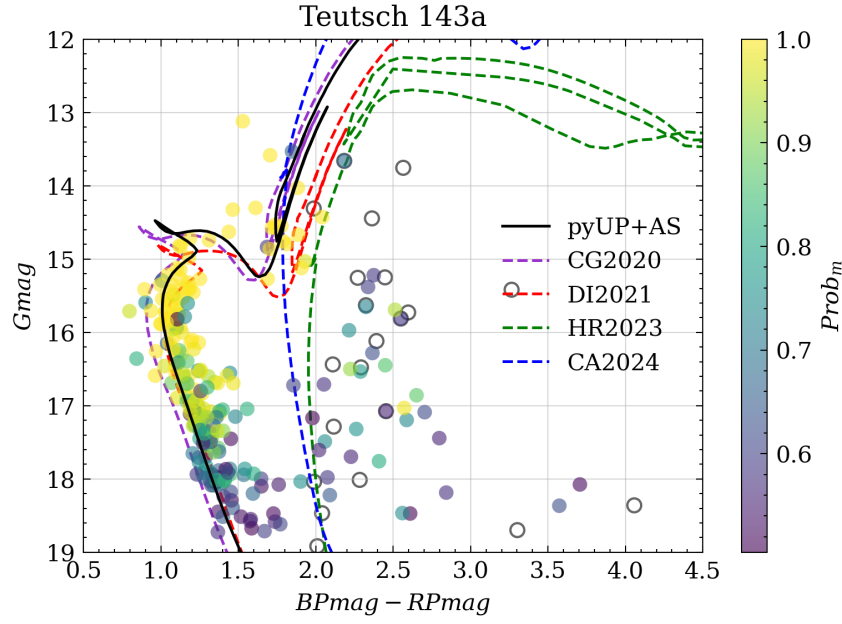


Figura 6.23: CMD de las estrellas miembro del OC Teutsch 143a coloreado según las probabilidades de membresía obtenidas por pyUPMASK. Los puntos sin colorear corresponden a las estrellas miembro seleccionadas por HR2023 para este OC. Se superponen las isócronas correspondientes a los parámetros obtenidos por CG2020 (en violeta), DI2021 (en rojo), HR2023 (en verde) y CA2024 (en azul) para este OC. La isócrona negra se corresponde con los parámetros obtenidos en este trabajo.

en relación con el estudio de HR2023. Para los OC clasificados como más antiguos en este estudio, las edades estimadas por HR2023 tienden a ser menores. Inversamente, para los OC considerados más jóvenes, las estimaciones de HR2023 suelen ser mayores. Esta discrepancia sistemática, que se observa con claridad en la tercera fila de la Figura 6.21, subraya diferencias notables en los métodos de estimación de parámetros entre ambos estudios, especialmente en los extremos del rango de edad. Múltiples factores pueden explicar estas discrepancias. En primer lugar, las diferencias en la estimación de estrellas miembro pueden conducir a variaciones significativas en las estimaciones de parámetros, como se observó en el ejemplo anterior del OC Teutsch 143a. A su vez, la relación estrecha de los parámetros fundamentales en un diagrama CMD implica que una variación en la estimación de uno de los parámetros influya en la estimación de otros. En el caso de HR2023, los autores utilizan un rango de extinción A_V de $[0, 8] \text{ mag}$ para las simulaciones de los cúmulos que entrenan la red neuronal, mientras que en este trabajo se emplea un rango más acotado de $[0, 4] \text{ mag}$ en la generación de cúmulos sintéticos. Aunque la naturaleza de las redes neuronales empleadas en HR2023 dificulta la interpretación exacta de cómo se generan los resultados para un cúmulo particular tras el entrenamiento, esta diferencia en los rangos de extinción utilizados podría ser una de las causas de las discrepancias en la estimación de parámetros

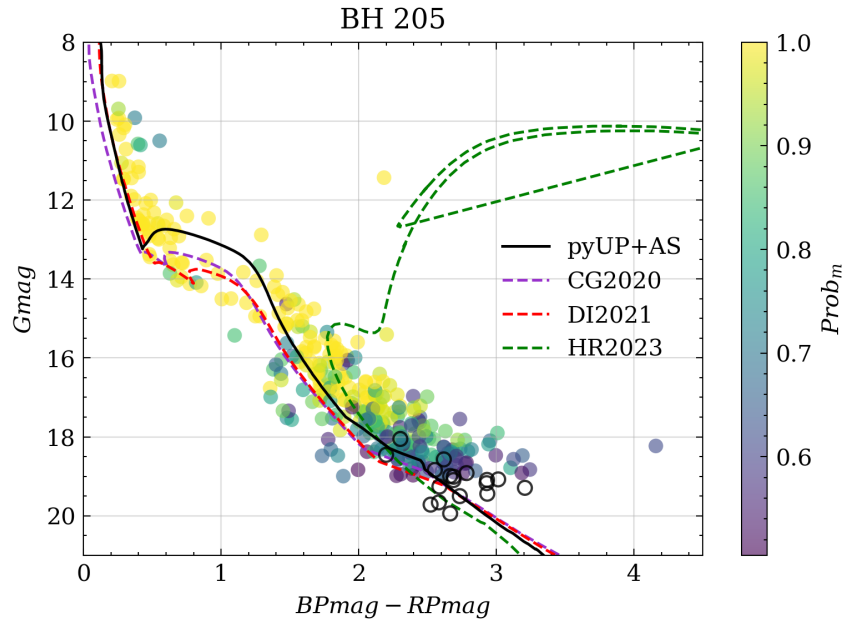


Figura 6.24: CMD de las estrellas miembro del OC BH 205 coloreado según las probabilidades de membresía obtenidas por `pyUPMASK`. Los puntos sin colorear corresponden a las estrellas miembro seleccionadas por HR2023 para este OC. Se superponen las isócronas correspondientes a los parámetros obtenidos por CG2020 (en violeta), DI2021 (en rojo) y HR2023 (en verde) para este OC. La isócrona negra se corresponde con los parámetros obtenidos en este trabajo.

como la extinción, la edad y la distancia. En CA2024, observan una tendencia sistemática similar en la edad al comparar sus resultados con HR2023, y atribuyen este desvío a las diferencias en la forma en que los autores de HR2023 extraen y procesan los datos de los CMDs.

Otro caso que llamó la atención es el de BH 205, donde los autores de HR2023 le asignan una edad significativamente diferente a la estimada en este trabajo. En la Figura 6.24 se muestran las isócronas correspondientes a los parámetros hallados por los autores que analizan este cúmulo. Nuevamente los puntos coloreados son las estrellas miembro estimadas por `pyUPMASK` y los puntos no coloreados son los miembros obtenidos por HR2023.

Los resultados de este estudio reflejan una similitud con los de CG2020 y DI2021 al estimar una edad joven para este cúmulo, caracterizado por una secuencia principal alargada. Sin embargo, en HR2023 se obtiene una edad correspondiente a un cúmulo mucho más antiguo. Esto podría deberse a la baja cantidad de miembros obtenidos por los autores, lo que posiblemente resultó en una estimación errónea de los parámetros. Además, estas estrellas miembro tienen una magnitud superior a 18mag, asociadas a grandes incertezas en la fotometría.

Comparación con CA2024

La comparación de los parámetros obtenidos con los de CA2024 se visualiza en la cuarta fila de la Figura 6.20 y de la Figura 6.21.

Aunque CA2024 utiliza la misma muestra de estrellas miembro que HR2023 y también emplea redes neuronales, aplica un método diferente para extraer los datos de los CMDs de los OC utilizados en el entrenamiento. Este cambio en el método, corrige el desvío sistemático observado para la edad en HR2023. Por ejemplo, en el caso del cúmulo UBC 276 analizado anteriormente en la Fig. 6.22, se puede observar cómo la isócrona correspondiente a los parámetros estimados por CA2024 coincide con los obtenidos en este trabajo, así como con los de CG2020 y DI2021, a diferencia de los estimados por HR2023.

Sin embargo, a pesar de que los autores de CA2024 modifican el método utilizado para inferir los parámetros fundamentales, mantienen los miembros estimados por HR2023. Por lo tanto, la clasificación errónea o la mala estimación de miembros por parte del método HDBSCAN para algunos OC (en especial cúmulos lejanos o pequeños) se verá impactado en la estimación de los parámetros finales, independientemente del método utilizado para determinarlos. Esto se evidencia, por ejemplo, en el caso de Teutsch 143a analizado anteriormente en la Fig. 6.23. Para este OC, si bien CA2024 estiman una distancia similar a la obtenida en este trabajo, así como en los estudios de CG2020 y DI2021, las discrepancias en otros parámetros persisten de manera similar a HR2023, obteniendo una extinción de $A_V = 5.15_{-4.94}^{+5.37}$ mag y una edad logarítmica de $\log(age) = 7.59_{-7.38}^{+7.76}$.

Al analizar el parámetro de distancia, se observa una notable concordancia para valores inferiores a 5 kpc. No obstante, para los OC más lejanos, se nota un aumento en la discrepancia entre los valores obtenidos.

En la Figura 6.25 se presentan las isócronas del cúmulo Berkeley 20 correspondientes a los parámetros obtenidos por los artículos previos que incluyen este cúmulo en sus catálogos. Nuevamente, los puntos coloreados representan las estrellas miembro identificadas en este trabajo, mientras que los puntos sin color corresponden a las estrellas miembro identificadas por HR2023. En relación a este OC, CA2024 obtiene una edad similar a la estimada en este estudio, ambas con edad logarítmica mayores a 9.5, lo que indica una estimación de un OC muy antiguo. Sin embargo, existe una discrepancia significativa en los valores obtenidos del módulo de distancia y extinción. En este trabajo se estima un módulo de distancia de 14.66 ± 0.07 mag y una extinción de 0.49 ± 0.14 mag, mientras que en CA2024 se reporta un módulo de distancia de $13.02_{-0.46}^{+0.47}$ mag y una extinción de $1.35_{-0.17}^{+0.20}$ mag. Esta diferencia en el módulo de distancia corresponde a una discrepancia en la distancia estimada mayor a 4000 pc.

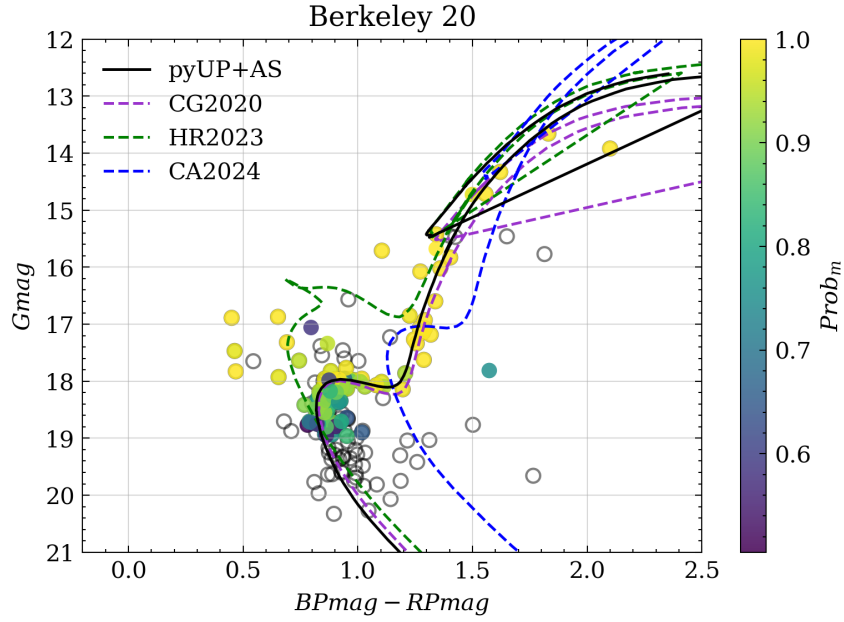


Figura 6.25: CMD de las estrellas miembro del OC Berkeley 20 coloreado según las probabilidades de membresía obtenidas por pyUPMASK. Los puntos sin colorear corresponden a las estrellas miembro seleccionadas por HR2023 para este OC. Se superponen las isócronas correspondientes a los parámetros obtenidos por CG2020 (en violeta), HR2023 (en verde) y CA2024 (en azul) para este OC. La isócrona negra se corresponde con los parámetros obtenidos en este trabajo.

Es importante destacar que esta diferencia se debe en parte a la decisión de CA2024 de descartar estrellas con magnitudes mayores a 18 mag. Este criterio de selección conlleva a la exclusión de estrellas que podrían ser clave en la estimación de los parámetros de un OC antiguo y/o lejano como este. Esto resalta la importancia de considerar cuidadosamente los criterios de selección de miembros estelares en la estimación de parámetros de cúmulos estelares.

Índice de metalicidad

Como se explicó en la Sección 2.4, el parámetro intrínseco denominado metalicidad es un estimador de la composición química de un cúmulo y se encuentra asociado a fenómenos claves como la historia y evolución química de la Galaxia. En la Figura 6.26 se comparan los valores de este índice asociado a los OC obtenidos en este estudio, con los obtenidos en DI2021 y CA2024. En la fila superior, el panel izquierdo compara los valores de metalicidad obtenidos en este trabajo con los obtenidos en CA2024. En esta misma fila, en el panel de la derecha se grafican los valores de este trabajo en función de la diferencia entre estos y los de CA2024. En la fila central los gráficos muestran la misma comparación, pero ahora entre los valores obtenidos en este trabajo y los de DI2021. Finalmente, en la fila inferior

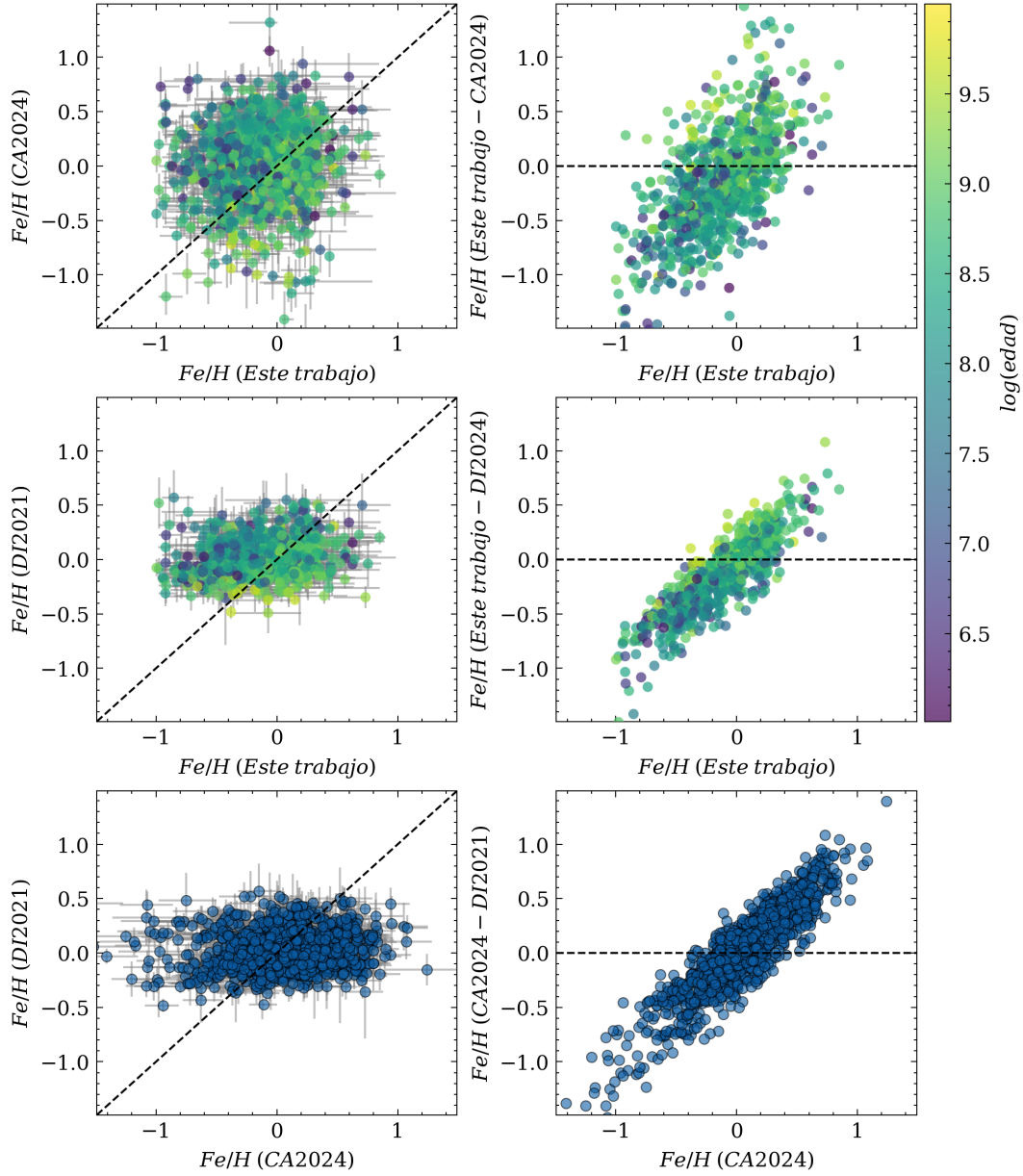


Figura 6.26: Comparación de los valores de metalicidad obtenidos en este trabajo con los de CA2024 y DI2021. Fila superior: a la izquierda se comparan los valores de metalicidad de este trabajo con los obtenidos en CA2024. A la derecha se grafican los valores de este trabajo en función de la diferencia entre estos y los de CA2024. Fila central: los gráficos muestran la misma comparación, pero ahora entre los valores obtenidos en este trabajo y los de DI2021. Fila inferior: se presenta la comparación entre los valores de metalicidad obtenidos en CA2024 y DI2021, mostrando en la izquierda la comparación directa y en la derecha la diferencia entre ambos conjuntos de datos.

se presenta la comparación entre los valores de metalicidad obtenidos en CA2024 y DI2021, mostrando en la izquierda la comparación directa y en la derecha la diferencia entre ambos conjuntos de datos. Los OC en las dos filas superiores de esta figura se encuentran coloreados según la edad estimada en este trabajo. Los artículos CG2020 y HR2023 no proporcionan estimaciones para este parámetro dejándolo en cambio fijo en un valor “solar” de $[\text{Fe}/\text{H}]=0$, ya que esto simplifica en gran medida el proceso de ajuste de parámetros fundamentales.

La determinación de la metalicidad basándose únicamente en fotometría es una tarea extremadamente compleja debido a que la variación de este parámetro genera diferencias muy pequeñas en la morfología de la secuencia evolutiva de los cúmulos. Es por esta razón que en DI2021 ajustaron sus isocronas imponiendo dos priors fuertes sobre $[\text{Fe}/\text{H}]$, y también sobre A_v . En cambio, en CA2024 dejaron que la red neuronal artificial decida cuál es el valor óptimo de $[\text{Fe}/\text{H}]$ sin ningún sesgo o prior.

En DI2021, se estiman valores de metalicidad que muestran una dispersión contenida en el rango $[-0.5, 0.5]$ y un error cuadrático medio total en comparación con los resultados de este trabajo de 0.36 dex. En CA2024 la dispersión de valores es más amplia y el valor de RMSE alcanza los 0.49 dex. Como puede observarse existen discrepancias significativas para la estimación de este parámetro en comparación con ambos estudios.

La comparación tanto con los resultados de CA2024 como con los de DI2021 muestra una tendencia a valores ligeramente más altos que los obtenidos en este trabajo. No obstante, los resultados de CA2024 parecen ser más coherentes que los de DI2021, ya que reflejan mejor la variabilidad real de la metalicidad en los OC. Las estimaciones de DI2021 presentan un patrón que sugiere una distribución casi uniforme aleatoria dentro del rango $[-0.5, 0.5]$, lo cual se evidencia tanto en la comparación con los valores de este trabajo como con los de CA2024.

Comparación con datos espectroscópicos

Dada la discrepancia en la comparación de los resultados de metalicidad con DI2021 y CA2024, se optó por contrastar los valores estimados con datos espectroscópicos para poner a prueba y validar las predicciones de metalicidad obtenidas en este trabajo.

En el artículo de [Spina et al. \[2022\]](#) (SP2022), utilizando datos recopilados de sondeos y programas espectroscópicos de alta resolución para miembros de cúmulos abiertos, generaron un catálogo de 251 OC con determinaciones de metalicidad. Dentro de estos 251 OC, los autores clasifican a 180 OC como “gold” o dorados, mientras que los 71 cúmulos restantes se consideran “silver” o plateados. La diferencia radica en que los cúmulos dorados tienen más de una estrella miembro con asignación de metalicidad, mientras que los plateados solo una. Los autores utilizan las estrellas miembro estimadas por CG2020 para cada uno de estos

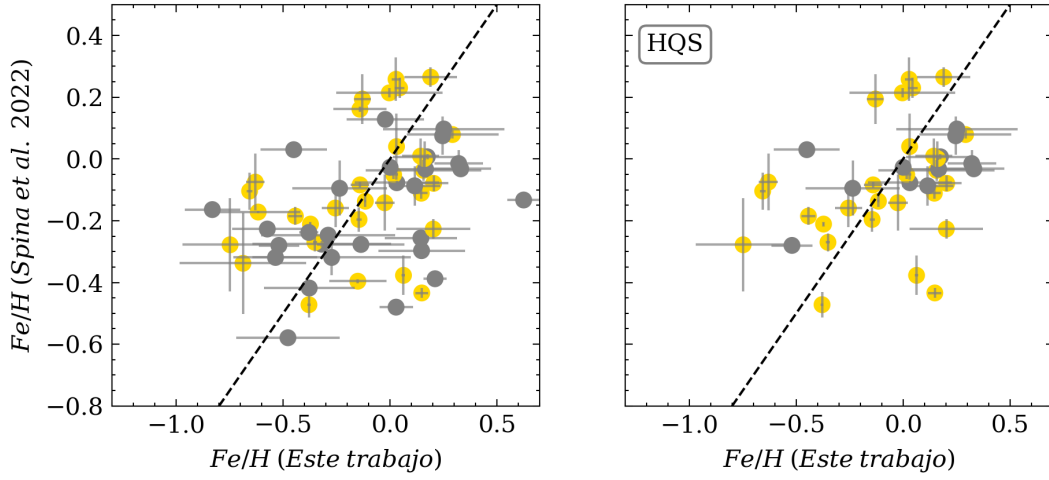


Figura 6.27: Metallicidades de los OC en común obtenidas en este trabajo en comparación con las recopiladas por SP2022. (Izq:) todos los OC en común. (Der.:) OC que además forman parte de la muestra de alta calidad determinada en este estudio. Los puntos amarillos corresponden a los OC catalogados como “gold” según SP2022, y los grises los catalogados como “silver”.

cúmulos con una probabilidad superior a 0.7.

En la Figura 6.27, se realiza una comparación de los valores de metalicidad encontrados en este trabajo y en SP2022 para los OC que están presentes en ambos catálogos. En el gráfico de la izquierda se muestran todos los cúmulos en común, mientras que en el gráfico de la derecha se presentan únicamente aquellos que además forman parte de la muestra de alta calidad determinada en este estudio. Los puntos amarillos corresponden a los OC catalogados como “gold” según SP2022, y los grises los catalogados como “silver”. La línea entrecortada corresponde a la línea de igualdad.

Por otro lado, en el trabajo reciente de Joshi et al. [2024] recopilaron metallicidades de 1879 OC a partir de estudios anteriores. De la muestra total, 615 OC poseen estimación de metalicidad basados en data espectroscópica, mientras que los 1264 OC restantes poseen estimación de metalicidad basados en data fotométrica. Se cruzaron los resultados de este trabajo con aquellos OC para los cuales estos autores recopilaron metallicidades a partir de espectroscopía de estrellas miembro. La comparación de los valores se muestra en la Figura 6.28. Nuevamente en el gráfico de la izquierda se muestran todos los OC en común y en el de la derecha los que a su vez forman parte de la muestra HQS. Los OC se encuentran coloreados según la resolución de las mediciones espectroscópicas.

Para ambos trabajos de la literatura se observa una correlación aceptable, dentro de los altos errores esperados para este parámetro, entre los valores de $[\text{Fe}/\text{H}]$ obtenidos espectroscópicamente y los obtenidos en este trabajo. Esto es cierto en particular para la muestra de valores de SP2022 y la HQS en este trabajo. Es importante remarcar en este punto que

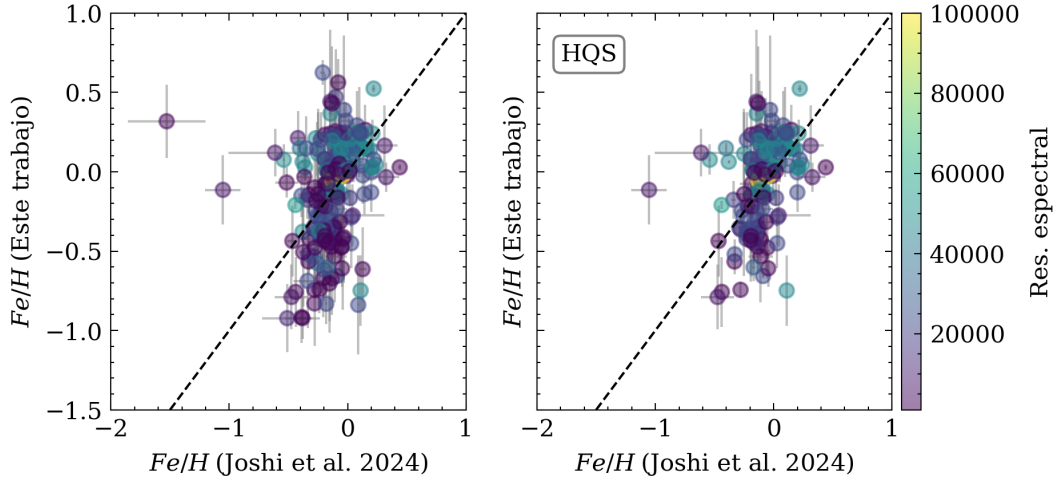


Figura 6.28: Metallicidades de los OC en común obtenidas en este trabajo en comparación con las recopiladas por [Joshi et al. \[2024\]](#). (Izq:) todos los OC en común. (Der:) OC que además forman parte de la muestra de alta calidad determinada en este estudio. La barra de color indica la resolución de las mediciones espectroscópicas.

la estimación de metalicidad espectroscópica depende fuertemente de la correcta selección de miembros. Si bien los datos espectroscópicos son de mayor calidad que los fotométricos, los valores asociados de metalicidad para cada uno de los OC se obtienen a partir de las estrellas miembro consideradas. Teniendo en cuenta que la estimación para cada cúmulo se hace sobre la base de pocas estrellas, en el caso de la muestra “silver” de SP2022 de una única estrella, la probabilidad de reportar valores erróneos debido a una selección pobre de los miembros reales es muy alta.

Queda pendiente para un trabajo futuro la generación de un catálogo de datos espectroscópicos recolectados de fuentes de alta calidad para la mayor cantidad posible de estrellas miembro estimadas por `pyUPMASK`.

6.4. Segregación de Masas

En numerosos cúmulos estelares se ha observado que las estrellas miembro más masivas tienden a localizarse más cerca del centro del cúmulo en comparación con las estrellas miembro de menor masa. Este fenómeno suele atribuirse a la llamada segregación de masas, y se postula que su origen puede deberse a efectos dinámicos (segregación dinámica) o como resultado del proceso de formación del cúmulo (segregación primordial) [[McMillan et al., 2007](#), [Dib et al., 2010](#), [Allison et al., 2009b, 2010](#)]. En el primer caso la evolución dinámica de las estrellas pertenecientes a los cúmulos se ve influenciada por el proceso de relajación de dos cuerpos, el cual facilita el intercambio de energía entre las estrellas y conduce al sistema

hacia un estado de equilibrio parcial de energía. Durante estos encuentros gravitatorios, las estrellas menos masivas ganan energía cinética y tienden a desplazarse hacia las regiones externas del cúmulo, mientras que las estrellas más masivas pierden energía cinética y se desplazan hacia el centro del cúmulo ganando energía potencial. En la segregación primordial, se estima que las estrellas de mayor masa se forman principalmente en la región central del cúmulo estelar. Esto puede ocurrir gracias a una eficiente captación de gas debido a su posición en el fondo del pozo potencial del cúmulo [Dib et al., 2010] o a través de un proceso de fusión con estrellas de menor masa [Dib et al., 2007].

En este trabajo se estudió la presencia de segregación de masas sobre la muestra de cúmulos analizada. Para la detección y cuantificación de la segregación de masa, se aplicaron los siguientes dos métodos. El primer método (método Λ), descrito en Allison et al. [2009b], se basa en comparar la longitud del camino del árbol de expansión mínima (MST) de estrellas masivas con la longitud promedio de N conjuntos de estrellas al azar. El segundo método (método Γ), descrito en Olczak et al. [2011], es una mejora del primero y demuestra ser mucho más robusto cuando se aplica a sistemas estelares con una alta fracción de binarias.

El MST de un conjunto de puntos es un diagrama que conecta todos los puntos minimizando la suma de las aristas y sin formar ciclos cerrados. Aplicando el método Λ para la detección de la segregación de masa, se mide la suma de las aristas del MST formado por los N_{MST} estrellas más masivas ($l_{massive}$) y se compara con la longitud promedio del MST de k conjuntos de N_{MST} estrellas aleatorias (l_{rdm}). La relación entre el MST para las estrellas más masivas y el MST correspondiente a los conjuntos aleatorios define el cociente de expansión mínima (MSR, por las siglas de “mass segregation ratio” en inglés), (Λ_{MSR}):

$$\Lambda_{MSR} = \frac{\langle l_{rdm} \rangle}{l_{massive}} \pm \frac{\sigma_{norm}}{l_{massive}}, \quad (6.2)$$

donde σ_{norm} es la desviación estándar de las longitudes de los N caminos aleatorios.

El método Γ utiliza la media geométrica (γ) en lugar de la suma de las aristas para minimizar la influencia de valores atípicos. El valor del MSR para este método (Γ_{MSR}) se calcula de la siguiente manera:

$$\Gamma_{MSR} = \frac{\langle \gamma_{rdm} \rangle}{\gamma_{massive}}. \quad (6.3)$$

Luego, para cada conjunto aleatorio k , se calcula la desviación estándar geométrica

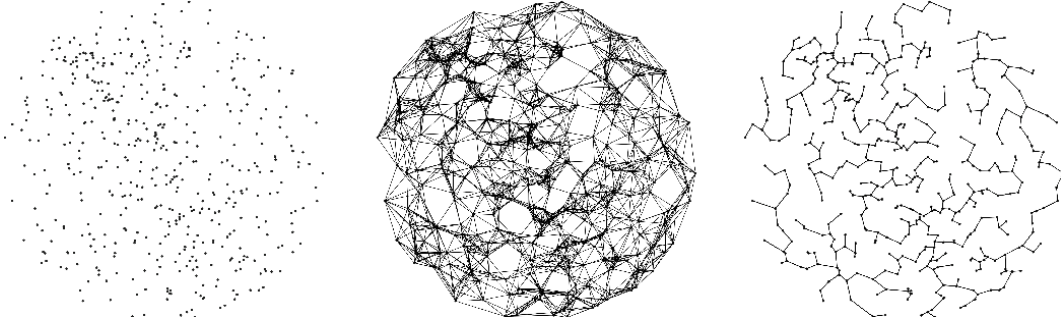


Figura 6.29: Representación gráfica de cómo MiSTree genera el árbol de expansión mínima. Fuente de la imagen: [Naidoo \[2019\]](#)

$\Delta\lambda_{rdm}$ y se derivan los intervalos superiores e inferiores de 1σ como las medias de los k intervalos superiores e inferiores de 1σ :

$$\begin{aligned}\Gamma_{MST}^{upper} &= \frac{1}{k} \sum_{i=1}^k \frac{\gamma_{rdm}^i}{\gamma_{massive}} \Delta\gamma_{rdm}^i, \\ \Gamma_{MST}^{lower} &= \frac{1}{k} \sum_{i=1}^k \frac{\gamma_{rdm}^i}{\gamma_{massive}} \frac{1}{\Delta\gamma_{rdm}^i}\end{aligned}\tag{6.4}$$

Siguiendo la sugerencia en [Olczak et al. \[2011\]](#), se calculó el número k de MSTs aleatorios, en base al número N_{MST} de estrellas masivas, de modo que se cubra una fracción $p = 0.99$ de toda la población total de estrellas N_{tot} , independientemente del tamaño de la muestra:

$$k = \text{ceil}\left(\frac{\ln(1-p)}{\ln(1 - \text{frac}N_{MST}N_{tot})}\right),\tag{6.5}$$

siendo $\text{ceil}(x)$ la función que redondea al próximo mayor número entero.

