

UNIVERSIDAD NACIONAL DE SAN JUAN

---

FACULTAD DE CIENCIAS EXACTAS, FÍSICAS Y  
NATURALES



fcefn

Facultad de Ciencias Exactas, Físicas y Naturales  
Universidad Nacional de San Juan

MULTIPLICIDAD ESTELAR Y DINÁMICA DE  
CÚMULOS ABIERTOS

T E S I S

Trabajo Final de Doctorado

PRESENTA:

**Lic. Antonio Damian Alejo**

DIRECTOR:

Dr. Jorge Federico González

San Juan, Argentina, 2026

*A Romina, a Charo y a Oliver*



# Agradecimientos

---

Deseo expresar mi más sincero agradecimiento a las personas e instituciones que hicieron posible la realización de este trabajo:

- Al Dr. Federico González, por su valiosa enseñanza, guía y dirección durante todos estos años.
- A mi esposa, por su compañerismo, su apoyo incondicional y el aliento que siempre me brindó y me brinda.
- A mis hijos, por ser una fuente constante de inspiración desde que llegaron a mi vida.
- A mis padres y hermanos, por su afecto y por estar siempre presentes.
- A mi amigo de toda la vida, Gastón Armada, por el apoyo que siempre me ha brindado.
- Al Dr. Carlos Saffe, por la motivación constante y por transmitirme su entusiasmo por la investigación.
- Al personal del CASLEO, por su permanente predisposición para brindar todo lo necesario para llevar adelante mis observaciones; en particular, a Sergio Cellone, a Cristian Fernández, a Luis Mammana, a Pablo Pereyra, a Bruno Giuliani y a José Luis Aballay.
- Al personal del Oafa, por el apoyo y acompañamiento durante la etapa final de este trabajo; en particular, a Ricardo Podestá, a Federico Podestá y a Marcelo Segura.

Finalmente, agradezco a todas aquellas personas que, de una u otra manera, contribuyeron a mi formación académica y personal. Este trabajo es también el resultado del apoyo, la confianza y el afecto recibidos a lo largo de este camino.

A todos ellos les dedico este logro y les expreso mi más profundo agradecimiento.

# Resumen

---

En este trabajo estudiamos la estructura y la dinámica de diez cúmulos abiertos mediante la combinación de datos espectroscópicos, astrométricos y fotométricos, junto con herramientas de análisis desarrolladas en lenguaje Python. Se incorporaron observaciones propias obtenidas en el Complejo Astronómico El Leoncito, así como datos provenientes de los catálogos APOGEE, RAVE, TESS y *Gaia*. Mostramos que la inclusión de velocidades radiales es fundamental para una determinación robusta de la membresía, mientras que el análisis del exceso de ruido astrométrico resalta la importancia de la calidad de los datos, particularmente en sistemas múltiples no resueltos. Identificamos nuevas variables astrométricas y fotométricas, incluyendo binarias espectroscópicas y sistemas múltiples. La presencia de estos objetos, junto con anomalías en los diagramas color–magnitud, evidencia el rol central de la evolución binaria en la dinámica de los cúmulos. Si bien no se observa una segregación de masa global significativa, encontramos una tendencia a la concentración de los objetos más masivos hacia las regiones centrales, consistente con una segregación incipiente. La comparación entre escalas de tiempo dinámicas y radios característicos revela una amplia diversidad de estados evolutivos, desde cúmulos cercanos al equilibrio dinámico hasta sistemas en disolución. El análisis detallado de NGC 2362, IC 2395 y UPK 38 muestra que su evolución está determinada tanto por procesos internos como por efectos externos. En particular, en NGC 2362 se detecta una pérdida preferencial de estrellas de baja masa, mientras que IC 2395 presenta una distribución cinemática asimétrica. En UPK 38, los parámetros dinámicos indican una etapa temprana de disolución. En conjunto, estos resultados destacan la importancia del entorno en la evolución de los cúmulos abiertos y muestran que el análisis del tiempo  $t_{\text{mín}}$ , definido como el instante en el que una estrella alcanza su distancia proyectada mínima al centro del cúmulo, permite estimar de manera empírica la tasa de pérdida de estrellas, proporcionando una herramienta observacional directa para contrastar modelos dinámicos.

# Abstract

---

In this work we study the structure and dynamics of ten open clusters by combining spectroscopic, astrometric, and photometric data, together with analysis tools developed in Python. We incorporate our own observations obtained at the Complejo Astronómico El Leoncito, as well as data from the APOGEE, RAVE, TESS, and *Gaia* surveys. We show that the inclusion of radial velocities is essential for a robust determination of cluster membership, while the analysis of astrometric excess noise highlights the importance of data quality, particularly in unresolved multiple systems. We identify new astrometric and photometric variables, including spectroscopic binaries and multiple systems. The presence of these objects, together with anomalies in color–magnitude diagrams, emphasizes the central role of binary evolution in cluster dynamics. Although no significant global mass segregation is detected, we find a tendency for the most massive objects to be more concentrated toward the cluster centers, consistent with incipient mass segregation. The comparison between dynamical timescales and characteristic radii reveals a wide diversity of evolutionary states, ranging from clusters close to dynamical equilibrium to systems undergoing dissolution. A detailed analysis of NGC 2362, IC 2395, and UPK 38 shows that their evolution is governed by both internal processes and environmental effects. In particular, NGC 2362 exhibits preferential loss of low-mass stars, while IC 2395 displays an asymmetric kinematic distribution. In UPK 38, the dynamical parameters indicate an early stage of dissolution. Overall, these results highlight the importance of the environment in the evolution of open clusters and demonstrate that the analysis of the time  $t_{\min}$ , defined as the instant at which a star reaches its minimum projected distance to the cluster center, makes it possible to empirically estimate the stellar loss rate, providing a direct observational tool to constrain dynamical models.

# Índice General

---

<b>Resumen</b>	<b>v</b>
<b>Abstract</b>	<b>vi</b>
<b>1. Introducción</b>	<b>1</b>
1.1. Motivación . . . . .	1
1.2. Dinámica de los cúmulos abiertos . . . . .	2
1.3. Plan de la tesis . . . . .	4
<b>2. Estructura y dinámica de los cúmulos</b>	<b>5</b>
2.1. Parámetros estructurales . . . . .	6
2.2. Evolución dinámica . . . . .	8
2.2.1. Factores internos . . . . .	13
2.2.2. Factores externos . . . . .	17
2.2.3. Binarias y múltiples . . . . .	17
2.3. Estado dinámico . . . . .	21
<b>3. Datos</b>	<b>23</b>
3.1. Datos espectroscópicos obtenidos en CASLEO . . . . .	23
3.2. Datos obtenidos en diferentes relevamientos . . . . .	25
3.2.1. APOGEE . . . . .	25
3.2.2. RAVE . . . . .	25
3.2.3. Gaia . . . . .	26
3.2.4. TESS . . . . .	29
<b>4. Metodologías y análisis</b>	<b>32</b>
4.1. Criterios de selección de los cúmulos . . . . .	32
4.2. Medición de la velocidad radial . . . . .	33
4.3. Binarias . . . . .	36
4.3.1. Determinación de órbitas espectroscópicas, análisis de curvas de luz y determinación de parámetros . . . . .	38

4.4.	Membresía a los cúmulos abiertos y determinación de parámetros medios	39
4.4.1.	Construcción de la tabla con toda la información	39
4.4.2.	Estimación de masas en binarias SB2 no eclipsantes	41
4.4.3.	Determinación de los parámetros medios ponderados de los cúmulos	44
4.5.	Estimación de la masa total del cúmulo mediante la función inicial de masas	48
4.6.	Cálculos de parámetros dinámicos	50
4.6.1.	Determinación del centro del cúmulo mediante KDE	50
4.6.2.	Selección cinemática de miembros y análisis de expansión	52
<b>5. Variables espectroscópicas y fotométricas en cúmulos abiertos con estrellas brillantes centrales</b>		<b>55</b>
5.1.	Alessi 144	56
5.1.1.	HD 59607	56
5.2.	IC 2395	60
5.2.1.	HD 74580	61
5.2.2.	HD 74234	65
5.2.3.	HD 74436	66
5.3.	Markarian 38	73
5.4.	NGC 1977	76
5.4.1.	HD 37018	79
5.5.	NGC 2232	80
5.5.1.	HD 45321	83
5.5.2.	HD 45627	83
5.6.	NGC 2362	87
5.6.1.	HD 56995	88
5.6.2.	HD 57192	91
5.7.	NGC 5281	94
5.7.1.	CPD-62 3558	98
5.8.	NGC 6322	101
5.8.1.	HD 156234	102
5.9.	NGC 6716	105
5.9.1.	HD 175687	108
5.9.2.	HD 175043	108
5.10.	UPK 38	109
5.10.1.	HD 173003	110
5.10.2.	HD 173198	112

<b>6. Discusión</b>	<b>116</b>
6.1. Síntesis observacional y contexto dinámico	116
6.1.1. Comparación con binarias eclipsantes bien caracterizadas	123
6.2. Estado dinámico de los cúmulos que poseen una binaria masiva central	125
6.3. Un estudio dinámico más detallado de los cúmulos NGC 2362, IC 2395 y UPK 38	136
6.3.1. NGC 2362	136
6.3.2. IC 2395	146
6.3.3. UPK 38	154
6.4. Análisis comparativo de las regiones externas	157
6.5. Rol de los objetos centrales brillantes	159
<b>7. Conclusiones</b>	<b>162</b>
<b>Apéndices</b>	<b>165</b>
<b>A. Diagramas estructurales y dinámicos de los cúmulos analizados</b>	<b>166</b>
<b>B. Proyección del perfil de Plummer y relación entre radios característicos</b>	<b>192</b>
B.1. Perfil tridimensional y masa acumulada	192
B.2. Densidad superficial proyectada	193
B.3. Masa proyectada acumulada	193
B.4. Relación entre radios de media masa	194
B.4.1. Justificación del uso del modelo de Plummer	195
<b>C. Tabla con detalles sobre la cantidad de datos que utilizamos de cada relevamiento</b>	<b>196</b>
<b>D. Velocidades radiales</b>	<b>197</b>
D.1. Mediciones de velocidades radiales	197
<b>Bibliografía</b>	<b>210</b>

# Introducción

---

## 1.1. Motivación

Los cúmulos abiertos están compuestos de estrellas que se formaron de una misma nube molecular y que permanecen ligadas gravitacionalmente. Estos grupos, localizados principalmente en el disco fino de la Vía Láctea (e.g., [Freeman & Bland-Hawthorn, 2002](#)), representan laboratorios naturales para el estudio de la formación y evolución estelar. Debido a que sus componentes comparten una edad y distancia comunes, y presentan dispersiones internas en metalicidad típicamente menores a unas pocas centésimas de dex (e.g., [De Silva et al., 2007](#)), los cúmulos abiertos permiten analizar con gran precisión los procesos evolutivos estelares y calibrar modelos teóricos.

El estudio de sus propiedades fotométricas (magnitudes e índices de color), espectroscópicas (velocidades radiales y metalicidades) y astrométricas (coordenadas celestes, paralajes y movimientos propios) posibilita la determinación de parámetros fundamentales como la distancia, la edad, la metalicidad y la extinción interestelar. En particular, la disponibilidad de datos de alta precisión proporcionados por misiones espaciales como Gaia ([Gaia Collaboration, 2022a](#)) ha revolucionado el análisis de estos sistemas, al permitir la identificación confiable de sus miembros y la estimación homogénea de sus parámetros físicos. Estos avances han fortalecido el papel de los cúmulos abiertos como trazadores de la estructura y evolución del disco galáctico, aportando información clave sobre gradientes de metalicidad (e.g., [Magrini et al., 2023](#)), procesos de formación estelar (e.g., [Plevne & Akbaba, 2025](#)) y la dinámica global de la Vía Láctea (e.g., [Viscasillas Vázquez et al., 2024](#)).

La evolución de un cúmulo es un fenómeno complejo en el que tienen lugar procesos físicos muy diversos que se afectan mutuamente: la evolución nuclear de las estrellas, las interacciones cercanas entre estrellas (colisiones, dinámica e interacciones físicas en binarias y múltiples), la dinámica a escala global, y la relación con la galaxia (campo gravitatorio galáctico, eventual encuentro con nubes moleculares y

con otros cúmulos). La caracterización observacional detallada del contenido estelar y de la dinámica interna constituye un requisito fundamental para comprender estos fenómenos. En este contexto, el estudio detallado de cúmulos individuales adquiere especial relevancia para comprender los mecanismos que regulan la vida, la disolución y la distribución espacial de estos sistemas estelares.

## 1.2. Dinámica de los cúmulos abiertos

Los cúmulos abiertos no son simplemente agrupaciones estáticas de estrellas, sino sistemas dinámicos en constante evolución cuya configuración depende tanto de su estructura interna como de su interacción con el entorno galáctico, como veremos en el Capítulo 2. Las interacciones entre sus miembros, en particular entre sistemas binarios y múltiples, desempeñan un papel central en su evolución. Los modelos numéricos muestran que la interacción dinámica de estos objetos puede ocasionar continuamente la formación y disrupción de sistemas múltiples (Portegies Zwart et al., 2001, 2004). Las estrellas triples y otras múltiples de alto orden desempeñan un papel fundamental en la dinámica, ya que presentan secciones eficaces mucho mayores y, por lo tanto, tienen más probabilidades de interactuar con otros miembros del cúmulo (Leigh & Geller, 2012, 2013). Además, el estrechamiento (endurecimiento) de las órbitas binarias libera energía que “calienta” dinámicamente el cúmulo. En simulaciones de cúmulos suficientemente masivos (con poblaciones iniciales de algunos miles de miembros) se ha encontrado que pueden formarse objetos mucho más masivos que las demás estrellas a través de sucesivos eventos de fusiones colisionales (Moeckel & Clarke, 2011; Oh & Kroupa, 2018; Reinoso et al., 2022).

La segregación de masas es otro mecanismo dinámico relevante: como resultado del proceso de relajación de dos cuerpos, las estrellas más masivas tienden a concentrarse hacia las regiones centrales del cúmulo, mientras que las de menor masa se desplazan hacia las regiones periféricas o escapan. La estabilidad de los cúmulos y su capacidad de sobrevivir frente a la evaporación y las fuerzas externas dependen en gran medida de su fracción de binarias y de su masa, que define la profundidad del potencial gravitatorio central (de Grijs et al., 2008). Tanto los factores internos (evolución estelar, estrellas binarias y múltiples, interacciones físicas) como los externos (campo galáctico, mareas, nubes moleculares, brazos espirales) determinan la supervivencia y evolución de los cúmulos (ver por ejemplo Belwal et al., 2025).

Estos procesos dinámicos, en particular los asociados a la formación de sistemas múltiples y a las fusiones colisionales, ocurren en escalas de tiempo relativamente cortas, comparadas con la vida dinámica total del cúmulo. Oh & Kroupa (2018) mostraron, mediante simulaciones directas de N-cuerpos de cúmulos con masas iniciales del orden de  $3000 M_{\odot}$ , que más de la mitad de los modelos desarrollan un producto

de fusión estelar que se convierte en el miembro más masivo del cúmulo durante los primeros 5 Ma de evolución. Asimismo, una fracción menor de los modelos produce estrellas con masas superiores a  $80 M_{\odot}$  mediante colisiones múltiples. Un aporte observacional crucial para contrastar empíricamente los modelos es la identificación de estrellas masivas que puedan haberse originado en fusiones dinámicas o sistemas binarios interactuantes. Un caso es el del cúmulo VVV CL041 que motivó el trabajo teórico de [Oh & Kroupa \(2018\)](#), y que tendría una estrella de  $80 M_{\odot}$ , WR62-2, ([Chené et al., 2015](#)), además de este existen otros cúmulos que parecerían dominados por una estrella central, frecuentemente múltiple. Entre ellos se puede destacar el caso de NGC 2362 cuya estrella central es una O9V triple ([Sana et al., 2014](#); [Eggleton & Tokovinin, 2008](#)). IC 2395 posee una estrella central B1.5V triple. La estrella más brillante del cúmulo joven Trumpler 14 es HD 93129, una triple masiva de  $100+70+80 M_{\odot}$  ([Maíz Apellániz et al., 2017](#); [Gruner et al., 2019](#)). El objeto más masivo de Trumpler 16 es  $\eta$  Car con una masa estimada de  $80 - 120 M_{\odot}$  para la componente principal, con un compañero de unas  $50 M_{\odot}$ .

En vista de lo anterior, el análisis dinámico de cúmulos abiertos (que contemple la multiplicidad, la segregación de masas, las fusiones colisionales, la evaporación y las interacciones con el entorno galáctico) resulta esencial para comprender su evolución, su eventual disolución y su papel en el contexto de la de la formación, estructura y evolución de la galaxia. En este trabajo presentamos un análisis de la dinámica de cúmulos abiertos jóvenes que poseen estrellas centrales significativamente más brillantes que el resto de los miembros del grupo. Nuestro objetivo es aportar evidencia empírica, a través de un estudio observacional, que contribuya a comprender el papel de las binarias y sistemas múltiples en la evolución dinámica y la eventual disolución de los cúmulos.

En este contexto, las estrellas variables y los sistemas binarios constituyen herramientas observacionales fundamentales para estudiar la evolución dinámica de los cúmulos abiertos. Las binarias espectroscópicas y eclipsantes permiten determinar parámetros físicos estelares y orbitales con gran precisión, tales como masas, radios y luminosidades (e.g., [Torres et al., 2010](#)), mientras que distintos tipos de variabilidad fotométrica, como pulsaciones, eclipses o modulaciones rotacionales, aportan información sobre la estructura interna y la evolución estelar (e.g., [Aerts, 2021](#)). Además, las binarias desempeñan un rol dinámico central al actuar como reservorios de energía capaces de modificar la estructura del cúmulo mediante interacciones gravitatorias y procesos de endurecimiento orbital ([Heggie, 1975](#)). La identificación y caracterización de estos objetos en cúmulos jóvenes resulta por lo tanto esencial para comprender la conexión entre evolución estelar, multiplicidad y dinámica.

## 1.3. Plan de la tesis

El objetivo principal de este trabajo es estudiar la dinámica de cúmulos abiertos jóvenes que presentan estrellas brillantes en sus regiones centrales. En el Capítulo 2 introducimos las definiciones conceptuales necesarias para abordar el estudio dinámico de los cúmulos. En el Capítulo 3 describimos el método empleado para obtener los datos utilizados y sus principales características. En el Capítulo 4 detallamos la metodología que aplicamos para analizar la pertenencia a los cúmulos y para la determinación de los parámetros de los mismos. En el Capítulo 5 examinamos las binarias espectroscópicas y eclipsantes identificadas, discutiendo su pertenencia y la naturaleza física de los objetos de mayor interés. En el Capítulo 6 presentamos y analizamos los resultados del estudio dinámico de los cúmulos seleccionados. Finalmente, en el Capítulo 7 resumimos los principales resultados obtenidos y discutimos sus implicancias en el contexto de la evolución dinámica de los cúmulos abiertos.

## Estructura y dinámica de los cúmulos

---

En este capítulo presentaremos las definiciones conceptuales necesarias para abordar el estudio del estado dinámico de los cúmulos. Primero describiremos los parámetros observacionales y estructurales necesarios para analizar su dinámica. Luego introduciremos las definiciones relacionadas con la dinámica de los cúmulos.

En la Vía Láctea encontramos distintos tipos de sistemas estelares con características diferentes a las de los cúmulos abiertos, tales como las estrellas múltiples y los cúmulos globulares. En la bibliografía se han adoptado diversos criterios para caracterizar estos grupos; en nuestro trabajo consideraremos como cúmulos abiertos a los sistemas estelares que presentan un número de miembros comprendido entre unas pocas decenas y aproximadamente  $10^4$  estrellas. Adicionalmente, estos sistemas deben poseer metalicidades cercanas a la solar, es decir comprendidas entre aproximadamente  $-0.5$  y  $0.5$  dex, y una edad mayor que el tiempo característico asociado a la pérdida del gas residual remanente del proceso de formación estelar. Asimismo, la edad del sistema debe ser mayor que su escala de tiempo dinámico, o tiempo de cruce. La masa total de los cúmulos abiertos oscila típicamente entre algunas decenas y unos pocos miles de masas solares. Sólo unos pocos sistemas particularmente masivos alcanzan masas superiores a  $10^4 M_{\odot}$ , como es el caso de NGC 3603 y Trumpler 14 ([Portegies Zwart et al., 2010](#)).

Finalmente, las características asociadas a la edad se relacionan con el hecho de que los cúmulos abiertos presentan edades mayores que el tiempo de formación de su última estrella (incluyendo las estrellas de pre secuencia principal) y superiores al tiempo de cruce. Esto implica que el grupo se mantenga ligado gravitatoriamente, lo que nos permite diferenciarlos de las asociaciones OB<sup>1</sup>.

En los últimos años, grandes relevamientos astrométricos nos han permitido profundizar significativamente en el conocimiento sobre los cúmulos abiertos, en particular a la misión *Gaia* ([Gaia Collaboration et al., 2016](#)). Antes de la liberación de sus

---

<sup>1</sup>Las asociaciones OB son agrupaciones estelares jóvenes, extendidas y poco ligadas gravitacionalmente, dominadas por estrellas masivas de tipo espectral O y B ([Lada & Lada, 2003](#)).

datos, se conocían aproximadamente 1150 cúmulos a pocos kilopársecs del Sol (Lynga, 1995), y con las versiones más recientes del catálogo, este número se ha incrementado a alrededor de 16600 cúmulos (Perren et al., 2023).

## 2.1. Parámetros estructurales

En este análisis calculamos cuatro radios característicos que describen la estructura interna de los cúmulos. En primer lugar, estimamos el radio que contiene la mitad de la masa total,  $r_{MM}$ , a partir de la distribución de masa de los miembros, mediante un ajuste con el modelo de Plummer (1911). La densidad tridimensional de masa del modelo está dada por

$$\rho(r) = \frac{3M_0}{4\pi a^3} \left(1 + \frac{r^2}{a^2}\right)^{-5/2}, \quad (2.1)$$

donde  $M_0$  es la masa total del cúmulo y  $a$  es el parámetro de escala del modelo. La proyección de este perfil sobre el plano del cielo conduce a una densidad superficial de masa  $\Sigma(R)$  cuya integral da la masa proyectada contenida dentro de un radio  $R$ :

$$M_{proj}(R) = M_0 \left(1 - \frac{1}{1 + (a/R)^2}\right), \quad (2.2)$$

Ajustando esta expresión a la distribución de masa acumulada de los miembros, se obtiene directamente el radio proyectado que encierra la mitad de la masa total,

$$r_{MM} = a, \quad (2.3)$$

resultado que se sigue de imponer  $M_{proj}(r_{MM}) = M_0/2$ . El desarrollo analítico completo de la proyección del perfil y de la obtención de  $M_{proj}(R)$ , se presenta en el Apéndice B.

En el cálculo de este radio, así como del resto de los parámetros del cúmulo, pondremos la contribución de cada estrella mediante su probabilidad de pertenencia (véase el Capítulo 4). Estas probabilidades pueden interpretarse como una estimación de la fracción de estrellas con un determinado conjunto de parámetros astrométricos y fotométricos que efectivamente pertenecen al cúmulo, permitiendo incorporar de manera estadística la incertidumbre asociada a la identificación de miembros y reducir el impacto de la contaminación de campo.

En segundo lugar, calculamos el radio que abarca la mitad de los miembros del cúmulo,  $r_{MO}$ , considerando las probabilidades de pertenencia estimadas para cada es-

trella. Se ordenaron las estrellas según su distancia proyectada al centro del cúmulo y se calculó la suma acumulada de probabilidades, definiendo  $r_{MO}$  como el radio para el cual la mitad de la suma total de probabilidades está contenida.

Otra propiedad estructural fundamental de los cúmulos es su función de masas. En la práctica observacional, la información disponible se encuentra limitada a un rango finito de magnitudes y, por lo tanto, a un intervalo acotado de masas estelares. En consecuencia, el cálculo de la masa total de un cúmulo requiere necesariamente la adopción de una función de masas que permita extrapolar la contribución de las estrellas fuera del rango observable. En la literatura existen distintas parametrizaciones de la función de masas, las cuales dependen del intervalo de masas considerado y del estado evolutivo del sistema. En particular, en el caso de cúmulos jóvenes, y en ausencia de evidencias observacionales claras de evolución dinámica significativa o de segregación de masas, resulta razonable asumir que la función de masas observada es representativa de la función de masas inicial (IMF). En este contexto, adoptamos dicha hipótesis a lo largo de este trabajo, salvo que se indique explícitamente lo contrario.

La forma clásica es la propuesta por [Salpeter \(1955\)](#), quien encontró que para estrellas de masa superior a  $1M_{\odot}$  la distribución puede representarse mediante una ley de potencias:

$$\xi(m) = \frac{dN}{dm} = A m^{-\alpha} \quad (2.4)$$

donde  $m$  es la masa estelar expresada en unidades de masa solar ( $M_{\odot}$ ),  $\xi(m)$  es el número de estrellas por unidad de masa,  $A$  es la constante de normalización y  $\alpha$  es la pendiente. En su análisis original, éste autor obtuvo para la vecindad solar  $\alpha = 2.35$ . Pendientes más bajas que este valor suelen interpretarse como evidencia de segregación de masa (ver por ejemplo, [Bhattacharya et al. 2022](#)). Dado que los cúmulos abiertos sufren segregación y evaporación a lo largo del tiempo, los sistemas más antiguos tienden a mostrar pendientes más planas por pérdida preferencial de estrellas de baja masa.

La ley de Salpeter resulta adecuada solo para masas intermedias y altas, pero no describe correctamente el régimen de bajas masas. Para ello, [Kroupa \(2001\)](#) propuso una función de masa por tramos, también basada en una ley de potencias que describe adecuadamente la distribución de masas bajas e intermedias, reproduciendo el quiebre observado en la pendiente de la IMF:

$$\xi(m) \propto m^{-\alpha}, \quad (2.5)$$

donde

- $\alpha = 0.3, \quad 0.01 \leq m/M_{\odot} < 0.08$
- $\alpha = 1.3, \quad 0.08 \leq m/M_{\odot} < 0.5$

- $\alpha = 2.3$ ,  $m/M_{\odot} \geq 0.5$

Finalmente, [Chabrier \(2003\)](#) propuso una parametrización de la IMF que combina dos funciones distintas según el rango de masas considerado. En el régimen de bajas masas, la distribución se describe mediante una función lognormal en masa, mientras que para masas mayores adopta una ley de potencias. Introduciendo un cambio de variable

$$\xi(\log m) = \frac{dN}{d \log m}, \quad (2.6)$$

donde  $\xi(\log m)$  representa el número de estrellas por intervalo logarítmico de masa, [Chabrier \(2003\)](#) obtuvo, a partir de un ajuste empírico a poblaciones estelares en cúmulos, la siguiente expresión funcional:

$$\xi(\log m) = \begin{cases} 0.158 \exp \left\{ -\frac{(\log m - \log 0.079)^2}{2 \times 0.69^2} \right\} & , m \leq 1M_{\odot} \\ 4.43 \times 10^{-2} m^{-1.3} & , m > 1M_{\odot} \end{cases} \quad (2.7)$$

La función  $\xi(\log m)$  se relaciona con la función de masas diferencial clásica  $\xi(m) = \frac{dN}{dm}$  mediante la relación

$$\xi(\log m) = \xi(m) \frac{m}{\log e}, \quad (2.8)$$

De este modo, ambas formulaciones son completamente equivalentes y difieren únicamente en la variable independiente adoptada. Notar que, considerando la ec. 2.8, la IMF de [Chabrier \(2003\)](#) para estrellas masivas es exactamente igual a la de [Kroupa \(2001\)](#).

[Chabrier \(2003\)](#) también propuso una versión corregida de la IMF que incorpora explícitamente la contribución de sistemas binarios no resueltos. En este caso, la distribución en el régimen de bajas masas se describe mediante la expresión

$$\xi(\log m) = 0.086 \exp \left[ -\frac{(\log m - \log 0.022)^2}{2 \times 0.57^2} \right], \quad m \leq 1M_{\odot}. \quad (2.9)$$

## 2.2. Evolución dinámica

Los cúmulos abiertos evolucionan de manera continua bajo la acción de procesos dinámicos que dependen de factores que pueden clasificarse, de forma general, en factores internos y factores externos. Los primeros se originan en las interacciones entre las estrellas que componen el cúmulo y en su evolución estelar; los segundos dependen del entorno galáctico, como las fuerzas de marea y los encuentros con nubes moleculares gigantes. En lo que sigue se describen los parámetros básicos asociados

a estos procesos y, posteriormente, se analizan con mayor detalle los factores internos (Sec. 2.2.1), los factores externos (Sec. 2.2.2) y el rol de las estrellas binarias y múltiples (Sec 2.2.3).

En primer lugar, es necesario considerar la energética del cúmulo. La energía total  $E$  se expresa como la suma de la energía cinética  $T$  y de la energía potencial gravitatoria  $U$ . Dado que los cúmulos abiertos son sistemas poco ligados y están sujetos a pérdidas de masa e interacciones externas, pueden encontrarse tanto en estados cercanos al equilibrio como en estados transitorios. Cuando el sistema alcanza el equilibrio virial, se cumple la relación:

$$2T + U = 0, \quad (2.10)$$

donde la energía potencial gravitatoria  $U$  es negativa. El radio virial y la masa virial son dos magnitudes dinámicas fundamentales que permiten caracterizar el estado energético de un cúmulo estelar. Ambos parámetros se derivan del teorema del virial y proporcionan estimaciones de la extensión espacial efectiva del cúmulo y de la masa necesaria para que el sistema se encuentre ligado gravitatoriamente.

Para comprender la evolución dinámica de un cúmulo es fundamental identificar los límites físicos dentro de los cuales sus estrellas permanecen ligadas. Estos límites están determinados por la competencia entre la gravedad del cúmulo y el campo de mareas de la Galaxia. Por ello, parámetros como el radio de marea, la superficie de Jacobi y el radio de Jacobi resultan esenciales para describir la verdadera extensión dinámica del cúmulo y su interacción con el entorno galáctico. El radio de marea  $r_t$  se define como la distancia desde el centro del cúmulo a un punto donde su atracción gravitatoria se iguala con el campo de marea ejercido por la Vía Láctea. En un sistema de referencia centrado en el cúmulo, la condición de equilibrio de fuerzas sobre una estrella situada en  $r_t$  es:

$$\frac{GM_G}{(R_{gc} - r_t)^2} - \frac{GM_G}{R_{gc}^2} = \frac{GM}{r_t^2} \quad (2.11)$$

donde  $R_{gc}$  es la distancia del cúmulo al centro galáctico y  $M_G$  es la masa de la Galaxia encerrada dentro de  $R_{gc}$ . Dado que los cúmulos estudiados se encuentran en la vecindad solar, a distancias galactocéntricas mucho mayores que su radio de marea, la ecuación anterior puede aproximarse como:

$$r_t \simeq \left( \frac{M}{2M_G} \right)^{1/3} R_{gc} \quad (2.12)$$

para evaluar esta expresión, mencionamos dos aproximaciones. La primera utiliza la masa galáctica encerrada dentro del radio galactocéntrico de cada cúmulo, estimada a partir de la relación dinámica derivada del equilibrio centrífugo en órbitas aproxima-

damente circulares (Binney & Tremaine, 2008):

$$M_G = \frac{R_{\text{gc}} v_c^2}{G}, \quad (2.13)$$

donde  $v_c$  es la velocidad circular a la distancia galactocéntrica  $R_{\text{gc}}$  y  $G$  es la constante de gravitación. Dado que los cúmulos analizados se encuentran a distancias galactocéntricas del orden de varios kpc, se adoptó una curva de rotación aproximadamente plana, tomando un valor constante  $v_c = 233 \text{ km s}^{-1}$  (Pöder et al., 2023). La distancia galactocéntrica  $R_{\text{gc}}$  se calculó a partir de las coordenadas galácticas ( $l, b$ ) y la distancia heliocéntrica  $d$  como:

$$R_{\text{gc}}^2 = \mathcal{R}^2 + (d \cos b)^2 - 2 \mathcal{R} d \cos b \cos l + (Z_{\odot} + d \sin b)^2, \quad (2.14)$$

donde  $\mathcal{R}$  es la distancia del Sol al centro de la Galaxia ( $8.2 \pm 0.1 \text{ kpc}$ ; Bland-Hawthorn et al. 2019),  $Z_{\odot}$  es la altura del Sol respecto del plano galáctico medio, adoptada como  $Z_{\odot} = -15 \text{ pc}$  (Siegert, 2019), y  $l$  y  $b$  son la longitud y latitud galácticas. Bajo estas hipótesis, la ec. 2.13 puede escribirse en una forma práctica utilizando  $R_{\text{gc}}$  en kpc:

$$M_G = 54.29 \times 10^6 \left( \frac{R_{\text{gc}}}{\text{kpc}} \right) M_{\odot}. \quad (2.15)$$

El segundo método es el propuesto por Pinfield et al. (1998), donde el campo de marea se describe utilizando las constantes de Oort A y B. Estas constantes describen la cinemática alrededor del Centro Galáctico, siendo la resta  $A - B$  igual a la velocidad angular en la vecindad solar. Nosotros adoptamos las obtenidas por Bovy (2017), donde  $A = 15.3 \pm 0.4 \text{ km/s/kpc}$  y  $B = -11.9 \pm 0.4 \text{ km/s/kpc}$ . En función de estas constantes, el radio de mareas puede expresarse como:

$$r_t = \left( \frac{GM}{2(A - B)^2} \right)^{1/3} \quad (2.16)$$

que puede escribirse como:

$$r_t = 1.46 M^{1/3} \quad (2.17)$$

donde  $r_t$  y  $M$  están en parsec y masas solares respectivamente, y  $G$  es la constante de gravitación universal. La posible fuente de error de estos cálculos es que las constantes están calculadas para la vecindad solar.

Las interacciones de marea pueden afectar la estructura y la evolución dinámica de los cúmulos (Chumak et al., 2010). Angelo et al. (2021) proponen que la relación entre el radio que contiene la mitad de la masa del cúmulo y el radio de marea, puede

utilizarse como un indicador del grado de disolución inducida por fuerzas de marea. En particular, cuando el cociente  $r_{\text{MM}}/r_t$  alcanza valores suficientemente altos (típicamente  $r_{\text{MM}}/r_t \gtrsim 0.5$ ) el cúmulo se considera estructuralmente vulnerable y en un estado avanzado de disolución, ya que una fracción significativa de sus estrellas se encuentra cerca o más allá del límite impuesto por el potencial de marea galáctico.