Para ambos métodos, un valor de MSR significativamente mayor que 1 implica que las estrellas más masivas tienen una longitud de camino más corta que las estrellas menos masivas, y por lo tanto es un indicador de segregación de masa. Un valor cercano a 1 indica que las estrellas masivas se distribuyen de manera similar a las demás estrellas, mientras que un valor menor que 1 implica una segregación inversa, es decir, las estrellas más masivas están más dispersas que las demás estrellas. Al utilizar diferentes valores de N_{MST} , podemos determinar en qué rangos de masa se produce la segregación y en qué medida ocurre en cada una de estas masas.

Para generar los árboles de expansión mínima, se utilizó el paquete de Python MiSTree [\[Naidoo, 2019\]](#). En la Figura 6.29 se muestra un ejemplo de cómo MiSTree construye el MST a partir de una distribución de puntos (mostrada a la izquierda). MiSTree comienza primero

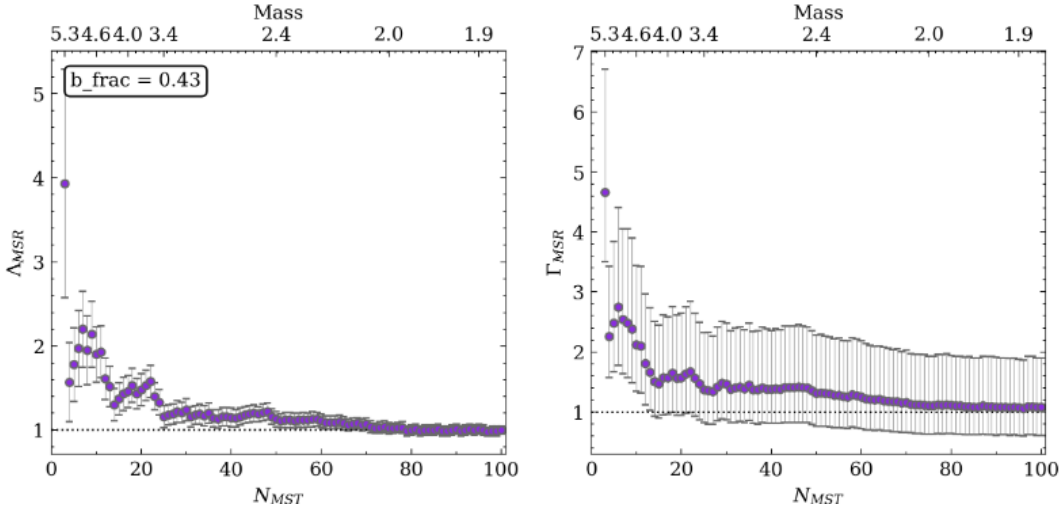


Figura 6.30: Cuantificación de la segregación de masas para el OC NGC 2516 utilizando el método Γ (a la izquierda) y el método Λ (a la derecha). Cada punto representa el valor del MSR en función del número de estrellas más masivas.

construyendo un gráfico que conecta todos los puntos con sus k vecinos más cercanos (mostrado en el centro) y luego ejecuta el algoritmo de Kruskal [Kruskal, 1956] para construir el MST (mostrado a la derecha). Este proceso es aplicado a las coordenadas estelares cartesianas en 3D (X , Y , Z), corregidas con el método Bayesiano descrito en Pang et al. [2021]. Esta corrección mitiga los errores introducidos cuando se obtienen distancias individuales mediante la inversión del paralaje simple. Para obtener las cantidades $\langle \lambda_{rdm} \rangle$ y $\langle \gamma_{rdm} \rangle$ se generaron 1000 conjuntos aleatorios para cada valor de N_{MST} .

Los OC son conocidos por albergar sistemas binarios y, dado que estos sistemas tienen una masa promedio mayor que las estrellas simples, son de gran importancia en el estudio de la segregación de masas y la dinámica interna del cúmulo. Las masas individuales de cada una de las estrellas pertenecientes a los OC se determinan a través de **AStECa** al interpolar la distribución de masas sobre la isócrona, de acuerdo con la función de masa inicial seleccionada. La fracción de estrellas binarias estimada para cada cúmulo se conforma por aquellas estrellas con mayor probabilidad ($P > 50\%$) de ser sistemas binarios. A cada una de estas estrellas se le asigna una única masa total: la suma de la masa de la estrella primaria y la de la estrella secundaria.

En la Figura 6.30 se grafica a modo de ejemplo el análisis de segregación de masas para el cúmulo NGC 2516 utilizando el método Λ a la izquierda, y el método Γ a la derecha. La razón por la cual el método Λ posee incertezas mucho menores que el método Γ , radica en que el primero utiliza la desviación estándar de las longitudes de los k caminos aleatorios. En cambio, el segundo método usa los intervalos inferior y superior, tal como se definió

anteriormente. En el caso de este cúmulo, **ASteCA** proporcionó una fracción de estrellas binarias del 43 %. Cada punto en la figura representa el valor de MSR en función de las N_{MST} (de 3 a 100) estrellas más masivas. Se puede observar que ambos métodos indican una notable segregación de masas en las 3 estrellas más masivas, viéndose más pronunciada en el método Γ . Posteriormente, se detectan distintos grados de segregación, aunque en menor medida, al considerar un número mayor de estrellas masivas. En particular, se registra un segundo pico en $N_{MST} = 7$ para el método Λ y en $N_{MST} = 6$ para el método Γ , seguido por un tercer pico alrededor de las 20 estrellas más masivas en ambos métodos. Aunque el valor de MSR se mantiene por encima de 1 hasta aproximadamente $N_{MST} = 80$, el grado de segregación disminuye notablemente a partir del tercer pico. Estos resultados difieren de los encontrados en [Pang et al. \[2021\]](#) para este cúmulo, donde no consideran sistemas binarios y no encuentran evidencia de segregación de masas. Por otro lado, en el estudio realizado por [Dib and Basu \[2018\]](#), emplearon los mismos dos métodos utilizados en este trabajo para analizar la segregación de masas de este cúmulo y encontraron valores de Γ_{MSR} y Λ_{MSR} para las 10 estrellas más masivas de 1.340 y 1.610, respectivamente. Estos valores son similares a los encontrados en este trabajo para la misma cantidad de estrellas.

Aunque este estudio se llevó a cabo para el conjunto completo de cúmulos analizados, solo se consideraron en los análisis subsiguientes los resultados de aquellos OC que forman parte del conjunto HQS. Esto se debe a que, para los cúmulos con ajustes deficientes, las estimaciones de la edad y las masas individuales no generan valores confiables. Además, aquellos OC con una densidad de estrellas muy baja (la mayoría fuera del subconjunto HQS) resultan inadecuados para el análisis de estos parámetros.

En la Figura 6.31, se muestra un histograma que representa los valores encontrados del cociente de expansión mínima para las 10 estrellas más masivas, utilizando los dos métodos descritos anteriormente. Utilizando el método Λ , se encontró que aproximadamente el 15 % de los cúmulos muestran signos de una segregación de masa significativa, $MSR_{10} > 2$, mientras que para el método Γ este número representa al 26 % de los cúmulos. Se observa entonces que la mayoría de los OC exhiben una segregación cercana a $MSR_{10} \sim 1$ tanto para el método Λ como para el método Γ . Esto indica que existe una distribución espacial similar entre las estrellas masivas y las de baja masa o en otras palabras, que no se detecta presencia del fenómeno de segregación de masa.

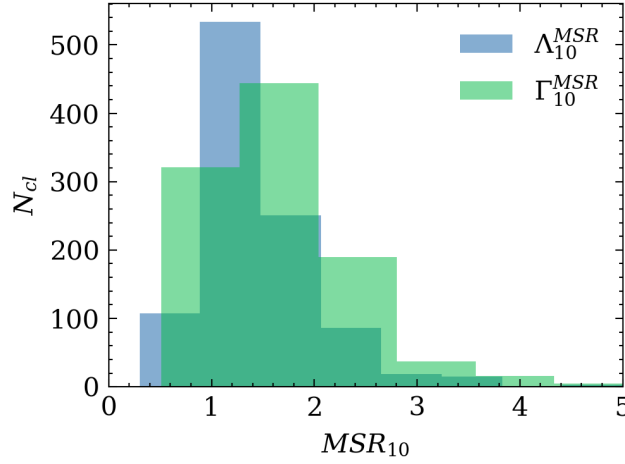


Figura 6.31: Distribución de los valores del cociente de expansión mínima para las 10 estrellas más masivas MSR_{10} tanto para el método Λ (violeta) como para el método Γ (celeste)

6.4.1. Dependencia de la segregación de masas con otras variables

La segregación de masa en los OC puede estar influenciada tanto por su dinámica interna como por el fenómeno de segregación de masa primordial. Si bien es esperable que la segregación de masa aumente con la edad debido a la evolución dinámica de los cúmulos [Kroupa, 1995, Dib and Basu, 2018, Tarricq et al., 2021], este efecto puede verse opacado por la existencia de diferentes niveles de segregación de masa primordial. En investigaciones recientes realizadas por Dib and Basu [2018] y Tarricq et al. [2022] se examinó la segregación de masas en un amplio conjunto de OC. Los autores no lograron establecer una correlación significativa entre la segregación de masas y la edad de los cúmulos. Atribuyen sus resultados a que los OC podrían haberse formado originalmente con niveles variables de segregación de masas. Por otro lado, estudios previos, como Schilbach et al. [2006] y Bukowiecki et al. [2012], han detectado un aumento en la segregación de masas a medida que los cúmulos envejecen, atribuyendo este hallazgo a procesos dinámicos en el interior de los cúmulos (segregación dinámica). A su vez, ninguno de estos estudios ha logrado identificar correlaciones estadísticas entre la segregación de masa y parámetros relacionados a la distribución de los OC en la Galaxia como la distancia galáctica R_{GC} o la altura sobre el plano galáctico $|Z|$.

La falta de concordancia entre los resultados observados en diferentes investigaciones puede deberse a varios factores. La identificación de las estrellas miembro desempeña un papel esencial en el proceso de construcción de los MST, al igual que la estimación de las masas individuales y la correcta identificación y consideración de sistemas binarios, tanto en términos de su fracción total presente en un cúmulo como la estimación de las masas de las componentes secundarias. Además, para poder establecer relaciones entre los distintos

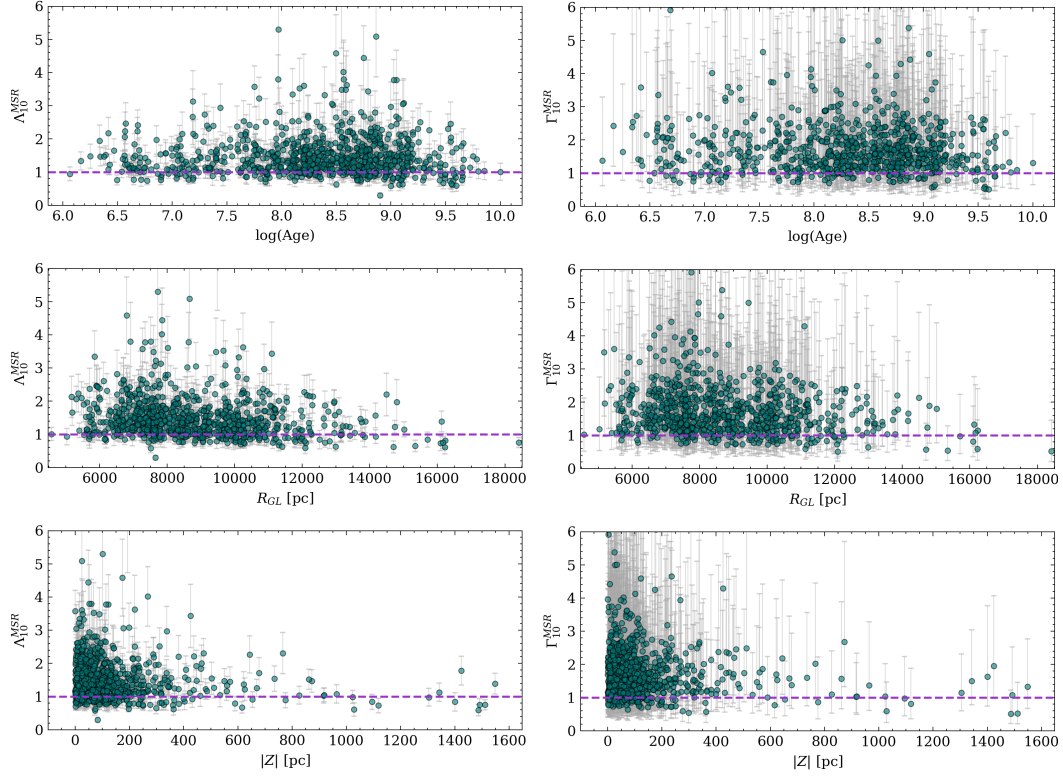


Figura 6.32: Cociente de expansión mínima para las 10 estrellas más masivas MSR_{10} en función del $\log(edad)$ (primera fila), la distancia galactocéntrica R_{GL} (segunda fila) y la altura actual sobre el plano galáctico $|Z|$ (tercera fila). La primera columna corresponde al método Λ , mientras que la segunda columna corresponde al método Γ .

parámetros es necesario contar con estimaciones confiables de los mismos. Específicamente, en la determinación de la edad es necesario un ajuste preciso de la secuencia principal del cúmulo, lo que, a su vez, requiere nuevamente de una precisa identificación de sus estrellas miembro.

El estudio de la dependencia de la segregación de masa con otras variables obtenido en este trabajo puede verse en la Figura 6.32. Esta Figura muestra la segregación de masa de cada cúmulo para las diez estrellas más masivas en función del logaritmo de la edad (primera fila), la distancia galactocéntrica (segunda fila) y la altura actual sobre el plano galáctico (tercera fila). La primera columna corresponde al método Λ , mientras que la segunda columna corresponde al método Γ .

Se puede notar un leve incremento en el grado promedio de segregación de masa a medida que la edad de los cúmulos abiertos aumenta. Se observa que los cúmulos con un gran grado de MSR (> 3) tienden a corresponder a cúmulos con edades comprendidas entre cien y mil millones de años ($\log(age)$ entre 8 y 9). Esto podría a priori interpretarse como un sostén a la hipótesis de segregación principalmente dinámica de masas. Sin embargo, es esencial

subrayar que esta relación puede estar influenciada por la falta de homogeneidad en la distribución de las edades de los cúmulos observados: puede verse claramente que hay una cantidad mucho mayor de OC con edades logarítmicas entre 8 y 9 que entre 7 y 8 o 6 y 7. Se identifican además cúmulos relativamente jóvenes, con edades del orden de unos pocos millones de años, que exhiben valores significativos de segregación ($MSR > 2$). Esto sugiere la posible existencia de segregación primordial o segregación dinámica que se manifiesta en intervalos de tiempo relativamente cortos [Allison et al., 2009a, Parker et al., 2013].

En línea con las investigaciones previas mencionadas arriba, no se ha observado una dependencia clara entre la segregación de masa de los cúmulos y su distancia al centro galáctico R_{GC} .

Sí es posible notar no obstante una tendencia interesante relacionada con la altura con respecto al plano galáctico ($|Z|$). Como puede verse en la Figura 6.32, la última fila muestra una disminución gradual de la segregación a medida que nos alejamos del del plano galáctico ($|Z| = 0$). Hasta el momento, no se han encontrado referencias a este comportamiento en la bibliografía. En Dib and Basu [2018] se menciona que los valores de $MSR > 2$ que encontraron corresponden similarmente a cúmulos ubicados en las proximidades del plano galáctico, aunque atribuyen este fenómeno a un efecto estadístico debido a la mayor cantidad de OC cercanos al plano en comparación con aquellos situados a mayores altitudes. Dado que la mayoría de los cúmulos analizados en este estudio se concentran cerca del plano galáctico, es plausible que el resultado observado también se deba a un efecto estadístico.

Estos hallazgos sugieren que la segregación de masa en los OC es un fenómeno más complejo de lo que se había considerado anteriormente. Es posible que los OC se hayan formado con diferentes niveles de segregación de masa desde su origen, es decir con segregación de masa primordial. Además, las interacciones dinámicas y la fusión de subestructuras dentro de los cúmulos jóvenes podrían influir en la segregación de masa observada a lo largo del tiempo [McMillan et al., 2007, Allison et al., 2009a, 2010, Maschberger et al., 2010].

Con el objetivo de analizar si el proceso de segregación de masa en los cúmulos es causado por la evolución dinámica o por el proceso de formación estelar en sí, se estudió la relación entre la segregación de masas y la edad dinámica de los OC. A través de la definición del tiempo de relajación (ver Ec. 6.1), es evidente que la presencia de estrellas de alta masa acelera significativamente el proceso de relajación, ya que la transferencia de energía de estrellas de alta masa a estrellas de baja masa es más eficiente que entre estrellas de masas similares. Asimismo, en OC más densos, donde las estrellas miembro están más próximas entre sí, los tiempos de relajación son más cortos. Este fenómeno contrasta con aquellos cúmulos que presentan un menor número de estrellas más distantes entre sí.

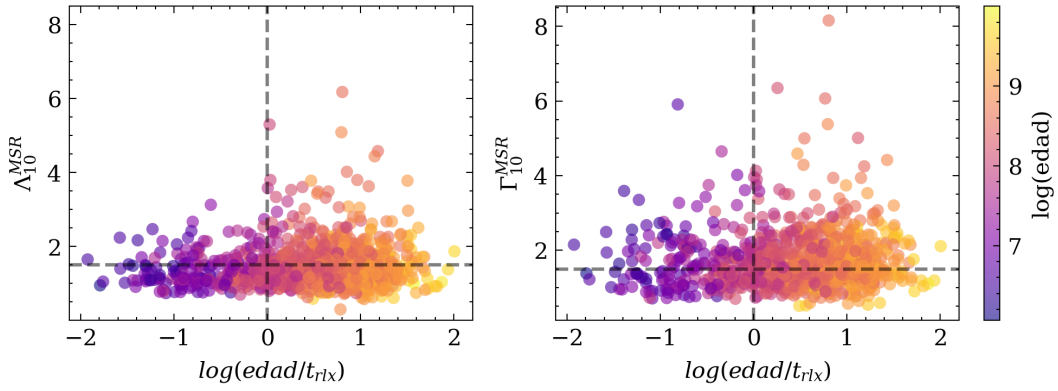


Figura 6.33: Segregación de masa para las 10 estrellas más masivas en función de la relación entre la edad del cúmulo y el tiempo de relajación en escala logarítmica. A la izquierda para el método Λ y a la derecha para el método Γ

En este contexto, la proximidad física entre las estrellas promueve una mayor interacción gravitacional, intensificando la eficiencia del proceso de relajación y acortando los tiempos requeridos para alcanzar el equilibrio dinámico.

En la Figura 6.33 se representa la segregación de masa para las 10 estrellas más masivas en función de la relación entre la edad del cúmulo y el tiempo de relajación en escala logarítmica. Un valor negativo en el eje horizontal indica un tiempo de relajación mayor a la edad, lo que sugiere que la evolución dinámica del cúmulo no ha tenido suficiente tiempo para alcanzar la equipartición de energía entre sus estrellas miembro. Por ende, si se observa segregación de masa, es probable que se deba a una segregación principalmente primordial. A medida que la edad del cúmulo crece con respecto al tiempo de relajación, las estrellas más masivas, incluyendo aquellas que forman sistemas binarios, aumentan su probabilidad de migrar hacia el centro del cúmulo, generando una segregación dinámica [Geller et al., 2013].

En este análisis, se determinó que aproximadamente el 75 % de los cúmulos estudiados exhiben edades que superan sus tiempos de relajación, indicando que la mayoría ha alcanzado el equilibrio dinámico entre sus estrellas miembro. Se observa que, para ambas metodologías, los niveles más altos de segregación de masa se dan en cúmulos más avanzados dinámicamente. No obstante, se registran valores significativos de segregación incluso en cúmulos con edades considerablemente inferiores a sus tiempos de relajación, lo que sugiere la presencia de una segregación primordial.

En conclusión, la segregación de masa en los OC es un fenómeno complejo que puede estar influenciado tanto por procesos dinámicos como por segregación de masa primordial. Si bien algunos estudios han observado un aumento en la segregación de masa con la edad,

otros no han encontrado una correlación clara, lo que sugiere que los cúmulos podrían formarse con diferentes niveles de segregación desde su origen. Los resultados hallados en este trabajo de Tesis muestran que la altura respecto al plano Galáctico puede influir en la segregación de masa, aunque este aspecto requiere más investigación y sobre todo una estadística más completa de los objetos estudiados. La comparación entre la edad de los cúmulos y sus tiempos de relajación indica que la mayoría de los OC han alcanzado el equilibrio dinámico, aunque una cantidad importante de cúmulos jóvenes muestran signos de segregación primordial. Esto sugiere por lo tanto la coexistencia de ambos procesos en cúmulos abiertos.

6.5. Análisis de masas

En esta sección se analiza primeramente la distribución que se compone de las masas individuales de cada miembro de un cúmulo, seguido de un estudio detallado de los diferentes tipos de masas totales para cada cúmulo en la muestra.

6.5.1. Función de masa actual

Dado que los OC contienen un número estadísticamente significativo de estrellas y comparten características similares como edad, distancia y composición química, son elementos óptimos para el estudio de la función inicial de masa o IMF. Sin embargo, la evolución dinámica de los OC a lo largo del tiempo puede introducir limitaciones en el estudio de esta distribución. A medida que los OC evolucionan, experimentan un agotamiento dinámico de estrellas de baja masa debido a la evaporación (captación de una estrella por el potencial galáctico) y una pérdida de estrellas masivas debido a la evolución estelar (fin de vida estelar). Este proceso altera la distribución inicial de masas, dando lugar a una función de masa que puede variar significativamente con la edad del cúmulo. Por lo tanto, es más preciso en estos casos referirse a una función de masa actual (PDMF, siglas de “*present-day mass function*” en inglés).

Para obtener una buena estimación de la PDMF es necesario contar con una buena estimación de membresía y datos fotométricos de alta calidad para obtener las masas de las estrellas miembro. Combinando los resultados de `pyUPMASK` con la estimación de las masas individuales, se llevó a cabo un censo de las masas de las estrellas miembro de los OC para obtener una estimación de la PDMF. Al finalizar el proceso de ajuste de parámetros fundamentales, cada estrella miembro posee una estimación de probabilidad de conformar un sistema binario o de ser un sistema estelar simple. En caso de tener una alta probabilidad ($P > 50\%$), `ASteCA` proporciona además de la masa primaria (M_1) la masa de su estrella

compañera o masa secundaria (M_2).

La forma de la PDMF suele aproximarse mediante una ley de potencia Cm^α , donde C es una constante de normalización, m es la masa estelar y α es la pendiente que interesa ajustar. El método usual de ajuste para obtener el parámetro α , que es el que caracteriza a la distribución de masas, es generar un histograma de las masas y aplicar un ajuste lineal en escala logarítmica. Este método tiene varios problemas, entre ellos el hecho de que el bineado para un histograma no responde en general a una decisión objetiva sino que suele utilizarse un número fijo por defecto. Para evitar estos problemas se empleó un método desarrollado en el trabajo [Khalaj and Baumgardt \[2013\]](#), donde el valor de la constante α de la función potencial y su error e_α se determinan maximizando una función de *likelihood* sin necesidad de recurrir a un bineado. Esta función se expresa a través de la siguiente ecuación, que es resuelta utilizando un método numérico de búsqueda de raíces:

$$\alpha = 1 + n \left(\sum_{i=1}^n \ln \frac{m_i}{m_{min}} - n \frac{\ln X}{1 - X^{\alpha-1}} \right)^{-1}, \quad (6.6)$$

$$e_\alpha = \frac{1}{\sqrt{n}} \left[(\alpha - 1)^{-2} - \ln^2 X \frac{X^{\alpha-1}}{(1 - X^{\alpha-1})^2} \right]^{-1/2} \quad (6.7)$$

donde $X = m_{max}/m_{min}$ y n es el número total de estrellas miembro de cada cúmulo.

En la Figura 6.34 se presenta la distribución de los valores del parámetro α correspondientes al conjunto de cúmulos, obtenidos aplicando el método de maximización de likelihood y clasificados según su edad. Para evitar los efectos debido a la incompletitud observacional de las estrellas de baja masa (cantidad de estrellas existentes que no son observadas por limitaciones propias del sistema óptico utilizado), los valores de α obtenidos reflejan la pendiente de la PDMF para estrellas con una masa igual o superior a $1 M_\odot$.

En la columna izquierda se incluyen únicamente estrellas simples, es decir, aquellas con una probabilidad de ser binarias inferior a 0.5. En la columna derecha se consideran todas las estrellas donde aquellos sistemas con una probabilidad de ser binarios superior a 0.5 son “separados”, considerando en el análisis ambas estrellas: la primaria y su estrella compañera con su masa correspondiente (M_2). De esta manera, se evitan picos elevados en estrellas de alta masa debido a la presencia de sistemas binarios no resueltos. Las líneas verticales en el gráfico señalan la mediana de α para cada subgrupo de edad. Este análisis se llevó a cabo en la muestra HQS, dado que para los cúmulos con ajustes realizados sobre una cantidad de miembros reducida no se puede obtener un resultado confiable de sus masas individuales.

Los valores medios estimados de α se encuentran en concordancia con el valor estimado por [Salpeter \[1955\]](#) de ≈ 2.35 . A su vez se encuentran dentro del rango de otros valores

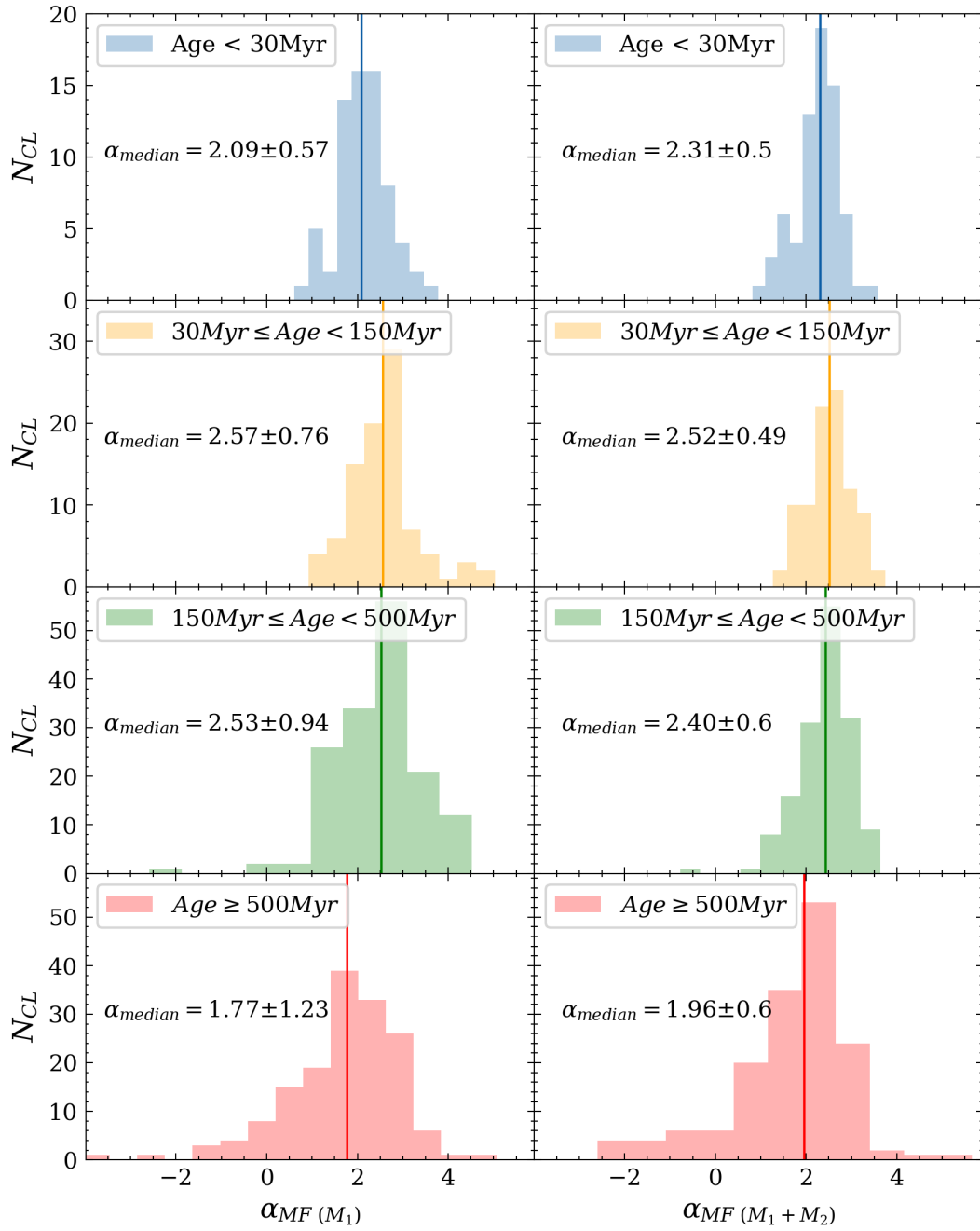


Figura 6.34: Distribuciones del parámetro α para diferentes rangos de edad. La columna izquierda muestra las distribuciones considerando solo estrellas simples, mientras que la columna derecha incluye tanto estrellas simples como binarias.

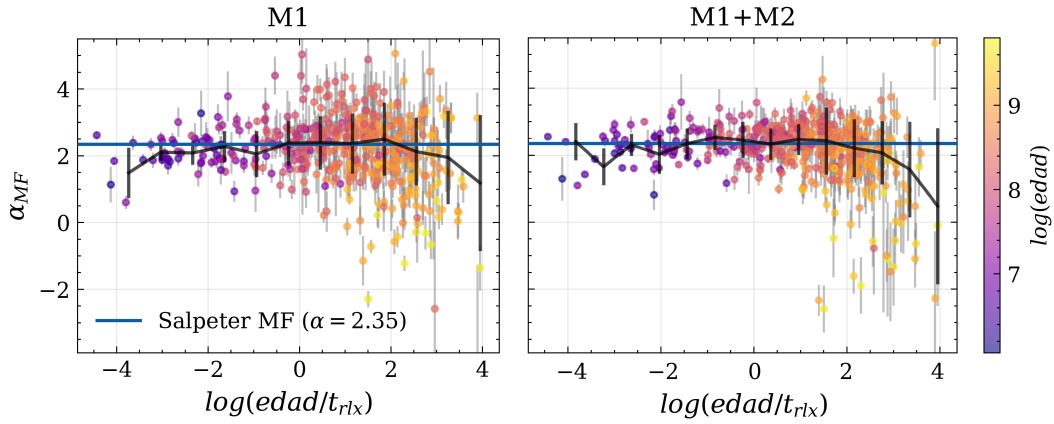


Figura 6.35: Relación entre el valor del parámetro α y la edad dinámica. A la izquierda: OC conformados por estrellas simples. A la derecha: OC conformados por estrellas simples y estrellas binarias. Los puntos se encuentran coloreados según la edad de los OC en escala logarítmica

hallados en trabajos recientes a través de estudios sobre OC. [Ebrahimi et al., 2022, Pang et al., 2024]. No se observan diferencias significativas en la distribución de los valores de α al considerar sistemas binarios. Esto se debe a que la inclusión de sistemas binarios introduce tanto estrellas de alta masa como de baja masa en el análisis, lo cual termina compensando el ajuste.