Dado que el cúmulo se encuentra inmerso en el campo de mareas de la Galaxia, su dinámica puede aproximarse mediante el problema de Hill. En esta formulación, en lugar de estudiar el movimiento de la Luna alrededor de la Tierra perturbada por el Sol, se analiza el movimiento de una estrella ligada al cúmulo mientras ambos orbitan alrededor del Centro Galáctico. Esta aproximación es válida a pesar de que ni el cúmulo ni la Galaxia pueden describirse mediante potenciales puntuales y de que sus órbitas pueden diferir de la circularidad ideal. Bajo esta aproximación, existe una superficie equipotencial que pasa por los puntos lagrangianos  $L_1$  y  $L_2$ ; esta superficie, denominada superficie de Jacobi, define la extensión efectiva del cúmulo en el campo galáctico. Las estrellas que abandonan el cúmulo lo hacen precisamente a través de los puntos  $L_1$  y  $L_2$  (Heggie, 2001). La distancia entre el centro del cúmulo y el punto lagrangiano interior define el radio de Jacobi que, asumiendo una órbita circular, vale aproximadamente (Binney & Tremaine, 2008):

$$r_J \simeq R_{\text{gc}} \left( \frac{M}{3M_G} \right)^{1/3} \quad (2.18)$$

Una vez establecidos los radios que delimitan la influencia gravitatoria del cúmulo y su interacción con el campo galáctico, el siguiente paso es analizar las escalas temporales en que se produce la evolución dinámica. Estas escalas dinámicas son esenciales para comprender el grado de estabilidad del cúmulo, su historia evolutiva y su destino final. Las diferentes escalas temporales que ayudan a entender la dinámica del cúmulo, son el tiempo de cruce (o tiempo dinámico), el tiempo de relajación y el tiempo de disolución. El parámetro fundamental es la edad del cúmulo y en el Capítulo 4 describiremos la metodología utilizada para determinar la edad y la masa utilizando ajustes de isócronas. El tiempo dinámico,  $\tau_d$ , o tiempo de cruce, representa el tiempo que tarda un objeto en responder al potencial gravitatorio global del cúmulo. En un grupo en equilibrio, es comparable al tiempo orbital típico de una estrella; pero si el sistema no está fuertemente ligado, esta escala caracteriza el tiempo de expansión, dispersión o desintegración del sistema. Se puede estimar como el tiempo que tarda una estrella en atravesar el cúmulo. Para un sistema en equilibrio virial, podemos obtener (Clarke et al., 2015):

$$\tau_d = \frac{2r}{\sigma_v} = \left( \frac{8r^3}{G n \bar{m}} \right)^{1/2} \simeq \left( \frac{1}{G\rho} \right)^{1/2}. \quad (2.19)$$

donde  $\sigma_v$  es la dispersión de velocidad del cúmulo,  $G$  es la constante gravitatoria,  $n$  es la densidad de objetos dentro de un radio  $r$ ,  $\bar{m}$  es la masa promedio de las partículas y  $\rho$  es la densidad media dentro del radio  $r$ , la cual está dada por:

$$\rho \equiv \frac{3M}{8\pi r^3}, \quad (2.20)$$

donde utilizamos el radio de mitad de masa  $r_{\text{MM}}$  (Gieles et al., 2011). Sin embargo, es importante notar que el radio  $r_{\text{MM}}$  definido en la sección anterior corresponde a una cantidad proyectada sobre el plano del cielo. Dado que las expresiones para los tiempos dinámicos y de relajación están formuladas en términos del radio tridimensional del sistema, adoptamos la relación aproximada  $r_h^{3\text{D}} \simeq 1.3 r_{\text{MM}}$ , válida para sistemas esféricos isotrópicos (Spitzer, 1987). Esta corrección se aplica exclusivamente en el cálculo de los parámetros dinámicos, mientras que los radios estructurales observacionales se mantienen sin modificar. Como consecuencia, los tiempos característicos obtenidos presentan un incremento sistemático respecto de los derivados directamente del radio proyectado, consistente con la dependencia  $\tau \propto r^{3/2}$ .

El tiempo de relajación de dos cuerpos a mitad de masa,  $\tau_{r_{\text{MM}}}$  (o simplemente el tiempo de relajación), mide cuánto tarda el cúmulo en redistribuir su energía interna a través de encuentros gravitatorios entre pares de estrellas. La expresión clásica de Spitzer (1987) es:

$$\tau_{r_{\text{MM}}} = \frac{0.138 N^{1/2} r_{\text{MM}}^{3/2}}{\sqrt{\bar{m} G \ln \Lambda}}, \quad (2.21)$$

donde  $\bar{m}$  es la masa estelar media y  $\ln \Lambda$  es el logaritmo de Coulomb. En este trabajo adoptamos la aproximación estándar  $\ln \Lambda = \ln(0.4 N)$ , ampliamente utilizada en estudios de cúmulos estelares, ya que proporciona estimaciones robustas de las escalas dinámicas del sistema. Cabe destacar que la elección de la forma funcional del logaritmo de Coulomb introduce una dependencia significativa en el valor de  $\tau_{r_{\text{MM}}}$ , especialmente en sistemas con bajo número de miembros. En particular, expresiones alternativas como  $\ln \Lambda = \ln(0.02 N)$  pueden conducir a valores artificialmente elevados del tiempo de relajación en cúmulos abiertos poco poblados. Por este motivo, adoptamos la formulación estándar para garantizar consistencia física en los resultados obtenidos. Los cúmulos cuya edad es mucho mayor que el tiempo de relajación a media masa son sistemas dinámicamente relajados.

La evolución dinámica hace que los cúmulos sean no isotérmicos, produciendo la contracción del núcleo y la expansión del halo, lo que conduce a la expulsión de estrellas. La velocidad de escape disminuye hacia el halo, por lo que la cola de la distribución maxwelliana, que contiene alrededor del 0.7% de las estrellas, puede superar la velocidad de escape y abandonar el sistema en una escala del tiempo dinámico (Ferre-

ras, 2019); esta fracción se repone nuevamente en un tiempo de relajación. De acuerdo con el teorema del virial (ecuación 2.10), esta continua pérdida de estrellas reduce la energía potencial y aumenta la energía cinética, llevando al cúmulo a reconfigurarse continuamente para recuperar el estado virial.

La segregación de masa puede llevar eventualmente a la catástrofe gravotérmica, que ocurre cuando el halo continúa extrayendo energía del núcleo (compuesto por pocas estrellas relativamente masivas). Para sostener este flujo de energía, el núcleo colapsa, en ocasiones favoreciendo la fusión de estrellas masivas. Este colapso ocurre en un orden de aproximadamente 15 tiempos de relajación (Clarke et al., 2015).

### 2.2.1. Factores internos

Como mencionamos anteriormente, existen factores internos en la evolución dinámica de un cúmulo, que conducen a la segregación de masa y la evaporación de estrellas. De forma general, esta evolución puede dividirse en tres fases (Eggleton, 2006; Portegies Zwart et al., 2010):

1. Fase temprana dominada por el gas: Durante esta etapa todavía se están formando estrellas, por lo que el cúmulo contiene una fracción importante de gas residual. Esta fase se extiende hasta la ocurrencia de la primera supernova en el cúmulo, aproximadamente a los 3 millones de años (Ma) (Eggleton, 2006).
2. Fase intermedia controlada por la pérdida de masa estelar: para este momento el cúmulo ha quedado prácticamente libre de gas debido a los vientos estelares, a la radiación de las estrellas OB y las explosiones de supernova. A partir de este momento, la pérdida de masa debida a la evolución estelar comienza a jugar un rol dominante en la dinámica global del sistema, produciendo una disminución progresiva del potencial gravitatorio del cúmulo. La duración de esta fase depende de la masa inicial del cúmulo, su radio, el perfil de densidad y la función inicial de masas, y puede extenderse típicamente entre 100 Ma y mil millones de años (Ga) (Portegies Zwart et al., 2010). Durante este período, procesos dinámicos como la segregación de masa pueden estar presentes, pero su contribución a la pérdida total de masa es secundaria en comparación con los efectos de la evolución estelar.
3. Fase de evolución dinámica de largo plazo: En esta etapa, los procesos gravitacionales internos dominan la evolución, especialmente en cúmulos densos. El calentamiento del núcleo y la redistribución de energía se deben principalmente a encuentros entre estrellas simples, interacciones binarias–estrella y binarias–binarias, así como a la posible presencia de agujeros negros estelares (Por-

tegies Zwart et al., 2010). Estos mecanismos pueden ya estar presentes en la fase anterior, pero se vuelven predominantes a largo plazo.

La evolución del cúmulo durante la primera fase constituye una combinación compleja de dinámica del gas, dinámica estelar, evolución estelar y procesos de transferencia radiativa. A pesar de los avances recientes, esta etapa aún no se comprende por completo (ver, por ejemplo, Price & Bate, 2009). Como consecuencia, persisten incertidumbres importantes sobre aspectos fundamentales del nacimiento de los cúmulos, tales como la duración y eficiencia de la formación estelar, la fracción de gas expulsado y, por lo tanto, la probabilidad de supervivencia del cúmulo tras la primera supernova. Estas incertidumbres también afectan directamente a la función inicial de masa estelar y a las propiedades que tendrá el sistema al inicio de la fase 2.

Las fases 2 y 3 abarcan el régimen en el que las simulaciones de N-cuerpos se vuelven más representativas. En la fase 2 intervienen simultáneamente la pérdida de masa por evolución estelar, la dinámica estelar global y las primeras interacciones de pocas partículas. En cambio, la fase 3 es propiamente el dominio de la dinámica gravitacional de largo plazo, donde los encuentros de dos y tres cuerpos, las interacciones binarias y el transporte de energía dictan la evolución interna del cúmulo. Cabe señalar que las simulaciones de N-cuerpos suelen partir de condiciones iniciales idealizadas que consideran un cúmulo esféricamente simétrico, libre de gas, en equilibrio virial y con todas las estrellas ubicadas en la secuencia principal de edad cero. Estas suposiciones constituyen una simplificación necesaria, aunque no siempre realista, especialmente para cúmulos de baja masa o sistemas jóvenes aún parcialmente inmersos en su entorno natal.

Para caracterizar el estado dinámico de los cúmulos abiertos reales es fundamental estimar parámetros físicos directamente relacionados con su evolución, tales como las escalas temporales características, la estructura interna, la pérdida de masa y los radios que delimitan la influencia gravitatoria del cúmulo, como vimos anteriormente.

Los cúmulos que sobreviven a la fase temprana de gas residual y a la rápida evolución de las estrellas más masivas, continúan perdiendo masa durante toda su evolución. La masa de un cúmulo puede disminuir aproximadamente un 10 %, 20–30 % y más del 30 % de su masa inicial durante los primeros 10, 100 y 500 Ma respectivamente (Portegies Zwart et al., 2010). Por ejemplo, estrellas con  $M > 50M_{\odot}$  dejan la secuencia principal antes de los 4 Ma y pueden perder hasta el 90 % de su masa antes de colapsar en un agujero negro (Meynet & Maeder, 2003; Langer, 2012), mientras que una estrella de  $5M_{\odot}$  pierde cerca del 80 % de su masa al formar una enana blanca hacia los  $\sim 100$  Ma (Kalirai et al., 2008).

Finalmente, resulta relevante mencionar que aproximadamente el 70 % de las estrellas de tipo espectral O observadas se encuentran en cúmulos estelares jóvenes o en asociaciones, mientras que cerca del 50 % de las restantes corresponden a estrellas runaway, expulsadas por interacciones dinámicas o por la disrupción de sistemas bina-

rios masivos (Goodwin & Bastian, 2006). Esta estadística resalta el rol dominante de los procesos dinámicos tempranos en la evolución de los sistemas estelares jóvenes.

Tras las fases de evolución temprana, los cúmulos pueden seguir distintos caminos evolutivos dependiendo de su masa inicial, la eficiencia de formación estelar, el grado de compactación y la severidad de la expulsión de gas. Esto da lugar a una diversidad de sistemas estelares jóvenes que presentan propiedades dinámicas y niveles de ligadura gravitatoria muy diferentes. A continuación resumimos las principales categorías relevantes para la evolución de cúmulos abiertos:

- Cúmulos embebidos: son sistemas muy jóvenes (típicamente  $< 3$  Ma) que aún se encuentran inmersos en la nube molecular del cual se formaron. El gas domina en gran medida el potencial gravitatorio, y la mayor parte de las estrellas todavía se halla fuertemente afectada por la retroalimentación temprana. Solo una fracción de los cúmulos embebidos sobrevivirá a la expulsión de gas para convertirse en cúmulos abiertos ligados (Lada & Lada, 2003; Krumholz et al., 2019). Un ejemplo clásico es el Trapecio de Orión, inmerso en la Nebulosa de Orión.
- Cúmulos abiertos propiamente dichos: son sistemas en los que, después de la expulsión de gas, la energía interna y la distribución de masas permiten que una fracción significativa de estrellas permanezca gravitacionalmente ligada. Presentan radios de pocos parsecs y masas entre  $10^2$  y  $10^4 M_{\odot}$ . Además, evolucionan lentamente por pérdida de estrellas, relajación y fuerzas de marea galácticas (Portegies Zwart et al., 2010). Constituyen los cúmulos abiertos clásicos estudiados en la literatura. Un ejemplo bien conocido son las Pléyades (M 45)
- Cúmulos abiertos no ligados o asociaciones: si la expulsión de gas es suficientemente violenta, el sistema puede comenzar a expandirse rápidamente. Esto produce asociaciones OB y grupos estelares dispersos con densidades bajas, grandes radios efectivos y tiempos dinámicos largos. Si bien pueden retener un centro más denso, su estructura global no está dominada por la gravedad propia y tienden a disolverse en escalas de decenas de Ma (Gieles & Portegies Zwart, 2011). Un ejemplo representativo es la asociación Scorpius–Centaurus (Sco-Cen).
- Grupos móviles (moving groups): a escalas temporales de 100 Ma o más, la dispersión cinemática y la acción de las mareas galácticas producen la completa disolución del sistema. Las estrellas ya no forman un cúmulo reconocible, pero conservan coherencia cinemática en el espacio, revelando un origen común. Estos grupos móviles representan el estadio final de disolución de asociaciones o cúmulos abiertos de baja masa (Eggen, 1996; de Zeeuw et al., 1999). Un ejemplo representativo es el grupo móvil  $\beta$  Pictoris, uno de los grupos cinemáticos jóvenes más estudiados en la vecindad solar.

### Segregación de masa

La segregación de masa es un proceso por el cual las estrellas más masivas tienden a concentrarse hacia el centro del cúmulo. En sistemas que han evolucionado durante varios tiempos de relajación, esta segregación es una consecuencia natural de la equipartición de energía: las estrellas masivas transfieren energía cinética a las de baja masa y migran hacia regiones internas, mientras que las de menor masa se desplazan a zonas externas. Sin embargo, también es posible que un cúmulo presente segregación de masa primordial, es decir, una distribución ya segregada desde su formación. Esta segregación inicial puede ser crítica para la supervivencia del cúmulo (Vesperini et al., 2009): si las estrellas masivas están muy concentradas en el centro, la pérdida de masa producida por su rápida evolución (supernovas, vientos estelares intensos, formación de remanentes compactos) produce una caída abrupta del potencial gravitatorio central, lo que puede desestabilizar el cúmulo de forma más severa que si esa misma masa estuviera distribuida de manera más uniforme.

Desde el punto de vista observacional, la presencia de segregación de masa puede evaluarse comparando el radio a mitad de masa ( $r_{MM}$ ) con el radio que contiene la mitad del número de estrellas ( $r_{MO}$ ). En ausencia de segregación, ambos radios deberían ser similares. Si existe segregación de masa, se cumple que  $r_{MM} < r_{MO}$ , ya que la masa está más concentrada que el número total de objetos.

### Evaporación

La evaporación de un cúmulo estelar se debe a que, durante el proceso de relajación de dos cuerpos, una pequeña fracción de estrellas adquiere velocidades superiores a la velocidad de escape. Esta fracción se denomina  $\xi_e$  y corresponde a las estrellas ubicadas en la cola de alta velocidad de la distribución Maxwelliana. El ritmo al cual se repuebla esta cola está regulado por el tiempo de relajación  $\tau_{rMM}$ . De este modo, el tiempo de disolución del cúmulo puede estimarse aproximadamente como:

$$\tau_{\text{dis}} = \frac{\tau_{rMM}}{\xi_e} \quad (2.22)$$

donde el parámetro  $\xi_e \propto (r_{MM}/r_J)^{3/2}$  (Gieles & Baumgardt, 2008). Para un cúmulo típico  $\xi_e \approx 0.033$ , lo que implica que el tiempo de disolución es del orden de 30 veces el tiempo de relajación (Spitzer, 1987). Sin embargo, esta estimación no es constante, ya que los radios involucrados evolucionan con el tiempo debido a la pérdida de masa y a la expansión progresiva del cúmulo. En cúmulos limitados por fuerzas de marea, la expansión del sistema provoca un aumento de  $r_{MM}$ , lo que incrementa  $\xi_e$  y, en consecuencia, reduce la velocidad de escape. No obstante, la relación entre  $\tau_{\text{dis}}$  y  $\tau_{rMM}$  no es

lineal, ya que las estrellas con  $v > v_{\text{esc}}$  no escapan de inmediato y pueden permanecer orbitando durante varios tiempos de cruce antes de alcanzar los puntos lagrangianos (Fukushige & Heggie, 2000).

### 2.2.2. Factores externos

Los cúmulos abiertos están inmersos en un entorno galáctico dinámico que actúa constantemente sobre ellos. Entre los factores externos más relevantes para su evolución se encuentran las mareas galácticas y los encuentros con nubes moleculares gigantes (GMCs), ambos capaces de modificar la estructura y acelerar la disolución del cúmulo.

Las mareas galácticas surgen de las variaciones del potencial gravitatorio del disco, el bulbo y el halo. Este campo de marea limita el tamaño máximo del cúmulo a su radio de marea e induce la pérdida progresiva de estrellas a lo largo de su órbita. En regiones internas de la Galaxia, donde el potencial es más fuerte, las mareas son más intensas y contribuyen significativamente a la evaporación del cúmulo. A esto se suman los encuentros con nubes moleculares masivas, que producen perturbaciones gravitatorias impulsivas o shocks (Ferrerias, 2019). Estos shocks transfieren energía a las estrellas (especialmente a las de las regiones externas) y pueden extraer una fracción considerable de la masa del cúmulo. El efecto es particularmente destructivo para los cúmulos de baja densidad, mientras que en cúmulos más compactos domina la evaporación interna antes que los shocks externos. Este mecanismo externo es una de las principales razones por las que la mayoría de los cúmulos abiertos tienen vidas dinámicas cortas. De hecho, gran parte de las estrellas del disco se formaron en asociaciones y cúmulos abiertos jóvenes (con edades menores a 250 Ma), que se disiparon rápidamente debido a encuentros con GMCs (Spitzer, 1958). Un cúmulo típico con una densidad de  $\sim 1M_{\odot}\text{pc}^{-3}$  puede sobrevivir al calentamiento dinámico (“*dynamical heating*”) producido por estos encuentros por unos 250 Ma (Portegies Zwart et al., 2010). La evidencia observacional respalda este escenario: los cúmulos más antiguos se encuentran preferentemente desplazados hacia el anticentro y alejados del plano galáctico, regiones donde la densidad de nubes moleculares es baja (van den Bergh & McClure, 1980). Si bien el bulbo galáctico y la estructura espiral también ejercen perturbaciones, su contribución a la destrucción de cúmulos es menor en comparación con las GMCs y la marea del disco (Gieles et al., 2007).

### 2.2.3. Binarias y múltiples

Existe una fuerte evidencia observacional de que los cúmulos abiertos contienen una fracción significativa de sistemas binarios. Se estima que la mayoría de estas bina-

rias son primordiales (Portegies Zwart et al., 2001), es decir, se formaron junto con el resto de las estrellas durante el nacimiento del cúmulo, ya que los procesos de formación dinámica no pueden explicar por sí solos la cantidad y propiedades de las binarias observadas.

### **Calentamiento Binario: Las binarias como fuente de energía dinámica**

El destino y la evolución de un cúmulo dependen fuertemente de su población binaria; incluso una pequeña fracción inicial de binarias puede ser crucial para gobernar su dinámica (Portegies Zwart et al., 2001). Las binarias actúan como fuentes de energía interna que sostienen y regulan térmicamente la evolución del núcleo, compensando las pérdidas energéticas asociadas a la relajación y retrasando el colapso del núcleo (Pavlík & Vesperini, 2022). En términos dinámicos, este efecto de calentamiento se explica por tres procesos fundamentales:

1. Ley de Heggie-Hills: las binarias se clasifican como “duras” (con energía de enlace interna mayor que la energía cinética promedio del cúmulo) o “blandas” (con energía de enlace menor) (Marks et al., 2011; Moyano Loyola & Hurley, 2013). Durante los encuentros con otras estrellas, las binarias duras tienden a volverse más duras, liberando energía cinética al cúmulo (calentándolo), mientras que las binarias blandas se vuelven más blandas, absorbiendo energía hasta disociarse (Marks et al., 2011; Marks & Kroupa, 2012).
2. Prevención del colapso del núcleo: Esta generación de energía por parte de las binarias duras (o “combustión binaria”) es el mecanismo principal que detiene el colapso gravitatorio del núcleo (e.g., Heggie et al., 2006; Liu et al., 2025). En las simulaciones numéricas, cuando no hay binarias primordiales, el núcleo se contrae profundamente hasta que se forman binarias dinámicamente para proporcionar el calor necesario. En cambio, cuando existen binarias primordiales, la contracción del núcleo es mucho menos profunda, ya que estas ya están presentes para generar energía de manera eficiente, deteniendo el colapso antes (Heggie et al., 2006).
3. Evolución global: El calentamiento binario impulsa la expansión del cúmulo en etapas tardías (Portegies Zwart et al., 2004). Sin embargo, a pesar de su influencia en la dinámica interna, la presencia de binarias primordiales tiene poco efecto en la tasa general de pérdida de masa (evaporación) del cúmulo (Portegies Zwart et al., 2001).

### Segregación de masa y distribución radial de binarias

La relajación dinámica conduce de manera natural a la segregación de masa, un proceso por el cual los objetos más masivos tienden a migrar hacia las regiones centrales del cúmulo como consecuencia de la tendencia hacia la equipartición de la energía cinética. En este contexto, los sistemas binarios se comportan dinámicamente como objetos de mayor masa efectiva que las estrellas simples y, por lo tanto, también experimentan segregación de masa, un fenómeno conocido como segregación binaria (Portegies Zwart et al., 2010). Como consecuencia de este proceso, se espera una mayor concentración de sistemas binarios en las regiones centrales del cúmulo. Estudios observacionales y simulaciones de  $N$ -cuerpos han mostrado que la fracción binaria en el núcleo puede ser significativamente mayor que en las regiones externas, alcanzando valores del orden del doble de la fracción binaria global (Parker et al., 2009; Portegies Zwart et al., 2010). La magnitud de esta concentración depende, entre otros factores, de la fracción binaria primordial y de la eficiencia del proceso de relajación dinámica. Sin embargo, el aumento de la densidad estelar en el núcleo también favorece las interacciones dinámicas entre estrellas y sistemas múltiples. En estos entornos densos, las binarias suaves son particularmente susceptibles a ser disueltas por encuentros cercanos (Dorval et al., 2017; Pang et al., 2023), mientras que las binarias duras tienden a sobrevivir o incluso a endurecerse (Heggie, 1975). Como resultado, en cúmulos con alta densidad central puede observarse una reducción de la fracción binaria en las regiones más internas, reflejando la disrupción eficiente de binarias durante las primeras etapas de la evolución dinámica (Parker et al., 2009; Portegies Zwart et al., 2010; Pang et al., 2023).

### Formación y evolución de múltiples

Las interacciones dinámicas no solo destruyen binarias, sino que también modifican las sobrevivientes y dan lugar a sistemas de orden superior. Esto se refleja en tres consecuencias clave para la evolución de la población binaria del cúmulo:

- Endurecimiento y razón de masa: las binarias duras que sobreviven a encuentros fuertes tienden a endurecerse (reducir su semieje mayor) (Liu et al., 2025). Además, en los encuentros de intercambio, si una estrella interactuante es más masiva que la secundaria, puede ser intercambiada por ella, lo que resulta en un aumento de la razón de masa binaria (cociente entre las masas de las componentes) con el tiempo (Childs & Geller, 2025).
- Sistemas de orden superior: aunque los sistemas múltiples de alto orden (cuádruples, quíntuples, séxtuples) pueden no nacer en cantidades significativas, se forman durante la evolución dinámica temprana del cúmulo mediante interacciones

entre estrellas simples, binarias y triples (van den Berk et al., 2007). Por ejemplo, los quintuplos y séxtuplos se forman principalmente a través de interacciones triple-binaria y triple-triple, respectivamente (van den Berk et al., 2007).

- Supervivencia de múltiples: a pesar de la dinámica intensa, los sistemas múltiples iniciales pueden sobrevivir al proceso de formación de cúmulos jerárquicos (ensamblaje de subcúmulos) y se encuentran en los centros densos de cúmulos jóvenes, aunque sus fracciones tienden a disminuir con el tiempo debido a la dinámica interna y a la evolución estelar (Rantala et al., 2025).

### Impacto en la evolución estelar

El entorno dinámico de los cúmulos abiertos, mediado por su población binaria, desempeña un papel central en la evolución estelar dentro del cúmulo. La presencia de binarias permite la transferencia de masa entre componentes, lo que da lugar a nuevos estados evolutivos estelares. Además, las binarias aumentan la tasa de colisiones y encuentros cercanos. Estas interacciones, especialmente las que involucran binarias, pueden conducir a la formación de objetos exóticos como rezagadas azules (*blue stragglers*)<sup>1</sup>, binarias de rayos X, púlsares de milisegundo y fuentes de ondas gravitacionales. En cúmulos densos, incluso la transferencia de masa puede verse interrumpida por el ingreso de una estrella (o, más frecuentemente, por otra binaria) produciendo interacciones de cuatro cuerpos que pueden modificar de manera sustancial el resultado evolutivo respecto del caso aislado. En cúmulos abiertos masivos, una fracción del orden del 20% de los procesos de transferencia de masa pueden ser interrumpidos por encuentros dinámicos (Leigh et al., 2016).

En resumen, los sistemas binarios y múltiples son agentes dinámicos que no solo actúan como cuerpos segregantes de masa, sino que también constituyen una fuente interna de energía del cúmulo mediante el calentamiento binario, regulando tanto el colapso del núcleo como la expansión global del sistema. Al mismo tiempo, la evolución estelar modifica de manera continua las propiedades dinámicas de las binarias: la pérdida de masa asociada a vientos estelares, transferencia de masa o explosiones de supernova puede ensanchar las órbitas binarias o incluso provocar la disrupción completa del sistema. Este acoplamiento entre dinámica y evolución estelar influye directamente en la evolución global del cúmulo, en la población de estrellas que finalmente alimenta el campo galáctico y en la formación de objetos estelares exóticos.

---

<sup>1</sup>Las *blue stragglers* son estrellas que en el diagrama color-magnitud aparecen más brillantes y azules que el punto de *turnoff* de la secuencia principal del cúmulo, indicando masas aparentes mayores que las esperadas para una población estelar de igual edad. Generalmente se interpretan como el resultado de transferencia de masa, fusiones estelares o interacción binaria (e.g., Sandage, 1953).

## 2.3. Estado dinámico

En la última década la revolución que implicó la liberación de los datos de la misión Gaia ha transformado nuestra visión de la disolución de cúmulos estelares: se han detectado colas de marea, coronas extendidas y morfologías asimétricas alrededor de cúmulos intermedios y viejos, además de estructuras alineadas con sus órbitas que confirman la acción combinada de evaporación interna y perturbaciones externas (Tang et al., 2019; Meingast et al., 2021; Röser et al., 2019; Jerabkova et al., 2021). Estos hallazgos revelan que muchos cúmulos que preservan un núcleo compacto ya han sufrido pérdidas sustanciales de miembros y que la firma cinemática (más que la concentración espacial) suele ser la evidencia más fiable del historial dinámico. La presencia simultánea de un núcleo y colas bien definidas es, de hecho, la morfología típica de un sistema en evaporación avanzada pero aún gravitacionalmente ligado en su región central.

El estado dinámico de un cúmulo debe evaluarse combinando tres tipos de diagnóstico: parámetros estructurales (radio a mitad de masa, radio de Jacobi, las colas de marea, coronas y elongaciones), escalas temporales características ( $\text{edad}/\tau_d$ ,  $\text{edad}/\tau_{r_{\text{MM}}}$ ) y evidencia cinemática (anisotropías de movimiento propio). Este enfoque integrado es consistente con modelos semianalíticos y simulaciones de N cuerpos (Gieles & Baumgardt, 2008; Giersz & Heggie, 2011).

La evolución dinámica es extremadamente sensible a pequeñas diferencias en las condiciones iniciales. Un incremento moderado en el radio (factor 5–10) tiene consecuencias dinámicas drásticas: reduce la densidad en varios órdenes de magnitud y acelera la evaporación, intensifica los choques por nubes moleculares gigantes y favorece la disolución por mareas galácticas. Pequeñas diferencias en la eficiencia de formación estelar, en la distribución inicial de masas o en la intensidad de la expulsión de gas pueden producir trayectorias evolutivas muy distintas. Observacionalmente persiste el debate sobre si existe una relación universal masa–radio en cúmulos jóvenes: algunos trabajos encuentran una tendencia de tipo ley de potencias  $R \propto M^\alpha$  (Choksi & Kruijssen, 2021; Adamo et al., 2020), mientras que otros destacan la gran dispersión y la ausencia de una correlación clara. Esta discusión es relevante porque, si la relación masa–radio fuera débil o inexistente, los modelos de formación deberían incorporar eficiencias de formación estelar dependientes del entorno (Kruijssen, 2012).

En lo que sigue, el radio de media masa tridimensional,  $r_h^{3D}$ , se obtiene a partir del radio proyectado  $r_{\text{MM}}$  definido en la sección anterior, utilizando la relación aproximada  $r_h^{3D} \simeq 1.3 r_{\text{MM}}$ , válida para sistemas esféricos isotrópicos (Spitzer, 1987). Esta conversión es necesaria dado que las escalas dinámicas y los radios límite están definidos en el espacio tridimensional.

Para evaluar en qué fase evolutiva o de disolución se encuentra un cúmulo concreto, resulta útil aplicar criterios de diagnósticos cuantitativos:

- Relación edad – tiempo dinámico ( $\text{edad}/\tau_d$ ): indica si el sistema tuvo tiempo de virializarse. Valores  $\lesssim 1$  sugieren un estado supervirial o no ligado; valores cercanos a 2–3 marcan sistemas parcialmente relajados (por ejemplo, [Hills 1980](#); [Goodwin & Bastian 2006](#)).
- Relación edad – tiempo de relajación a mitad de masa ( $\text{edad}/\tau_{rMM}$ ): informa sobre la importancia de procesos de dos cuerpos y el grado de segregación de masa. Si el cociente  $\gg 1$ , la evolución está dominada por encuentros estelares y el cúmulo está relajado ([Spitzer 1987](#)).
- Relación radio a mitad de masa – radio de Jacobi ( $r_h^{3D}/r_J$ ): mide cuán cerca está el cúmulo de llenar la superficie de Jacobi. Valores  $\gtrsim 0.5$  indican proximidad al límite de marea y pérdida rápida de estrellas por desborde ([Gieles & Baumgardt, 2008](#)).
- Estructura espacial y cinemática fina: presencia de colas, coronas, elongaciones alineadas con la órbita, o anisotropías en movimientos propios, que señalan evaporación avanzada o perturbaciones externas recientes (por ejemplo, [Tang et al. 2019](#); [Meingast et al. 2021](#)).

La combinación de estos indicadores permite distinguir si un sistema todavía está dominado por su propio potencial, si se encuentra en una fase avanzada de evaporación o si está experimentando una disolución acelerada por fuerzas externas. Este marco integrado es particularmente relevante en la era Gaia, donde la cinemática de alta precisión y la detección de estructuras de bajo brillo superficial permiten reconstruir el historial dinámico incluso en cúmulos que, visualmente, parecen compactos.

En este contexto, los criterios estructurales y cinemáticos desarrollados aquí no solo resumen los progresos más relevantes en la interpretación de la disolución de cúmulos, sino que también proporcionan el marco conceptual que aplicaremos en el [Capítulo 6](#) para evaluar de manera integrada el estado dinámico de los cúmulos seleccionados.

En este capítulo se describen los datos utilizados en este trabajo. Para el análisis espectroscópico empleamos espectros obtenidos por nosotros en el Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO) y, para algunos objetos, también se utilizaron los espectros disponibles en la base de datos del grupo de astrofísica estelar del Instituto de Ciencias Astronómicas, de la Tierra y del Espacio (ICATE). El objetivo primario de estas observaciones fue la medición de velocidades radiales para el análisis de pertenencia a los cúmulos y la detección de sistemas binarios. Estas velocidades radiales se complementaron con velocidades provenientes del catálogo astrométrico Gaia DR3 ([Gaia Collaboration, 2022a](#)) y de los relevamientos *Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment, Data Release 17* (APOGEE DR17) y *Radial Velocity Experiment, Data Release 6* (RAVE DR6). Asimismo, se utilizaron datos astrométricos y fotométricos de Gaia DR3, junto con fotometría del satélite *Transiting Exoplanet Survey Satellite* (TESS). Un resumen de la cantidad de observaciones y registros utilizados de cada relevamiento se presenta en el Apéndice C. En las secciones siguientes se describen en detalle las características de cada conjunto de datos.

### 3.1. Datos espectroscópicos obtenidos en CASLEO

Los espectros propios fueron obtenidos en catorce turnos otorgados en semestres sucesivos desde el año 2018 hasta 2025 en el CASLEO (con excepción del período de pandemia entre 2020 y 2021). Dado que buscamos obtener velocidades radiales precisas de los objetos pertenecientes a los cúmulos que componen nuestra muestra, utilizamos el telescopio Jorge Sahade del CASLEO y el espectrógrafo REOSC en modo de dispersión cruzada. El objetivo principal de estas mediciones fue realizar una identificación cinemática de los miembros de cada cúmulo y analizar su posible binaridad. Asimismo, empleamos estas velocidades para determinar las órbitas de las

binarias espectroscópicas. La utilización adicional de espectros disponibles de la base de datos del Grupo de Astrofísica del ICATE, que contiene observaciones recopiladas a lo largo de más de dos décadas, nos permitieron determinar el período de tres binarias de largo período (véase Capítulo 5).

Como se indicó anteriormente, utilizamos el telescopio de 2.15m del CASLEO junto con el espectrógrafo REOSC en modo de dispersión cruzada. Para las observaciones empleamos una ranura de  $200\mu\text{m}$ . En los primeros turnos utilizamos el decker en la posición 7, para asegurar que el largo de la ranura fuera menor que el disco de seeing ( $\approx 2.5$ ) y así evitar problemas de centrado y, por lo tanto, posibles deformaciones de las líneas espectrales. En esta configuración utilizamos como dispersor cruzado una red de 400 líneas por milímetro con un ángulo de  $7^\circ$ , y un detector CCD denominado Tek, el cual posee un tamaño de  $1024 \times 1024$  píxeles de  $24\mu\text{m}$  de lado. Asimismo, trabajamos con una ganancia de  $1.98e^-/\text{ADU}$  y un ruido de lectura de  $7.4e^-$ .

Por otro lado, en los últimos turnos de observación fue necesario introducir modificaciones al diseño experimental descrito anteriormente, ya que el observatorio reemplazó el detector previamente utilizado por un CCD SOPHIA 2048B-152-VS-X eXcelon. Este detector posee un formato de  $2048 \times 2048$  píxeles y un área activa mayor que la del CCD Tek empleado con anterioridad ( $30.7\text{ mm}$  frente a  $24.6\text{ mm}$ ), lo que permitió ampliar la cobertura espectral desde  $\sim 3800\text{--}6000\text{ \AA}$  con el CCD Tek hasta  $\sim 3800\text{--}7500\text{ \AA}$  con el nuevo detector. El tamaño de píxel es de  $15\mu\text{m}$  de lado; esta reducción respecto del detector previo se tradujo en un aumento del poder resolvente efectivo de los espectros. En función de estas características, se seleccionó una red de difracción de 300 líneas por milímetro, optimizando el compromiso entre cobertura espectral y eficiencia instrumental, y se adoptó la posición 8 del decker para evitar superposición entre órdenes echelle. En ambos casos se utilizó una longitud de onda central de  $5000\text{ \AA}$ .