Es interesante destacar cómo la distribución de α para cúmulos viejos se desplaza a valores menores en comparación con cúmulos jóvenes y de edades intermedias. De hecho, en algunos cúmulos se observan valores negativos para este parámetro. Dado que los procesos dinámicos en los OC influyen significativamente en la distribución de masa inicial, se estudia la relación entre el valor de α y la edad dinámica, definida como la relación entre la edad del cúmulo y el tiempo de relajación. Esta relación se muestra en la Figura 6.35. En el gráfico de la izquierda, solo se consideran estrellas simples (i.e.: estrellas con baja probabilidad de ser parte de un sistema binario), mientras que en el de la derecha se incluyen todas las estrellas como se describió anteriormente. La línea horizontal azul representa el valor de α obtenido en el estudio de Salpeter [1955]. Se calculan los valores medios de α junto con sus desviaciones estándar para diferentes bins de edad dinámica, representados mediante una línea de tendencia en color negro. Se observa que los valores obtenidos son consistentes con el índice de Salpeter en cúmulos jóvenes y de edad intermedia. Sin embargo, para cúmulos más antiguos y dinámicamente más avanzados, el valor de α comienza a disminuir. Una hipótesis que explica esta disminución de la pendiente en la PDMF de cúmulos viejos, está asociada a la evaporación de estrellas de baja masa debido a la segregación de masa y a efectos externos relacionados con la interacción con el campo gravitatorio galáctico. Resultados similares

fueron encontrados por estudios recientes como [Ebrahimi et al. \[2022\]](#), [Cordoni et al. \[2023\]](#), [Pang et al. \[2024\]](#). Una población estadísticamente completa de estrellas de baja masa sería necesaria para entender este fenómeno en mayor detalle. Esto sólo es posible con datos fotométricos más profundos.

En la Figura 6.35 a la derecha podemos ver que no se observan diferencias significativas al considerar por separado las masas de sistemas binarios, más allá de una caída levemente más pronunciada de la curva promedio para edades dinámicas altas.

6.5.2. Masas individuales de cúmulos

A partir de la estimación de estrellas miembro y de las masas individuales, tal como se describe en la Sección 5.2.3, se calculó la masa inicial, la masa actual, y la masa total perdida por efectos dinámicos y evolutivos para cada uno de los OC pertenecientes a la muestra.

En la Figura 6.36 se muestra la distribución de los valores estimados para cada una de las masas, tanto para el conjunto total de OC (en azul) como para la submuestra de alta calidad (en verde). Como es esperable, la distribución de masas iniciales alcanza valores más altos que la distribución de masas actuales. Veremos a continuación que estas distribuciones están altamente correlacionadas con la edad del OC.

Como paso importante en la validación de las masas estimadas en este trabajo de Tesis, se llevó a cabo una comparación con resultados previos extraídos de la literatura. En el artículo reciente de [Hunt and Reffert \[2024\]](#) (HR2024), se publica un catálogo de masas de 5600 OC basado en datos de Gaia DR3. Utilizando los resultados de HR2023 y las isócronas PARSEC, estiman las masas fotométricas. Posteriormente, aplican correcciones para los efectos de selección y para las estrellas binarias no resueltas. Ajustando e integrando funciones de masa, calculan la masa total actual de los OC. Una comparación de estos valores con los estimados en este estudio para los OC en común se muestra en el gráfico de la izquierda de la Figura 6.37. En este gráfico, los OC están coloreados según la diferencia entre la cantidad de estrellas miembro estimadas por HR2024 y las obtenidas aquí. De esta manera, los OC en violeta indican una mayor clasificación de estrellas miembro por parte de HR2024 en comparación con este trabajo. La tendencia general de nuestros resultados coincide con la de estos autores, sin embargo se observa un corrimiento que evidencia valores de masas mayores según HR2024 para el 75 % de los OC. Esto puede deberse a varias razones. Por un lado la determinación de las estrellas miembro, tanto en la cantidad como en la correcta identificación del OC según el método de clustering utilizado, genera diferencias en la estimación de la masa total. Por otro lado, los autores de HR2024 identifican este mismo corrimiento al comparar con otros

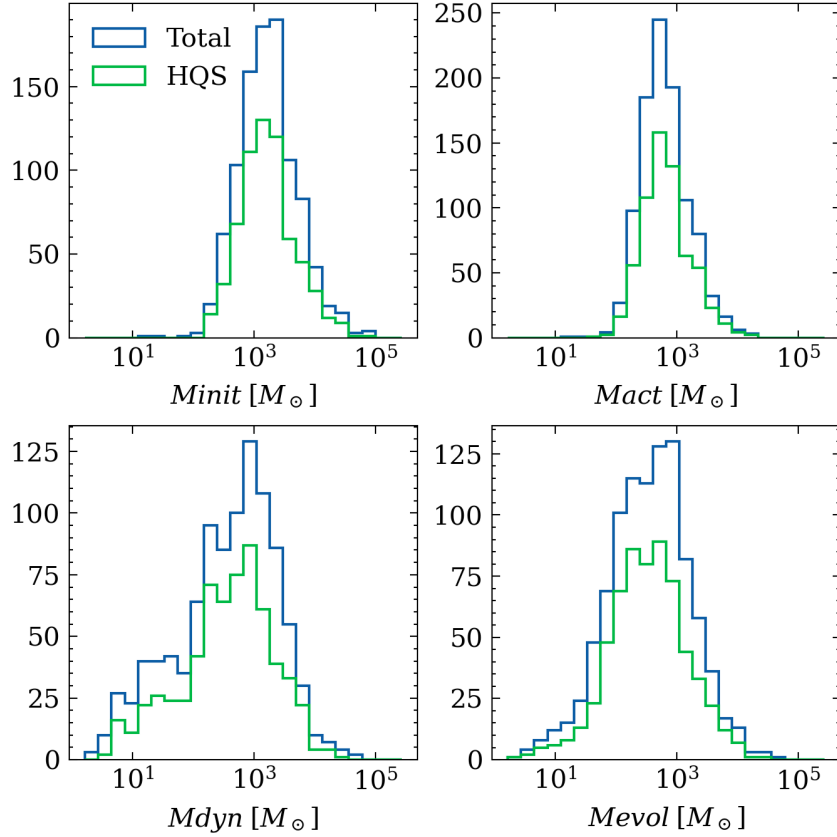


Figura 6.36: Distribuciones de las masas $[M_i, M_{act}, M_{din}, M_{evol}]$ obtenidas para la muestra de OC. En azul se grafica el conjunto total de OC y en verde la submuestra de alta calidad.

estudios y lo atribuyen a la inclusión de los métodos que corrigen los efectos de selección de miembros y la corrección por estrellas binarias no resueltas. Como en este trabajo se incluye la corrección por sistemas binarios no resueltos, queda concluir que la sobreestimación de valores en HR2024 se debe a su corrección por efectos de selección.

Por otro lado, en Almeida et al. [2023] (Al2023) publican un catálogo de masas totales de 773 OC utilizando los parámetros fundamentales estimados por DI2021 y fotometría de Gaia DR3. Las masas son estimadas mediante la comparación de cúmulos sintéticos y ajustando funciones de masas personalizadas a cada cúmulo. La comparación de sus resultados con los obtenidos en este trabajo para los OC en común, se muestran a la derecha de la Figura 6.37. Los puntos violetas se corresponden con los OC donde Al2023 cataloga un número mayor de estrellas como estrellas miembro en comparación con este estudio. Nuevamente, se observa aquí una coincidencia en la tendencia de los resultados, pero en esta comparación los valores de masas hallados en este trabajo son en su mayoría mayores que los obtenidos en Al2023. Esta variación puede deberse a diferencias en la extrapolación de las funciones de masa o en la estimación de membresía, lo que a su vez genera discrepancias en los parámetros funda-

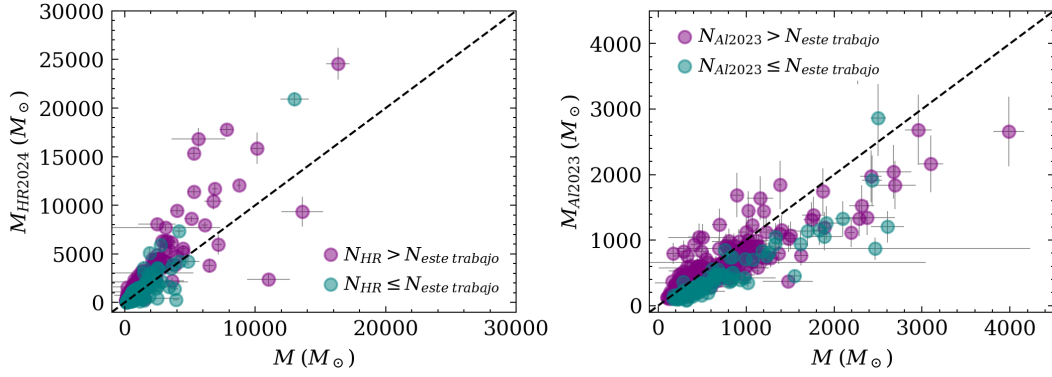


Figura 6.37: (Izq.): Comparación de la masa actual obtenida en este trabajo con la obtenida en HR2024 para los OC en común, coloreado según la diferencia entre el número de estrellas miembro obtenidas en ambos trabajos. (Der.): ídem pero comparando con los resultados de AI2023.

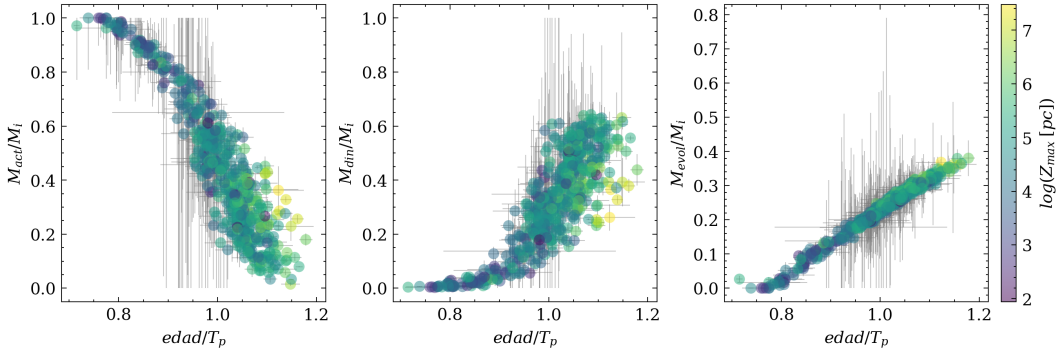


Figura 6.38: Relación de la masa actual (a la izquierda), la masa dinámica (en el centro) y la masa evolutiva (a la derecha), con el número de vueltas estimadas del OC alrededor del centro galáctico. Los OC se colorean según la altura máxima sobre el plano galáctico en escala logarítmica.

mentales. Cabe destacar que donde HR2024 sobreestima valores de masa actual, comparado con los valores estimados en este trabajo, AI2023 en cambio los subestima.

La Figura 6.38 muestra la relación de la masa actual (izquierda), la masa dinámica (centro) y la masa evolutiva (derecha), con el número de ciclos orbitales completos alrededor del centro galáctico obtenidos para cada OC. Para estimar este último valor, se dividió la edad de los OC por los valores correspondientes del período en la dirección azimutal obtenidos en el análisis de órbitas, el cual se presenta en la Sección 6.7. Los OC se encuentran coloreados en el gráfico según la altura máxima sobre el plano galáctico (Z_{max}) en escala logarítmica.

Es posible observar que, a medida que los OC recorren sus órbitas alrededor del centro galáctico, su masa actual disminuye en comparación con su masa inicial. Esta disminución en la masa actual se relaciona tanto con la pérdida de masa dinámica como con la pérdida de masa evolutiva. La pérdida de masa dinámica se debe a la expulsión de estrellas debido

a interacciones gravitacionales, mientras que la pérdida de masa evolutiva resulta de procesos internos asociados a la evolución estelar y el fin de vida de las estrellas, e.g.: eventos supernova en estrellas masivas.

En el gráfico se puede ver claramente que a mayor recorrido alrededor de la Galaxia, ambas pérdidas, tanto dinámica como evolutiva, aumentan (i.e.: aumentan las estimaciones de masas dinámicas y evolutivas). Como es de esperar, los cúmulos que han dado más vueltas alrededor del centro galáctico tienden a mostrar mayores pérdidas de masa debido a que tanto las interacciones gravitacionales como el efecto de la evolución estelar se vuelven más significativos con el tiempo. Además es posible observar que luego de completar una vuelta alrededor de la Galaxia, es decir cuando la relación $edad/T_p$ es mayor a 1, la pérdida de masa dinámica se hace más pronunciada.

A su vez los OC que se encuentran a mayores distancias sobre el plano galáctico se corresponden con valores altos de pérdida dinámica y evolutiva. Si bien las fuerzas de mareas disminuyen con la distancia, estos OC poseen órbitas más inclinadas con respecto al plano de la Galaxia que los que orbitan cerca del mismo y por ende experimentan fuertes choques verticales de marea procedentes del disco galáctico al momento de cruzarlo [Martinez-Medina et al., 2017]. Estos OC suelen ser cúmulos de edades avanzadas y por lo tanto han experimentado también una gran pérdida de masa por procesos de evolución estelar.

Es importante remarcar que las estimaciones de pérdida de masa por efectos tanto dinámicos como evolutivos dependen fuertemente de los modelos utilizados para aproximar el potencial galáctico y los procesos estelares internos, como se explicó en la Sección 5.2.3.

Contar con una estimación precisa para cada una de las masas de los OC permite también derivar una estimación de la completitud del catálogo. La completitud se refiere a la proporción de OC que han sido efectivamente identificados y registrados en comparación con el total que existe en la región de estudio. Una falta de completitud puede ser el resultado de diversos factores, entre los que destacan las limitaciones observacionales y la ineficacia de los algoritmos o métodos empleados para detectarlos. En el estudio de esta cantidad la masa es un factor clave, ya que cúmulos de diferente masa no solo presentan distintas propiedades dinámicas y evolutivas, sino que también pueden ser detectados con diferentes niveles de eficiencia. En particular, los cúmulos más masivos suelen ser más fácilmente identificables debido a su mayor número de estrellas miembro y brillo intrínseco, lo que puede introducir un sesgo en los catálogos hacia estos objetos. Por el contrario, los cúmulos de baja masa, que tienden a ser más débiles y menos prominentes, suelen ser mayormente detectados a cortas distancias y por ende corren el riesgo de quedar menos representados. Al contar con una estimación de las masas de los OC, es posible evaluar de manera más precisa si la dis-

tribución de cúmulos en el catálogo refleja realmente la distribución esperada o si existen vacíos debidos a limitaciones observacionales.

La medición de la completitud es sin embargo extremadamente compleja, ya que se desconoce la función de distribución real de los OC en la Vía Láctea. Si bien se sabe que la distribución de los OC jóvenes está correlacionada con los brazos espirales de la Vía Láctea [Castro-Ginard et al., 2021], una derivación de un modelo que describa la distribución de todos los OC en la Galaxia (o como mínimo la vecindad solar) es una tarea no trivial y supera los límites de este trabajo. Es posible no obstante obtener una estimación aproximada de la distribución de la completitud de los OC en función de la masa, siguiendo el enfoque presentado en HR2024. En este trabajo las autoras aproximan la distribución de OC en la Galaxia como una función bidimensional en el plano XY. Considerando una densidad de superficie uniforme de OC por parsec cuadrado n , el número de OC N esperado dentro de un radio $R = \sqrt{X^2 + Y^2}$ y su derivada vienen dados por:

$$N(R) = n\pi R^2; \frac{dN(R)}{dR} = 2n\pi R. \quad (6.8)$$

Este modelo simple implica por lo tanto que la distribución radial de los OC aumente de manera lineal. En la Figura 6.39 se presentan estimadores de densidad con núcleo Gaussiano (KDE) aplicados a esta distancia bidimensional R , obtenida a partir de los OC analizados en esta Tesis. Los OC se dividieron en diferentes rangos de masa, representando sus KDEs por líneas entrecortadas de diferentes colores. La línea continua en negro muestra el KDE considerando todos los OC de la muestra. Para facilitar la comparación, las densidades se han normalizado de modo que cada función tenga un pico igual a uno. La masa utilizada para agrupar a los OC en los diferentes rangos es la masa actual estimada para cada uno de ellos.

Para cada intervalo de masa se observa un incremento aproximadamente lineal de la densidad en función de R , lo cual concuerda con el modelo de distribución de OC propuesto en la Ec. 6.8. No obstante, estas distribuciones alcanzan un pico y luego descienden de manera casi exponencial. Considerando esta distribución lineal, podría asumirse que para cada intervalo de masa se alcanza una completitud del 100 % hasta la distancia $R_{\text{máx}}$, donde se observa el pico máximo. A partir de $R_{\text{máx}}$, la incompletitud debido a diversos factores comienza a hacerse evidente. Se observa que para los dos intervalos de masas más pequeños, los picos se alcanzan a valores de $R_{\text{máx}}$ más cercanos al Sol (menores a 1000 pc). Esto es coherente, ya que la dificultad para detectar estos OC aumenta conforme se encuentran a mayores distancias, lo que limita nuestra capacidad de observarlos en su totalidad. En

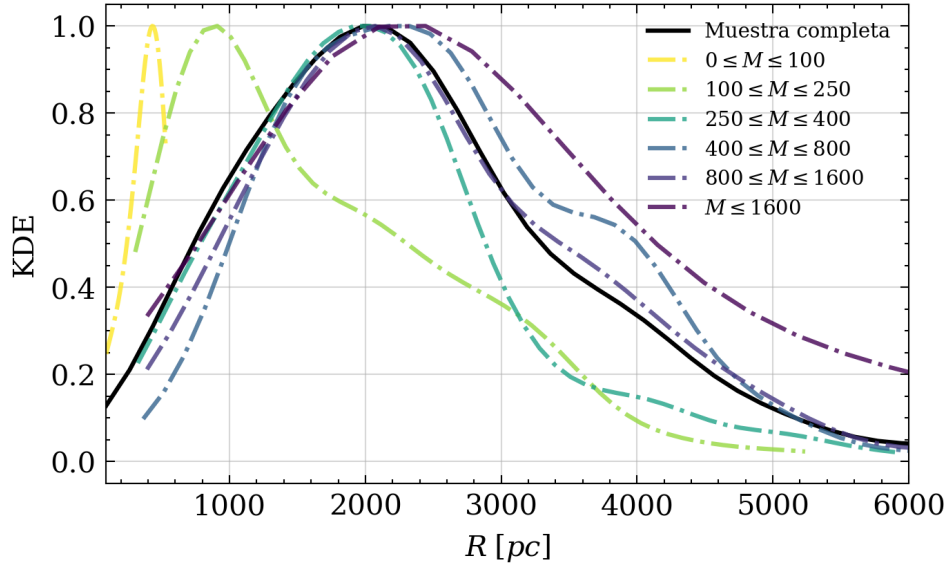


Figura 6.39: KDEs de la distancia bidimensional desde el Sol $R = \sqrt{X^2 + Y^2}$ de los cúmulos en diferentes rangos de masa. Todas las curvas están normalizadas para tener un pico de uno, lo que facilita la comparación entre ellas.

contraste, los cuatro intervalos de mayor masa muestran una completitud del 100 % hasta aproximadamente 2000 pc. Como es de esperar, el intervalo correspondiente a las masas más grandes alcanza la mayor distancia de completitud, con un valor de $R_{\text{máx}} \approx 2500 \text{ pc}$. Este patrón confirma que los OC más masivos, más brillantes y más fáciles de detectar, tienen una mayor probabilidad de ser observados a mayores distancias, lo que contribuye a una representación más completa de su distribución en el espacio.

La incompletitud de un catálogo depende de varios factores, como la selección de la muestra y el desempeño del método de clustering. En el caso de expresar la distribución de los OC en función de la masa, es fundamental además contar con una buena estimación de las masas totales. Sin embargo, la fuente de datos utilizada, en este caso Gaia DR3, presenta limitaciones que impiden alcanzar una completitud del 100 % de los OC en la Galaxia. Estas limitaciones incluyen el límite de magnitud máxima observable, la extinción y la precisión astrométrica de las observaciones.

La Figura 6.39 ilustra que incluso los OC que son relativamente fáciles de detectar mediante métodos de clustering debido a su alta masa, comienzan a perder completitud más allá de 2500 pc. Esto sugiere que este rango de distancia podría representar el límite superior del 100 % de completitud de Gaia DR3. En HR2024, a partir de un análisis equivalente, establecen un límite de completitud del 100 % para Gaia DR3 en aproximadamente 2800 pc, un resultado similar al obtenido en este trabajo.

Por otro lado, sin diferenciar los diferentes rangos de masas, las autoras de HR2024

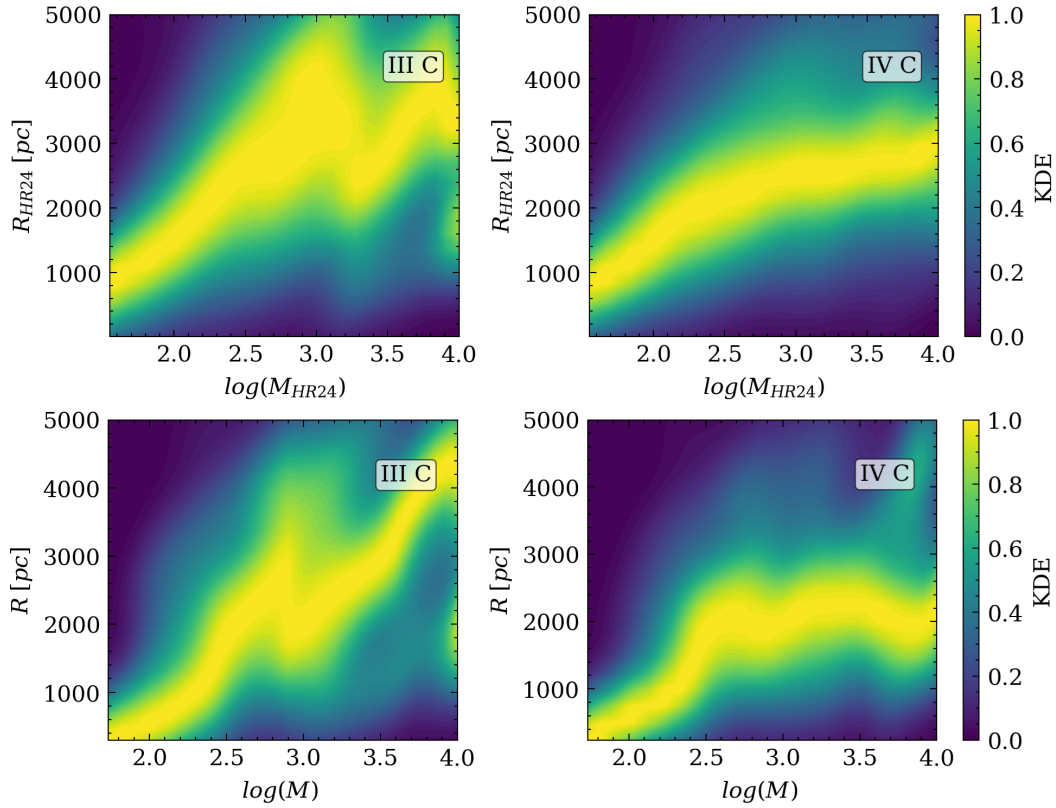


Figura 6.40: Estimación de densidad normalizada de la distribución R-masa de los OC, separados por los cuadrantes III y IV. Arriba se muestran los resultados obtenidos en HR2024 y abajo los obtenidos en este trabajo.

investigan la completitud a través de una distribución masa-R, donde la masa de los OC se representa en escala logarítmica. La distribución se suaviza mediante un KDE normalizado con respecto a la masa, de manera que un pico de valor 1 en la distribución indica la distancia a la cual se alcanza el máximo nivel de completitud para una masa específica. A modo de comparación, en este trabajo se realizó un análisis similar, pero separando los OC de la muestra en los cuadrantes galácticos III y IV. Esta separación permite estudiar las variaciones en la completitud en diferentes regiones del espacio galáctico. En la fila superior de la Figura 6.40, se presenta la distribución obtenida utilizando el catálogo de HR2024 para los OC en los cuadrantes III y IV. En la segunda fila, se muestran los OC analizados en este estudio, también segregados por los mismos cuadrantes.

Es posible observar que, al utilizar tanto los resultados de este trabajo como los proporcionados por HR2024, surge una diferencia notable entre el tercer y el cuarto cuadrante. Esta discrepancia, sin embargo, no es abordada en HR2024, ya que los autores realizan su análisis para la muestra completa sin discretizar por cuadrantes galácticos, lo que podría ocultar variaciones regionales significativas.

En el cuarto cuadrante, los picos máximos de la estimación de densidad mediante el método KDE muestran una distribución que crece de manera aproximadamente lineal hasta una distancia de ≈ 2000 pc. A partir de este punto, la distribución se estabiliza y no presenta un aumento adicional significativo, lo que sugiere una limitación en la detectabilidad de los cúmulos a mayores distancias en esta región del cielo. Esta tendencia podría estar vinculada con la densidad creciente de materia interestelar y extinción hacia el centro galáctico, que afecta la observación de cúmulos más distantes.

En contraste, el tercer cuadrante, que mira hacia las regiones exteriores de la Galaxia, muestra un comportamiento diferente, alcanzando distancias más lejanas para los OC más masivos. La menor densidad de material interestelar y regiones de formación estelar en esta dirección permite una mejor observación de cúmulos a mayores distancias. Sin embargo, es importante destacar que la distribución de los picos del KDE en el tercer cuadrante no muestra un aumento constante, sino que se observan fluctuaciones. Estas fluctuaciones pueden estar relacionadas con diversos factores, como la influencia de la extinción interestelar, variaciones en la tasa de formación estelar en diferentes distancias, o incluso la presencia de estructuras galácticas que afectan la visibilidad de los cúmulos en esta región.

Tanto la meseta observada en el cuarto cuadrante como las fluctuaciones en el tercer cuadrante probablemente estén relacionadas con la compleja estructura espiral de la Vía Láctea. La cercanía del Sol a los brazos espirales de Carina-Sagittarius (en dirección al cuarto cuadrante) y Perseus (en dirección al tercer cuadrante) pueden ser las razones por las cuales se observan estos picos de densidad a distancias específicas, lo cual se relacionaría con distribuciones más complejas que superan los límites de este trabajo.

6.6. Estructura y cinemática galáctica

6.6.1. Brazos espirales

Los OC desempeñan un papel esencial en el estudio de la estructura Galáctica, ya que su distribución se correlaciona con la ubicación de los brazos espirales de la Vía Láctea [Dias and Lépine, 2005b]. Utilizando las estimaciones obtenidas en este trabajo para las distancias individuales, se calcularon las coordenadas cartesianas galactocéntricas (X, Y, Z) de los 1037 OC pertenecientes a la muestra analizada en este trabajo.

En la Figura 6.41 se muestra la proyección en el plano (X, Y) de la distribución de los OC, divididos por rango de edad. Este gráfico representa una vista superior del plano de la Galaxia. El punto negro, ubicado en el origen del sistema de referencia en cada subfigura,

representa al centro de la Vía Láctea. El punto amarillo, ubicado a -8.34 kpc sobre el eje X, representa al Sol. Los puntos coloreados representan los cúmulos para los cuales se ha podido asignar una velocidad radial, mientras que los que no tienen velocidad radial asignada se representan con una cruz. La barra de color indica la velocidad acimutal, es decir, la velocidad de rotación sobre el plano galáctico. Además, se representan superpuestos los brazos espirales de Perseo, Orión-Cygnus (o brazo Local), Carina-Sagitario, Crux-Scutum y Norma, obtenidos a partir del estudio de estrellas gigantes y estrellas rojas realizado por [Momany et al. \[2006\]](#).

Es posible observar que en los dos grupos de edades más avanzadas (los gráficos inferiores), los cúmulos estelares exhiben una notable dispersión en su distribución espacial. Esto contrasta con cúmulos más jóvenes que siguen de manera más cercana la estructura de los brazos espirales de la Galaxia, especialmente de los brazos Perseus, Orion, y Carina. Esta diferencia sugiere que con el paso del tiempo los cúmulos más antiguos experimentan procesos de dispersión y mezcla en el medio Galáctico, lo que los lleva a alejarse de sus posiciones iniciales y, en consecuencia, a perder la asociación con los brazos espirales donde se formaron.

6.6.2. Velocidades galácticas en función de la edad

La relación entre la dispersión de las velocidades estelares del disco Galáctico y la edad ha sido ampliamente estudiada en los últimos años (por ejemplo, [Mackereth et al. \[2019\]](#), [Nordstrom et al. \[2004\]](#)). La dispersión máxima de velocidad en el disco es fundamental para interpretar la dinámica local del disco Galáctico. [\[Tarricq et al., 2021, Wu et al., 2009\]](#) Dado que la obtención de la edad de los OC es más sencilla que la de estrellas individuales, resulta interesante comparar estas cantidades y analizar su posible correlación.

Para obtener las velocidades tridimensionales galactocéntricas es necesario contar, además de los movimientos propios, con asignaciones de velocidades radiales V_R para los OC. Como se detalló en la Sección 6.2, las velocidades radiales asignadas para cada OC se obtienen como los valores medios, pesados según sus incertezas, de las velocidades radiales de las estrellas miembro según `pyUPMASK` que poseen medición de este parámetro. En caso de no contar con mediciones del componente radial para ningún miembro, se selecciona, si existe, el valor registrado por Ta2021. Para la asignación de incertezas se toma el desvío estándar ponderado.

En la Figura 6.42 se muestra una comparación de los valores de V_R para aquellos cúmulos en común con Ta2021, para los cuales se ha podido asignar un valor a partir de las estrellas

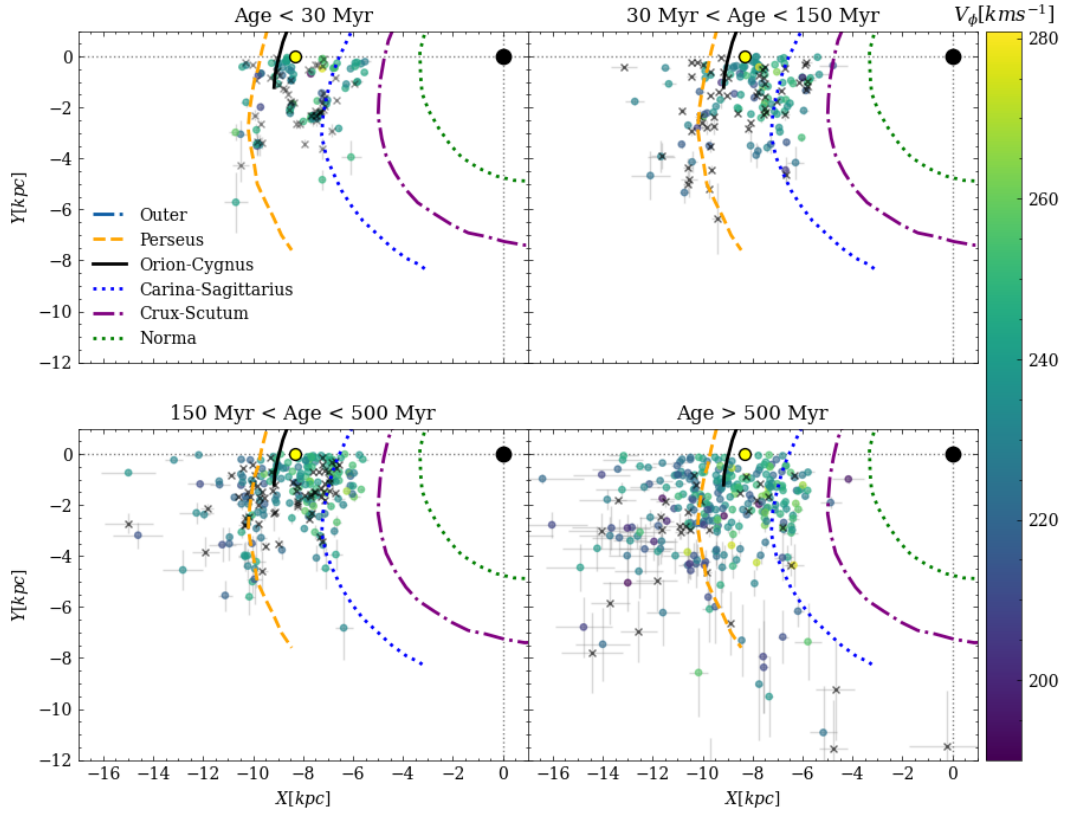


Figura 6.41: Distribución de Cúmulos Abiertos en el plano Galáctico (X , Y) para diferentes grupos de edad. Los puntos representan cúmulos abiertos para los cuales se les pudo asignar velocidades radiales, coloreados según su velocidad azimutal, V_ϕ , como se indica en la barra de colores a la derecha. Las cruces son aquellos cúmulos sin velocidad radial asignada. Las líneas curvas corresponden a los brazos espirales de la Vía Láctea: Exterior (azul discontinuo), Perseo (naranja discontinuo), Orión-Cygnus (negro sólido), Carina-Sagitario (verde punteado), Crux-Scutum (morado guion-punto), y Norma (verde punteado). Se muestran cuatro intervalos de edad: cúmulos menores a 30 Myr (arriba a la izquierda), cúmulos entre 30 y 150 Myr (arriba a la derecha), cúmulos entre 150 y 500 Myr (abajo a la izquierda) y cúmulos mayores a 500 Myr (abajo a la derecha).

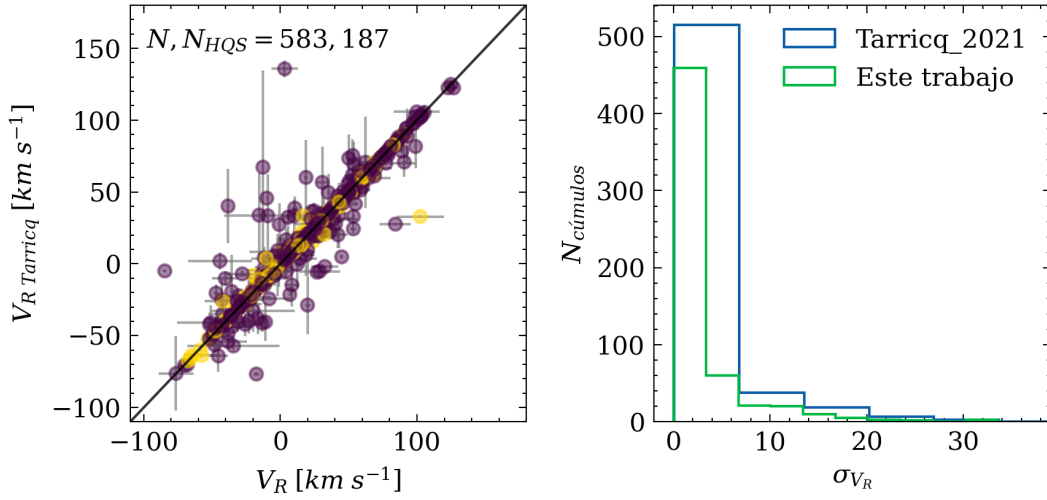


Figura 6.42: (Izq.:) Comparación de los valores de velocidad radial V_R asignados en este trabajo y en Ta2021 para los OC en común. En amarillo se muestran los OC pertenecientes a la muestra de alta calidad de Ta2021. (Der.:) Distribuciones de las incertezas σ_R asociadas a las velocidades radiales para este trabajo (en verde) y para Ta2021 (en azul).

miembro. En el gráfico de la izquierda, se comparan los valores asignados a cada cúmulo para el parámetro V_R . En total, 583 OC tienen valores de V_R asignados tanto en este trabajo como en Ta2021. De estos, solo 187 (indicados en el gráfico en color amarillo) forman parte de la submuestra que estos autores identifican como muestra de alta calidad (HQS_{T_q}), basándose en las incertidumbres y el número de estrellas miembro utilizadas. En el gráfico de la derecha, se presentan dos histogramas que muestran las incertezas asociadas a los valores de V_R en ambos trabajos.

Se observa una buena concordancia para la mayoría de los OC en común, en especial para aquellos que pertenecen a la submuestra HQS_{T_q} . La incerteza media es de $1.1\ km\ s^{-1}$, con aproximadamente un cuarto de los cúmulos mostrando incertezas mayores a $3\ km\ s^{-1}$. Los OC asociados a la HQS_{T_q} tienen en promedio incertezas 30 % menores que el resto.

En la Figura 6.43, se presenta la relación entre las velocidades en coordenadas cilíndricas y la edad de los OC del conjunto HQS de este trabajo. Dado que para calcular estas velocidades es necesario contar con una estimación de velocidad radial para el OC, y que solamente se ha considerado la submuestra de alta calidad, se grafican en total 642 OC. En el gráfico superior se exhibe la velocidad acimutal V_ϕ , en el centro se muestra la velocidad en la dirección radial V_R , y en el gráfico inferior se presenta la velocidad vertical perpendicular al plano galáctico V_z . Los puntos están coloreados según la distancia del OC al centro Galáctico. En el gráfico, se han resaltado con cruces aquellos OC que cuentan con al menos tres estrellas miembro con velocidad radial asignada. En el cálculo de las velocidades, se consideró que la velocidad del Sol con respecto al Sistema Local en Reposo (LSR) es $\vec{v}_\odot = [11.1, 12.24, 7.25],\ km\ s^{-1}$

[Schönrich et al., 2010]. Asimismo, se asumió que la velocidad del LSR es de $240, \text{kms}^{-1}$. Cabe destacar que aquí la velocidad en la dirección radial no es la velocidad en la dirección de la línea de visión, como se mostró en la Figura 6.42, sino que corresponde a la velocidad radial en las coordenadas cilíndricas galactocéntricas, es decir en dirección al centro Galáctico.

Según los valores obtenidos, es posible evidenciar una considerable dispersión en las tres velocidades, la cual se intensifica con el incremento de la edad de los OC. Esta relación se vincula con el continuo calentamiento dinámico del disco delgado inducido por nubes moleculares gigantes, por los brazos espirales, o por la barra, que afectan de manera diferente a las componentes de velocidad [Mackereth et al., 2019, Grand et al., 2016]). Se encuentra un valor medio para la velocidad acimutal de $236 \pm 14, \text{kms}^{-1}$, coincidente con la velocidad del LSR. A su vez, la velocidad radial y vertical se distribuyen alrededor de los valores $-0.41 \pm 18.4, \text{kms}^{-1}$ y $-0.4 \pm 7.0, \text{kms}^{-1}$, respectivamente.

Se puede observar que los OC con las mayores distancias galactocéntricas (indicados por puntos naranjas y amarillos) presentan velocidades azimutales predominantemente por debajo de la media y tienen edades avanzadas. Esto es esperable ya que los cúmulos situados a mayores distancias del centro galáctico, que en su mayoría son OC antiguos, tienden a moverse más lentamente en su componente azimutal debido a la menor influencia del potencial galáctico.

En el panel inferior se observa que la dispersión en la velocidad vertical aumenta considerablemente. Esto resalta que, en general, los OC que alcanzan mayores velocidades respecto al plano Galáctico tienden a ser aquellos más antiguos. Este efecto, conocido como calentamiento cinemático, se da como resultado de su evolución orbital a largo plazo y las interacciones dentro del potencial Galáctico. Estos resultados coinciden en gran medida con lo encontrado por Ta2021 para su propia HQS de cúmulos abiertos.

Es importante señalar que este aumento en la dispersión, especialmente en las componentes V_ϕ y V_R (donde no es tan marcado como en V_Z), puede estar también afectado por la falta de homogeneidad en la distribución de edades de los OC de la muestra. Además, las velocidades radiales de los OC formados por estrellas jóvenes son más difíciles de medir, debido a las altas temperaturas de estas estrellas o porque estos cúmulos suelen encontrarse cerca del plano Galáctico donde la mayor extinción complica las mediciones espectroscópicas. Como consecuencia, el número de cúmulos jóvenes disponibles para este tipo de estudios se reduce aún más, limitando la representatividad de los mismos en los análisis.

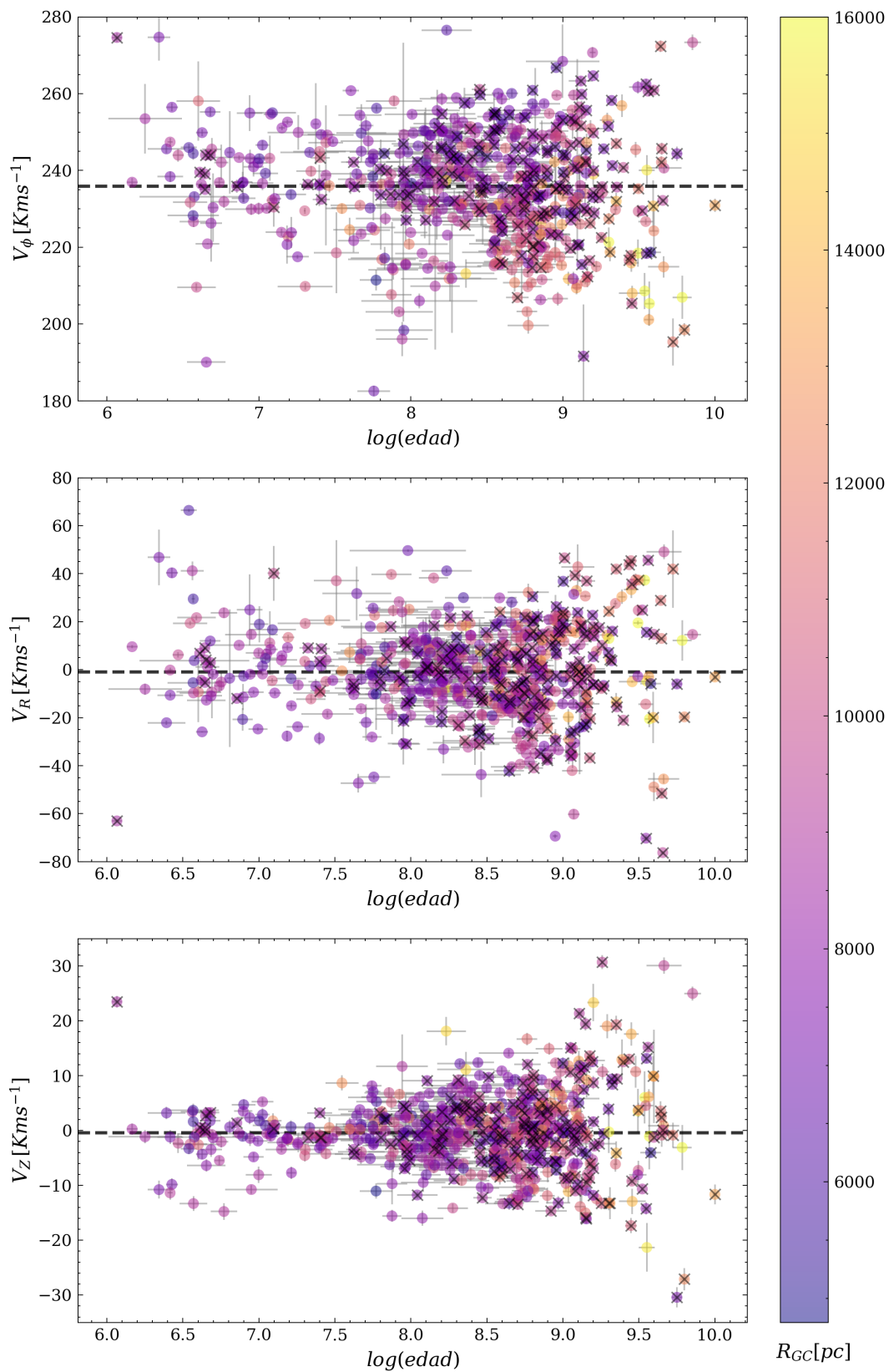


Figura 6.43: Velocidades galácticas en función de la edad de los cúmulos estelares.

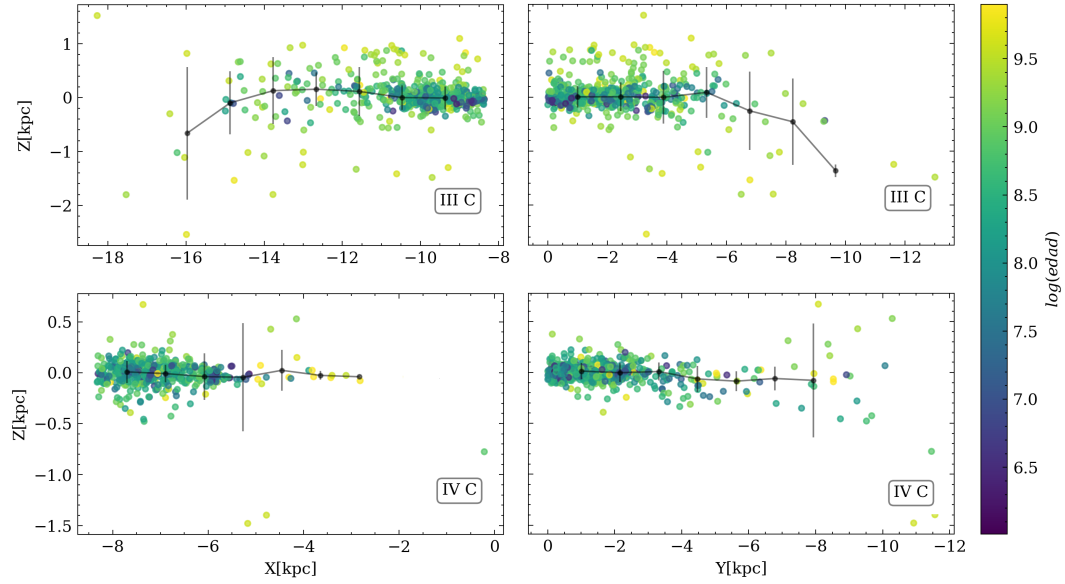


Figura 6.44: A la izquierda: Proyección de los OC en el plano XZ. Arriba el tercer cuadrante y abajo el cuarto cuadrante. A la derecha: ídem para la proyección YZ. Los OC se encuentran coloreados según la edad en escala logarítmica.

6.6.3. Warp galáctico

El fenómeno conocido como “warp galáctico” hace referencia a la desviación del plano medio de la Vía Láctea respecto al plano geométrico $b = 0^\circ$ en su disco exterior. Su manifestación más notoria se encuentra en la distribución del gas de hidrógeno neutro (HI) y en la distribución de nubes moleculares [Wouterloot et al., 1990]. Además, esta peculiaridad se hace evidente en la distribución del polvo interestelar [Marshall et al., 2006], así como en las propiedades cinemáticas y la distribución espacial de las estrellas [Moitinho et al., 2006, Vázquez et al., 2008, Chrobáková et al., 2020]. El estudio de estrellas variables Cefeidas, debido a su brillo y ubicación, han permitido estudiar detalladamente esta deformación a largas distancias del centro Galáctico [Chen et al., 2019].

El warp galáctico plantea una serie de interrogantes sobre la naturaleza de los procesos físicos y dinámicos que operan en nuestra Galaxia y su estudio contribuye a la comprensión de la estructura y evolución de la Vía Láctea.

En la Figura 6.44, se representan gráficamente las posiciones X-Z (izquierda) e Y-Z (derecha) de los cúmulos analizados en este trabajo, diferenciando entre el tercer cuadrante (arriba) y el cuarto cuadrante (abajo). Los puntos negros indican las medianas de las coordenadas Z, correspondientes a secciones de 1 Kpc en las coordenadas X o Y. Los OC se encuentran coloreados según el logaritmo de sus edades.

Se observa, tanto en la proyección XZ como en la proyección YZ, una inclinación del

plano galáctico en el tercer cuadrante. Puede resultar de ayuda para la interpretación de este gráfico observar la distribución de los cuadrantes en la Galaxia en la Figura 3.2 del Capítulo 3. Es evidente que el disco permanece cerca del plano formal ($b = 0^\circ$ ó $Z = 0\text{kpc}$) hasta aproximadamente $X_{GC} \approx 12\text{kpc}$ y que es muy delgado ($\approx 2\text{kpc}$). Sin embargo, más allá de esta distancia, el disco delgado comienza a experimentar un doblez y, simultáneamente, su extensión vertical adquiere cada vez más importancia.

Como puede verse en la Figura 6.44, la caída del disco Galáctico debido al efecto del warp alcanza alrededor de 1 Kpc por debajo del plano formal a distancias cercanas al borde externo. Esto coincide con modelos recientes como el de Han et al. [2023], que incorporan un halo inclinado de materia oscura para explicar los efectos del warp.

6.6.4. Gradiente de metalicidad

Los OC son fundamentales para entender cómo ha evolucionado químicamente nuestra Galaxia. Debido a que abarcan grandes intervalos de edad y distancia galactocéntrica, las cuales pueden derivarse con mayor precisión que para las estrellas de campo, son útiles para trazar la evolución química tanto espacialmente como temporalmente. Modelos de galaxias espirales predicen que la parte interna del disco se forma primero que la parte externa, dando lugar a un crecimiento de “adentro hacia afuera” [Larson, 1976, Chiappini et al., 1997, Frankel et al., 2019]. Una evidencia observacional de este proceso físico es el gradiente de metalicidad radial en el disco galáctico. A partir de mediciones espectroscópicas se han observado metalicidades más altas cerca del centro, producto de una formación estelar sostenida a partir de generaciones anteriores que enriquecen el material de formación. A medida que nos alejamos del centro galáctico la metalicidad disminuye, reflejando una menor cantidad de procesos de formación estelar y una composición química menos enriquecida. Según estudios recientes, el gradiente radial de metalicidad desciende linealmente hasta aproximadamente los 11-12kpc y en las regiones exteriores del disco se vuelve mucho más plano [Magrini et al., 2009, Carrera and Pancino, 2011, Young et al., 2012, Spina et al., 2022].

A partir de los valores de metalicidad estimados en este trabajo para cada uno de los OC de la muestra, y utilizando las distancias galactocéntricas R_{GC} se ha trazado la distribución radial de la metalicidad en el disco galáctico. Para realizar una comparación con otros estudios de la literatura, y considerando que la muestra de OC seleccionada posee una cantidad limitada más allá de los 12 kpc, se optó por estimar sólo el gradiente metálico en la región interna del disco, es decir, para distancias inferiores a 12 kpc. Por otro lado, para

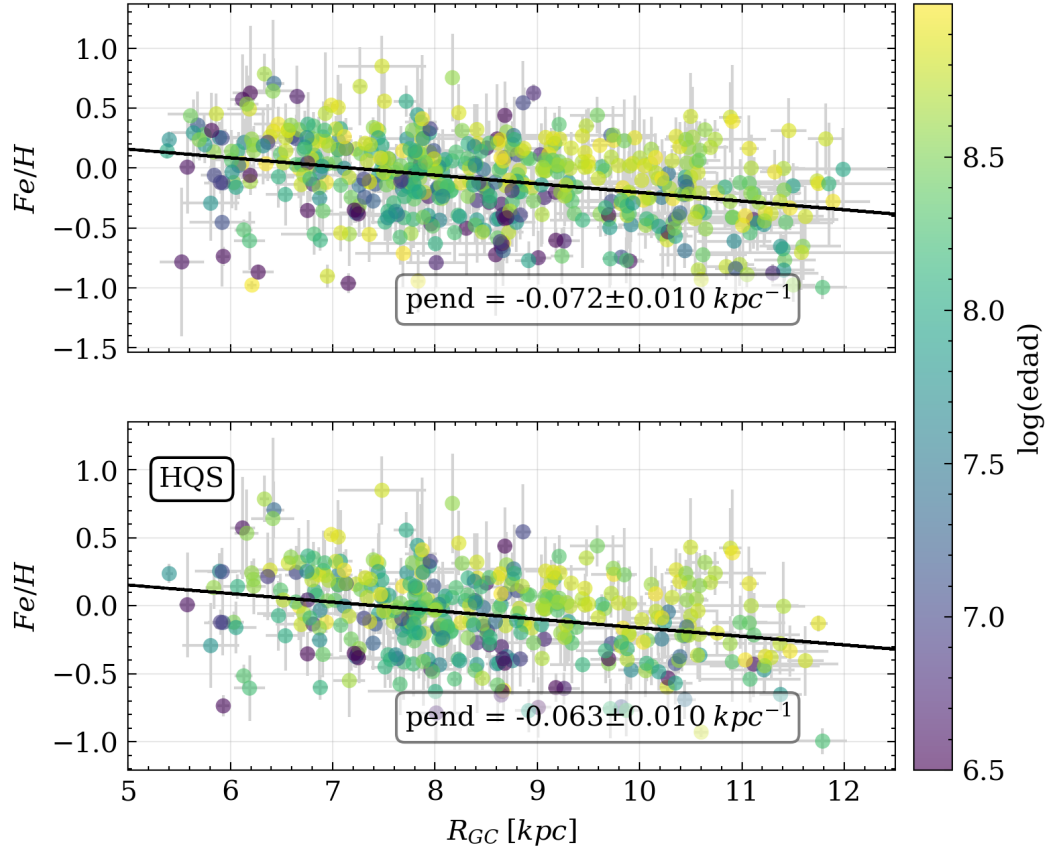


Figura 6.45: Distribución radial de la metalicidad para los cúmulos analizados. Arriba se grafica la muestra completa y abajo la muestra HQS.

evitar que los OC que han sido afectados por la migración radial dispersen el cálculo del gradiente, se ha calculado el mismo utilizando OC con edades $< 1\text{Gyr}$.

En la Figura 6.45, se presenta el gradiente de metalicidad para los cúmulos de la muestra analizada en este estudio. En el gráfico superior, se muestran todos los cúmulos de la muestra que cumplen con las restricciones definidas anteriormente, mientras que el gráfico inferior se limita a su vez por la submuestra de alta calidad HQS. Los OC están coloreados según sus edades estimadas. Adicionalmente, se ha trazado una línea de tendencia sobre la imagen, y se incluye el valor de la pendiente. Los valores estimados en este trabajo muestran una clara tendencia entre la metalicidad y la distancia al centro galáctico. Específicamente, se observa que el contenido metálico $[\text{Fe}/\text{H}]$ tiende a disminuir a medida que aumenta la distancia galactocéntrica R_{GC} . El valor de la pendiente estimado de la metalicidad interior del disco galáctico es $-0.072 \pm 0.010 \text{kpc}^{-1}$ teniendo en cuenta toda la muestra de OC, y $-0.063 \pm 0.010 \text{kpc}^{-1}$ para la HQS.

Estos valores son similares a los resultados de muchos trabajos recientes, de los cuales se seleccionan los más relevantes para la comparación:

- En [Genovali et al. \[2014\]](#) estudiaron el gradiente metálico a través del análisis de Cefeidas y obtuvieron para un rango de distancia $[5, 19]\text{kpc}$ una pendiente de $-0.060 \pm 0.001 \text{ kpc}^{-1}$.
- En [Willett et al. \[2023\]](#), a través de mediciones espectroscópicas de 668 estrellas simples y de edades menores a 1Gyr, obtienen un gradiente de metalicidad radial de $-0.068 \pm 0.017\text{kpc}^{-1}$.
- En [Zhang et al. \[2021\]](#), recopilando resultados de datos espectroscópicos para estrellas miembro de 225 OC, obtienen para una distancia $|Z| < 0.5\text{kpc}$ y edad $< 0.5\text{Gyr}$, un gradiente de metalicidad “actual” de $-0.074 \pm 0.007\text{kpc}^{-1}$.
- En [Spina et al. \[2022\]](#) estiman el gradiente de metalicidad utilizando también datos espectroscópicos de estrellas miembro de OC. Para la estimación de la pendiente utilizan los valores de metalicidad de aquellos cúmulos que poseen más de una estrella miembro con medición espectroscópica (denominada por los autores como muestra “gold”). El valor de pendiente del gradiente de metalicidad que obtienen para el disco interior ($R_{GC} < 12\text{kpc}$) es de $-0.064 \pm 0.007\text{kpc}^{-1}$.
- En [Myers et al. \[2022\]](#) utilizan una muestra de 85 OC del estudio Open Cluster Chemical Abundances and Mapping (OCCAM), basada en las abundancias de APOGEE DR17, y recuperan un gradiente de $-0.073 \pm 0.002\text{kpc}^{-1}$ en el rango $[6, 12] \text{ kpc}$
- Finalmente, en el trabajo reciente de [Joshi et al. \[2024\]](#) recopilaron metalicidades de 1879 OC a partir de estudios anteriores. De la muestra total, 615 OC poseen estimación de metalicidad basados en data espectroscópica, mientras que los 1264 OC restantes poseen estimación de metalicidad basados en datos fotométricos. La pendiente del gradiente de metalicidad radial obtenido por estos autores es $-0.070 \pm 0.002\text{kpc}^{-1}$.

Dado que las estrellas que componen los OC se mantienen unidas durante su evolución y no experimentan procesos de formación estelar adicionales, no deberían modificar su composición química en relación a la que tenían en el momento de su formación. Sin embargo la posición radial actual observada de los mismos puede verse alterada con respecto a la de su nacimiento. En primer lugar, dado la excentricidad de la órbita como resultado del calentamiento dinámico radial, el OC puede tener una posición distinta al radio de nacimiento R_i en el momento de su observación. Por otro lado, fenómenos como la migración radial debido a interacciones con componentes no axisimétricos del potencial galáctico, pueden llevar a esos cúmulos a otras órbitas con radios distintos a R_i . Para aproximar la distancia radial de los cúmulos abiertos (OC) a su radio de formación y, por lo tanto, mitigar los efectos

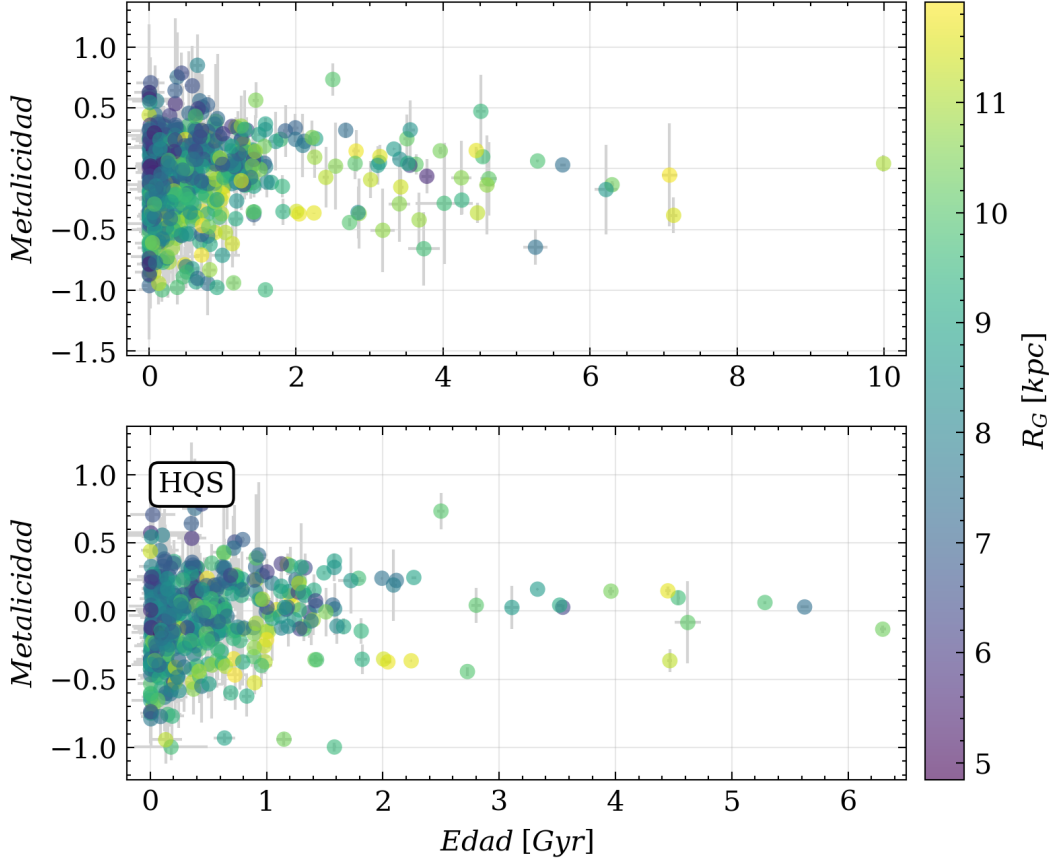


Figura 6.46: Relación edad-metalicidad de los OC dentro de una distancia galactocéntrica $R_{GC} < 12\text{kpc}$. Los OC se encuentran coloreados según sus radios guía.

de la excentricidad orbital, se calculó también el gradiente de metalicidad utilizando como referencia el radio guía R_G , definido como el radio de una órbita circular con el mismo momento angular L_z que la órbita actual. Estas cantidades se estiman a partir del análisis de las órbitas de los OC en la Galaxia, detallado en la Sección 6.7. Los resultados obtenidos son consistentes con los derivados al considerar directamente la distancia galactocéntrica R_{GC} , con pendientes de $-0.081 \pm 0.008 \text{ kpc}^{-1}$ para la muestra total y $-0.071 \pm 0.010 \text{ kpc}^{-1}$ para la muestra HQS. Comparaciones similares se discuten en los trabajos de Myers et al. [2022] y Willett et al. [2023], que llegan a conclusiones equivalentes.

Como las primeras estrellas se formaron en un universo pobre en metales, es razonable esperar que los cúmulos estelares más antiguos muestren menores metalicidades en comparación con los más jóvenes. Sin embargo, los estudios basados en cúmulos abiertos no parecen mostrar una dependencia clara entre la edad y la metalicidad de los mismos [Carraro and Chiosi, 1994, Carraro et al., 1998, Chen et al., 2003, Yong et al., 2012, Netopil et al., 2016].

En la Figura 6.46 se presenta la relación edad-metalicidad de los OC obtenida a partir de los resultados de este trabajo para valores de $R_G < 12 \text{ kpc}$. Los puntos se encuentran

coloreados según el radio guía de los OC, definido con anterioridad. Al igual que en estudios previos, no se observa una correlación clara entre estas dos variables. Es posible que las estrellas en los OC pertenezcan a una población estelar distinta, con un origen y un enriquecimiento químico diferente al de las estrellas de campo [Yong and Carney, 2005], para las cuales la relación edad-metalicidad esperada es mucho más fácil de observar [Feuillet et al., 2019]. Por lo tanto, esta ausencia de correlación entre parámetros sugiere que, en los OC, la variabilidad en la metalicidad observada en el disco galáctico parece estar más asociada a factores locales que a una simple tendencia lineal con la edad.