En el proceso de reducción de las imágenes utilizamos el software IRAF, trabajando con tareas de los paquetes `ccdred` y `echelle`. Para los espectros obtenidos antes de 2023 con el detector Tek, la reducción incluyó *trimming*, corrección por *overscan* y *bias*, corrección *flatfield*, extracción de órdenes espectrales mediante la tarea `apall`, resta del cielo utilizando regiones adyacentes a cada orden, calibración en longitud de onda mediante lámparas Th–Ar y remuestreo espectral en escala logarítmica. La cobertura espectral alcanzada con esta configuración fue de aproximadamente  $\sim 3800\text{--}6000\text{ \AA}$ , con un poder resolvente de  $\sim 12521$ .

Para los espectros obtenidos posteriormente con el detector SOPHIA se siguieron pasos de reducción equivalentes. Sin embargo, dado que este detector realiza automáticamente la corrección por *overscan*, dicha etapa no fue necesaria. La mayor área activa del detector permitió ampliar la cobertura espectral hasta  $\sim 3800\text{--}7500\text{ \AA}$ , alcanzando un poder resolvente de  $\sim 14500$ .

## 3.2. Datos obtenidos en diferentes relevamientos

### 3.2.1. APOGEE

Se utilizaron datos espectroscópicos del proyecto APOGEE DR17 ([Abdurro'uf et al., 2022](#)). APOGEE consta de dos espectrógrafos criogénicos de 300 fibras, que operan en el telescopio de la Fundación Sloan de 2.5 m y en el telescopio NMSU de 1 m del Observatorio Apache Point (APO), en Nuevo México, Estados Unidos, así como en el telescopio Irénée du Pont de 2.5 m del Observatorio Las Campanas (LCO), en Atacama, Chile. Se trata de espectrógrafos de alta resolución que observan en el infrarrojo cercano, diseñados para obtener espectros homogéneos de estrellas de la Vía Láctea, incluyendo regiones fuertemente afectadas por extinción interestelar.

APOGEE opera en el rango espectral del infrarrojo cercano en la banda  $H$ , aproximadamente entre 1.51 y 1.70  $\mu\text{m}$ , con un poder resolvente elevado de  $R \sim 22500$ , lo que permite medir con gran precisión velocidades radiales, incluso para estrellas ubicadas en campos densos como el bulbo y el plano galáctico.

Las observaciones de APOGEE se realizan típicamente para estrellas brillantes en el infrarrojo. Las velocidades radiales se obtienen mediante correlación cruzada de los espectros observados con una librería de plantillas sintéticas, alcanzando precisiones típicas del orden de  $\sim 0.1 \text{ km s}^{-1}$  o mejores para estrellas brillantes. Las múltiples visitas por objeto permiten además identificar variabilidad en velocidad radial asociada a sistemas binarios u otros fenómenos.

En conjunto, APOGEE proporciona un complemento fundamental a los datos de Gaia y a los obtenidos en CASLEO, al aportar información espectroscópica de alta resolución en el infrarrojo cercano, esencial para el estudio de la cinemática de las poblaciones estelares en cúmulos abiertos, especialmente en regiones con alta extinción donde los relevamientos ópticos son menos eficientes.

### 3.2.2. RAVE

También utilizamos datos espectroscópicos de RAVE DR6 ([Steinmetz et al., 2020](#)), un relevamiento espectroscópico de gran escala diseñado para medir velocidades radiales y propiedades atmosféricas de estrellas en el entorno solar. RAVE fue llevado a cabo con el telescopio UK Schmidt del Observatorio Anglo-Australiano, observa en una ventana espectral estrecha centrada en el triplete del CaII en el infrarrojo cercano, cubriendo aproximadamente el rango 8410–8795 Å, con un poder resolvente de  $R \sim 7500$ . Esta región espectral es particularmente adecuada para la determinación de velocidades radiales en estrellas de tipos espectrales tardíos y permite, además, estimar parámetros atmosféricos básicos.

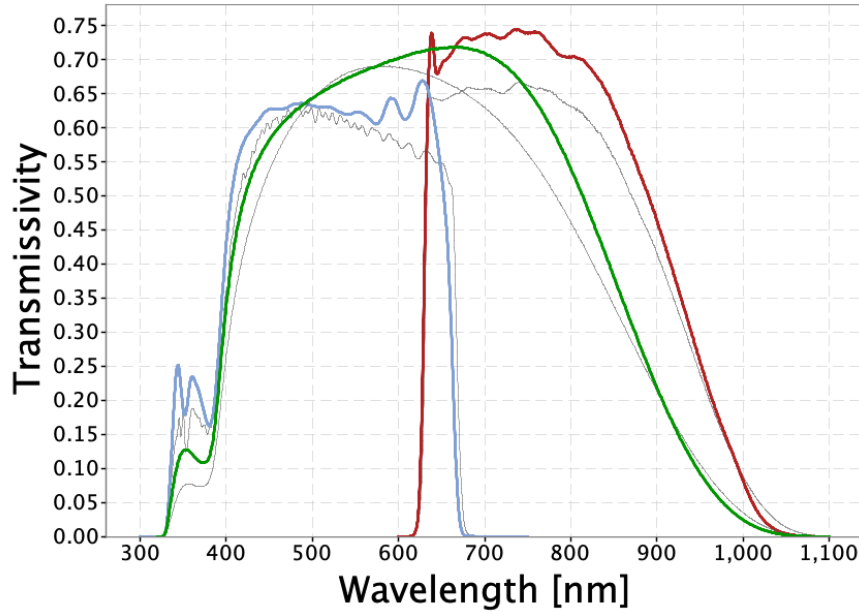
Las velocidades radiales en RAVE se determinan mediante correlación cruzada de los espectros observados con una librería de plantillas sintéticas, alcanzando precisiones típicas del orden de  $\sim 1\text{--}2 \text{ km s}^{-1}$ . RAVE proporciona un complemento importante a los otros relevamientos espectroscópicos utilizados en este trabajo, especialmente para estrellas brillantes del hemisferio sur.

### 3.2.3. Gaia

Los datos astrométricos que utilizamos en este trabajo fueron obtenidos del catálogo *Gaia* ([Gaia Collaboration, 2022a](#)), una misión espacial de la Agencia Espacial Europea (ESA) dedicada a la medición precisa de posiciones, paralajes y movimientos propios de estrellas en la Vía Láctea. Al operar fuera de la atmósfera terrestre, Gaia evita los efectos de extinción, turbulencia y refracción atmosférica, lo que permite alcanzar una precisión astrométrica sin precedentes y una estabilidad instrumental difícilmente alcanzable desde observatorios terrestres. La tercera liberación de datos (Gaia DR3) representa uno de los avances más significativos en astrometría espacial, al proporcionar posiciones, paralajes y movimientos propios de alta precisión para más de  $1.8 \times 10^9$  fuentes en la Vía Láctea. Además, Gaia DR3 incluye información fotométrica homogénea en las bandas  $G$ ,  $G_{BP}$  y  $G_{RP}$ , parámetros astrofísicos derivados para cientos de millones de estrellas, velocidades radiales para millones de objetos y una amplia caracterización de fuentes variables y sistemas múltiples.

Instrumentalmente, Gaia está equipado con dos telescopios idénticos de tipo anastigmático, diseñados para escanear el cielo desde el espacio y medir posiciones y movimientos propios con alta precisión. Cada telescopio tiene un sistema óptico de tres espejos y aperturas rectangulares de aproximadamente  $1.45 \times 0.50 \text{ m}$  que dirigen la luz hacia un plano focal común altamente estable, donde se encuentran 106 detectores operando en modo de integración de retardo de tiempo (*time-delay integration*) para seguir el movimiento de las imágenes estelares a medida que el satélite gira ([Gaia Collaboration et al., 2016](#)). Esta configuración instrumental permite realizar mediciones astrométricas y fotométricas simultáneas en múltiples bandas, y recoge también espectros para obtener velocidades radiales de millones de estrellas. El diseño diferencial con dos líneas de visión separadas por un ángulo básico fijo y la estabilidad térmica y mecánica del conjunto son aspectos críticos para alcanzar la precisión astrométrica sin precedentes que caracteriza a la misión Gaia ([Gaia Collaboration et al., 2016](#)).

La fotometría de Gaia se basa en tres bandas amplias definidas por las funciones de transmisión instrumentales: la banda blanca  $G$ , que cubre aproximadamente el rango  $3300\text{--}10500 \text{ \AA}$ , y las bandas azul y roja  $G_{BP}$  y  $G_{RP}$ , que abarcan los rangos espectrales  $\sim 3300\text{--}6800 \text{ \AA}$  y  $\sim 6300\text{--}10500 \text{ \AA}$ , respectivamente. En la Fig. 3.1 se muestran las funciones de transmisión de estas bandas fotométricas, donde se aprecia claramente su cobertura espectral y el solapamiento parcial entre ellas. La combinación de estas tres



**Figura 3.1:** Curvas de transmisión fotométrica de las bandas  $G$  (verde),  $G_{BP}$  (azul) y  $G_{RP}$  (rojo) de Gaia para la liberación DR3. La curva en gris corresponde a la utilizada en Gaia DR1. Fuente: ESA/Gaia Data Processing and Analysis Consortium (DPAC).

pasabandas permite obtener colores precisos y construir diagramas color–magnitud de alta calidad, fundamentales para la caracterización de poblaciones estelares y la determinación de parámetros astrofísicos.

Uno de los aspectos fundamentales de Gaia DR3 es su precisión astrométrica, la cual depende fuertemente de la magnitud aparente de las fuentes. Para estrellas brillantes ( $G \lesssim 14$ ), los errores típicos en paralaje alcanzan valores del orden de  $0.02 - 0.03$  milisegundos de arco (msa), mientras que para magnitudes intermedias ( $G \sim 17$ ) aumentan a  $\sim 0.05 - 0.1$  msa. En el régimen de estrellas débiles ( $G \sim 20 - 21$ ), cercano al límite del catálogo, las incertidumbres pueden superar los  $0.3 - 0.5$  msa. Un comportamiento similar se observa en los errores de los movimientos propios, que pasan de  $\sim 0.02$  milisegundos por año ( $\text{msa a}^{-1}$ ) para fuentes brillantes a valores del orden de  $\sim 0.5 - 1.0$   $\text{msa a}^{-1}$  para las más débiles.

Este incremento de los errores con la magnitud se debe principalmente a la disminución de la relación señal-ruido en las mediciones individuales y al menor número efectivo de observaciones útiles para fuentes débiles. En consecuencia, la calidad astrométrica de Gaia DR3 no es uniforme en todo el rango de magnitudes, lo cual debe ser tenido en cuenta en estudios de cinemática y estructura galáctica, especialmente al analizar poblaciones estelares débiles o distantes.

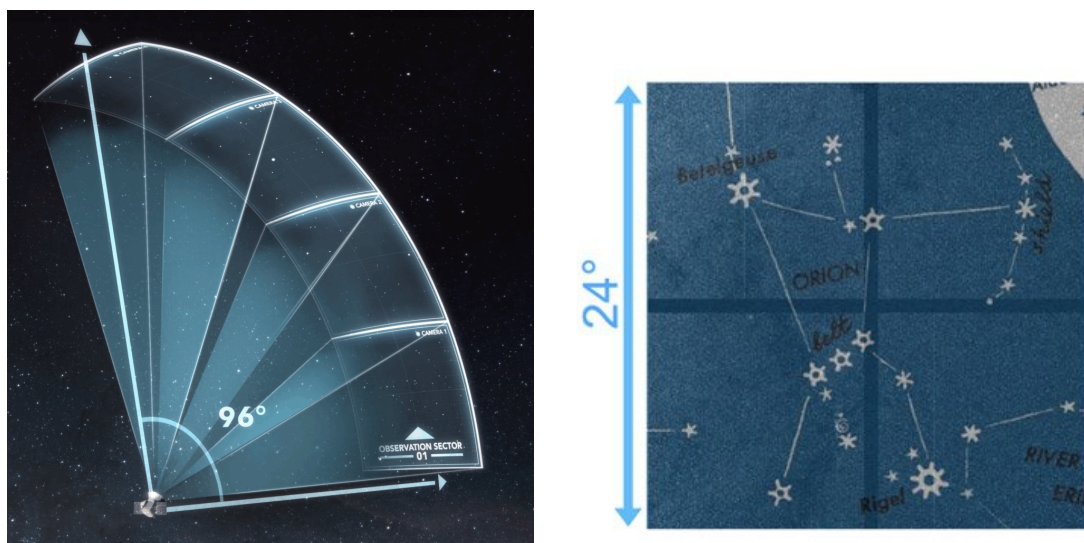
Además de la dependencia con la magnitud, la precisión astrométrica también puede verse afectada por otros factores, como el color de la fuente, la densidad estelar del campo y la presencia de binariedad o variabilidad no modelada. Por este motivo, Gaia DR3 provee diversos indicadores de calidad. En particular, el parámetro `astrometric_excess_noise` cuantifica el término adicional de error que debe incorporarse para explicar las desviaciones de las observaciones respecto del modelo astrométrico de cinco parámetros (en este trabajo lo llamaremos exceso de ruido astrométrico). Valores elevados de este parámetro suelen indicar soluciones astrométricas degradadas, asociadas, por ejemplo, a fuentes no resueltas, sistemas múltiples o problemas de modelado. En este trabajo, este parámetro se utiliza como criterio adicional para evaluar la calidad de las soluciones y analizar las probabilidades de pertenencia de las estrellas al cúmulo, como se detalla en los Capítulos 4 y 5.

En Gaia DR3, las velocidades radiales se obtienen a partir de los espectros adquiridos por el *Radial Velocity Spectrometer* (RVS), un espectrógrafo de resolución media con poder resolvente  $R \sim 11500$ , que opera en el rango espectral cercano al infrarrojo 8450–8720 Å, centrado en el triplete del Ca II. Este instrumento permite medir velocidades radiales principalmente para estrellas relativamente brillantes, típicamente con  $G_{\text{RVS}} \lesssim 14$ , aunque la calidad de la medida decrece hacia magnitudes más débiles.

La velocidad radial de cada fuente se determina a partir del desplazamiento Doppler de las líneas espectrales, obtenida mediante la correlación del espectro observado con una plantilla sintética apropiada. El parámetro `rv_template_teff` indica la temperatura efectiva de la plantilla espectral utilizada en el ajuste, lo que proporciona información sobre el tipo espectral asumido para la medición. La magnitud `grvs_mag` corresponde a la magnitud estimada en la banda del RVS y se emplea como un indicador de la calidad espectral de la observación.

La velocidad radial combinada para cada estrella se obtiene a partir de múltiples tránsitos del satélite. Para estrellas brillantes ( $grvs\_mag \leq 12$  mag), la velocidad radial combinada es la mediana de las velocidades radiales de cada tránsito, mientras que para las estrellas más débiles se combinan primero las funciones de correlación cruzada de cada tránsito antes de estimar la velocidad final. El campo `rv_method_used` identifica cuál de estos métodos fue aplicado para cada objeto. El parámetro `rv_nb_transits` indica el número de tránsitos RVS utilizados para calcular la velocidad radial combinada, siendo un mayor número de observaciones generalmente indicativo de soluciones más robustas. Asimismo, el parámetro `rv_amplitude_robust` cuantifica la amplitud robusta de las variaciones de velocidad radial a lo largo de los tránsitos, lo cual es útil para identificar estrellas con variabilidad en velocidad radial, por ejemplo sistemas binarios o estrellas pulsantes.

En conjunto, Gaia DR3 constituye una base de datos sin precedentes para estudios de estructura, dinámica y evolución estelar y galáctica. La combinación de astrometría de alta precisión, fotometría homogénea y velocidades radiales permite reconstruir la cinemática tridimensional de las estrellas y caracterizar poblaciones estelares con un



**Figura 3.2:** Comparación entre el campo de vista total de un sector de TESS, formado por el mosaico de sus cuatro cámaras y que cubre aproximadamente  $24^\circ \times 96^\circ$  en el cielo (izquierda), y la región correspondiente que incluye la constelación de Orión dentro del campo de una cámara individual (derecha). Fuente: <https://tess.mit.edu/science/observations/>

nivel de detalle imposible de alcanzar en relevamientos anteriores. Sin embargo, el uso riguroso de estos datos requiere considerar cuidadosamente las limitaciones observacionales, en particular la dependencia de los errores astrométricos y espectroscópicos con la magnitud, el tipo espectral y la calidad de los espectros, así como los distintos indicadores de calidad provistos en el catálogo.

### 3.2.4. TESS

Para detectar variabilidad fotométrica utilizamos los datos obtenidos por la misión TESS (Ricker et al., 2015), dirigida por el MIT, que usa un telescopio espacial diseñado para realizar un relevamiento fotométrico de casi todo el cielo con el objetivo principal de detectar exoplanetas en tránsito. TESS observa el cielo mediante cuatro cámaras de gran campo, cada una con un tamaño de píxel de  $\sim 21''$ , que cubren en conjunto un campo de  $\sim 24^\circ \times 96^\circ$  por sector. La constelación de Orión cabe completamente dentro del campo de visión de una cámara TESS (ver Figura 3.2). El satélite divide el cielo en sectores observados típicamente durante  $\sim 27$  días, permitiendo obtener curvas de luz continuas para millones de estrellas.

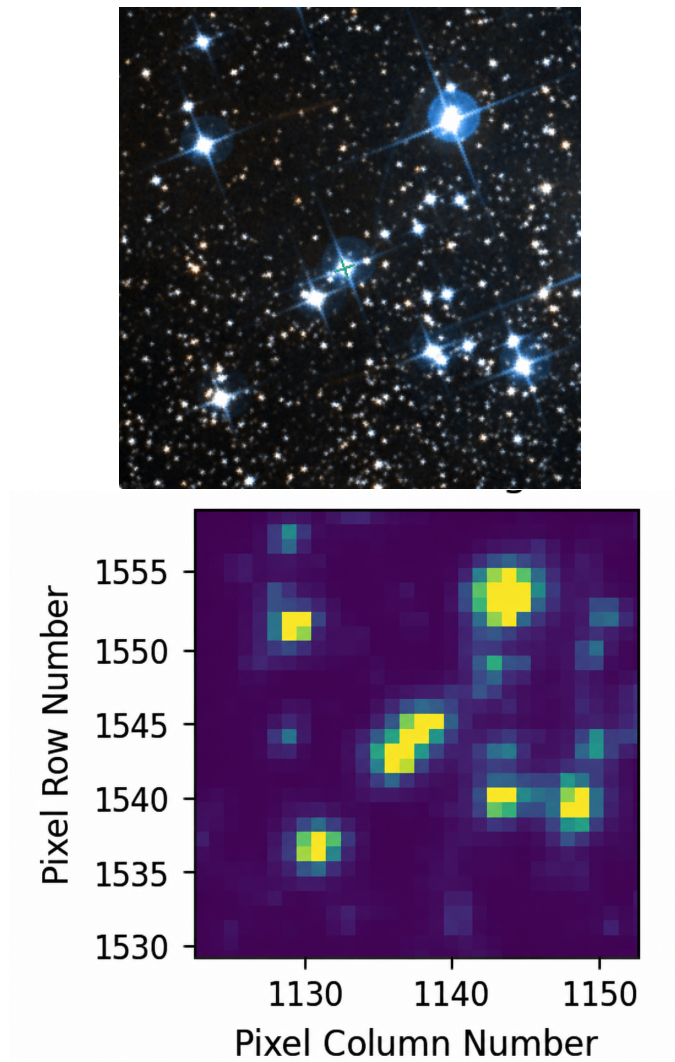
Las observaciones de TESS se realizan en una banda fotométrica amplia centrada en el rojo, con respuesta espectral aproximada en el rango  $6000\text{--}10000 \text{ \AA}$ , opti-

mizada para maximizar la sensibilidad en estrellas frías y minimizar los efectos de la variabilidad atmosférica. La misión provee curvas de luz con distintas cadencias temporales: para objetos preseleccionados se dispone de datos de alta cadencia (por ejemplo,  $\sim 2$  min y  $\sim 20$  s), mientras que para el conjunto completo del campo se publican imágenes de campo completo (*Full Frame Images*, FFIs) con cadencias típicas de  $\sim 10$  min, a partir de las cuales pueden extraerse curvas de luz para cualquier fuente dentro del campo observado.

La precisión fotométrica de TESS depende fuertemente de la magnitud aparente de las estrellas en la banda instrumental  $T$ . Para fuentes brillantes ( $T \lesssim 10$ ), se alcanzan precisiones del orden de  $\sim 50$ – $100$  ppm (donde ppm denota partes por millón, es decir, variaciones relativas del flujo del orden de  $10^{-6}$ ) en escalas de una hora, mientras que para estrellas más débiles la precisión se degrada progresivamente, alcanzando valores del orden de  $\sim 10^3$  ppm hacia  $T \sim 15$ – $16$ . Esta dependencia con la magnitud, junto con el tamaño relativamente grande de los píxeles, hace que la fotometría pueda verse afectada por contaminación de fuentes vecinas, especialmente en regiones densas del cielo (ver Figura 3.3).

Las curvas de luz de TESS se obtienen mediante técnicas de fotometría de apertura sobre las imágenes calibradas, y se someten a distintos procesos de corrección para remover efectos instrumentales y sistemáticos, tales como variaciones de sensibilidad, tendencias de largo período y saltos asociados a eventos orbitales del satélite. En los productos estándar se proveen, entre otros, las curvas de luz SAP (*Simple Aperture Photometry*) y PDCSAP, estas últimas corregidas mediante algoritmos de eliminación de sistemáticos comunes. Asimismo, cada punto fotométrico cuenta con indicadores de calidad (*quality flags*) que permiten identificar y filtrar mediciones afectadas por problemas instrumentales o de actitud.

En conjunto, los datos fotométricos de TESS constituyen una herramienta fundamental para el estudio de la variabilidad estelar y la detección de sistemas eclipsantes y planetas en tránsito, proporcionando curvas de luz homogéneas y de alta precisión para millones de estrellas. No obstante, su análisis requiere considerar cuidadosamente las limitaciones impuestas por la magnitud, la contaminación por fuentes cercanas, la cadencia temporal y los efectos sistemáticos instrumentales, especialmente en estudios de regiones densas o de señales de baja amplitud.



**Figura 3.3:** Comparación entre el campo de vista del Digitized Sky Survey (DSS2) (arriba) y el de TESS de la región central del cúmulo IC 2395 (abajo) estudiado en este trabajo. Fuente: <https://www.tessextractor.app/>

## Metodologías y análisis

---

En este capítulo presentamos una descripción detallada del análisis realizado sobre los cúmulos abiertos estudiados en este trabajo y sobre aquellos objetos que, por diferentes motivos, resultaron de particular interés. En primer lugar, describimos los criterios adoptados para la selección de los cúmulos, así como las observaciones espectroscópicas llevadas a cabo y el procedimiento empleado para la medición de las velocidades radiales. A continuación, detallamos la identificación y caracterización de sistemas binarios, incluyendo la determinación de órbitas espectroscópicas, el ajuste de curvas de luz y la estimación de parámetros físicos estelares. Posteriormente, presentamos la metodología utilizada para establecer la membresía a los cúmulos abiertos y para determinar sus parámetros medios, tales como velocidad radial, paralaje, edad, enrojecimiento, metalicidad y masa total. Finalmente, abordamos el análisis dinámico de los cúmulos, orientado a la determinación de su estado dinámico global y a la búsqueda de evidencias de expansión o contracción del sistema.

### 4.1. Criterios de selección de los cúmulos

La selección de los cúmulos que analizamos en este trabajo se realizó considerando los siguientes criterios:

- Que el cúmulo posea una o más estrellas centrales de por lo menos una magnitud más brillantes que el resto de sus miembros;
- Que sea joven, con una edad estimada menor a 300 Ma;
- Que posea un número de miembros (N) menor a 1000;
- Que sea observable desde el CASLEO, es decir, que posea una declinación menor a  $+6^\circ$ .

En una primera etapa utilizamos el catálogo WEBDA con el objetivo de inspeccionar los diagramas color–magnitud (CMD) de los cúmulos y obtener una muestra preliminar. Posteriormente, utilizamos el catálogo de [Cantat-Gaudin et al. \(2020\)](#) para refinar la selección. Este catálogo incluye 1867 cúmulos detectados en datos de Gaia DR2 usando el algoritmo UPMASK. Este método aplica un algoritmo de *k-means* en el espacio fotométrico y astrométrico, y valida cada agrupación mediante un test de concentración espacial basado en el árbol generador mínimo (MST) en el plano del cielo. El procedimiento se repite de manera iterativa para asignar probabilidades de membresía, sin asumir perfiles radiales ni isócronas *a priori*. No obstante, una de las limitaciones de esta técnica es que el algoritmo *k-means* asume una geometría aproximadamente esférica para los cúmulos y requiere fijar de antemano el número de agrupaciones.

Finalmente, establecimos la muestra definitiva utilizando el catálogo de [Hunt & Reffert \(2024\)](#), el cual contiene un total de 7167 cúmulos, de los cuales 2387 corresponden a nuevos candidatos y 4782 tienen correspondencia con objetos previamente reportados en la literatura. Para la detección de cúmulos emplearon el algoritmo de *clustering* HDBSCAN, un método jerárquico basado en densidad, mientras que la validación se realiza combinando un test estadístico de densidad con una red neuronal convolucional bayesiana (BCNN), utilizada para clasificar los CMD y confirmar los candidatos. A diferencia de *k-means*, HDBSCAN no asume ni la forma de los cúmulos ni el número de agrupaciones presentes en el espacio analizado, aunque su implementación resulta computacionalmente más costosa.

Considerando la selección preliminar basada en WEBDA y la información provista por los catálogos mencionados, obtuvimos inicialmente una muestra de 40 cúmulos. Sin embargo, la muestra final quedó conformada por 22 cúmulos, luego de descartar aquellos que presentaban CMD “dudosos”, es decir, aparentemente incompatibles con la morfología esperada para un cúmulo estelar. Asimismo, excluimos cúmulos cuyas estrellas más brillantes no resultan observables con el instrumental de CASLEO, dado que, para la configuración instrumental descrita en la Sección 3.1, la magnitud límite es de aproximadamente  $V = 11$  mag. En estos 22 cúmulos identificamos nuevas binarias espectroscópicas y eclipsantes; sin embargo, en este trabajo nos concentramos en aquellos 10 sistemas en los que estas binarias se ubican en la región central del cúmulo y corresponden a los objetos más masivos del grupo.

## 4.2. Medición de la velocidad radial

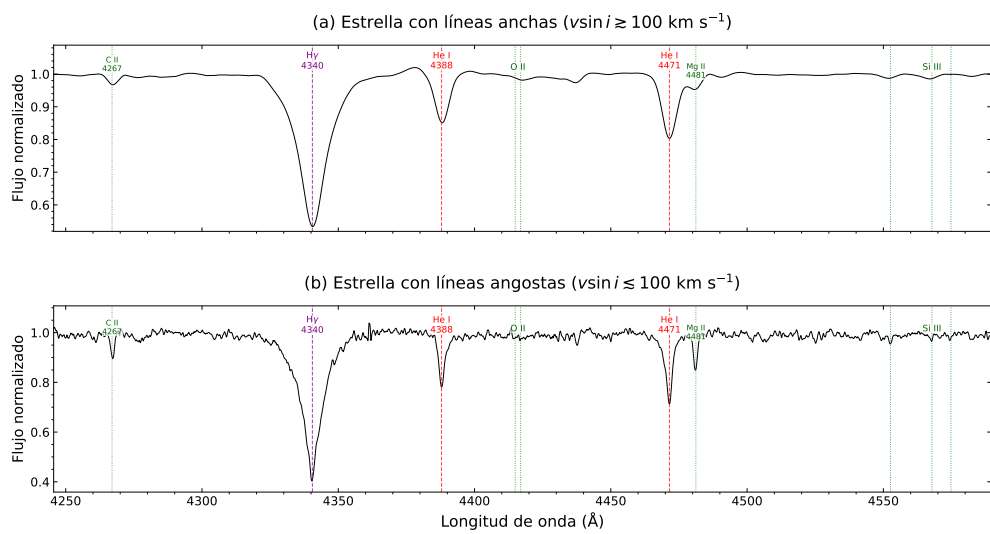
En los programas de observación de todos los turnos realizados en CASLEO, incluimos estrellas con magnitudes  $V \lesssim 11$  mag. Les dimos prioridad a las estrellas centrales más brillantes, dado que uno de los objetivos principales de este trabajo es el

estudio de la naturaleza de dichas estrellas. En promedio, se observaron ocho estrellas por cúmulo.

Llevamos a cabo las mediciones de velocidad radial utilizando el método de correlación cruzada mediante la tarea `fxcor` del paquete `rv` de IRAF. Este método consiste en calcular el desplazamiento que minimiza la diferencia entre el espectro observado y un espectro de referencia o *template*. Para obtener velocidades radiales precisas es fundamental que los espectros involucrados sean morfológicamente similares. En este trabajo utilizamos como referencia los espectros sintéticos de la librería BLUERED (Bertone et al., 2008). Adicionalmente, los espectros de referencia fueron convolucionados con perfiles de rotación apropiados, de modo que el ancho de las líneas espectrales fuese lo más parecido posible al de los objetos observados. Para ello definimos el *template* para cada estrella teniendo en cuenta la estimación del ancho a media altura (FWHM) de las líneas y el tipo espectral.

Posteriormente a la selección del *template* para cada estrella, ejecutamos la tarea `fxcor`, en la cual ajustamos los continuos tanto del espectro observado como del espectro de referencia. A partir de dichos ajustes realizamos la sustracción de los continuos, normalizándolos a un nivel cercano a cero antes de efectuar la correlación cruzada. Las regiones espectrales seleccionadas para el cálculo de la correlación dependieron de la velocidad de rotación proyectada de cada estrella. En el caso de estrellas con líneas espectrales angostas ( $v \sin i \lesssim 100 \text{ km s}^{-1}$ ), excluimos las líneas del H y las del He I, dado que su ensanchamiento tiende a ampliar el pico de correlación. Tampoco tuvimos en cuenta aquellas regiones carentes de líneas espectrales, ya que únicamente aportan ruido al ajuste. Por otro lado, en el caso de estrellas con líneas anchas ( $v \sin i \gtrsim 100 \text{ km s}^{-1}$ ), utilizamos principalmente las líneas de He I, dado que las líneas metálicas muy ensanchadas resultan demasiado débiles, perdiéndose en el ruido del espectro. En la Figura 4.1 mostramos un ejemplo de ambos casos, indicando algunas de las líneas utilizadas o descartadas en la región espectral comprendida entre 4250 y 4600 Å. En ambos casos, descartamos las líneas de origen interestelar, tales como las líneas H y K del Ca II (3933.6 y 3968.4 Å, respectivamente) y el doblete D del Na I (5889.9 y 5895.9 Å), ya que en estrellas tempranas estas transiciones suelen estar dominadas por absorción producida en el medio interestelar. Finalmente, ajustamos una función gaussiana a la región interior del FWHM del pico de correlación, a partir de la cual se obtuvo la velocidad radial.

En el caso de las estrellas que no presentaron variabilidad espectroscópica, calculamos las velocidades radiales medias ponderadas y sus correspondientes incertidumbres. A los errores individuales obtenidos mediante la tarea `fxcor` se les sumó en forma cuadrática un error adicional de  $0.7 \text{ km s}^{-1}$ , asociado al centrado de la estrella en la ranura, valor estimado por González & Lapasset (2000) para el instrumental utilizado. Posteriormente, calculamos la velocidad radial media ponderada y su incertidumbre siguiendo la metodología propuesta por González & Lapasset (2000). En las ecuaciones involucradas, las velocidades se ponderan por la inversa del cuadrado de



**Figura 4.1:** Ejemplo de regiones espectrales consideradas para la medición de velocidades radiales mediante correlación cruzada. En el panel superior se muestra un espectro con líneas anchas ( $v \sin i \geq 100 \text{ km s}^{-1}$ ), para el cual se utilizaron principalmente líneas de He I. En el panel inferior se muestra un espectro con líneas angostas ( $v \sin i \leq 100 \text{ km s}^{-1}$ ), donde se priorizaron regiones con líneas metálicas y se evitaron líneas anchas de H y He I. Las líneas verticales indican algunas transiciones identificadas entre 4250 y 4600 Å.

la incertidumbre obtenida a partir de la correlación cruzada. El error del promedio contempla tanto los errores individuales como la dispersión de las mediciones. Las mediciones individuales de velocidad radial que obtuvimos en este trabajo se presentan en el Apéndice **D**. En cambio, seguimos una metodología diferente para aquellas estrellas que resultaron ser binarias, como describimos a continuación.

### 4.3. Binarias

Una vez obtenidas las velocidades radiales, calculamos la velocidad media ponderada siguiendo la metodología de [González & Lapasset \(2000\)](#) y clasificamos como variables las que tenían variaciones mayores a  $2\sigma$ . En dichos casos, procedimos a determinar el período de la variación utilizando la tarea `pdm` del paquete `astutil` de IRAF. En algunos objetos detectamos variaciones en la velocidad radial que resultaron pequeñas en amplitud ( $< 2$  sigma), pero con un período similar a las variaciones fotométricas identificadas mediante el análisis de los datos de *TESS*. En estos casos consideramos estas variaciones como reales, siendo compatibles con pulsaciones estelares, en particular con estrellas pulsantes lentas de tipo B (*Slowly Pulsating B-type*; SPB).

Por otro lado, clasificamos como binarias espectroscópicas de línea simple (SB1) aquellos sistemas variables en los que detectamos un único juego de líneas espectrales. En tales casos, fue posible determinar el período orbital y realizar posteriormente el ajuste de la órbita espectroscópica. En tres sistemas inicialmente clasificados como SB1 (HD 143388, HD 49126 y HD 173003, ver Capítulo 5) implementamos la herramienta `find2c` del paquete *Binary Spectral Disentangling* (BiSpeD), propuesta por [Martínez & González \(2025\)](#). A partir de este análisis, dichos sistemas fueron posteriormente tratados como binarias espectroscópicas de doble línea (SB2). Esta técnica permite analizar espectros compuestos de sistemas binarios con el objetivo de detectar y caracterizar componentes de baja luminosidad. BiSpeD consiste en un conjunto de algoritmos desarrollados en Python que procesan múltiples espectros observados en distintas fases orbitales para separar las contribuciones espectrales de cada componente. El procedimiento elimina inicialmente las características espectrales del componente primario y, a partir de una grilla de posibles razones de masas y plantillas sintéticas de espectros, estima la temperatura efectiva y otros parámetros físicos de la compañera menos luminosa, permitiendo su detección e identificación incluso cuando su presencia no es evidente en los espectros originales.