6.7. Parámetros orbitales

Mediante la utilización de las coordenadas espaciales y las velocidades tridimensionales, se han calculado los parámetros orbitales junto con sus respectivas incertezas para 754 de los 1037 cúmulos que conforman la muestra total, es decir, para aquellos OC para los cuales se cuenta con el vector completo de velocidad. El propósito fundamental de este análisis es explorar la dinámica de estos cúmulos dentro del potencial galáctico. Para llevar a cabo estos cálculos, se empleó el paquete de Python “Galpy” [Bovy, 2015], el cual incluye un modelo analítico de potencial galáctico moderno. .

Para cada OC analizado en este trabajo se obtuvieron los parámetros orbitales realizando una integración retrógrada de la órbita del mismo con un paso de 0.01Myr, hasta alcanzar la edad estimada del cúmulo. Los parámetros orbitales estimados se conforman por: los valores medios del apocentro, el pericentro y la excentricidad de la órbita, la máxima altura sobre el plano galáctico alcanzada por el OC, la energía o Hamiltoniano efectivo, los períodos de rotación en las tres coordenadas cilíndricas y el momento angular en la dirección z . Las incertidumbres estadísticas de los parámetros se obtienen a partir de una simulación de Monte Carlo con un tamaño de muestreo de 1000 muestras. Estas muestras se extraen aleatoriamente de distribuciones normales centradas en los valores de $pmRA$, $pmDE$, V_R y Distancia y con una desviación estándar igual a su error estándar. Las incertezas asociadas a los parámetros orbitales dependerán entonces de las incertezas asociadas a los parámetros observacionales.

El modelo de potencial gravitacional utilizado en este trabajo para describir la Vía Láctea es el conocido como *MWPotential2014*, derivado en Bovy [2015] mediante la adaptación de un modelo simple a los datos dinámicos previamente recopilados de nuestra Galaxia (ver Sección 3.2).

En la Fig. 6.47 se representa en azul el valor medio de la velocidad de rotación V_ϕ en fun-

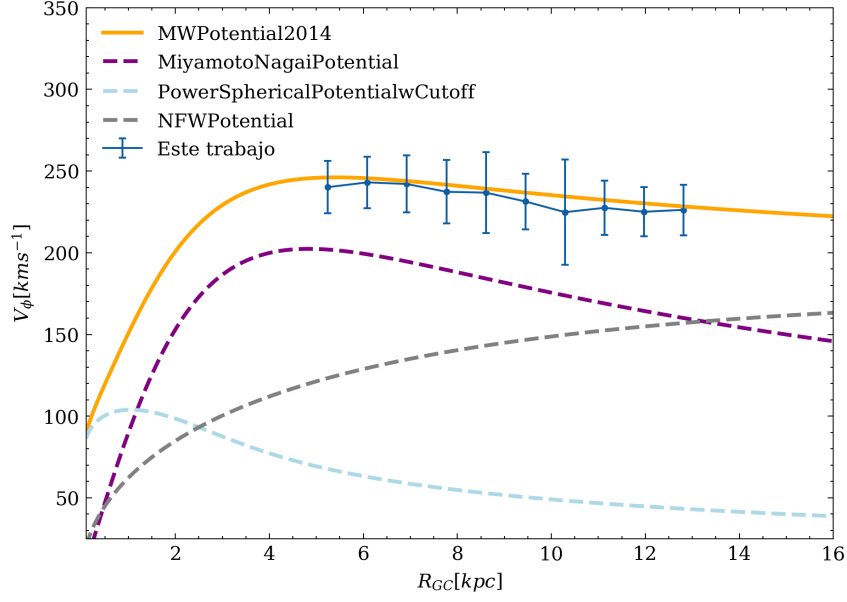


Figura 6.47: En azul: valores medios de la velocidad de rotación V_ϕ en función de la distancia galactocéntrica R_{GC} para bins de aproximadamente 800pc. En naranja: curva de rotación teórica del potencial gravitacional *MWPotential2014*. En líneas de puntos: curvas de rotación de los potenciales que conforman *MWPotential2014*.

ción de la distancia galactocéntrica R_{GC} para bins de aproximadamente 800pc. Las barras de error representan los desvíos estándar para cada subconjunto de cúmulos pertenecientes a cada bin. Solo se representaron gráficamente aquellos puntos referentes a bins que contienen más de 10 cúmulos abiertos, los cuales se consideran como estimaciones confiables y no dominadas por valores atípicos. En el gráfico se ha superpuesto, en color naranja, la curva de rotación teórica correspondiente al potencial gravitacional *MWPotential2014*, junto con las curvas de los componentes individuales del potencial, representadas en líneas de puntos. En celeste se muestra el potencial que describe el bulbo central (PowerSphericalPotentialwCutoff), en gris el correspondiente al halo de materia oscura (NFWPotential), y en violeta el que describe el disco galáctico (MiyamotoNagaiPotential, ver Sección 3.2 para más detalles). Es posible observar que los valores derivados de este trabajo son coherentes con el potencial implementado y describen la curva de rotación de la Vía Láctea en un rango de $R_{GC} \sim [5.0, 13.0]$ kpc.

En la Tabla 6.7 se presenta una submuestra representativa del catálogo generado de los parámetros orbitales medios obtenidos para cada OC.

Para validar los resultados de los parámetros orbitales obtenidos, se llevó a cabo una comparación con los resultados presentados en el artículo de Ta2021. En este cruce de datos, se encontraron 682 OC coincidentes. La Figura 6.48 muestra la comparación de los valores de excentricidad (panel izquierdo), altura máxima (panel central) y energía - o H_{eff}

NAME	Apo [kpc]	Peri [kpc]	rE [kpc]	Ecc	Max_Z [kpc]	Energy [(km/s) ²]	Tr [Gyr]	Tp [Gyr]	Tz [Gyr]	Lz [km/skpc]	L [km/skpc]
allesi_15	14.251 ± 1.002	13.152 ± 0.718	14.207 ± 1.108	0.041 ± 0.008	0.222 ± 0.094	-24786.117 ± 3374.973	0.292 ± 0.025	0.387 ± 0.034	0.171 ± 0.023	3180.557 ± 204.03	-8.837 ± 1544.688
allesi_17	11.193 ± 0.249	10.836 ± 0.39	11.008 ± 0.301	0.018 ± 0.012	0.212 ± 0.011	-36544.507 ± 1294.176	0.219 ± 0.007	0.291 ± 0.009	0.12 ± 0.005	2557.203 ± 62.229	-0.887 ± 1218.902
allesi_18	13.858 ± 0.967	13.717 ± 0.993	13.481 ± 1.954	0.005 ± 0.001	0.309 ± 0.049	-27146.872 ± 6056.009	0.275 ± 0.045	0.365 ± 0.06	0.168 ± 0.043	3037.363 ± 383.453	76.176 ± 1448.64
allesi_21	8.753 ± 0.008	8.062 ± 0.028	8.584 ± 0.024	0.041 ± 0.001	0.044 ± 0.005	-48820.703 ± 140.456	0.165 ± 0.001	0.22 ± 0.001	0.082 ± 0.0	2047.052 ± 5.14	22.368 ± 961.204
allesi_24	8.113 ± 0.023	7.276 ± 0.07	7.699 ± 0.034	0.054 ± 0.005	0.111 ± 0.005	-54505.039 ± 232.055	0.145 ± 0.001	0.196 ± 0.001	0.072 ± 0.0	1855.497 ± 8.248	34.785 ± 861.081
allesi_43	8.52 ± 0.007	8.499 ± 0.004	8.329 ± 0.015	0.001 ± 0.0	0.051 ± 0.002	-50373.31 ± 96.01	0.159 ± 0.0	0.213 ± 0.0	0.079 ± 0.0	1997.62 ± 3.574	-3.258 ± 945.402
allesi_6	7.937 ± 0.015	6.941 ± 0.052	7.443 ± 0.031	0.067 ± 0.003	0.091 ± 0.006	-56312.83 ± 224.833	0.139 ± 0.001	0.189 ± 0.001	0.069 ± 0.0	1796.994 ± 7.545	9.788 ± 856.078
allesi_60	10.65 ± 0.152	9.393 ± 0.174	10.032 ± 0.16	0.063 ± 0.004	0.146 ± 0.016	-41022.561 ± 774.724	0.197 ± 0.004	0.262 ± 0.005	0.103 ± 0.003	2349.214 ± 33.356	47.594 ± 1102.127
allesi_8	8.426 ± 0.058	7.611 ± 0.017	8.021 ± 0.032	0.051 ± 0.003	0.079 ± 0.001	-52337.193 ± 208.544	0.152 ± 0.001	0.205 ± 0.001	0.075 ± 0.0	1927.35 ± 6.443	-8.171 ± 914.903
allesi_deutsch_12	7.846 ± 0.025	7.304 ± 0.177	7.578 ± 0.082	0.036 ± 0.013	0.084 ± 0.004	-55351.803 ± 582.48	0.142 ± 0.002	0.192 ± 0.002	0.07 ± 0.001	1832.191 ± 19.997	20.013 ± 855.66
allesi_deutsch_3	8.412 ± 0.056	8.298 ± 0.062	8.427 ± 0.059	0.009 ± 0.003	0.13 ± 0.003	-49768.733 ± 359.194	0.161 ± 0.001	0.216 ± 0.002	0.082 ± 0.001	2018.21 ± 12.599	28.754 ± 949.739
allesi_deutsch_8	8.846 ± 0.042	7.934 ± 0.009	8.395 ± 0.025	0.054 ± 0.002	0.128 ± 0.007	-49967.03 ± 154.056	0.16 ± 0.001	0.215 ± 0.001	0.081 ± 0.0	2006.466 ± 5.016	-20.096 ± 966.934
ascc_16	8.644 ± 0.004	8.611 ± 0.005	8.446 ± 0.01	0.002 ± 0.0	0.039 ± 0.001	-48788.406 ± 35.244	0.164 ± 0.0	0.218 ± 0.0	0.083 ± 0.0	2045.88 ± 1.435	12.399 ± 956.557
ascc_19	8.689 ± 0.006	7.895 ± 0.015	8.258 ± 0.012	0.048 ± 0.001	0.084 ± 0.004	-51777.003 ± 78.924	0.152 ± 0.0	0.206 ± 0.0	0.076 ± 0.0	1957.257 ± 2.976	20.879 ± 924.487
ascc_24	8.406 ± 0.014	7.728 ± 0.012	8.016 ± 0.016	0.042 ± 0.001	0.105 ± 0.001	-53190.693 ± 65.547	0.149 ± 0.0	0.202 ± 0.0	0.074 ± 0.0	1903.413 ± 2.419	14.681 ± 898.516
ascc_26	9.137 ± 0.015	8.677 ± 0.012	8.98 ± 0.014	0.026 ± 0.001	0.057 ± 0.003	-47694.614 ± 54.606	0.172 ± 0.0	0.228 ± 0.0	0.086 ± 0.0	2141.931 ± 2.56	1.345 ± 983.765
ascc_31	8.586 ± 0.008	8.048 ± 0.004	8.253 ± 0.015	0.032 ± 0.002	0.065 ± 0.003	-50785.756 ± 79.348	0.157 ± 0.001	0.211 ± 0.001	0.079 ± 0.0	1990.85 ± 2.991	-5.663 ± 928.679
ascc_34	7.625 ± 0.023	7.573 ± 0.05	7.602 ± 0.026	0.003 ± 0.003	0.044 ± 0.005	-54186.803 ± 271.012	0.145 ± 0.001	0.196 ± 0.001	0.072 ± 0.0	1855.728 ± 9.704	6.694 ± 859.71
ascc_41	8.738 ± 0.005	8.56 ± 0.006	8.679 ± 0.005	0.01 ± 0.0	0.026 ± 0.002	-48346.062 ± 39.474	0.166 ± 0.0	0.22 ± 0.0	0.084 ± 0.0	2073.835 ± 1.853	2.008 ± 967.606
ascc_50	9.581 ± 0.073	9.404 ± 0.045	9.479 ± 0.063	0.009 ± 0.003	0.084 ± 0.008	-44657.734 ± 229.089	0.185 ± 0.003	0.245 ± 0.004	0.094 ± 0.003	2272.237 ± 17.598	58.695 ± 1041.054
ascc_59	8.912 ± 0.049	8.65 ± 0.03	8.756 ± 0.036	0.015 ± 0.002	0.082 ± 0.007	-49596.235 ± 266.41	0.161 ± 0.001	0.215 ± 0.002	0.081 ± 0.001	2008.968 ± 8.561	-32.838 ± 952.37
.	.	.	.	.	.	.	.	.	.	.	.

Tabla 6.3: Submuestra representativa del catálogo de parámetros orbitales generado para los OC de la muestra con asignación de velocidad radial.

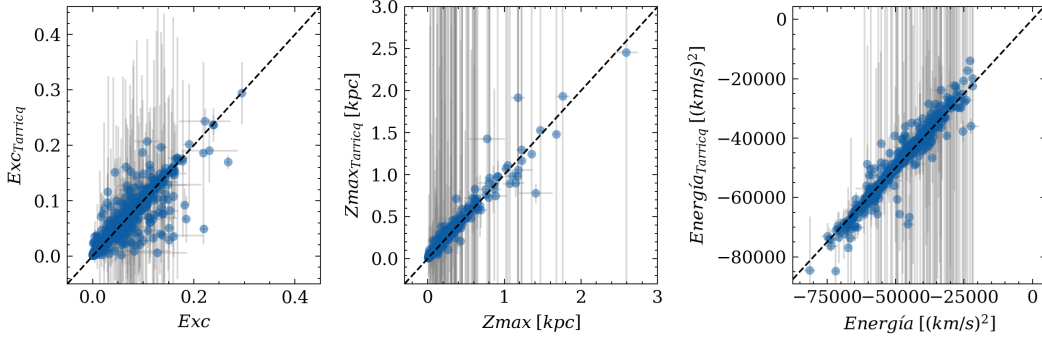


Figura 6.48: Comparación de los valores obtenidos en este trabajo con los de Ta2021 para la excentricidad (izquierda), altura máxima (centro) y energía (derecha) de los OC en común.

(ver Sección 3.2) - (panel derecho) para los OC en común. Las líneas horizontales grises representan las incertezas asociadas a los parámetros en este trabajo, mientras que las líneas verticales corresponden a las incertezas de los valores obtenidos por Ta2021. A pesar de las grandes incertezas reportadas por estos autores, se observa una gran concordancia con los valores hallados en este trabajo. Aunque las incertidumbres se obtuvieron en ambos trabajos utilizando el mismo método, la diferencia en magnitud radica en que aproximadamente solo 189 de los 682 OC en común pertenecen a la muestra de calidad definida por estos autores. Dado que las incertidumbres registradas por Ta2021 asociadas a la velocidad radial no difieren significativamente de las obtenidas en este trabajo, se deduce que esta discrepancia puede deberse a los errores asociados a los datos astrométricos, los cuales no son publicados por los autores. Las incertezas en estos parámetros reportadas por Ta2021 son significativamente menores para su HQS.

El buen ajuste de los parámetros obtenidos en este trabajo con los estimados en Ta2021, como se observa en la Figura 6.48, indican que los resultados presentados en este capítulo son confiables dentro de los errores esperables para estas cantidades.

En la Figura 6.49 se presenta un ejemplo de los resultados obtenidos con el paquete Galpy de análisis orbital. En este gráfico se muestran las órbitas galácticas meridionales (plano (R,z)) y las órbitas proyectadas en el plano galáctico (x,y) durante un intervalo de tiempo equivalente a 2Gyr para 8 del total de cúmulos analizados. Si bien algunos de los cúmulos poseen edades mucho menores a este tiempo, se seleccionó este valor para poder observar la órbita completa. El punto blanco en cada figura indica la posición actual del cúmulo estelar. Las órbitas obtenidas al variar los parámetros astrométricos dentro de sus márgenes de error se superponen en color gris. Para todos los casos se observa que el comportamiento de las órbitas en el plano (x,y) siguen una forma de rosca que eventualmente llenan el espacio entre el radio mínimo y el radio máximo. En el plano meridional, todas las trayectorias están

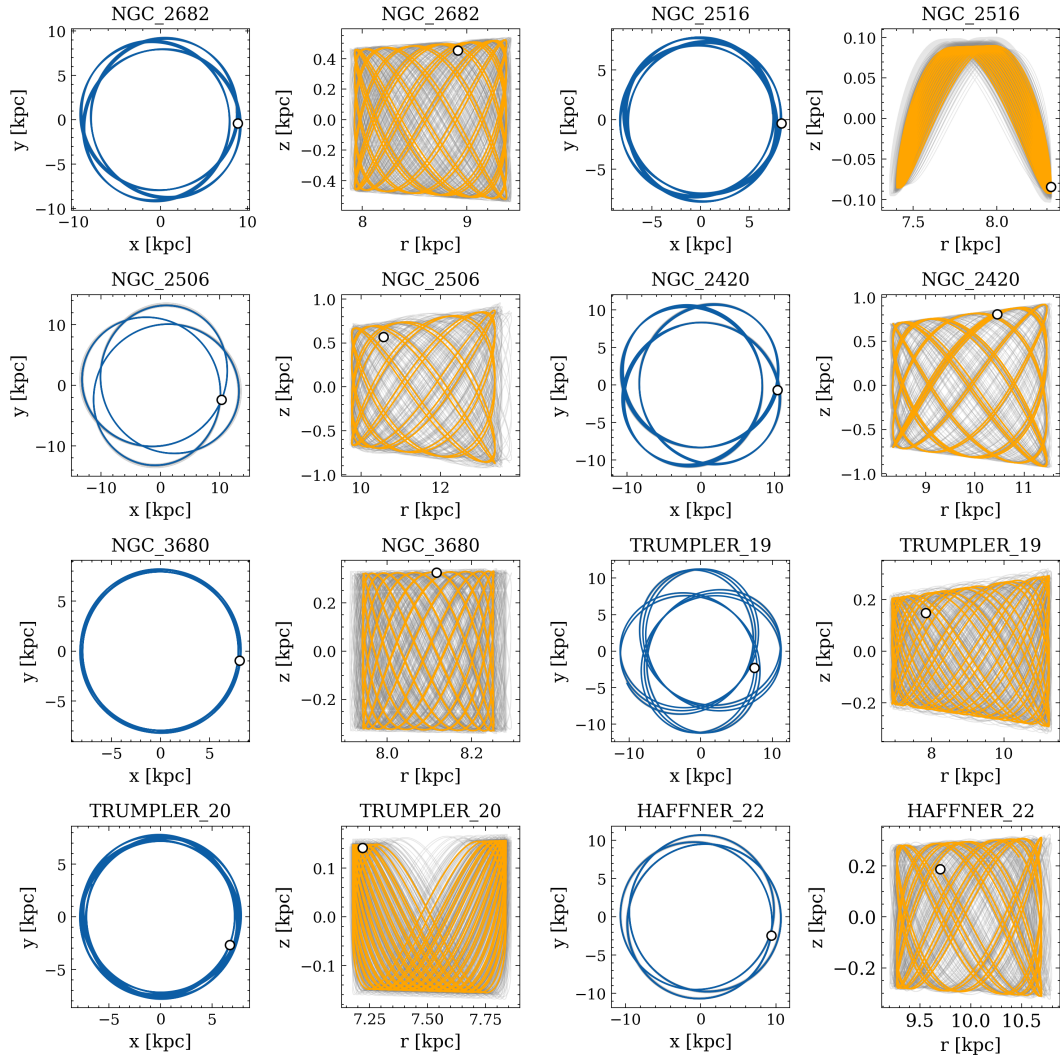


Figura 6.49: Órbitas galácticas meridionales y órbitas proyectadas en el plano galáctico en el intervalo de tiempo de 2 mil millones de años para algunos cúmulos abiertos calculados con el potencial *MWPotential2014*. El círculo blanco muestra la posición actual observada para cada cúmulo.

limitadas al espacio restringido por $E \geq \Phi_{eff}$ y por la tercera integral no clásica, lo que conlleva a limitar las órbitas a espacios rectangulares. Las distintas formas que adquieren las mismas en el espacio meridional dependen de la relación entre la velocidad radial y la velocidad en el eje z (v_r/v_z), así como de la influencia del potencial en la posición (R, z) del OC. Como ejemplo de una visualización de las órbitas en tres dimensiones, se grafican en la Figura 6.50 los OC NGC 2516 y NGC 2506, siendo el punto blanco la posición actual de los mismos.

La Figura 6.51 representa la relación entre la altura orbital máxima que alcanza el cúmulo a lo largo de su vida (Z_{max}) y la distancia al centro galactocéntrico (R_{GC}), tanto para la muestra completa (gráfico superior) como para la muestra de alta calidad (HQS; gráfico

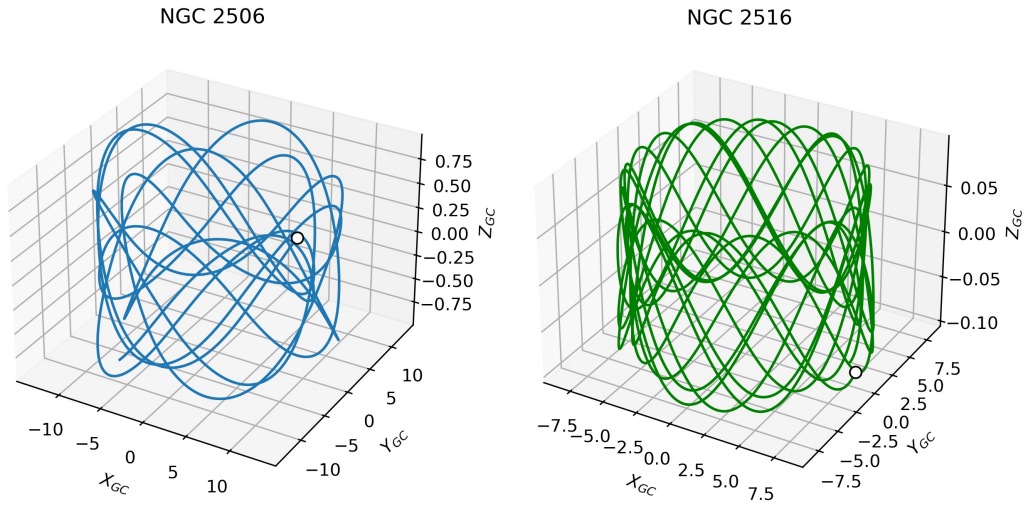


Figura 6.50: Órbitas tridimensionales para los OC NGC 2506 (izquierda) y NGC 2516 (derecha)

inferior). En este caso, el valor de R_{GC} se calcula como el promedio entre el apocentro (distancia más alejada al centro de la órbita) y el pericentro (distancia más cercana al centro de la órbita). Los puntos en el gráfico están coloreados según la edad estimada en este trabajo. En ambas representaciones se observa que las alturas máximas sobre el plano galáctico son más pronunciadas en cúmulos de edades avanzadas y a distancias considerables del centro galáctico. Se obtiene que aproximadamente el 25 % de los OC, tanto en la muestra total como en la muestra HQS, posee altitudes que superan los 200pc. La tendencia de los cúmulos estelares a alejarse del plano galáctico a mayores distancias del centro y edades avanzadas puede explicarse por la combinación de varios procesos dinámicos, donde la migración radial y el calentamiento del disco galáctico desempeñan un papel fundamental. En el disco exterior el potencial es más suave, lo que permite que tanto partículas como cúmulos alcancen altitudes más elevadas. A medida que los cúmulos migran hacia el exterior su velocidad vertical se incrementa, permitiéndoles alejarse más del plano. Este alejamiento también puede estar relacionado con las tasas de destrucción diferencial entre los cúmulos que migran hacia el centro y los que migran hacia afuera [Anders, F. et al., 2017]. Si los cúmulos que migran hacia el centro se desintegran más rápidamente que los que migran hacia afuera, los cúmulos que sobreviven a edades avanzadas tendrán tendencia a tener mayores altitudes y distancias galactocéntricas.

La relación entre la excentricidad de las órbitas y la edad de los cúmulos se puede observar en la Figura 6.52. Los puntos del gráfico se encuentran coloreados según la distancia galactocéntrica. Nuevamente se grafica la muestra completa arriba y la HQS abajo. Se ob-

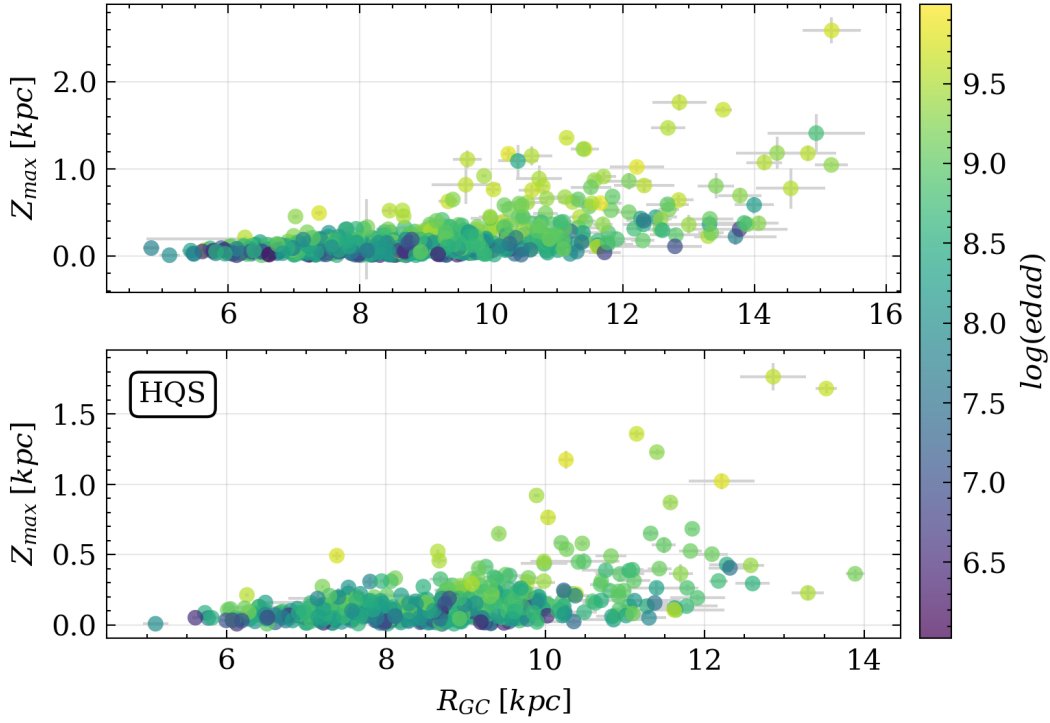


Figura 6.51: Alturas máximas sobre el plano galáctico Z_{max} de las órbitas de los OC en función de sus distancias galáctocéntrica R_{GC} . Los OC se colorean según la edad en escala logarítmica. Arriba se grafica la muestra completa de OC y abajo la muestra HQS.

serva un aumento gradual en la excentricidad promedio con la edad, lo que denota que los cúmulos abiertos tienden a originarse en órbitas casi circulares, pero a medida que envejecen y se alejan del centro galáctico, es probable que se vean menos influenciados por los componentes axisimétricos de la Galaxia lo que puede llevar a un aumento en sus excentricidades orbitales. Estos resultados coinciden con hallazgos anteriores realizados por Ta2021.

La formación preferencial de cúmulos en el disco delgado y su posterior dispersión por nubes moleculares gigantes y brazos espirales puede también influir en este alejamiento a edades avanzadas y distancias mayores del centro, como se ha observado en estudios anteriores [Spitzer and Schwarzschild, 1951, Jenkins and Binney, 1990, Martinez-Medina et al., 2016].

Para realizar un breve análisis de cómo la inclusión de componentes no axisimétricos en el potencial galáctico afecta la estructura de la órbita, se decidió agregar dos componentes al potencial utilizado que describen a la barra y los brazos espirales de la Galaxia. A este nuevo potencial lo llamaremos *Sp+Bar*.² En primer lugar, se reemplazó el bulbo del *MW-Potential2014* por dos potenciales: uno que describe la barra y otro que describe el bulbo

²La modelización de este nuevo potencial se llevó a cabo siguiendo las recomendaciones proporcionadas por Jo Bovy, el autor principal de Galpy, mediante comunicación privada.