En el caso de las SB2, utilizamos la herramienta desarrollada por [González & Levato \(2006\)](#). Si bien esta técnica de *disentangling* se encuentra incorporada en el paquete BiSpeD, usamos aquí la versión original en IRAF. Este método es particularmente versátil, ya que permite medir velocidades radiales incluso en espectros donde la sepa-

ración entre las componentes es comparable con el ancho de las líneas espectrales. El procedimiento se divide en dos etapas, implementadas mediante los *scripts* de IRAF *spbina* y *rvbina*, e involucra cálculos iterativos a partir de los espectros observados y de espectros reconstruidos. En la primera etapa se obtienen los espectros individuales de cada componente, mientras que en la segunda se determinan sus velocidades radiales. Como punto de partida de la primera etapa, construimos espectros iniciales para cada componente mediante una inspección visual de aquellos espectros en los que las líneas de ambas estrellas podían resolverse. Para ello utilizamos *templates* sintéticos de Bertone et al. (2008), los cuales fueron escalados de acuerdo con la contribución relativa de flujo de cada componente al espectro observado. Por su parte, como condición inicial para la segunda etapa utilizamos las velocidades radiales de cada componente obtenidas mediante correlación cruzada, las cuales fueron almacenadas en el encabezado (*header*) de las imágenes bajo las etiquetas *VRA* y *VRB*. En aquellos espectros en los que no fue posible medir de manera independiente la velocidad radial de cada componente mediante *fxcor*, debido a la presencia de un único pico de correlación, medimos la velocidad radial combinada y asignamos a *VRA* y *VRB* valores próximos a la velocidad radial media. En algunos casos utilizamos configuraciones iniciales con  $VRA > VRB$  y con  $VRA < VRB$ , adoptando finalmente la solución que resultó más consistente con las curvas de velocidad radial obtenidas.

Durante las primeras iteraciones de *spbina* utilizamos únicamente aquellos espectros observados en los que fue posible determinar con precisión la velocidad radial de ambas componentes mediante correlación cruzada. En esta etapa inicial no incluimos los espectros en los que las líneas de ambas componentes se encontraban significativamente solapadas. En una ejecución final, en cambio, incorporamos a todos los espectros disponibles para la separación. El proceso de separación espectral puede describirse de la siguiente manera: el espectro observado se considera como la suma del espectro de la componente primaria (A) y del de la secundaria (B). Para calcular el espectro de A, se resta del espectro observado el espectro de B obtenido en la iteración previa y desplazado según la velocidad radial *VRB*. De este modo se obtienen espectros que contienen únicamente las líneas de la componente primaria. Dichos espectros se desplazan posteriormente según *VRA* y se promedian para reconstruir el espectro de A. Un procedimiento análogo se aplica para obtener el espectro de la componente B. Una vez reconstruidos los espectros individuales, estos se utilizan en la segunda etapa para medir las velocidades radiales de cada componente mediante *rvbina*.

En términos prácticos, realizamos en general cuatro iteraciones de *spbina* para obtener un primer par consistente de espectros A y B. A partir de estos espectros, seleccionamos los *templates* empleados para la medición de velocidades radiales con *rvbina*, tarea que actualiza las velocidades obtenidas en el encabezado de los espectros en cada iteración. Ejecutamos este procedimiento de manera iterativa hasta alcanzar la convergencia de las velocidades radiales de ambas componentes. Con las nuevas velocidades almacenadas en el encabezado, calculamos los espectros individuales A y

B mediante `spbina`, seguidos de una nueva medición de velocidades con `rvbina`. Este procedimiento iterativo se repitió hasta que no se observaron variaciones significativas en los espectros reconstruidos entre dos ejecuciones consecutivas de los *scripts*.

### 4.3.1. Determinación de órbitas espectroscópicas, análisis de curvas de luz y determinación de parámetros

Una vez obtenidas las velocidades radiales de la componente primaria en los sistemas SB1 y de cada componente en los sistemas SB2, calculamos una primera aproximación del período orbital mediante la tarea `pdm` del paquete `astutil` de IRAF. Este período, junto con los días julianos de observación y las velocidades radiales de cada componente, constituye el conjunto de datos de entrada de un *script* desarrollado por nosotros para ajustar las curvas de velocidad radial mediante un método de mínimos cuadrados y obtener así los elementos orbitales del sistema.

En el caso de las binarias eclipsantes, las curvas de luz fueron ajustadas utilizando la versión 2.4.9 del paquete de Python *PHysics Of Eclipsing BinariEs* (PHOEBE; Prša et al. 2016; Conroy et al. 2020). PHOEBE<sup>1</sup> es una herramienta ampliamente utilizada para el modelado físico consistente de sistemas binarios eclipsantes, basada en el código Wilson–Devinney, pero extendida para permitir un tratamiento más flexible y modular de la geometría del sistema y de los procesos físicos involucrados. El paquete permite el ajuste simultáneo de curvas de luz y curvas de velocidad radial, incorporando efectos como la deformación por marea, oscurecimiento al limbo, reflexión, gravedad superficial variable y rotación asincrónica. Los modelos se calculan a partir de un conjunto de parámetros orbitales y estelares, y los valores óptimos se determinan mediante distintos algoritmos de optimización y exploración del espacio de parámetros. En este trabajo utilizamos PHOEBE para ajustar las curvas de luz observadas y derivar los parámetros físicos y geométricos de los sistemas binarios analizados.

En aquellos objetos que presentan variabilidad fotométrica no eclipsante, realizamos además un análisis frecuencial de las curvas de luz obtenidas por TESS con el objetivo de identificar posibles periodicidades asociadas a pulsaciones u otros mecanismos de variabilidad estelar. Para ello implementamos un procedimiento iterativo en Python, comenzando con la remoción de tendencias instrumentales y variaciones de baja frecuencia, seguida de la normalización de las curvas de luz. Posteriormente calculamos periodogramas de Lomb–Scargle (VanderPlas, 2018), adecuados para series temporales astronómicas desigualmente muestreadas, con el fin de identificar las frecuencias dominantes presentes en la señal. En cada iteración seleccionamos el máximo principal del periodograma y ajustamos una función sinusoidal a la curva de luz, obteniendo así la frecuencia, amplitud y fase correspondientes a cada modo de

---

<sup>1</sup><https://phoebe-project.org/>

variación. Una vez determinado el mejor ajuste para cada componente periódica, sustrajimos la señal correspondiente de la curva de luz original mediante un procedimiento de *prewhitening* (sustracción iterativa de frecuencias), y repetimos el análisis sobre los residuos para detectar frecuencias adicionales. Este proceso iterativo continuó hasta que las amplitudes remanentes dejaron de ser significativas respecto del nivel de ruido de la serie temporal. Finalmente, las frecuencias identificadas fueron comparadas con los rangos típicos esperados para distintos tipos de variabilidad estelar, en particular estrellas pulsantes del tipo SPB.

## 4.4. Membresía a los cúmulos abiertos y determinación de parámetros medios

En esta sección se detalla la metodología empleada para determinar los parámetros medios ponderados de los cúmulos estudiados. Como primer paso, se construyó una tabla que reúne toda la información disponible proveniente de los relevamientos mencionados anteriormente. Posteriormente, se utilizó un *script* desarrollado para calcular dichos parámetros medios ponderados.

### 4.4.1. Construcción de la tabla con toda la información

Para la manipulación de tablas utilizamos el programa *Tool for Operations on Catalogues And Tables* (TOPCAT; Taylor 2005). En primer lugar, obtuvimos todos los miembros de cada cúmulo del catálogo de Hunt & Reffert (2024), sin imponer restricciones en la probabilidad de pertenencia, ni en la magnitud. Luego, teniendo en cuenta el tamaño angular de cada cúmulo, descargamos los datos de todos los objetos presentes en los catálogos espectroscópicos APOGEE y RAVE.

Por otro lado, construimos una tabla que contiene todas las estrellas observadas espectroscópicamente en este trabajo, incluyendo como columnas las coordenadas celestes absolutas, la velocidad radial y su correspondiente incertidumbre.

Además de nuestras velocidades radiales y las de APOGEE y RAVE, incluimos en el análisis las publicadas por Gaia, a las cuales aplicamos correcciones sistemáticas. En particular, seguimos el procedimiento propuesto por Katz et al. (2023) para aquellas estrellas con `rv_template_teff` menor a 8500 K, y el esquema de corrección presentado por Blomme et al. (2023) para las estrellas que poseen un `rv_template_teff` comprendido entre 8500 K y 14500 K. En ambos casos, las correcciones dependen además del parámetro fotométrico `grvs_mag`, según detallamos a continuación:

- Para estrellas con `rv_template_teff` menores a 8500 K y `grvs_mag` mayor o igual a 11 mag:

$$V_R^{\text{corr}} = (0.02755 \text{ grvs\_mag}^2 - 0.55863 \text{ grvs\_mag} + 2.81129) \text{ km s}^{-1}. \quad (4.1)$$

- Para estrellas que poseen un `rv_template_teff` comprendido entre 8500 K y 14500 K y `grvs_mag` en el rango 6 – 12 mag:

$$V_R^{\text{corr}} = (7.98 - 1.135 \text{ grvs\_mag}) \text{ km s}^{-1}. \quad (4.2)$$

La velocidad radial que utilizamos en el análisis, la calculamos como la diferencia entre la velocidad radial publicada por Gaia y el valor de corrección  $V_R^{\text{corr}}$  correspondiente.

Para aquellos objetos con velocidades radiales disponibles en los cuatro conjuntos de datos, encontramos una buena concordancia entre las incertidumbres reportadas por nosotros, APOGEE y RAVE, mientras que las asociadas a Gaia resultan (en algunos casos) considerablemente menores. Esta diferencia provoca que, al calcular la velocidad radial media ponderada por las incertidumbres, las mediciones de Gaia dominen el promedio, lo cual no es físicamente realista dado que el poder resolvente de Gaia es inferior al de los relevamientos espectroscópicos utilizados para la comparación. Con el fin de evitar este sesgo, en este trabajo proponemos aplicar una corrección a la incertidumbre publicada por Gaia, definida como:

$$\text{error}^{\text{corr}} = \sqrt{\text{error}_{\text{calc}}^2 + (0.113 \text{ km s}^{-1})^2}, \quad (4.3)$$

donde

$$\text{error}_{\text{calc}} = \frac{\text{rv\_amplitude\_robust}}{\sqrt{\text{rv\_nb\_transits}}}, \quad (4.4)$$

el término adicional de  $0.113 \text{ km s}^{-1}$  representa la incertidumbre sistemática asociada a errores de calibración en longitud de onda y otras fuentes instrumentales similares, según lo reportado por [Katz et al. \(2023\)](#).

Cabe señalar que, desde un punto de vista metodológico, sería más adecuado realizar previamente la homogeneización de las velocidades radiales de APOGEE y RAVE con respecto a Gaia (incluyendo las correcciones en velocidad radial y en sus incertidumbres) antes de llevar a cabo el análisis de membresía. De esta manera, se podría incorporar de forma consistente un criterio cinemático adicional en la selección de miembros. No obstante, en este trabajo aplicamos dicho procedimiento con posterioridad a la selección inicial de miembros. Esta estrategia basada en la homogeneización previa de las velocidades radiales y su incorporación directa en el análisis de membresía la implementamos en los cúmulos HSC 1640 y Theia 139 ([Saffe et al., 2025](#)).

#### 4.4.2. Estimación de masas en binarias SB2 no eclipsantes

En esta sección describimos la metodología que desarrollamos para estimar las masas de sistemas binarios espectroscópicos de doble línea (SB2) que no presentan eclipses, mediante un programa escrito en el lenguaje Python. El método combina información espectroscópica, fotométrica y astrométrica con modelos evolutivos estelares (isócronas), lo que nos permite derivar los parámetros individuales de cada componente a partir de observables integrados del sistema binario y de la razón de masas obtenida espectroscópicamente.

Como datos de entrada utilizamos los parámetros orbitales derivados del análisis espectroscópico, en particular el período orbital  $P$ , la excentricidad  $e$  y las semiamplitudes de velocidad radial  $K_1$  y  $K_2$ , junto con sus respectivas incertidumbres. A partir de ellos calculamos la razón de masas espectroscópica como

$$q = \frac{M_2}{M_1} = \frac{K_1}{K_2}, \quad (4.5)$$

propagando adecuadamente los errores asociados.

De manera complementaria, incorporamos observables fotométricos del sistema *Gaia*, específicamente la magnitud aparente  $G$  y el color ( $BP-RP$ ), así como la paralaje  $\varpi$ . La corrección por extinción interestelar la realizamos a partir del exceso de color  $E(BP - RP)$ , asumiendo la relación  $A_G = 2 E(BP - RP)$  (e.g. [Gaia Collaboration et al., 2018](#); [Danielski et al., 2018](#)). Con estos valores calculamos la magnitud absoluta observada del sistema,

$$M_G = G + 5 \log_{10} \left( \frac{\varpi}{1000} \right) + 5 - A_G, \quad (4.6)$$

así como el color intrínseco  $(BP - RP)_0$ , propagando las incertidumbres fotométricas, de paralaje y de extinción.

Dado que las binarias analizadas pertenecen a cúmulos estelares, asumimos que ambas componentes comparten la edad y metalicidad del cúmulo. En consecuencia, las magnitudes y colores de las componentes individuales son consistentes con la isócrona correspondiente al cúmulo. Naturalmente, esta suposición es válida para binarias no interactivas, como es el caso de los objetos estudiados aquí. Así, además de los observables de la binaria, el método incorpora como entrada adicional una isócrona tabulada que incluye la masa estelar, parámetros físicos y magnitudes sintéticas en las bandas  $G$ ,  $BP$  y  $RP$  del sistema *Gaia*.

El procedimiento implementado en el código consiste en asumir que cada valor de masa tabulado en la isócrona corresponde a la componente primaria del sistema. Para

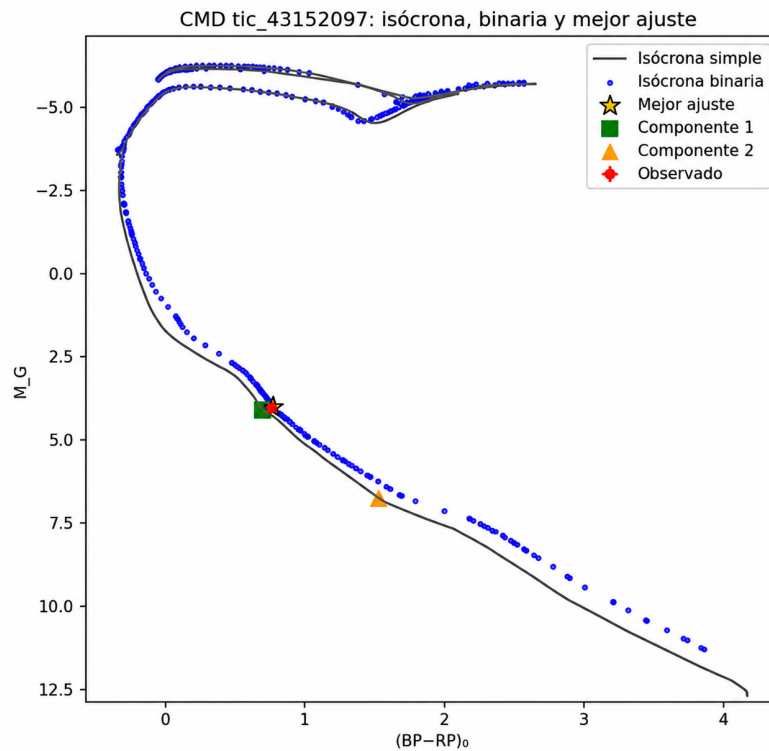
cada valor posible de masa primaria  $M_1$ , el método obtiene la masa de la secundaria a partir de la razón de masas espectroscópica,  $M_2 = q M_1$ . Mediante interpolación lineal dentro de la misma isócrona, se derivan los parámetros físicos y fotométricos correspondientes a la componente secundaria. De este modo, el algoritmo construye una isócrona binaria que contiene, para cada par  $(M_1, M_2)$ , las magnitudes individuales de ambas componentes y las magnitudes integradas del sistema binario, calculadas mediante la suma de flujos. La posición observada del sistema en el diagrama color–magnitud se compara con esta isócrona binaria utilizando un estadístico  $\chi^2$ , definido como

$$\chi^2 = \left( \frac{M_G^{\text{obs}} - M_G^{\text{mod}}}{\sigma_{M_G}} \right)^2 + \left( \frac{(BP - RP)_0^{\text{obs}} - (BP - RP)_0^{\text{mod}}}{\sigma_{(BP-RP)}} \right)^2. \quad (4.7)$$

El punto de la isócrona que minimiza este estadístico define el mejor ajuste y proporciona las estimaciones finales de las masas  $M_1$  y  $M_2$ , así como de los parámetros físicos correspondientes a ambas componentes.

De manera opcional, implementamos un análisis de tipo *bootstrap* mediante simulaciones Monte Carlo, en el cual muestreamos los observables dentro de sus incertidumbres y repetimos el procedimiento completo para cada realización. A partir de las distribuciones resultantes obtenemos valores medios y desviaciones estándar para las masas y magnitudes derivadas, proporcionando así una estimación robusta de las incertidumbres asociadas.

Finalmente, validamos el desempeño del código aplicándolo al sistema eclipsante TIC 43152097 en NGC 2232, estudiado en detalle por [Frasca et al. \(2023\)](#). A partir de los parámetros orbitales publicados ( $P$ ,  $K_1$ ,  $K_2$  y  $q$ ), junto con los parámetros fotométricos y la isócrona correspondiente al cúmulo, nuestro método obtuvo masas de  $M_1 = 1.179 \pm 0.013 M_\odot$  y  $M_2 = 0.770 \pm 0.024 M_\odot$ , en excelente acuerdo con los valores derivados mediante el análisis combinado de curvas de luz y velocidades radiales realizado por dichos autores ( $M_1 = 1.160 \pm 0.083 M_\odot$  y  $M_2 = 0.758 \pm 0.033 M_\odot$ ). En la Figura 4.2 mostramos además el ajuste obtenido para este sistema en el diagrama color–magnitud. Asimismo, las magnitudes integradas y colores obtenidos resultaron compatibles con las propiedades fotométricas observadas del sistema. Esta comparación independiente confirma que el procedimiento implementado es consistente y confiable para estimar parámetros físicos de binarias SB2 no eclipsantes pertenecientes a cúmulos abiertos.