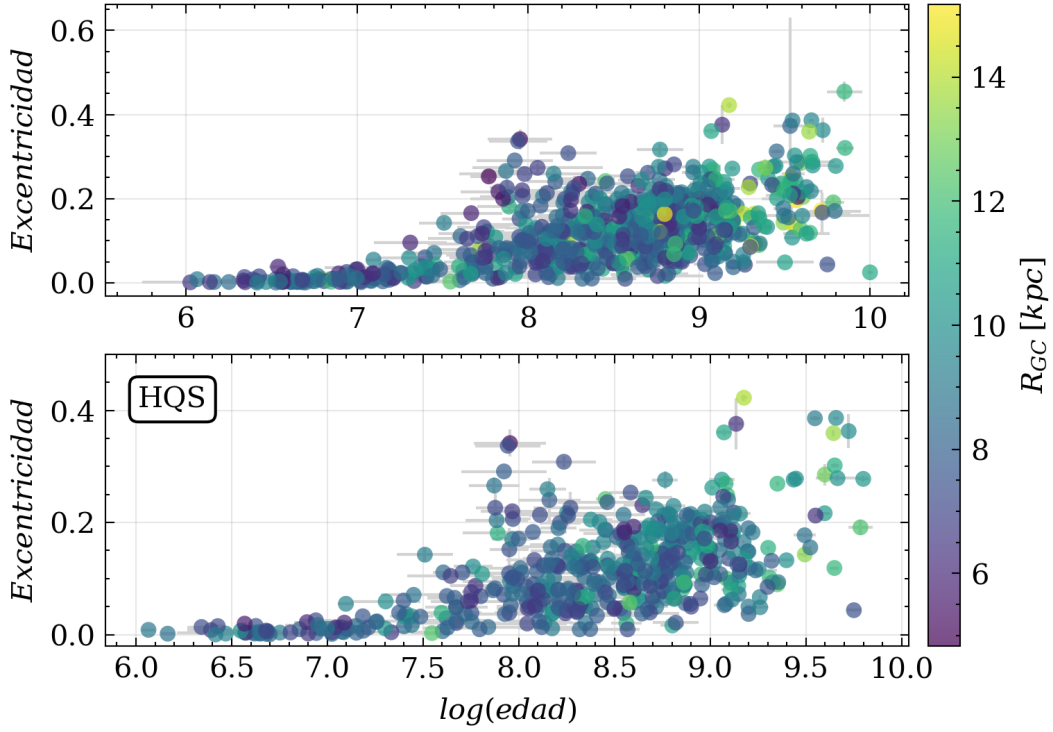


Figura 6.52: Excentricidad de las órbitas de los OC en función del logaritmo de la edad. Los OC se encuentran coloreados según la distancia galactocéntrica R_{GC} . Arriba se grafica la muestra completa de OC y abajo la muestra HQS.

nuclear duro. El bulbo nuclear duro se modeló con una escala de 250pc y una amplitud de $2 \times 10^9 M_{\odot}$. La barra fue modelada con una masa doble a la establecida en el bulbo original de *MWPotential2014* y una velocidad de patrón de 1.85 veces la frecuencia de rotación del Sol. Para mantener aproximadamente la misma masa en la región interna del disco y conservar la curva de rotación más allá de la barra, se redujo la masa del disco de $6.8 \times 10^{10} M_{\odot}$ a $6 \times 10^{10} M_{\odot}$. Estos dos potenciales utilizados para describir la barra galáctica forman parte de los posibles potenciales disponibles en la librería Galpy y se denominan *SoftenedNeedleBarPotential* y *PlummerPotential*. Se añadió además un componente para describir los brazos espirales utilizando el potencial *SpiralArmsPotential*, también disponible en Galpy. Este potencial describe una espiral de dos brazos con un ángulo de inclinación de 15° , una velocidad de patrón de $2/3$ la frecuencia de rotación del Sol, y posee una amplitud tal que la espiral representa un aumento de densidad de aproximadamente el 15 % en el radio solar. La razón de modelar los brazos espirales utilizando dos brazos en lugar de cuatro surge porque, si bien la observación de objetos jóvenes de la Galaxia sugiere una estructura espiral de cuatro brazos, solo dos de ellos son masivos y dominantes en términos de densidad de masa [Grosbøl, P. and Carraro, G., 2018]. A modo de prueba modelamos también el potencial considerando cuatro brazos espirales y concluimos que no se evidencian diferencias

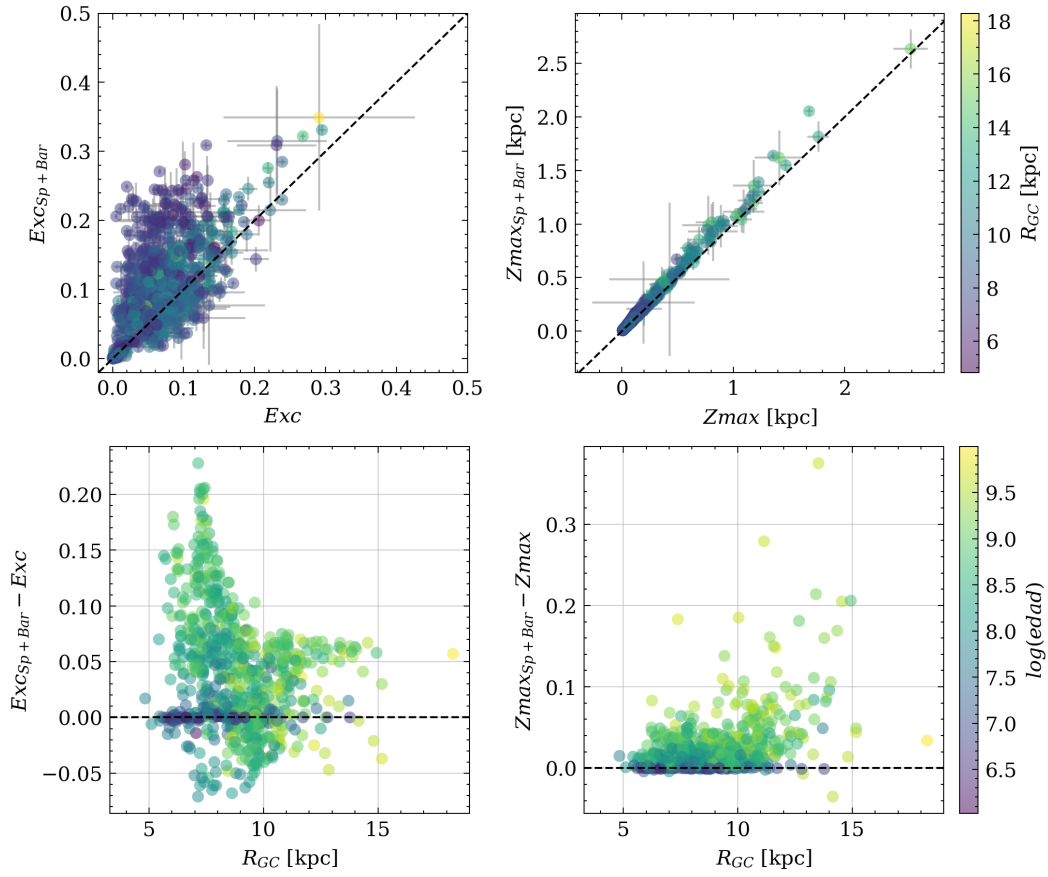


Figura 6.53: Fila superior: Comparación de los valores de excentricidad (a la izquierda) y altura máxima Z_{max} (a la derecha) obtenidos con *MWPotential2014* frente a los obtenidos con *Sp+Bar*. Los OC se encuentran coloreados según su distancia al centro galáctico (R_{GC}). Fila inferior: Diferencia de los valores obtenidos de excentricidad (a la izquierda) y de altura máxima (a la derecha) entre *MWPotential2014* y *Sp+Bar*, en función de la distancia galactocéntrica R_{GC} . Los OC se encuentran coloreados según la edad en escala logarítmica.

significativas en los resultados.

La Figura 6.53 muestra en la fila superior la comparación de los valores de excentricidad y altura máxima (Z_{max}) obtenidos previamente, versus los obtenidos con el nuevo potencial *Sp+Bar*. Los OC están coloreados según la distancia al centro galáctico obtenido con *MWPotential2014*. Misma comparación se puede observar en la fila inferior, donde el eje de las abscisas muestra ahora la diferencia de los valores obtenidos de excentricidad (a la izquierda) y de altura máxima (a la derecha), en función de la distancia galactocéntrica. En estas figuras los OC se encuentran coloreados según el logaritmo de la edad.

Puede verse que incluir estos potenciales modifica significativamente el valor de la excentricidad para algunos OC: en particular aquellos que se encuentran más cerca del centro galáctico son los que mayor diferencia presentan. Por otro lado, se observa que la implementación de este potencial eleva muy levemente la altura máxima Z_{max} de algunos OC,

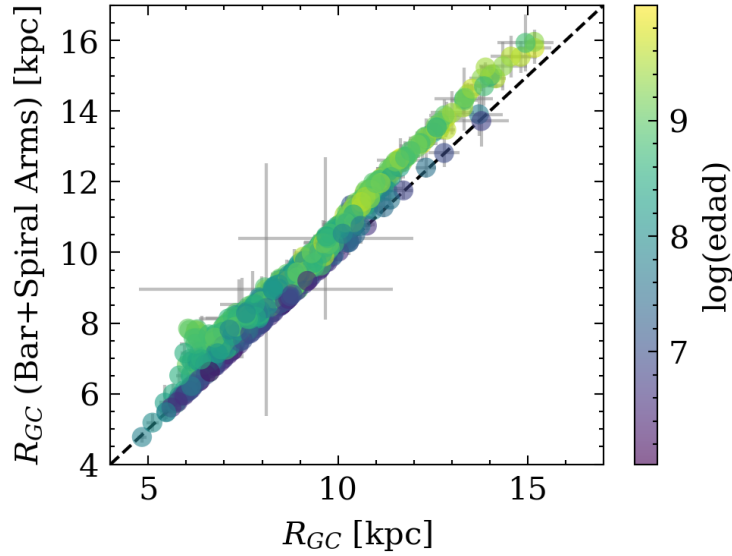


Figura 6.54: Comparación de las distancias galactocéntricas obtenidas bajo el potencial *MWPotential2014* y el nuevo potencial *Sp+Bar*. Los OC se colorean según la edad en escala logarítmica

en particular los más alejados del centro galáctico, registrando diferencias que alcanzan los 375pc. Sin embargo la diferencia en altura máxima no es significativa para la mayoría de los OC, o se encuentra dentro del mismo orden que sus desvíos estándar dados por las incertidumbres de los datos de entrada.

Aunque estudios anteriores han concluido que la inclusión de brazos espirales en el modelado del potencial galáctico tiende a elevar a los OC sobre el plano formal [Martínez-Medina et al., 2016], esta particularidad se observa únicamente para aquellos OC que se encuentran a un radio galactocéntrico menor a 5kpc, con un aumento progresivo de la altura alcanzada conforme se aproximan al centro galáctico. Dado que los OC de la muestra analizada en este trabajo están situados en radios galactocéntricos dentro del intervalo de aproximadamente 5 a 18kpc, no se espera que la influencia de la barra galáctica y los brazos espirales sea prominente.

La comparación de las distancias galactocéntricas R_{GC} obtenidas para cada modelo potencial, calculadas como el valor medio del apocentro y pericentro, se muestran en la Figura 6.54. En esta gráfico los OC se colorean según el logaritmo de la edad estimado. Puede verse que para OC jóvenes, las distancias galactocéntricas no presentan diferencias al modificar el potencial. Sin embargo los OC de edades mayores, presentan un corrimiento a mayores valores de R_{GC} al incluir la barra y los brazos espirales.

A modo de ejemplo se grafica, en la Figura 6.55, las órbitas correspondientes al OC NGC 2506 para el potencial *MWPotential2014* (en violeta) y el modelo potencial modificado al

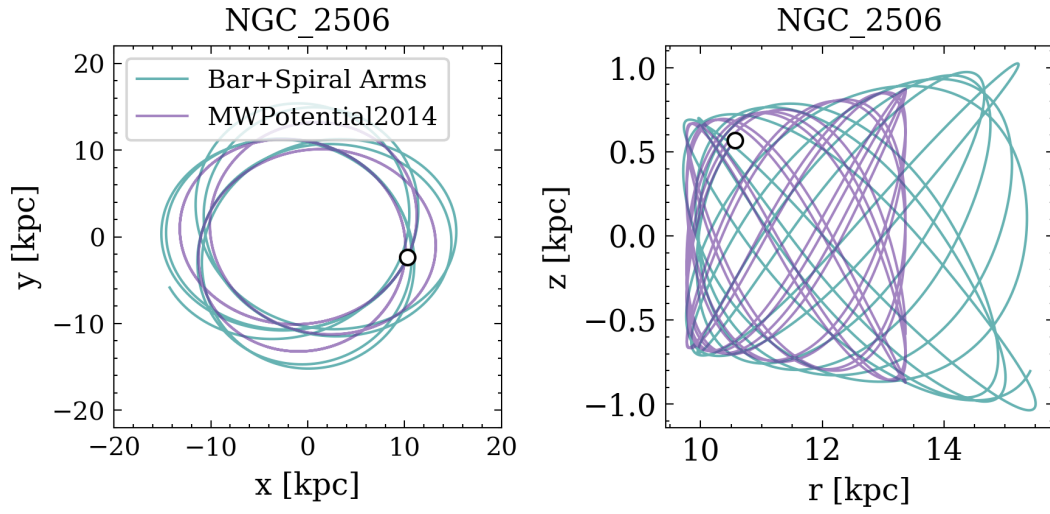


Figura 6.55: Órbitas del OC NGC 2506: en el plano xy (a la izquierda) y en el plano meridional (a la derecha). En violeta se grafica la Órbita obtenida al utilizar el potencial *MWPotential2014* y en celeste al utilizar *Sp+Bar*.

incluir las barra y los brazos espirales *Sp+Bar* (en celeste), tanto en el plano xy como en el plano meridional. Este OC, posee un logaritmo de edad estimada de 9.35, lo que equivale a aproximadamente 2.24Gyr. Puede verse cómo al modificar el modelo potencial, la órbita del OC alcanza distancias mayores tanto en la dirección r como en la dirección z .

Capítulo 7

Conclusiones y Perspectivas

El objetivo principal de este trabajo de tesis es el análisis detallado de más de 1000 cúmulos abiertos (OCs) ubicados en el tercer y cuarto cuadrante de la Vía Láctea. A través de este análisis generamos una base de datos masiva y homogénea de los parámetros fundamentales asociados a estos objetos. Esto se logró mediante un procesamiento exhaustivo de datos fotométricos y cinemáticos obtenidos por la misión espacial GAIA, específicamente en su tercera liberación de datos Gaia DR3. Para procesar esta gran cantidad de datos, hicimos uso de dos metodologías de análisis astrofísico desarrolladas dentro del grupo de trabajo: `pyUPMASK` y `ASteCA`. El estudio incluyó una caracterización detallada de la morfología de cada cúmulo, así como determinaciones precisas de sus parámetros fundamentales basadas en una estimación estadística de sus miembros más probables. A su vez, este estudio permitió obtener una visión más clara y detallada de la estructura, composición química y dinámica de nuestra Galaxia.

A continuación detallamos los principales resultados de este trabajo.

Caracterización morfológica de los OCs

A través de un método de inferencia Bayesiana, estimamos los parámetros de un perfil de King para cada uno de los OCs analizados. Los principales parámetros de este perfil son el radio del núcleo y el radio de marea. Este método se extendió para procesar cúmulos rotados y elípticos, añadiendo así dos parámetros adicionales que caracterizan la morfología de cada OC: la excentricidad y el ángulo de orientación. Evidenciamos una tendencia de aumento de los valores de los radios de marea con la edad de los OCs. En cuanto a los radios de los núcleos, observamos que tienden a disminuir con la edad. Estas dos cualidades se relacionan con procesos internos que indican cuán evolucionado dinámicamente está un OC, como ser

la segregación de masas. Respecto a la excentricidad encontramos que los OCs con mayores excentricidades se encuentran cerca del plano galáctico, volviéndose más circulares a medida que se alejan de él. La orientación indica que la muestra de cúmulos abiertos presenta una forma más alargada en dirección paralela al plano galáctico que en dirección perpendicular al mismo.

Desarrollo y Uso de pyUPMASK

El estudio de cúmulos estelares plantea el desafío de que las estrellas que componen estos sistemas son observadas proyectadas en la región de interés. En esta proyección se superponen a estrellas que se encuentran en la misma línea de visión, conocidas como estrellas de campo. Esta superposición da lugar a una muestra final que es altamente heterogénea y fuertemente desbalanceada. La clasificación binaria entre estrellas miembros y estrellas de campo representa un problema notablemente complejo y constituye un paso crucial en el análisis de los cúmulos estelares, siendo fundamental para realizar determinaciones precisas de sus parámetros fundamentales. Por ello, en este trabajo de Tesis desarrollamos la metodología `pyUPMASK`, una evolución del paquete original `UPMASK`, diseñado específicamente para la clasificación binaria no supervisada de estrellas, permitiendo diferenciar con alta precisión entre estrellas miembros y no miembros de cúmulos estelares. Se trata de un método enfocado al estudio de cúmulos estelares, validado estadística y comparativamente al haber sido sus resultados evaluados exhaustivamente en relación con otros de la literatura. Esta metodología se materializa en métodos estadísticos no paramétricos y no supervisados que se expresan en algoritmos, en nuestro caso, escritos en Python. `pyUPMASK` utiliza técnicas de agrupamiento probabilístico para asignar probabilidades de membresía a cada estrella del cúmulo, fundamentándose en sus propiedades espaciales, cinemáticas y/o fotométricas. Este enfoque proporciona una clasificación más precisa y confiable en comparación con métodos tradicionales, que a menudo se basan en criterios más simples y menos efectivos. La comparación exhaustiva entre `pyUPMASK` y `UPMASK` demuestra que el nuevo algoritmo supera significativamente al original en rendimiento y tiempos de procesamiento. Además, `pyUPMASK` ha sido adoptado por numerosos autores para el análisis de OCs, reafirmando su utilidad en la comunidad científica. En el presente trabajo, utilizamos `pyUPMASK` para procesar los datos de más de 1000 cúmulos abiertos, logrando una clasificación detallada y precisa de sus miembros estelares. Esta clasificación ha sido fundamental para las etapas posteriores del estudio, especialmente en la determinación de parámetros fundamentales. Además, la identificación de miembros nos permitió generar un catálogo que incluye los valores medios de las velocidades tridimensionales y paralaje. La clasificación de membresía obtenida se

comparó con la reportada en el catálogo de [Cantat-Gaudin et al. \[2020\]](#), en el cual se empleó UPMASK para la identificación de las estrellas miembro. Dado que este catálogo es ampliamente utilizado en la investigación de las propiedades de los OCs, el superior rendimiento de pyUPMASK representa un avance significativo en la clasificación de estrellas dentro de estos sistemas. Esta mejora no solo aumenta la precisión de la identificación de miembros, sino que también establece una base sólida para estudios posteriores sobre la dinámica y evolución de los cúmulos estelares.

Determinación de parámetros fundamentales

Los más de 1000 OCs procesados con pyUPMASK para remover estrellas de campo y compuestos por lo tanto por estrellas con una probabilidad de membresía superior al 0.5, se sometieron a un análisis detallado utilizando el paquete ASteCA para estimar sus parámetros fundamentales: edad, distancia, enrojecimiento, masa total, metalicidad y binariedad. Estos parámetros se compararon en profundidad con los obtenidos en los trabajos recientes: CG2020, [Dias et al. \[2021\]](#) (DI2021), [Hunt and Reffert \[2023\]](#) (HR2023) y [Cavallo et al. \[2024\]](#) (CA2024), los cuales realizan análisis similares utilizando datos Gaia. La comparación con CG2020 muestra una buena concordancia en la estimación de la edad, aunque se detectan tendencias sistemáticas en los parámetros de extinción (A_V) y distancia. En este trabajo, los valores de A_V tienden a ser mayores, mientras que las distancias resultan menores en comparación con las reportadas por CG2020. En la comparación con DI2021, nuevamente observamos una tendencia sistemática hacia mayores valores en A_V y una gran discrepancia para una gran cantidad de OCs en la estimación de la edad, siendo los valores obtenidos por DI2021 menores a los obtenidos en este trabajo. En HR2023, observamos una muy buena concordancia en la mayoría de los OCs para los tres parámetros analizados, aunque se identifica un leve desvío sistemático hacia valores mayores en la estimación de la edad por parte de HR2023. Finalmente, en la comparación con CA2024, quienes utilizan el mismo catálogo que HR2023, se observa una corrección por parte de los autores que ajusta el desvío sistemático observado en la edad. No obstante, persisten algunas discrepancias en ciertos cúmulos debido a estimaciones incorrectas de membresía.

La determinación de estos parámetros nos permitió estudiar otras propiedades vinculadas, como la segregación de masas, donde encontramos un aumento leve de la misma con la edad y una disminución a medida que aumenta la altura sobre el plano galáctico. Observamos que los niveles más altos de segregación de masa se dan en cúmulos más avanzados dinámicamente. No obstante, registramos valores significativos de segregación incluso en cúmulos con edades considerablemente inferiores a sus tiempos de relajación, lo que sugiere

la presencia de segregación primordial.

Por otro lado, estimamos una función de masa actual para masas mayores a una masa solar. Planteamos una función en forma de ley de potencia y analizamos cómo varía el valor de la potencia con la edad dinámica de los OCs. Para OCs que no están evolucionados dinámicamente, el valor de la potencia coincide con el registrado por [Salpeter \[1955\]](#). Sin embargo, en cúmulos más evolucionados, el valor de la potencia disminuye. Creemos que esta disminución puede estar asociada a la evaporación de estrellas de baja masa debido a la segregación de masa y a efectos externos relacionados con la interacción con el campo gravitatorio galáctico.

A través de la determinación de las distancias, calculamos las coordenadas cartesianas galactocéntricas de los OCs, lo que nos permitió mapear la estructura de la Galaxia. Observamos que los OCs de edades más avanzadas exhiben una mayor dispersión tanto en su distribución espacial como en su comportamiento cinemático, al comparar con cúmulos más jóvenes, los cuales siguen de manera más cercana la estructura de los brazos espirales. A su vez la proyección XY de las coordenadas galactocéntricas evidenció la presencia del warp característico del tercer cuadrante galáctico.

La determinación de la distancia galactocéntrica de los OCs junto con las determinaciones de metalicidad se utilizaron para estimar el gradiente de metalicidad de la Vía Láctea. Observamos una disminución de la metalicidad con la distancia galactocéntrica. Considerando una tendencia lineal, obtuvimos una pendiente de -0.063 ± 0.010 , coincidente con otros trabajos recientes [[Zhang et al., 2021](#), [Spina et al., 2022](#), [Joshi et al., 2024](#)]. Estos resultados corroboran la existencia de un gradiente radial de metalicidad negativo en el disco galáctico, lo cual es consistente con modelos de galaxias espirales donde predicen que la parte interna del disco galáctico se forma primero que la parte externa. Encontramos que la variabilidad en la metalicidad observada en el disco galáctico puede estar más relacionada con factores locales en lugar de una simple tendencia con la edad.

Determinación de parámetros orbitales de los OCs

Partiendo de un modelo de potencial gravitacional axisimétrico (*MWPotential2014*), estimamos los parámetros orbitales para aquellos OCs que poseen una estimación de velocidad radial. Para ello, realizamos una integración retrógrada hasta alcanzar la edad del cúmulo utilizando la librería Python Galpy [[Bovy, 2015](#)]. Corroboramos que los valores derivados de este trabajo son coherentes con el potencial implementado y describen la curva de rotación de la Vía Láctea en un rango de $R_{GC} \sim [5.0, 13.0], kpc$.

Analizando los valores medios de los parámetros orbitales obtenidos, observamos que la

altura máxima alcanzada por las órbitas sobre el plano galáctico aumenta con la distancia media al centro de la Galaxia. En particular, son los cúmulos más viejos los que registran mayores alturas. En el disco exterior, el potencial gravitacional es más suave, lo que permite que tanto partículas como cúmulos alcancen altitudes más elevadas. A medida que los cúmulos migran hacia el exterior, su velocidad vertical se incrementa, permitiéndoles alejarse más del plano galáctico.

Además, encontramos un aumento de la excentricidad de las órbitas con la edad de los OCs, lo que sugiere que los mismos tienden a originarse en órbitas casi circulares. A medida que envejecen y se alejan del centro galáctico, es probable que se vean menos influenciados por los componentes axisimétricos de la galaxia, lo que puede llevar a un aumento en sus excentricidades orbitales. Estos hallazgos son consistentes con los obtenidos en estudios previos, como el de [Tarricq et al. \[2021\]](#).

Llevamos a cabo, una comparación de los parámetros orbitales al modificar el potencial a uno no axisimétrico, el cuál incluye componentes que describen la barra y los brazos espirales. Encontramos que incluir estos potenciales modifica para algunos OCs significativamente el valor de la excentricidad. Sin embargo la diferencia en altura máxima no es significativa para la mayoría de los OCs. Aunque estudios anteriores [[Martinez-Medina et al., 2016](#)] han concluido que la inclusión de brazos espirales tiende a elevar a los OCs sobre el plano galáctico, esta particularidad se observa únicamente para aquellos que se encuentran a un radio galactocéntrico menor a 5kpc. Para los OCs jóvenes, las distancias galáctocéntricas no presentan diferencias al modificar el potencial. Sin embargo los OCs de edades mayores, presentan un corrimiento a mayores valores de R_{GC} al incluir la barra y los brazos espirales.

La estimación del momento angular en la dirección z , que se conserva en potenciales axisimétricos, nos permitió calcular el denominado radio guía. Este valor aproxima el radio de la órbita de nacimiento del cúmulo abierto. Utilizando el radio guía y los valores estimados de metalicidad, se reestimó el gradiente de metalicidad. No se observaron diferencias significativas en la pendiente al compararla con la estimación basada en la distancia galactocéntrica actual.

Finalmente, comparamos los valores de los períodos azimutales de las órbitas con las estimaciones de las fracciones de masas actuales, dinámicas y evolutivas. La relación entre el período azimutal y la edad de los OCs proporciona una aproximación del número de veces que el OC atraviesa el plano galáctico a lo largo de su vida. Evidenciamos que tanto la masa dinámica como la evolutiva disminuyen a medida que el OC recorre mayores distancias alrededor del centro galáctico. Esto sugiere que los efectos de las interacciones gravitacionales y de la evolución estelar se vuelven más significativos con el tiempo. Los OCs que se

encuentran a mayores distancias sobre el plano galáctico muestran altos valores de pérdida de masa dinámica y evolutiva. Estos OCs poseen órbitas más inclinadas con respecto al plano de la Galaxia en comparación con aquellos que orbitan cerca del mismo, y por ende, experimentan fuertes choques de marea verticales provenientes del disco galáctico al cruzarlo [Martinez-Medina et al., 2017].

Impacto y perspectivas

La presente accesibilidad a una enorme cantidad de datos provenientes principalmente de la misión Gaia, ha cambiado el paradigma de la investigación astrofísica en el estudio de la estructura e historia de nuestra Galaxia. En este contexto, se hace evidente que los abordajes tradicionales basados en gran medida en apreciaciones ad hoc, son insuficientes e ineficientes para operar con datos masivos. Se requiere, por lo tanto, extraer información de estos datos con instrumentos de análisis que nos aseguren homogeneidad en el tratamiento y reproducibilidad de resultados. Los datos Gaia más recientes y los que llegarán con el próximo lanzamiento, el Gaia Data Release 4 (Gaia DR4), facilitarán la expansión de los catálogos existentes y mejorarán aún más la exactitud y precisión de los parámetros fundamentales de los cúmulos estudiados hasta ahora. En la medida en que los datos Gaia de las estrellas más débiles ($G > 18 \text{ mag}$) sean a su vez más exactos y precisos, harán aún más robusto el espacio de análisis multidimensional. Las estimaciones de membresía que resulten por lo tanto de la combinación de movimientos propios y velocidades radiales en cúmulos abiertos serán más confiables, aumentando la certeza de los resultados producidos por nuestra metodología de trabajo. Con este panorama, el abordaje futuro de la cinemática de los cúmulos estelares será más completo y permitirá una interpretación más detallada de la historia, estructura y dinámica de la Vía Láctea.

Entretanto, en esta Tesis, nos hemos enfocado en la obtención de los parámetros fundamentales de los cúmulos abiertos del tercer y cuarto cuadrante. Para ello, desarrollamos procedimientos específicos, diseñados conforme a los objetivos planteados, y comparamos los resultados obtenidos con aquellos reportados en la literatura. Adicionalmente, implementamos estrategias de validación, especialmente en lo referente a membresías y parámetros fundamentales, para mejorar la robustez y precisión en su determinación. De este modo, logramos que estos parámetros sean más fiables, incluso en situaciones donde la identificación de las estrellas miembro presenta severas dificultades. Como resultado, contamos con una base completa de información homogéneamente procesada, a partir de la cual se derivaron propiedades fundamentales de poco más de mil de estos objetos tales como: tamaños, radios

de núcleo y de marea, número de miembros, edad, distancia, extinción, binariedad, grado de elipticidad, metalicidad, masa total y masas individuales. Las posibles variaciones de estas propiedades en función de la edad y posición en esta porción del plano galáctico han sido también investigadas y comparadas con otros autores cuando fue posible.

En lo inmediato se prevé el abordaje de un análisis idéntico, bajo el mismo paradigma de trabajo, sobre el primer y segundo cuadrante de la Vía Láctea. Esperamos en ese momento avanzar más rápidamente ya que nuestras estrategias de estudio ya han sido probadas exitosamente en el tercero y cuarto. La integración de los resultados de los cuatro cuadrantes galácticos permitirá una comprensión más clara de la estructura, la historia evolutiva y la situación dinámica de toda la Vía Láctea.

Nuestra confianza en los resultados actuales y futuros de este trabajo se basa en el hecho de que el principal instrumento de análisis astrofísico para la asignación de membresía estelar, pyUPMASK, fue desarrollado íntegramente durante la elaboración de esta Tesis. Al momento de finalizar la escritura de la misma, el artículo donde presentamos pyUPMASK acumula casi 50 citas en la literatura [[Pera et al., 2021](#)]. Las citas más recientes provienen de artículos publicados menos de dos meses antes de presentar este trabajo [[Hendy et al., 2024](#), [Tadross, 2024](#)]. Esto indica que nuestra confianza en la utilidad y rendimiento de pyUPMASK está en constante crecimiento, dado que ha sido muy bien recibido por la comunidad científica, y esperamos que continúe siendo utilizado en los años venideros.

Bibliografía

Richard J. Allison, Simon P. Goodwin, Richard J. Parker, Richard de Grijs, Simon F. Portegies Zwart, and M. B. N. Kouwenhoven. Dynamical mass segregation on a very short timescale. *The Astrophysical Journal*, 700(2):L99–L103, July 2009a. ISSN 1538-4357. doi: 10.1088/0004-637x/700/2/199. URL <http://dx.doi.org/10.1088/0004-637x/700/2/199>.

Richard J. Allison, Simon P. Goodwin, Richard J. Parker, Simon F. Portegies Zwart, Richard de Grijs, and M. B. N. Kouwenhoven. Using the minimum spanning tree to trace mass segregation. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 395(3):1449–1454, May 2009b. ISSN 1365-2966. doi: 10.1111/j.1365-2966.2009.14508.x. URL <http://dx.doi.org/10.1111/j.1365-2966.2009.14508.x>.

Richard J. Allison, Simon P. Goodwin, Richard J. Parker, Simon F. Portegies Zwart, and Richard De Grijs. The early dynamical evolution of cool, clumpy star clusters: The evolution of cool, clumpy star clusters. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 407(2):1098–1107, August 2010. ISSN 0035-8711. doi: 10.1111/j.1365-2966.2010.16939.x. URL <http://dx.doi.org/10.1111/j.1365-2966.2010.16939.x>.

Anderson Almeida, Hektor Monteiro, and Wilton S Dias. Revisiting the mass of open clusters with gaia data. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 525(2):2315–2340, July 2023. ISSN 1365-2966. doi: 10.1093/mnras/stad2291. URL <http://dx.doi.org/10.1093/mnras/stad2291>.

Deokkeun An, Donald M. Terndrup, and Marc H. Pinsonneault. The Distances to Open Clusters from Main-Sequence Fitting. IV. Galactic Cepheids, the LMC, and the Local Distance Scale. *apj*, 671(2):1640–1668, December 2007. doi: 10.1086/522304.

Anders, F., Chiappini, C., Rodrigues, T. S., Miglio, A., Montalbán, J., Mosser, B., Girardi, L., Valentini, M., Noels, A., Morel, T., Johnson, J. A., Schultheis, M., Baudin, F., de Assis Peralta, R., Hekker, S., Themeßl, N., Kallinger, T., García, R. A., Mathur, S., Baglin, A., Santiago, B. X., Martig, M., Minchev, I., Steinmetz, M., da Costa, L. N., Maia, M. A. G., Allende Prieto, C., Cunha, K., Beers, T. C., Epstein, C., García Pérez, A. E., García-Hernández, D. A., Harding, P., Holtzman, J., Majewski, S. R., Mészáros, Sz., Nidever, D., Pan, K., Pinsonneault, M., Schiavon, R. P., Schneider, D. P., Shetrone, M. D., Stassun, K., Zamora, O.,

- and Zasowski, G. Galactic archaeology with asteroseismology and spectroscopy: Red giants observed by corot and apogee. *A&A*, 597:A30, 2017. doi: 10.1051/0004-6361/201527204. URL <https://doi.org/10.1051/0004-6361/201527204>.
- M. S. Angelo, Jr. Santos, J. F. C., F. F. S. Maia, and W. J. B. Corradi. Enlightening the dynamical evolution of Galactic open clusters: an approach using Gaia DR3 and analytical descriptions. *mnras*, 522(1):956–975, June 2023. doi: 10.1093/mnras/stad1038.
- L. Balaguer-Núñez, M. López del Fresno, E. Solano, D. Galadí-Enríquez, C. Jordi, F. Jimenez-Esteban, E. Masana, J. Carbajo-Hijarrubia, and E. Paunzen. Clusterix2.0: a virtual observatory tool to estimate cluster membership probability. In *XIV.0 Scientific Meeting (virtual) of the Spanish Astronomical Society*, page 120, July 2020.
- Rohan A. Baxter. *Mixture Model*, pages 680–682. Springer US, Boston, MA, 2010. ISBN 978-0-387-30164-8. doi: 10.1007/978-0-387-30164-8_547. URL https://doi.org/10.1007/978-0-387-30164-8_547.
- M. Bergemann, G. R. Ruchti, A. Serenelli, S. Feltzing, A. Alves-Brito, M. Asplund, T. Bensby, P. Gruyters, U. Heiter, A. Hourihane, A. Korn, K. Lind, A. Marino, P. Jofre, T. Nordlander, N. Ryde, C. C. Worley, G. Gilmore, S. Randich, A. M. N. Ferguson, R. D. Jeffries, G. Micela, I. Negueruela, T. Prusti, H. W. Rix, A. Vallenari, E. J. Alfaro, C. Allende Prieto, A. Bragaglia, S. E. Koposov, A. C. Lanzafame, E. Pancino, A. Recio-Blanco, R. Smiljanic, N. Walton, M. T. Costado, E. Franciosini, V. Hill, C. Lardo, P. de Laverny, L. Magrini, E. Maiorca, T. Masseron, L. Morbidelli, G. Sacco, G. Kordopatis, and G. Tautvaivsiene. The Gaia-ESO Survey: radial metallicity gradients and age-metallicity relation of stars in the Milky Way disk. *aap*, 565:A89, May 2014. doi: 10.1051/0004-6361/201423456.
- G. Bergond, S. Leon, and J. Guibert. Gravitational tidal effects on galactic open clusters. *aap*, 377: 462–472, October 2001. doi: 10.1051/0004-6361:20011043.
- Eduardo Bica, Daniela B. Pavani, Charles J. Bonatto, and Eliade F. Lima. A Multi-band Catalog of 10978 Star Clusters, Associations, and Candidates in the Milky Way. *aj*, 157(1):12, January 2019. doi: 10.3847/1538-3881/aaef8d.
- James Binney and Scott Tremaine. *Galactic Dynamics: Second Edition*. 2008.
- V. V. Bobylev and A. T. Bajkova. Determination of galactic rotation parameters and the solar galactocentric distance R_0 from 73 masers. *Astronomy Letters*, 40(7):389–397, July 2014. doi: 10.1134/S1063773714070020.
- C. Bonatto, L. O. Kerber, E. Bica, and B. X. Santiago. Probing disk properties with open clusters. *aap*, 446(1):121–135, January 2006. doi: 10.1051/0004-6361:20053573.

- D. Bossini, A. Vallenari, A. Bragaglia, T. Cantat-Gaudin, R. Sordo, L. Balaguer-Núñez, C. Jordi, A. Moitinho, C. Soubiran, L. Casamiquela, R. Carrera, and U. Heiter. Age determination for 269 Gaia DR2 open clusters. *aap*, 623:A108, March 2019. doi: 10.1051/0004-6361/201834693.
- Jo Bovy. galpy: A python Library for Galactic Dynamics. *apjs*, 216(2):29, February 2015. doi: 10.1088/0067-0049/216/2/29.
- Jo Bovy, Carlos Allende Prieto, Timothy C. Beers, Dmitry Bizyaev, Luiz N. da Costa, Katia Cunha, Garrett L. Ebelke, Daniel J. Eisenstein, Peter M. Frinchaboy, Ana Elia Garcia Perez, Leo Girardi, Fred R. Hearty, David W. Hogg, Jon Holtzman, Marcio A. G. Maia, Steven R. Majewski, Elena Malanushenko, Viktor Malanushenko, Szabolcs Meszaros, David L. Nidever, Robert W. O’Connell, Christine O’Donnell, Audrey Oravetz, Kaike Pan, Helio J. Rocha-Pinto, Ricardo P. Schiavon, Donald P. Schneider, Mathias Schultheis, Michael Skrutskie, Verne V. Smith, David H. Weinberg, John C. Wilson, and Gail Zasowski. The Milky Way’s Circular-velocity Curve between 4 and 14 kpc from APOGEE data. *apj*, 759(2):131, November 2012. doi: 10.1088/0004-637X/759/2/131.
- Alessandro Bressan, Paola Marigo, Léo. Girardi, Bernardo Salasnich, Claudia Dal Cero, Stefano Rubele, and Ambra Nanni. PARSEC: stellar tracks and isochrones with the PAdova and TRieste Stellar Evolution Code. *mnras*, 427(1):127–145, November 2012. doi: 10.1111/j.1365-2966.2012.21948.x.
- L. Bukowiecki, G. Maciejewski, P. Konorski, and A. Niedzielski. Open clusters in 2mass photometry ii. mass function and mass segregation, 2012. URL <https://arxiv.org/abs/1209.2832>.
- Susan Byrom and Jamie Tayar. Identifying Uncertainties in Stellar Evolution Models Using the Open Cluster M67. *Research Notes of the American Astronomical Society*, 8(8):201, August 2024. doi: 10.3847/2515-5172/ad7093.
- J. Cabrera-Cano and E. J. Alfaro. A non-parametric approach to the membership problem in open clusters. *aap*, 235:94, August 1990.
- Ricardo J. G. B. Campello, Davoud Moulavi, and Joerg Sander. Density-based clustering based on hierarchical density estimates. In *Advances in Knowledge Discovery and Data Mining*, pages 160–172, Berlin, Heidelberg, 2013. Springer Berlin Heidelberg. ISBN 978-3-642-37456-2.
- T. Cantat-Gaudin, C. Jordi, A. Vallenari, A. Bragaglia, L. Balaguer-Núñez, C. Soubiran, D. Bossini, A. Moitinho, A. Castro-Ginard, A. Krone-Martins, L. Casamiquela, R. Sordo, and R. Carrera. A Gaia DR2 view of the open cluster population in the Milky Way. *aap*, 618:A93, October 2018a. doi: 10.1051/0004-6361/201833476.
- T. Cantat-Gaudin, A. Vallenari, R. Sordo, F. Pensabene, A. Krone-Martins, A. Moitinho, C. Jordi, L. Casamiquela, L. Balaguer-Núñez, C. Soubiran, and N. Brouillet. Characterising open clusters

- in the solar neighbourhood with the Tycho-Gaia Astrometric Solution. *aap*, 615:A49, July 2018b. doi: 10.1051/0004-6361/201731251.
- T. Cantat-Gaudin, F. Anders, A. Castro-Ginard, C. Jordi, M. Romero-Gomez, C. Soubiran, L. Casamiquela, Y. Tarricq, A. Moitinho, A. Vallenari, A. Bragaglia, A. Krone-Martins, and M. Kounkel. Painting a portrait of the Galactic disc with its stellar clusters. *aap*, 640:A1, August 2020. doi: 10.1051/0004-6361/202038192.
- G. Carraro and C. Chiosi. The Galactic system of old open clusters: age calibration and age-metallicity relation. *aap*, 287:761–768, July 1994.
- Giovanni Carraro. The milky way thin disk structure as revealed by stars and young open clusters. *Proceedings of the International Astronomical Union*, 9(S298):7–16, May 2013. ISSN 1743-9221. doi: 10.1017/s1743921313006157. URL <http://dx.doi.org/10.1017/s1743921313006157>.
- Giovanni Carraro, Yuen Keong Ng, and Laura Portinari. On the Galactic disc age-metallicity relation. *mnras*, 296(4):1045–1056, June 1998. doi: 10.1046/j.1365-8711.1998.01460.x.
- Giovanni Carraro, Kenneth A. Janes, and Jason D. Eastman. Photometry of neglected open clusters in the first and fourth Galactic quadrants. *mnras*, 364(1):179–186, November 2005. doi: 10.1111/j.1365-2966.2005.09551.x.
- R. Carrera and E. Pancino. Chemical abundance analysis of the open clusters berkeley 32, ngc 752, hyades, and praesepe. *Astronomy & Astrophysics*, 535:A30, October 2011. ISSN 1432-0746. doi: 10.1051/0004-6361/201117473. URL <http://dx.doi.org/10.1051/0004-6361/201117473>.
- A. Castro-Ginard, C. Jordi, X. Luri, T. Cantat-Gaudin, and L. Balaguer-Núñez. Hunting for open clusters in Gaia DR2: the Galactic anticentre. *aap*, 627:A35, July 2019. doi: 10.1051/0004-6361/201935531.
- A. Castro-Ginard, C. Jordi, X. Luri, J. Alvarez Cid-Fuentes, L. Casamiquela, F. Anders, T. Cantat-Gaudin, M. Monguió, L. Balaguer-Núñez, S. Solá, and R. M. Badia. Hunting for open clusters in Gaia DR2: 582 new open clusters in the Galactic disc. *aap*, 635:A45, March 2020. doi: 10.1051/0004-6361/201937386.
- A. Castro-Ginard, P. J. McMillan, X. Luri, C. Jordi, M. Romero-Gómez, T. Cantat-Gaudin, L. Casamiquela, Y. Tarricq, C. Soubiran, and F. Anders. Milky way spiral arms from open clusters in gaiaedr3. *Astronomy & Astrophysics*, 652:A162, August 2021. ISSN 1432-0746. doi: 10.1051/0004-6361/202039751. URL <http://dx.doi.org/10.1051/0004-6361/202039751>.
- Marius Cautun, Alejandro Benítez-Llambay, Alis J Deason, Carlos S Frenk, Azadeh Fattahi, Facundo A Gómez, Robert J J Grand, Kyle A Oman, Julio F Navarro, and Christine M Simpson.

- The milky way total mass profile as inferred from gaia dr2. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 494(3):4291–4313, April 2020. ISSN 1365-2966. doi: 10.1093/mnras/staa1017. URL <http://dx.doi.org/10.1093/mnras/staa1017>.
- Lorenzo Cavallo, Lorenzo Spina, Giovanni Carraro, Laura Magrini, Eloisa Poggio, Tristan Cantat-Gaudin, Mario Pasquato, Sara Lucatello, Sergio Ortolani, and Jose Schiappacasse-Ulloa. Parameter Estimation for Open Clusters using an Artificial Neural Network with a QuadTree-based Feature Extractor. *aj*, 167(1):12, January 2024. doi: 10.3847/1538-3881/ad07e5.
- Gilles Chabrier. Review on the Galactic Stellar and Substellar Mass Function. *IAU Symposium*, 221:P67, January 2003.
- Gilles Chabrier. The Initial Mass Function: From Salpeter 1955 to 2005. In E. Corbelli, F. Palla, and H. Zinnecker, editors, *The Initial Mass Function 50 Years Later*, volume 327 of *Astrophysics and Space Science Library*, page 41, January 2005. doi: 10.1007/978-1-4020-3407-7_5.
- L. Chen, J. L. Hou, and J. J. Wang. On the Galactic Disk Metallicity Distribution from Open Clusters. I. New Catalogs and Abundance Gradient. *aj*, 125(3):1397–1406, March 2003. doi: 10.1086/367911.
- W. P. Chen, C. W. Chen, and C. G. Shu. Morphology of Galactic Open Clusters. *aj*, 128(5): 2306–2315, November 2004. doi: 10.1086/424855.
- Xiaodian Chen, Shu Wang, Licai Deng, Richard de Grijs, Chao Liu, and Hao Tian. An intuitive 3d map of the galactic warp’s precession traced by classical cepheids. *Nature Astronomy*, 3(4):320–325, February 2019. ISSN 2397-3366. doi: 10.1038/s41550-018-0686-7. URL <http://dx.doi.org/10.1038/s41550-018-0686-7>.
- C. Chiappini, F. Matteucci, and R. Gratton. The chemical evolution of the galaxy: The two-infall model. *The Astrophysical Journal*, 477(2):765–780, March 1997. ISSN 1538-4357. doi: 10.1086/303726. URL <http://dx.doi.org/10.1086/303726>.
- Y. K. Choi, K. Hachisuka, M. J. Reid, Y. Xu, A. Brunthaler, K. M. Menten, and T. M. Dame. Trigonometric Parallaxes of Star Forming Regions in the Perseus Spiral Arm. *apj*, 790(2):99, August 2014. doi: 10.1088/0004-637X/790/2/99.
- Ž. Chrobáková, R. Nagy, and M. López-Corredoira. Structure of the outer galactic disc with gaia dr2. *Astronomy & Astrophysics*, 637:A96, May 2020. ISSN 1432-0746. doi: 10.1051/0004-6361/201937289. URL <http://dx.doi.org/10.1051/0004-6361/201937289>.
- Ed Churchwell, Brian L. Babler, Marilyn R. Meade, Barbara A. Whitney, Robert Benjamin, Remy Indebetouw, Claudia Cyganowski, Thomas P. Robitaille, Matthew Povich, Christer Watson, and Steve Bracker. The Spitzer/GLIMPSE Surveys: A New View of the Milky Way. *pasp*, 121(877): 213, March 2009. doi: 10.1086/597811.

- Giacomo Cordoni, Antonino P. Milone, Anna F. Marino, Enrico Vesperini, Emanuele Dondoglio, Maria Vittoria Legnardi, Anjana Mohandas, Marilia Carlos, Edoardo P. Lagioia, Sohee Jang, and Tuila Ziliotto. Photometric binaries, mass functions, and structural parameters of 78 galactic open clusters. *Astronomy & Astrophysics*, 672:A29, March 2023. ISSN 1432-0746. doi: 10.1051/0004-6361/202245457. URL <http://dx.doi.org/10.1051/0004-6361/202245457>.
- G. de Marchi and F. Paresce. The Mass Function of Galactic Clusters and its Evolution with Time. In *Astronomische Gesellschaft Meeting Abstracts*, volume 18 of *Astronomische Gesellschaft Meeting Abstracts*, page MS 05 51, January 2001.
- P. T. de Zeeuw, R. Hoogerwerf, J. H. J. de Bruijne, A. G. A. Brown, and A. Blaauw. A HIPPARCOS Census of the Nearby OB Associations. *aj*, 117(1):354–399, January 1999. doi: 10.1086/300682.
- W. S. Dias, B. S. Alessi, A. Moitinho, and J. R. D. Lépine. New catalogue of optically visible open clusters and candidates. *aap*, 389:871–873, July 2002. doi: 10.1051/0004-6361:20020668.
- W. S. Dias, H. Monteiro, A. Moitinho, J. R. D. Lépine, G. Carraro, E. Paunzen, B. Alessi, and L. Vilella. VizieR Online Data Catalog: Updated parameters of 1743 open clusters (Dias+, 2021). *VizieR Online Data Catalog*, art. J/MNRAS/504/356, May 2021.
- Wilton S. Dias and J. R. D. Lépine. Direct Determination of the Spiral Pattern Rotation Speed of the Galaxy. *apj*, 629(2):825–831, August 2005a. doi: 10.1086/431456.
- Wilton S. Dias and J. R. D. Lépine. Direct Determination of the Spiral Pattern Rotation Speed of the Galaxy. *apj*, 629(2):825–831, August 2005b. doi: 10.1086/431456.
- Sami Dib and Shantanu Basu. The emergence of the galactic stellar mass function from a non-universal IMF in clusters. *aap*, 614:A43, June 2018. doi: 10.1051/0004-6361/201732490.
- Sami Dib, Jongsoo Kim, and Mohsen Shadmehri. The origin of the arches stellar cluster mass function. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters*, 381(1):L40–L44, October 2007. ISSN 1745-3925. doi: 10.1111/j.1745-3933.2007.00362.x. URL <http://dx.doi.org/10.1111/j.1745-3933.2007.00362.x>.
- Sami Dib, Mohsen Shadmehri, Paolo Padoan, G. Maheswar, D. K. Ojha, and Fazeleh Khajenabi. The imf of stellar clusters: effects of accretion and feedback. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, March 2010. ISSN 1365-2966. doi: 10.1111/j.1365-2966.2010.16451.x. URL <http://dx.doi.org/10.1111/j.1365-2966.2010.16451.x>.
- Andrew E. Dolphin, A. Saha, Jennifer Claver, Evan D. Skillman, A. A. Cole, J. S. Gallagher, Eline Tolstoy, R. C. Dohm-Palmer, and Mario Mateo. Variable Stars in Leo A: RR Lyrae Stars, Short-Period Cepheids, and Implications for Stellar Content. *aj*, 123(6):3154–3198, June 2002. doi: 10.1086/340356.

- John Donor, Peter M. Frinchaboy, Katia Cunha, Benjamin Thompson, Julia O'Connell, Gail Zasowski, Kelly M. Jackson, Brianne Meyer McGrath, Andrés Almeida, Dmitry Bizyaev, Ricardo Carrera, D. A. García-Hernández, Christian Nitschelm, Kaike Pan, and Olga Zamora. The Open Cluster Chemical Abundances and Mapping Survey. II. Precision Cluster Abundances for APO-GEE Using SDSS DR14. *aj*, 156(4):142, October 2018. doi: 10.3847/1538-3881/aad635.
- J. L. E. Dreyer. A New General Catalogue of Nebulae and Clusters of Stars, being the Catalogue of the late Sir John F. W. Herschel, Bart, revised, corrected, and enlarged. *memras*, 49:1, January 1888.
- H Ebrahimi, A Sollima, and H Haghi. The family pictures of our neighbours: investigating the mass function and dynamical parameters of nearby open clusters. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 516(4):5637–5654, September 2022. ISSN 1365-2966. doi: 10.1093/mnras/stac2562. URL <http://dx.doi.org/10.1093/mnras/stac2562>.
- Bruce G. Elmegreen. Modeling a High-Mass Turn-Down in the Stellar Initial Mass Function. *apj*, 539(1):342–351, August 2000. doi: 10.1086/309204.
- Paul B. Eskridge, Jay A. Frogel, Richard W. Pogge, Alice C. Quillen, Roger L. Davies, D. L. DePoy, Mark L. Houdashelt, Leslie E. Kuchinski, Solange V. Ramírez, K. Sellgren, Donald M. Terndrup, and Glenn P. Tiede. The Frequency of Barred Spiral Galaxies in the Near-Infrared. *aj*, 119(2):536–544, February 2000. doi: 10.1086/301203.
- C. Esteban, J. E. Méndez-Delgado, J. García-Rojas, and K. Z. Arellano-Córdova. About Metallicity Variations in the Local Galactic Interstellar Medium. *apj*, 931(2):92, June 2022. doi: 10.3847/1538-4357/ac6b38.
- Martin Ester, Hans-Peter Kriegel, Jorg Sander, and Xiaowei Xu. A Density-Based Algorithm for Discovering Clusters in Large Spatial Databases with Noise. In D. W. Pfitzner and J. K. Salmon, editors, *Second International Conference on Knowledge Discovery and Data Mining (KDD'96). Proceedings of a conference held August 2-4*, pages 226–331, January 1996.
- Fabian Pedregosa et al. Scikit-learn: Machine learning in python, 2018. URL <https://arxiv.org/abs/1201.0490>.
- F. A. Ferreira, W. J. B. Corradi, F. F. S. Maia, M. S. Angelo, and Jr. Santos, J. F. C. Discovery and astrophysical properties of Galactic open clusters in dense stellar fields using Gaia DR2. *mnras*, 496(2):2021–2038, August 2020. doi: 10.1093/mnras/staa1684.
- Diane K. Feuillet, Neige Frankel, Karin Lind, Peter M. Frinchaboy, D. A. García-Hernández, Richard R. Lane, Christian Nitschelm, and Alexandre Roman-Lopes. Spatial variations in the Milky Way disc metallicity-age relation. *mnras*, 489(2):1742–1752, October 2019. doi: 10.1093/mnras/stz2221.

- Debra A. Fischer and Jeff Valenti. The Planet-Metallicity Correlation. *apj*, 622(2):1102–1117, April 2005. doi: 10.1086/428383.
- Daniel Foreman-Mackey, David W. Hogg, Dustin Lang, and Jonathan Goodman. emcee: The MCMC Hammer. *pasp*, 125(925):306, March 2013. doi: 10.1086/670067.
- Neige Frankel, Jason Sanders, Hans-Walter Rix, Yuan-Sen Ting, and Melissa Ness. The inside-out growth of the galactic disk. *The Astrophysical Journal*, 884(2):99, October 2019. ISSN 1538-4357. doi: 10.3847/1538-4357/ab4254. URL <http://dx.doi.org/10.3847/1538-4357/ab4254>.
- E. D. Friel. The Old Open Clusters Of The Milky Way. *araa*, 33:381–414, January 1995. doi: 10.1146/annurev.aa.33.090195.002121.
- Peter M. Frinchaboy and Steven R. Majewski. Open Clusters as Galactic Disk Tracers. I. Project Motivation, Cluster Membership, and Bulk Three-Dimensional Kinematics. *aj*, 136(1):118–145, July 2008. doi: 10.1088/0004-6256/136/1/118.
- Gaia Collaboration et al. Gaia data release 1: Summary of the astrometric, photometric, and survey properties. *Astronomy & Astrophysics*, 595:A2, November 2016. ISSN 1432-0746. doi: 10.1051/0004-6361/201629512. URL <http://dx.doi.org/10.1051/0004-6361/201629512>.
- Gaia Collaboration et al. Gaia data release 2: Summary of the contents and survey properties. *Astronomy & Astrophysics*, 616:A1, August 2018. ISSN 1432-0746. doi: 10.1051/0004-6361/201833051. URL <http://dx.doi.org/10.1051/0004-6361/201833051>.
- Gaia Collaboration et al. Gaia early data release 3: Summary of the contents and survey properties (corrigendum). *Astronomy & Astrophysics*, 650:C3, June 2021. ISSN 1432-0746. doi: 10.1051/0004-6361/202039657e. URL <http://dx.doi.org/10.1051/0004-6361/202039657e>.
- Gaia Collaboration et al. Gaia Data Release 3. Summary of the content and survey properties. *Astronomy & Astrophysics*, 674:A1, June 2023. doi: 10.1051/0004-6361/202243940.
- Aaron Geller, Richard de Grijs, Chengyuan Li, and Jarrod Hurley. Consequences of dynamical disruption and mass segregation for the binary frequencies of star clusters. *The Astrophysical Journal*, 779, 10 2013. doi: 10.1088/0004-637X/779/1/30.
- K. Genovali, B. Lemasle, G. Bono, M. Romaniello, M. Fabrizio, I. Ferraro, G. Iannicola, C. D. Laney, M. Nonino, M. Bergemann, R. Buonanno, P. Francoais, L. Inno, R. P. Kudritzki, N. Matsunaga, S. Pedicelli, F. Primas, and F. Thévenin. On the fine structure of the Cepheid metallicity gradient in the Galactic thin disk. *aap*, 566:A37, June 2014. doi: 10.1051/0004-6361/201323198.
- M. Gieles, S. S. Larsen, R. A. Scheepmaker, N. Bastian, M. R. Haas, and H. J. G. L. M. Lamers. Observational evidence for a truncation of the star cluster initial mass function at the high mass end. *aap*, 446(2):L9–L12, February 2006. doi: 10.1051/0004-6361:200500224.

- M. Gieles, E. Athanassoula, and S. F. Portegies Zwart. The effect of spiral arm passages on the evolution of stellar clusters. *mnras*, 376(2):809–819, April 2007. doi: 10.1111/j.1365-2966.2007.11477.x.
- E. E. Giorgi, G. R. Solivella, G. I. Perren, and R. A. Vázquez. The nearby Galaxy structure toward the Vela Gum nebula. *na*, 40:87–103, October 2015. doi: 10.1016/j.newast.2015.04.004.
- M. Golay. *Introduction to astronomical photometry*. 1974. doi: 10.1007/978-94-010-2169-2.
- Robert J. J. Grand, Volker Springel, Facundo A. Gomez, Federico Marinacci, Rudiger Pakmor, David J. R. Campbell, and Adrian Jenkins. Vertical disc heating in Milky Way-sized galaxies in a cosmological context. *mnras*, 459(1):199–219, June 2016. doi: 10.1093/mnras/stw601.
- Grosbøl, P. and Carraro, G. The spiral potential of the milky way. *A&A*, 619:A50, 2018. doi: 10.1051/0004-6361/201833755. URL <https://doi.org/10.1051/0004-6361/201833755>.
- Jiwon Jesse Han, Charlie Conroy, and Lars Hernquist. A tilted dark halo origin of the Galactic disk warp and flare. *Nature Astronomy*, 7:1481–1485, December 2023. doi: 10.1038/s41550-023-02076-9.
- C. J. Hao, Y. Xu, L. G. Hou, S. B. Bian, J. J. Li, Z. Y. Wu, Z. H. He, Y. J. Li, and D. J. Liu. Evolution of the local spiral structure of the Milky Way revealed by open clusters. *aap*, 652:A102, August 2021. doi: 10.1051/0004-6361/202140608.
- Christian R. Hayes, Eileen D. Friel, Taleah J. Slack, and Owen M. Boberg. Properties of the Old Open Cluster Czernik 30. *aj*, 150(6):200, December 2015. doi: 10.1088/0004-6256/150/6/200.
- Y. H. M. Hendy, I. Zead, A. E. Abdelaziz, and A. Takey. The first CCD photometric studies of the member eclipsing binary ZTFJ015003.88+534734.1 in the newly discovered young open cluster UBC 188. *na*, 110:102231, August 2024. doi: 10.1016/j.newast.2024.102231.
- E. Hoeg, G. Bassgen, U. Bastian, D. Egret, C. Fabricius, V. Grossmann, J. L. Halbwachs, V. V. Makarov, M. A. C. Perryman, P. Schwekendiek, K. Wagner, and A. Wicenec. The TYCHO Catalogue. *aap*, 323:L57–L60, July 1997.
- Qingshun Hu, Yu Zhang, and Ali Esamdin. Decoding the morphological evolution of open clusters. *Astronomy& Astrophysics*, 656:A49, December 2021. ISSN 1432-0746. doi: 10.1051/0004-6361/202141460. URL <http://dx.doi.org/10.1051/0004-6361/202141460>.
- Emily L. Hunt and Sabine Reffert. Improving the open cluster census. II. An all-sky cluster catalogue with Gaia DR3. *aap*, 673:A114, May 2023. doi: 10.1051/0004-6361/202346285.
- Emily L. Hunt and Sabine Reffert. Improving the open cluster census. III. Using cluster masses, radii, and dynamics to create a cleaned open cluster catalogue. *aap*, 686:A42, June 2024. doi: 10.1051/0004-6361/202348662.

- A. Irrgang, B. Wilcox, E. Tucker, and L. Schiefelbein. Milky way mass models for orbit calculations. *Astronomy & Astrophysics*, 549:A137, January 2013. ISSN 1432-0746. doi: 10.1051/0004-6361/201220540. URL <http://dx.doi.org/10.1051/0004-6361/201220540>.
- H. Jahreiss, B. Fuchs, and R. Wielen. Nearby Stars and the History of the Galactic Disk. *Astrophysics and Space Science*, 265:247–248, July 1999. doi: 10.1023/A:1002114504143.
- K. Janes and D. Adler. Open clusters and galactic structure. *apjs*, 49:425–446, July 1982. doi: 10.1086/190805.
- G. Javakhishvili, V. Kukhianidze, M. Todua, and R. Inasaridze. A method of open cluster membership determination. *aap*, 447(3):915–919, March 2006. doi: 10.1051/0004-6361:20040297.
- Sarah M R Jeffreson, Jiayi Sun, and Christine D Wilson. On the scale height of the molecular gas disc in milky way-like galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 515(2): 1663–1675, July 2022. ISSN 1365-2966. doi: 10.1093/mnras/stac1874. URL <http://dx.doi.org/10.1093/mnras/stac1874>.
- Adrian Jenkins and James Binney. Spiral heating of galactic discs. *mnras*, 245:305–317, July 1990.
- Yogesh Chandra Joshi, Deepak, and Sagar Malhotra. A study on the metallicity gradients in the galactic disk using open clusters. *Frontiers in Astronomy and Space Sciences*, 11:1348321, April 2024. doi: 10.3389/fspas.2024.1348321.
- A. Just, A. E. Piskunov, J. H. Klos, D. A. Kovaleva, and E. V. Polyachenko. Milky Way global survey of star clusters. VII. (Just+, 2023). *aap*, art. J/A+A/672/A187, August 2023.
- P. Khalaj and H. Baumgardt. The stellar mass function, binary content and radial structure of the open cluster praesepe derived from ppmxl and sdss data. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 434(4):3236–3245, July 2013. ISSN 1365-2966. doi: 10.1093/mnras/stt1239. URL <http://dx.doi.org/10.1093/mnras/stt1239>.
- N. V. Kharchenko, A. E. Piskunov, S. Roser, E. Schilbach, and R. D. Scholz. Astrophysical parameters of Galactic open clusters. *aap*, 438(3):1163–1173, August 2005. doi: 10.1051/0004-6361:20042523.
- N. V. Kharchenko, A. E. Piskunov, E. Schilbach, S. Roser, and R. D. Scholz. Global survey of star clusters in the Milky Way. I. The pipeline and fundamental parameters in the second quadrant. *aap*, 543:A156, July 2012. doi: 10.1051/0004-6361/201118708.
- N. V. Kharchenko, A. E. Piskunov, E. Schilbach, S. Roser, and R. D. Scholz. Global survey of star clusters in the Milky Way. II. The catalogue of basic parameters. *aap*, 558:A53, October 2013. doi: 10.1051/0004-6361/201322302.

- Ivan King. The structure of star clusters. I. an empirical density law. *aj*, 67:471, October 1962. doi: 10.1086/108756.
- Kevin H. Knuth. Optimal Data-Based Binning for Histograms. *arXiv e-prints*, art. physics/0605197, May 2006. doi: 10.48550/arXiv.physics/0605197.
- Marina Kounkel, Kevin Covey, and Keivan G. Stassun. Untangling the Galaxy. II. Structure within 3 kpc. *aj*, 160(6):279, December 2020. doi: 10.3847/1538-3881/abc0e6.
- Robert Krone and Anton Leykin. Numerical algorithms for detecting embedded components. *arXiv e-prints*, art. arXiv:1405.7871, May 2014. doi: 10.48550/arXiv.1405.7871.
- A. Krone-Martins and A. Moitinho. UPMASK: unsupervised photometric membership assignment in stellar clusters. *aap*, 561:A57, January 2014. doi: 10.1051/0004-6361/201321143.
- P. Kroupa. Inverse dynamical population synthesis and star formation. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 277(4):1491–1506, December 1995. ISSN 1365-2966. doi: 10.1093/mnras/277.4.1491. URL <http://dx.doi.org/10.1093/mnras/277.4.1491>.
- P. Kroupa and C. M. Boily. On the mass function of star clusters. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 336(4):1188–1194, November 2002. doi: 10.1046/j.1365-8711.2002.05848.x.
- Pavel Kroupa. On the variation of the initial mass function. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 322(2):231–246, April 2001. doi: 10.1046/j.1365-8711.2001.04022.x.
- Pavel Kroupa, Carsten Weidner, Jan Pflamm-Altenburg, Ingo Thies, Jorg Dabringhausen, Michael Marks, and Thomas Maschberger. The Stellar and Sub-Stellar Initial Mass Function of Simple and Composite Populations. In Terry D. Oswalt and Gerard Gilmore, editors, *Planets, Stars and Stellar Systems. Volume 5: Galactic Structure and Stellar Populations*, volume 5, page 115. 2013. doi: 10.1007/978-94-007-5612-0_4.
- Joseph B. Kruskal. On the shortest spanning subtree of a graph and the traveling salesman problem. *Proceedings of the American Mathematical Society*, 7(1):48, February 1956. ISSN 0002-9939. doi: 10.2307/2033241. URL <http://dx.doi.org/10.2307/2033241>.
- Charles J. Lada and Elizabeth A. Lada. Embedded clusters in molecular clouds. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 41(1):57–115, September 2003. ISSN 1545-4282. doi: 10.1146/annurev.astro.41.011802.094844. URL <http://dx.doi.org/10.1146/annurev.astro.41.011802.094844>.
- H. J. G. L. M. Lamers, M. Gieles, N. Bastian, H. Baumgardt, N. V. Kharchenko, and S. Portegies Zwart. An analytical description of the disruption of star clusters in tidal fields with an application to galactic open clusters. *Astronomy & Astrophysics*, 441(1):117–129, September 2005. ISSN 1432-0746. doi: 10.1051/0004-6361:20042241. URL <http://dx.doi.org/10.1051/0004-6361:20042241>.

- Henny J. G. L. M. Lamers, Holger Baumgardt, and Mark Gieles. Mass-loss rates and the mass evolution of star clusters. *mnras*, 409(1):305–328, November 2010. doi: 10.1111/j.1365-2966.2010.17309.x.
- R. B. Larson. Models for the formation of disc galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 176(1):31–52, July 1976. ISSN 1365-2966. doi: 10.1093/mnras/176.1.31. URL <http://dx.doi.org/10.1093/mnras/176.1.31>.
- Lei Liu and Xiaoying Pang. A Catalog of Newly Identified Star Clusters in Gaia DR2. *apjs*, 245(2):32, December 2019. doi: 10.3847/1538-4365/ab530a.
- A. V. Loktin and N. V. Matkin. Open clusters as spiral structure tracers in our galaxy. *Astronomical and Astrophysical Transactions*, 3(2):169–174, January 1992. doi: 10.1080/10556799208230554.
- A. V. Loktin and M. E. Popova. Updated version of the ‘homogeneous catalog of open cluster parameters’. *Astrophysical Bulletin*, 72(3):257–265, July 2017. doi: 10.1134/S1990341317030154.
- A. V. Loktin and M. E. Popova. Kinematics of Open Star Clusters Based on the Data of the New Version of the “Homogeneous Catalog of Open Cluster Parameters”. *Astrophysical Bulletin*, 74(3):270–276, July 2019. doi: 10.1134/S1990341319030039.
- G. Lynga. VizieR Online Data Catalog: Open Cluster Data 5th Edition (Lynga 1987). art. VII/92A, February 1987.
- J. R. D. Lépine, P. Cruz, Jr. Scarano, S., D. A. Barros, W. S. Dias, L. Pompéia, S. M. Andrievsky, G. Carraro, and B. Famaey. Overlapping abundance gradients and azimuthal gradients related to the spiral structure of the Galaxy. *mnras*, 417(1):698–708, October 2011. doi: 10.1111/j.1365-2966.2011.19314.x.
- J. Ted Mackereth, Jo Bovy, Henry W. Leung, Ricardo P. Schiavon, Wilma H. Trick, William J. Chaplin, Katia Cunha, Diane K. Feuillet, Steven R. Majewski, Marie Martig, Andrea Miglio, David Nidever, Marc H. Pinsonneault, Victor Silva Aguirre, Jennifer Sobeck, Jamie Tayar, and Gail Zasowski. Dynamical heating across the Milky Way disc using APOGEE and Gaia. *mnras*, 489(1):176–195, October 2019. doi: 10.1093/mnras/stz1521.
- MacQueen. Some Methods for Classification and Analysis of Multivariate Observations. *Statistics, University of California Press, Berkeley*, 281-297., 1:281–297, 1967.
- L. Magrini, P. Sestito, S. Randich, and D. Galli. The evolution of the Galactic metallicity gradient from high-resolution spectroscopy of open clusters. *aap*, 494(1):95–108, January 2009. doi: 10.1051/0004-6361:200810634.
- Sangeeta Malhotra. The vertical equilibrium of molecular gas in the galactic disk. *The Astrophysical Journal*, 433:687, October 1994. ISSN 1538-4357. doi: 10.1086/174677. URL <http://dx.doi.org/10.1086/174677>.

- D. J. Marshall, A. C. Robin, C. Reyl  , M. Schultheis, and S. Picaud. Modelling the galactic interstellar extinction distribution in three dimensions. *Astronomy & Astrophysics*, 453(2): 635–651, June 2006. ISSN 1432-0746. doi: 10.1051/0004-6361:20053842. URL <http://dx.doi.org/10.1051/0004-6361:20053842>.
- N. F. Martin, R. A. Ibata, M. Bellazzini, M. J. Irwin, G. F. Lewis, and W. Dehnen. A dwarf galaxy remnant in Canis Major: the fossil of an in-plane accretion on to the Milky Way. *mnras*, 348(1): 12–23, February 2004. doi: 10.1111/j.1365-2966.2004.07331.x.
- L. A. Martinez-Medina, B. Pichardo, E. Moreno, A. Peimbert, and H. Velazquez. On the origin of high-altitude open clusters in the milky way. *The Astrophysical Journal Letters*, 817(1):L3, January 2016. ISSN 2041-8213. doi: 10.3847/2041-8205/817/1/L3. URL <http://dx.doi.org/10.3847/2041-8205/817/1/L3>.
- L. A. Martinez-Medina, B. Pichardo, A. Peimbert, and E. Moreno. On the survival of high-altitude open clusters within the milky way galaxy tides. *The Astrophysical Journal*, 834(1):58, January 2017. ISSN 1538-4357. doi: 10.3847/1538-4357/834/1/58. URL <http://dx.doi.org/10.3847/1538-4357/834/1/58>.
- Th. Maschberger, C. J. Clarke, I. A. Bonnell, and P. Kroupa. Properties of hierarchically forming star clusters. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 404(2):1061–1080, 05 2010. ISSN 0035-8711. doi: 10.1111/j.1365-2966.2010.16346.x. URL <https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2010.16346.x>.
- Cecilia Mateu, A. Katherina Vivas, Robert Zinn, Lissa R. Miller, and Carlos Abad. No Excess of RR Lyrae Stars in the Canis Major Overdensity. *aj*, 137(5):4412–4423, May 2009. doi: 10.1088/0004-6256/137/5/4412.
- Paul J. McMillan. The mass distribution and gravitational potential of the milky way. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 465(1):76–94, October 2016. ISSN 1365-2966. doi: 10.1093/mnras/stw2759. URL <http://dx.doi.org/10.1093/mnras/stw2759>.
- Stephen L. W. McMillan, Enrico Vesperini, and Simon F. Portegies Zwart. A dynamical origin for early mass segregation in young star clusters. *The Astrophysical Journal*, 655(1):L45–L49, January 2007. ISSN 1538-4357. doi: 10.1086/511763. URL <http://dx.doi.org/10.1086/511763>.
- C. Messier. *M  moires de l’Acad  mie Royale des Sciences*, pp 435–461. 1774.
- G. E. Miller and J. M. Scalo. The Initial Mass Function and Stellar Birthrate in the Solar Neighborhood. *The Astrophysical Journals*, 41:513, November 1979. doi: 10.1086/190629.
- M. Miyamoto and R. Nagai. Three-dimensional models for the distribution of mass in galaxies. *pasj*, 27:533–543, January 1975.

- A. Moitinho, R. A. Vázquez, G. Carraro, G. Baume, E. E. Giorgi, and W. Lyra. Spiral structure of the third galactic quadrant and the solution to the Canis Major debate. *mnras*, 368(1):L77–L81, May 2006. doi: 10.1111/j.1745-3933.2006.00163.x.
- André Moitinho. Observational properties of the open cluster system of the milky way and what they tell us about our galaxy. *Proceedings of the International Astronomical Union*, 5(S266): 106–116, August 2009. ISSN 1743-9221. doi: 10.1017/s1743921309990949. URL <http://dx.doi.org/10.1017/s1743921309990949>.
- André Moitinho. Observational properties of the open cluster system of the Milky Way and what they tell us about our Galaxy. In Richard de Grijs and Jacques R. D. Lépine, editors, *Star Clusters: Basic Galactic Building Blocks Throughout Time and Space*, volume 266 of *IAU Symposium*, pages 106–116, January 2010. doi: 10.1017/S1743921309990949.
- J A Molina Lera, G Baume, and R Gamen. Young star clusters and the structure of the second galactic quadrant. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 480(2):2386–2404, July 2018. ISSN 1365-2966. doi: 10.1093/mnras/sty1874. URL <http://dx.doi.org/10.1093/mnras/sty1874>.
- Y. Momany, S. Zaggia, G. Gilmore, G. Piotto, G. Carraro, L. R. Bedin, and F. De Angeli. Outer structure of the galactic warp and flare: explaining the canis major over-density. *Astronomy & Astrophysics*, 451(2):515–538, May 2006. ISSN 1432-0746. doi: 10.1051/0004-6361:20054081. URL <http://dx.doi.org/10.1051/0004-6361:20054081>.
- H. Monteiro, W. S. Dias, A. Moitinho, T. Cantat-Gaudin, J. R. D. Lépine, G. Carraro, and E. Paunzen. Fundamental parameters for 45 open clusters with Gaia DR2, an improved extinction correction and a metallicity gradient prior. *mnras*, 499(2):1874–1889, December 2020. doi: 10.1093/mnras/staa2983.
- Natalie Myers, John Donor, Taylor Spoo, Peter M. Frinchaboy, Katia Cunha, Adrian M. Price-Whelan, Steven R. Majewski, Rachael L. Beaton, Gail Zasowski, Julia O’Connell, Amy E. Ray, Dmitry Bizyaev, Cristina Chiappini, D. A. García-Hernández, Doug Geisler, Henrik Jönsson, Richard R. Lane, Penélope Longa-Peña, Ivan Minchev, Dante Minniti, Christian Nitschelm, and A. Roman-Lopes. The Open Cluster Chemical Abundances and Mapping Survey. VI. Galactic Chemical Gradient Analysis from APOGEE DR17. *aj*, 164(3):85, September 2022. doi: 10.3847/1538-3881/ac7ce5.
- Krishna Naidoo. Mistree: a python package for constructing and analysing minimum spanning trees. *Journal of Open Source Software*, 4(42):1721, October 2019. ISSN 2475-9066. doi: 10.21105/joss.01721. URL <http://dx.doi.org/10.21105/joss.01721>.
- Julio F. Navarro, Carlos S. Frenk, and Simon D. M. White. A Universal Density Profile from Hierarchical Clustering. *apj*, 490(2):493–508, December 1997. doi: 10.1086/304888.

- M. Netopil, E. Paunzen, U. Heiter, and C. Soubiran. On the metallicity of open clusters: Iii. homogenised sample. *Astronomy & Astrophysics*, 585:A150, January 2016. ISSN 1432-0746. doi: 10.1051/0004-6361/201526370. URL <http://dx.doi.org/10.1051/0004-6361/201526370>.
- B. Nordstrom, M. Mayor, J. Andersen, J. Holmberg, F. Pont, B. R. Jørgensen, E. H. Olsen, S. Udry, and N. Mowlavi. The Geneva-Copenhagen survey of the Solar neighbourhood. Ages, metallicities, and kinematic properties of $\sim 14\,000$ F and G dwarfs. *aap*, 418:989–1019, May 2004. doi: 10.1051/0004-6361:20035959.
- Pogson Norman. Extract of a Letter from Mr. Norman Pogson. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 10(6):134–135, April 1850. ISSN 1365-2966. doi: 10.1093/mnras/10.6.134b. URL <http://dx.doi.org/10.1093/mnras/10.6.134b>.
- S. S. R. Offner, P. C. Clark, P. Hennebelle, N. Bastian, M. R. Bate, P. F. Hopkins, E. Moraux, and A. P. Whitworth. The Origin and Universality of the Stellar Initial Mass Function. In Henrik Beuther, Ralf S. Klessen, Cornelis P. Dullemond, and Thomas Henning, editors, *Protostars and Planets VI*, pages 53–75, January 2014. doi: 10.2458/azu_uapress_9780816531240-ch003.
- C. Olczak, R. Spurzem, and Th. Henning. A highly efficient measure of mass segregation in star clusters. *Astronomy & Astrophysics*, 532:A119, August 2011. ISSN 1432-0746. doi: 10.1051/0004-6361/201116902. URL <http://dx.doi.org/10.1051/0004-6361/201116902>.
- Xiaoying Pang, Yuqian Li, Zeqiu Yu, Shih-Yun Tang, František Dinnbier, Pavel Kroupa, Mario Pasquato, and M. B. N. Kouwenhoven. 3D Morphology of Open Clusters in the Solar Neighborhood with Gaia EDR 3: Its Relation to Cluster Dynamics. *apj*, 912(2):162, May 2021. doi: 10.3847/1538-4357/abeaac.
- Xiaoying Pang, Siqi Liao, Jiadong Li, Zhiqiang Yan, Mingjie Jian, M. B. N. Kouwenhoven, Shih-Yun Tang, and Yifan Wang. The present-day mass function of star clusters in the solar neighborhood. *The Astrophysical Journal*, 966(2):169, May 2024. ISSN 1538-4357. doi: 10.3847/1538-4357/ad33c5. URL <http://dx.doi.org/10.3847/1538-4357/ad33c5>.
- Richard J. Parker, Nicholas J. Wright, Simon P. Goodwin, and Michael R. Meyer. Dynamical evolution of star-forming regions. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 438(1): 620–638, 12 2013. ISSN 0035-8711. doi: 10.1093/mnras/stt2231. URL <https://doi.org/10.1093/mnras/stt2231>.
- Antonio Parravano, Christopher F. McKee, and David J. Hollenbach. An Initial Mass Function for Individual Stars in Galactic Disks. I. Constraining the Shape of the Initial Mass Function. *The Astrophysical Journal*, 726(1):27, January 2011. doi: 10.1088/0004-637X/726/1/27.
- M. S. Pera, G. I. Perren, A. Moitinho, H. D. Navone, and R. A. Vazquez. pyUPMASK: an improved unsupervised clustering algorithm. *Astronomy & Astrophysics*, 650:A109, June 2021. doi: 10.1051/0004-6361/202040252.

- G. Perren, R. A. Vázquez, and G. Carraro. Photometric distances to young stars in the inner Galactic disk. II. The region towards the open cluster Trumpler 27 at $L = 355^\circ$. *aap*, 548:A125, December 2012. doi: 10.1051/0004-6361/201219653.
- G. I. Perren, R. A. Vazquez, and A. E. Piatti. ASteCA: Automated Stellar Cluster Analysis. *Astronomy & Astrophysics*, 576:A6, April 2015. doi: 10.1051/0004-6361/201424946.
- G. I. Perren, A. E. Piatti, and R. A. Vázquez. Large and Small Magellanic Clouds age-metallicity relationships. *Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía La Plata Argentina*, 59:164–166, October 2017.
- G. I. Perren, M. S. Pera, E. E. Giorgi, H. D. Navone, and R. A. Vázquez. An analysis of the twenty-five most distant open clusters. *Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía La Plata Argentina*, 63:124–126, July 2022.
- Gabriel I. Perren, María S. Pera, Hugo D. Navone, and Rubén A. Vázquez. The Unified Cluster Catalogue: towards a comprehensive and homogeneous data base of stellar clusters. *mnras*, 526(3):4107–4119, December 2023. doi: 10.1093/mnras/stad2826.
- M. A. C. Perryman, L. Lindegren, J. Kovalevsky, E. Hoeg, U. Bastian, P. L. Bernacca, M. Crézé, F. Donati, M. Grenon, M. Grewing, F. van Leeuwen, H. van der Marel, F. Mignard, C. A. Murray, R. S. Le Poole, H. Schrijver, C. Turon, F. Arenou, M. Froeschlé, and C. S. Petersen. The HIPPARCOS Catalogue. *aap*, 323:L49–L52, July 1997.
- M. A. C. Perryman, A. G. A. Brown, Y. Lebreton, A. Gomez, C. Turon, G. Cayrel de Strobel, J. C. Mermilliod, N. Robichon, J. Kovalevsky, and F. Crifo. The Hyades: distance, structure, dynamics, and age. *aap*, 331:81–120, March 1998. doi: 10.48550/arXiv.astro-ph/9707253.
- Randy L. Phelps and Kenneth A. Janes. Young Open Clusters as Probes of the Star Formation Process. I. an Atlas of Open Cluster Photometry. *apjs*, 90:31, January 1994. doi: 10.1086/191857.
- Randy L. Phelps, Kenneth A. Janes, and Kent A. Montgomery. Development of the galactic disk: A search for the oldest open clusters. *The Astronomical Journal*, 107:1079, March 1994. ISSN 0004-6256. doi: 10.1086/116920. URL <http://dx.doi.org/10.1086/116920>.
- A. E. Piatti. Evidence of enhanced formation episodes in the Galactic open cluster system. *aap*, 513:L13, April 2010. doi: 10.1051/0004-6361/201014216.
- Andrés E. Piatti. Towards a comprehensive knowledge of the open cluster Haffner 9. *mnras*, 465(3):2748–2756, March 2017a. doi: 10.1093/mnras/stw2987.
- Andrés E. Piatti. The real population of star clusters in the bar of the Large Magellanic Cloud. *aap*, 606:A21, September 2017b. doi: 10.1051/0004-6361/201731246.

- Andrés E. Piatti. On the extended stellar structure around NGC 288. *mnras*, 473(1):492–497, January 2018. doi: 10.1093/mnras/stx2471.
- Andrés. E. Piatti and Eduardo Bica. Washington photometry of candidate star clusters in the Small Magellanic Cloud. *mnras*, 425(4):3085–3093, October 2012. doi: 10.1111/j.1365-2966.2012.21694.x.
- A. et al. Pieres. Physical properties of star clusters in the outer LMC as observed by the DES. *mnras*, 461(1):519–541, September 2016. doi: 10.1093/mnras/stw1260.
- Adriano Pietrinferni, Santi Cassisi, Maurizio Salaris, and Fiorella Castelli. A Large Stellar Evolution Database for Population Synthesis Studies. I. Scaled Solar Models and Isochrones. *apj*, 612(1):168–190, September 2004. doi: 10.1086/422498.
- A. E. Piskunov, N. V. Kharchenko, S. Roser, E. Schilbach, and R. D. Scholz. Revisiting the population of Galactic open clusters. *aap*, 445(2):545–565, January 2006. doi: 10.1051/0004-6361:20053764.
- A. E. Piskunov, E. Schilbach, N. V. Kharchenko, S. Roser, and R. D. Scholz. Towards absolute scales for the radii and masses of open clusters. *aap*, 468(1):151–161, June 2007. doi: 10.1051/0004-6361:20077073.
- E. Poggio, R. Drimmel, T. Cantat-Gaudin, P. Ramos, V. Ripepi, E. Zari, R. Andrae, R. Blomme, L. Chemin, G. Clementini, F. Figueras, M. Fouesneau, Y. Frémat, A. Lobel, D. J. Marshall, T. Muraveva, and M. Romero-Gómez. Galactic spiral structure revealed by Gaia EDR3. *aap*, 651:A104, July 2021. doi: 10.1051/0004-6361/202140687.
- M. J. Reid, K. M. Menten, X. W. Zheng, A. Brunthaler, L. Moscadelli, Y. Xu, B. Zhang, M. Sato, M. Honma, T. Hirota, K. Hachisuka, Y. K. Choi, G. A. Moellenbrock, and A. Bartkiewicz. Trigonometric Parallaxes of Massive Star-Forming Regions. VI. Galactic Structure, Fundamental Parameters, and Noncircular Motions. *apj*, 700(1):137–148, July 2009. doi: 10.1088/0004-637X/700/1/137.
- B. D. Ripley. The second-order analysis of stationary point processes. *Journal of Applied Probability*, 13(2):255–266, 1976. doi: 10.2307/3212829.
- B. D. Ripley. Tests of ‘randomness’ for spatial point patterns. *Journal of the Royal Statistical Society. Series B (Methodological)*, 41(3):368–374, 1979. ISSN 00359246. URL <http://www.jstor.org/stable/2985065>.
- Alex Rodriguez and Alessandro Laio. Clustering by fast search and find of density peaks. *Science*, 344(6191):1492–1496, June 2014. doi: 10.1126/science.1242072.
- Edwin E. Salpeter. The Luminosity Function and Stellar Evolution. *The Astrophysical Journal*, 121:161, January 1955. doi: 10.1086/145971.

- W. L. Sanders. Membership of the open cluster NGC 6811. *aap*, 15:368–373, December 1971.
- T. Santos-Silva and J. Gregorio-Hetem. Characterisation of young stellar clusters. *aap*, 547:A107, November 2012. doi: 10.1051/0004-6361/201219695.
- L. M. Sarro, H. Bouy, A. Berihuete, E. Bertin, E. Moraux, J. Bouvier, J. C. Cuillandre, D. Barrado, and E. Solano. Cluster membership probabilities from proper motions and multi-wavelength photometric catalogues. I. Method and application to the Pleiades cluster. *aap*, 563:A45, March 2014. doi: 10.1051/0004-6361/201322413.
- E. Schilbach, N. V. Kharchenko, A. E. Piskunov, S. Röser, and R.-D. Scholz. Population analysis of open clusters: radii and mass segregation. *Astronomy & Astrophysics*, 456(2):523–534, August 2006. ISSN 1432-0746. doi: 10.1051/0004-6361:20054663. URL <http://dx.doi.org/10.1051/0004-6361:20054663>.
- Ralph Schönrich, James Binney, and Walter Dehnen. Local kinematics and the local standard of rest. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 403(4):1829–1833, April 2010. ISSN 1365-2966. doi: 10.1111/j.1365-2966.2010.16253.x. URL <http://dx.doi.org/10.1111/j.1365-2966.2010.16253.x>.
- D. Sculley. Web-scale k-means clustering. In *Proceedings of the 19th International Conference on World Wide Web, WWW '10*, page 1177–1178, New York, NY, USA, 2010. Association for Computing Machinery. ISBN 9781605587998. doi: 10.1145/1772690.1772862. URL <https://doi.org/10.1145/1772690.1772862>.
- L. Siess, M. Forestini, and C. Dougados. Synthetic Hertzsprung-Russell diagrams of open clusters. *aap*, 324:556–565, August 1997.
- Gyuheon Sim, Sang Hyun Lee, Hong Bae Ann, and Seunghyeon Kim. 207 New Open Star Clusters within 1 kpc from Gaia Data Release 2. *Journal of Korean Astronomical Society*, 52:145–158, October 2019. doi: 10.5303/JKAS.2019.52.5.145.
- M. F. Skrutskie, R. M. Cutri, R. Stiening, M. D. Weinberg, S. Schneider, J. M. Carpenter, C. Beichman, R. Capps, T. Chester, J. Elias, J. Huchra, J. Liebert, C. Lonsdale, D. G. Monet, S. Price, P. Seitzer, T. Jarrett, J. D. Kirkpatrick, J. E. Gizis, E. Howard, T. Evans, J. Fowler, L. Fullmer, R. Hurt, R. Light, E. L. Kopan, K. A. Marsh, H. L. McCallon, R. Tam, S. Van Dyk, and S. Wheelock. The Two Micron All Sky Survey (2MASS). *aj*, 131(2):1163–1183, February 2006. doi: 10.1086/498708.
- Lorenzo Spina, Laura Magrini, and Katia Cunha. Mapping the Galactic Metallicity Gradient with Open Clusters: The State-of-the-Art and Future Challenges. *Universe*, 8(2):87, January 2022. doi: 10.3390/universe8020087.

- Jr. Spitzer, Lyman and Martin Schwarzschild. The possible influence of interstellar clouds on stellar velocities. *The Astrophysical Journal*, 114:385, November 1951. ISSN 1538-4357. doi: 10.1086/145478. URL <http://dx.doi.org/10.1086/145478>.
- A. L. Tadross. Discovered a new open cluster near the poorly studied Majaess 190. *arXiv e-prints*, art. arXiv:2408.11383, August 2024. doi: 10.48550/arXiv.2408.11383.
- Y. Tarricq, C. Soubiran, L. Casamiquela, T. Cantat-Gaudin, L. Chemin, F. Anders, T. Antoja, M. Romero-Gomez, F. Figueras, C. Jordi, A. Bragaglia, L. Balaguer-Nuñez, R. Carrera, A. Castro-Ginard, A. Moitinho, P. Ramos, and D. Bossini. 3D kinematics and age distribution of the open cluster population. *aap*, 647:A19, March 2021. doi: 10.1051/0004-6361/202039388.
- Y. Tarricq, C. Soubiran, L. Casamiquela, A. Castro-Ginard, J. Olivares, N. Miret-Roig, and P. A. B. Galli. Structural parameters of 389 local open clusters. *Astronomy & Astrophysics*, 659:A59, March 2022. ISSN 1432-0746. doi: 10.1051/0004-6361/202142186. URL <http://dx.doi.org/10.1051/0004-6361/202142186>.
- Ingo Thies and Pavel Kroupa. A Discontinuity in the Low-Mass Initial Mass Function. *The Astrophysical Journal*, 671(1):767–780, December 2007. doi: 10.1086/522512.
- Ingo Thies and Pavel Kroupa. A discontinuity in the low-mass IMF - the case of high multiplicity. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 390(3):1200–1206, November 2008. doi: 10.1111/j.1365-2966.2008.13827.x.
- M. Tosi, L. Di Fabrizio, A. Bragaglia, P. A. Carusillo, and G. Marconi. Berkeley 29, the most distant old open cluster. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 354(1):225–234, October 2004. ISSN 1365-2966. doi: 10.1111/j.1365-2966.2004.08184.x. URL <http://dx.doi.org/10.1111/j.1365-2966.2004.08184.x>.
- M. Tremmel, T. Fragos, B. D. Lehmer, P. Tzanavaris, K. Belczynski, V. Kalogera, A. R. Basu-Zych, W. M. Farr, A. Hornschemeier, L. Jenkins, A. Ptak, and A. Zezas. Modeling the Redshift Evolution of the Normal Galaxy X-Ray Luminosity Function. *apj*, 766(1):19, March 2013. doi: 10.1088/0004-637X/766/1/19.
- Albrecht Unsold and Bodo Baschek. *New cosmos: an introduction to astronomy and astrophysics*. Springer, Place of publication not identified, 5th edition, 2011. ISBN 978-3-662-04356-1.
- Albrecht Unsold, Bodo Baschek, and W. D. Brewer. *The New Cosmos*. 1991.
- Jacques P. Vallée. A Synthesis of Fundamental Parameters of Spiral Arms, Based on Recent Observations in the Milky Way. *International Journal of Astronomy and Astrophysics*, 3(1):20–28, January 2013. doi: 10.4236/ijaa.2013.31003.

- Jacques P. Vallée. The Spiral Arms of the Milky Way: The Relative Location of Each Different Arm Tracer within a Typical Spiral Arm Width. *aj*, 148(1):5, July 2014. doi: 10.1088/0004-6256/148/1/5.
- F. van Leeuwen. Validation of the new Hipparcos reduction. *aap*, 474(2):653–664, November 2007. doi: 10.1051/0004-6361:20078357.
- S. Vasilevskis, A. Klemola, and G. Preston. Relative proper motions of stars in the region of the open cluster NGC 6633. *aj*, 63:387–395, January 1958. doi: 10.1086/107787.
- Ted von Hippel, William H. Jefferys, James Scott, Nathan Stein, D. E. Winget, Steven De Gennaro, Albert Dam, and Elizabeth Jeffery. Inverting Color-Magnitude Diagrams to Access Precise Star Cluster Parameters: A Bayesian Approach. *apj*, 645(2):1436–1447, July 2006. doi: 10.1086/504369.
- Georges Voronoi. Nouvelles applications des paramètres continus à la théorie des formes quadratiques. premier mémoire. sur quelques propriétés des formes quadratiques positives parfaites. *Journal für die reine und angewandte Mathematik*, 1908(133):97 – 102, 1908. doi: <https://doi.org/10.1515/crll.1908.133.97>. URL <https://www.degruyter.com/view/journals/crll/1908/133/article-p97.xml>.
- W. D. Vousden, W. M. Farr, and I. Mandel. Dynamic temperature selection for parallel tempering in Markov chain Monte Carlo simulations. *mnras*, 455(2):1919–1937, January 2016. doi: 10.1093/mnras/stv2422.
- Ruben A. Vázquez, Jorge May, Giovanni Carraro, Leonardo Bronfman, André Moitinho, and Gustavo Baume. Spiral Structure in the Outer Galactic Disk. I. The Third Galactic Quadrant. *apj*, 672(2):930–939, January 2008. doi: 10.1086/524003.
- Christopher Wegg, Ortwin Gerhard, and Matthieu Portail. The structure of the Milky Way’s bar outside the bulge. *mnras*, 450(4):4050–4069, July 2015. doi: 10.1093/mnras/stv745.
- Axel Weiss, Fabian Walter, Nikolaus Neininger, and Uli Klein. Evidence for an expanding molecular superbubble in m82, 1999. URL <https://arxiv.org/abs/astro-ph/9904081>.
- Emma Willett, Andrea Miglio, J Ted Mackereth, Cristina Chiappini, Alexander J Lyttle, Yvonne Elsworth, Benoît Mosser, Saniya Khan, Friedrich Anders, Giada Casali, and Valeria Grisoni. The evolution of the Milky Way’s thin disc radial metallicity gradient with K2 asteroseismic ages. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 526(2):2141–2155, 08 2023. ISSN 0035-8711. doi: 10.1093/mnras/stad2374. URL <https://doi.org/10.1093/mnras/stad2374>.
- J. G. A. Wouterloot, J. Brand, W. B. Burton, and K. K. Kwee. IRAS sources beyond the solar circle. II. Distribution in the galactic warp. *aap*, 230:21–36, April 1990.

- Zhen-Yu Wu, Xu Zhou, Jun Ma, and Cui-Hua Du. The orbits of open clusters in the galaxy. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 399(4):2146–2164, November 2009. ISSN 1365-2966. doi: 10.1111/j.1365-2966.2009.15416.x. URL <http://dx.doi.org/10.1111/j.1365-2966.2009.15416.x>.
- Y. Xu, J. J. Li, M. J. Reid, K. M. Menten, X. W. Zheng, A. Brunthaler, L. Moscadelli, T. M. Dame, and B. Zhang. On the Nature of the Local Spiral Arm of the Milky Way. *apj*, 769(1):15, May 2013. doi: 10.1088/0004-637X/769/1/15.
- David Yong and Bruce W. Carney. Abundance Ratios in Open Clusters and Field Giants of the Outer Galactic Disk. In Vanessa Hill, Patrick Francois, and Francesca Primas, editors, *From Lithium to Uranium: Elemental Tracers of Early Cosmic Evolution*, volume 228 of *IAU Symposium*, pages 545–546, January 2005. doi: 10.1017/S1743921305006447.
- David Yong, Bruce W. Carney, and Eileen D. Friel. Elemental abundance ratios in stars of the outer galactic disk. iv. a new sample of open clusters. *The Astronomical Journal*, 144(4):95, August 2012. ISSN 1538-3881. doi: 10.1088/0004-6256/144/4/95. URL <http://dx.doi.org/10.1088/0004-6256/144/4/95>.
- Patrick A. Young, Kelley Liebst, and Michael Pagano. The impact of stellar abundance variations on stellar habitable zone evolution. *The Astrophysical Journal*, 755(2):L31, August 2012. ISSN 2041-8213. doi: 10.1088/2041-8205/755/2/L31. URL <http://dx.doi.org/10.1088/2041-8205/755/2/L31>.
- Marie Lisandra Zepeda-Mendoza and Osbaldo Resendis-Antonio. *Hierarchical Agglomerative Clustering*, pages 886–887. Springer New York, New York, NY, 2013. ISBN 978-1-4419-9863-7. doi: 10.1007/978-1-4419-9863-7_1371. URL https://doi.org/10.1007/978-1-4419-9863-7_1371.
- Meng Zhai, Helmut Abt, Gang Zhao, and Chengdong Li. The Shape Evolution of Galactic Open Clusters from Observations Under Galactic External Forces. *aj*, 153(2):57, February 2017. doi: 10.3847/1538-3881/153/2/57.
- Haopeng Zhang, Yuqin Chen, and Gang Zhao. Radial migration from the metallicity gradient of open clusters and outliers. *The Astrophysical Journal*, 919(1):52, September 2021. ISSN 1538-4357. doi: 10.3847/1538-4357/ac0e92. URL <http://dx.doi.org/10.3847/1538-4357/ac0e92>.