**Figura 4.2:** Ejemplo del ajuste realizado por nuestro código para el sistema TIC 43152097. La línea gris representa la isócrona simple correspondiente al cúmulo, mientras que los puntos azules muestran la isócrona binaria generada a partir de la combinación de flujos para distintos pares de masas compatibles con la razón de masas espectroscópica. La estrella roja indica la posición observada del sistema, y la estrella amarilla corresponde al mejor ajuste obtenido mediante la minimización del estadístico  $\chi^2$ . Los símbolos verde y naranja representan las componentes primaria y secundaria derivadas para la solución óptima.

### 4.4.3. Determinación de los parámetros medios ponderados de los cúmulos

En esta sección describimos la metodología empleada para determinar los parámetros físicos globales de los cúmulos abiertos utilizando un *script* desarrollado en lenguaje Python. Concretamente, se usa para calcular la velocidad radial media, la paralaje, la metalicidad, la edad, el enrojecimiento y la masa fotométrica total. El procedimiento se basa en la combinación iterativa de información espectroscópica, astrométrica y fotométrica, teniendo en cuenta tanto las incertidumbres individuales de cada medición como la probabilidad de pertenencia de cada estrella al cúmulo.

Como datos de entrada utilizamos la tabla de estrellas miembros construida siguiendo el procedimiento descrito en las secciones anteriores, junto con valores iniciales para la edad y el exceso de color del cúmulo obtenido de la bibliografía o de algún otro método. En una primera aproximación, la paralaje y la metalicidad se estiman a partir de promedios ponderados de los valores individuales provistos por *Gaia*. Estos parámetros se refinan posteriormente de manera iterativa mediante el ajuste de isócronas teóricas al diagrama color–magnitud observado.

El valor medio ponderado de un parámetro genérico  $X$  asociado al cúmulo se calcula como

$$X_c = \frac{\sum_e X_e w_e}{\sum_e w_e}, \quad (4.8)$$

donde  $X_e$  es el valor medido del parámetro para la estrella  $e$ , y  $w_e$  es el peso asignado a dicha estrella. Este peso depende del tipo de parámetro considerado, distinguiéndose dos casos: uno para las velocidades radiales y otro para el resto de los parámetros físicos y astrométricos.

En el caso de las velocidades radiales, el peso se define agregando a la incertidumbre una estima de la dispersión interna de velocidades típica de los cúmulos abiertos, para la cual adoptamos  $\sigma_{\text{int}} = 1 \text{ km s}^{-1}$ . Esta corrección evita sobreponderar estrellas con incertidumbres formales muy pequeñas, ya que, aun cuando la medición de una estrella sea muy precisa, su velocidad sólo puede representar al cúmulo con una incertidumbre al menos comparable con la dispersión interna del sistema. De este modo, el peso queda definido como

$$w_e = \frac{p_e}{\sigma_{v_e}^2 + \sigma_{\text{int}}^2}, \quad (4.9)$$

donde  $p_e$  es la probabilidad de pertenencia de la estrella al cúmulo y  $\sigma_{v_e}$  la incertidumbre asociada a su velocidad radial media.

Para el resto de los parámetros, el peso adoptado es

$$w_e = \frac{p_e}{\sigma_{X_e}^2}, \quad (4.10)$$

donde  $\sigma_{X_e}$  representa la incertidumbre asociada a la medición del parámetro  $X_e$ .

La incertidumbre final asociada a cada parámetro del cúmulo se define como el mayor valor entre el error formal del promedio ponderado,

$$\sigma_{X_c}^{(1)} = \left( \sum_e w_e \right)^{-1/2}, \quad (4.11)$$

y una estimación de la dispersión interna entre mediciones, calculada siguiendo el criterio propuesto por [González & Lapasset \(2000\)](#),

$$\sigma_{X_c}^{(2)} = \left[ \frac{\sum_e (X_e - X_c)^2 w_e^2}{\left( \sum_e w_e \right)^2 - \sum_e w_e^2} \right]^{1/2}. \quad (4.12)$$

Para una discusión más detallada sobre la fundamentación estadística de estas expresiones, remitimos al lector al trabajo de [González \(2000\)](#). Este enfoque permite considerar simultáneamente la dispersión intrínseca de los valores individuales, el número efectivo de estrellas miembros y sus probabilidades de pertenencia, asegurando que aquellas con mayor probabilidad y menores incertidumbres contribuyan de manera más significativa a la determinación de los parámetros globales del cúmulo.

Para obtener la velocidad radial del cúmulo, primero calculamos la velocidad radial individual de cada estrella combinando las mediciones disponibles provenientes de los relevamientos espectroscópicos descritos en el Capítulo 3. Para cada estrella  $e$ , la velocidad radial media se calcula como un promedio ponderado utilizando la ecuación 4.8. Luego ajustamos la distribución observada de las velocidades radiales y seleccionamos aquellas estrellas que se encuentran dentro de  $2\sigma$  de la velocidad media preliminar. Finalmente, calculamos la velocidad radial media del cúmulo utilizando únicamente este subconjunto, aplicando nuevamente las ecuaciones 4.8, 4.11 y 4.12. En esta selección cinemática, las estrellas sin determinación de velocidad radial se conservan para el análisis posterior. Los valores obtenidos mediante este procedimiento se adoptan como la velocidad radial final de cada cúmulo y su incertidumbre asociada.

### Determinación iterativa de edad, metalicidad, paralaje y enrojecimiento

Realizamos la determinación de los restantes parámetros físicos globales mediante un procedimiento iterativo que combina información astrométrica y fotométrica de *Gaia* con modelos teóricos de evolución estelar. Utilizamos isócronas PARSEC para estrellas sin rotación (Bressan et al., 2012; Nguyen et al., 2022), con edades en el rango  $6.0 \leq \log(\tau/\text{yr}) \leq 8.85$  y metalicidades en el rango comprendido entre  $-0.3$  y  $0.3$  dex.

Para cada combinación de edad y metalicidad el *script* construye isócronas desplazadas según un valor de partida para la paralaje  $\varpi$  y el exceso de color  $E(BP - RP)$ ,

$$(BP - RP)_{\text{iso}} = (BP - RP)_0 + E(BP - RP), \quad (4.13)$$

$$G_{\text{iso}} = G_0 + 5 \log\left(\frac{100}{\varpi}\right) + A_G, \quad (4.14)$$

adoptándose  $A_G = 2 E(BP - RP)$ . El *script* evalúa la calidad del ajuste entre las observaciones y las isócronas teóricas mediante una función de mérito construida a partir de la distancia mínima de cada estrella a la isócrona en el diagrama color–magnitud, normalizada por las incertidumbres fotométricas individuales.

Para cada estrella  $e$  calcula dos distancias mínimas:  $d_e^{\text{sing}}$ , correspondiente a la distancia a la isócrona simple, y  $d_e^{\text{bin}}$ , correspondiente a la distancia a una isócrona desplazada en magnitud para simular sistemas binarios no resueltos. La contribución individual de cada estrella a la función de mérito se define entonces como

$$\chi_e = (1 - f_b) d_e^{\text{sing}} + f_b d_e^{\text{bin}}, \quad (4.15)$$

donde  $f_b$  representa la fracción de sistemas binarios no resueltos adoptada en el modelo. Las distancias  $d_e^{\text{sing}}$  y  $d_e^{\text{bin}}$  son calculadas como la distancia mínima entre la estrella y la isócrona correspondiente en el plano  $(G, BP - RP)$ , considerando a la isócrona como una polilínea y trabajando en un espacio normalizado por los errores fotométricos. De este modo, la métrica utilizada es adimensional y tiene en cuenta explícitamente las incertidumbres observacionales de cada estrella.

El valor total de la función de mérito se obtiene como la suma de las contribuciones individuales,

$$\chi = \sum_e \chi_e, \quad (4.16)$$

y es utilizado como criterio para evaluar la calidad del ajuste fotométrico al variar los parámetros globales del cúmulo. Esta función corresponde a una función de mérito basada en distancias normalizadas por las incertidumbres observacionales.

Para cada edad y metalicidad se determina la paralaje y el exceso de color que

minimizan  $\chi$ , mediante interpolaciones parabólicas, y se adopta como los parámetros finales del cúmulo a aquellos que minimizan globalmente la función de ajuste que tiene en cuenta  $\log \tau$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}]$ ,  $\varpi$  y  $E$ . Las incertidumbres se estiman mediante un procedimiento *bootstrap* con reemplazo, repitiendo el ajuste completo n-veces sobre el conjunto de estrellas miembros.

### Estimación de la masa fotométrica del cúmulo

Una vez que el programa determina los parámetros globales del cúmulo, estima su masa fotométrica total asignando masas individuales a las estrellas miembros a partir de la isócrona correspondiente. Para cada estrella identifica el punto de la isócrona que minimiza la distancia en el plano color–magnitud,

$$d_e = \text{mín} \left[ \left( \frac{G_{\text{iso}} - G_e}{\sigma_{G_e}} \right)^2 + \left( \frac{(BP - RP)_{\text{iso}} - (BP - RP)_e}{\sigma_{(BP-RP)_e}} \right)^2 \right]^{1/2}, \quad (4.17)$$

adoptándose la masa tabulada correspondiente como masa fotométrica de la estrella. La masa fotométrica total del cúmulo se calcula como

$$M_{\text{cl}} = \sum_e M_e p_e. \quad (4.18)$$

De este modo se obtiene una masa total realista sin introducir cortes en un valor arbitrario de la probabilidad de pertenencia. Por ejemplo, dentro del subconjunto de estrellas del cúmulo que tienen probabilidad de pertenencia de 0.2, es de esperar que sólo el 20 % sean realmente del cúmulo, de manera que en el cálculo de la masa del cúmulo, debe multiplicarse por ese factor a la suma de todas las masas de tales estrellas. La incertidumbre asociada se estima mediante el mismo procedimiento de *bootstrap* utilizado para los demás parámetros del cúmulo. En el caso de los sistemas binarios, las masas correspondientes a las binarias no eclipsantes las obtuvimos mediante el procedimiento descrito en la Sección 4.4.2, basado en el ajuste fotométrico a isócronas, mientras que para las binarias eclipsantes adoptamos las masas derivadas del modelado detallado de las curvas de luz y velocidades radiales realizado con el código PHOEBE.

## 4.5. Estimación de la masa total del cúmulo mediante la función inicial de masas

La masa fotométrica obtenida a partir de las estrellas observadas representa únicamente la contribución correspondiente al rango de masas cubierto por los datos. Con el fin de estimar la masa total del cúmulo, incluyendo las estrellas no detectadas en el extremo de baja masa, realizamos una extrapolación utilizando la función inicial de masas (IMF). En este trabajo adoptamos como referencia la IMF de [Chabrier \(2003\)](#), dado que describe adecuadamente la población estelar a bajas masas y es ampliamente utilizada en estudios de cúmulos abiertos.

Para estrellas individuales, la IMF de Chabrier esta dada por la Ecuación 2.7. Dado que la presencia de sistemas binarios no resueltos puede modificar la forma efectiva de la IMF, también se considera una parametrización alternativa de Chabrier específica para binarias dada por la Ecuación 2.9. Esta formulación se utiliza para evaluar el impacto sistemático de la binaridad sobre la masa total del cúmulo.

La IMF se normaliza utilizando el conjunto de estrellas con masas fotométricas bien determinadas dentro del rango observado.

Si  $\xi(m)$  es la IMF de [Chabrier \(2003\)](#) normalizada, tal que

$$\int_{m_{\min}}^{m_{\max}} \xi(m) dm = 1, \quad (4.19)$$

entonces la fracción de estrellas del cúmulo que se encuentran dentro del rango de masas observado  $[m_{\min}^{\text{obs}}, m_{\max}^{\text{obs}}]$  viene dada por

$$A = \int_{m_{\min}^{\text{obs}}}^{m_{\max}^{\text{obs}}} \xi(m) dm. \quad (4.20)$$

Si  $N_{\text{obs}}$  es el número de estrellas observadas (ponderado por sus probabilidades de pertenencia),

$$N_{\text{obs}} = \sum_e p_e, \quad (4.21)$$

la función de masa del cúmulo se puede escribir como

$$\Phi(m) = \frac{N_{\text{obs}}}{A} \xi(m), \quad (4.22)$$

y, por lo tanto, la masa total del cúmulo resulta

$$M_{\text{cl}} = \frac{N_{\text{obs}}}{A} \int_{m_{\text{mín}}}^{m_{\text{máx}}} m \xi(m) dm. \quad (4.23)$$

De manera equivalente, puede escribirse en forma compacta como

$$M_{\text{cl}} = N_{\text{obs}} \frac{\int_{m_{\text{mín}}}^{m_{\text{máx}}} m \xi(m) dm}{\int_{m_{\text{mín}}^{\text{obs}}}^{m_{\text{máx}}^{\text{obs}}} \xi(m) dm}. \quad (4.24)$$

Nótese que la normalización de la función inicial de masa se obtiene a partir del rango de masas observado, mientras que la masa total del cúmulo se estima integrando la IMF en el rango completo de masas físicas del cúmulo, desde  $m_{\text{mín}}$  hasta  $m_{\text{máx}}$ , correspondiente a la estrella más masiva presente.

Este procedimiento se repite utilizando la IMF de Chabrier para binarias, obteniéndose una estimación alternativa de la masa total que permite cuantificar el efecto sistemático asociado a la binaridad no resuelta. Las IMFs de [Salpeter \(1955\)](#) y [Kroupa \(2001\)](#) se utilizan únicamente con fines comparativos y para evaluar la robustez de los resultados.

Para estimar la incertidumbre en la masa total del cúmulo implementamos un procedimiento *bootstrap* que incorpora explícitamente la probabilidad de membresía de cada estrella. En cada realización, cada objeto es incluido de manera estocástica con probabilidad igual a su probabilidad de pertenencia, generando así subconjuntos sintéticos del cúmulo. Para cada subconjunto recalculamos la masa total mediante la misma metodología adoptada en la estimación nominal. La media de la distribución resultante se adopta como valor final, mientras que su desviación estándar se interpreta como la incertidumbre asociada a la membresía. Este enfoque permite propagar de forma consistente el carácter probabilístico de la selección de miembros en la determinación de la masa total.

### Probabilidad de encontrar una estrella de masa $m_{\star}$

Una vez ajustada la función inicial de masas del cúmulo, es posible estimar la probabilidad de que el sistema contenga al menos una estrella con masa mayor o igual a un cierto umbral  $m_{\star}$ . Esta cantidad resulta de particular interés al analizar la presencia de objetos centrales brillantes.

Sea  $\Phi(m)$  la función de masa del cúmulo obtenida a partir de la IMF normalizada. La fracción de estrellas con masas mayores o iguales a  $m_{\star}$  está dada por

$$p(m \geq m_{\star}) = \frac{\int_{m_{\star}}^{m_{\text{máx}}} \Phi(m) dm}{\int_{m_{\text{mín}}}^{m_{\text{máx}}} \Phi(m) dm}. \quad (4.25)$$

Dado que  $\Phi(m)$  está normalizada al número total de estrellas del cúmulo, esta expresión corresponde a la probabilidad de que una estrella tomada al azar tenga una masa superior a  $m_{\star}$ . Si  $N_{\text{cl}}$  es el número total esperado de estrellas del cúmulo, la cantidad esperada de estrellas con  $m \geq m_{\star}$  viene dada por

$$\lambda = N_{\text{cl}} p(m \geq m_{\star}). \quad (4.26)$$

Asumiendo que la aparición de estrellas en este régimen de masas puede describirse mediante una estadística de Poisson, la probabilidad de que el cúmulo contenga al menos una estrella con masa mayor o igual a  $m_{\star}$  es

$$P(\geq 1) = 1 - e^{-\lambda}. \quad (4.27)$$

Este procedimiento permite evaluar si la presencia de la estrella más masiva observada en cada cúmulo es compatible con la IMF ajustada, o si constituye un caso estadísticamente poco probable. Las incertidumbres asociadas a esta probabilidad se estiman mediante un procedimiento *bootstrap* análogo al utilizado para la masa total, en el cual se remuestran las estrellas teniendo en cuenta sus probabilidades de pertenencia y las incertidumbres en las masas fotométricas. En cada realización se vuelve a ajustar la IMF y se recalcula la probabilidad, obteniendo así una distribución de valores a partir de la cual se derivan los intervalos de confianza.

## 4.6. Cálculos de parámetros dinámicos

En esta sección describimos los procedimientos utilizados para el cálculo de los parámetros dinámicos de los cúmulos estelares, con el objetivo de evaluar su estado dinámico y determinar si el sistema presenta evidencias de expansión. Para este análisis resulta fundamental, por un lado, definir de manera precisa el centro del cúmulo y, por otro, realizar una serie de cálculos cinemáticos basados en los movimientos de las estrellas que se alejan o se acercan al centro del sistema.

### 4.6.1. Determinación del centro del cúmulo mediante KDE

La determinación del centro del cúmulo la realizamos utilizando un método basado en la estimación de densidad por kernel (*Kernel Density Estimation*, KDE), aplicado

a las posiciones celestes de las estrellas consideradas miembros. Con el fin de evitar sesgos geométricos asociados al uso directo de coordenadas ecuatoriales, las posiciones en ascensión recta y declinación fueron proyectadas previamente sobre un plano tangente local mediante una proyección gnomónica<sup>1</sup>. Como punto de referencia inicial adoptamos un centro robusto definido por la mediana de las coordenadas, lo que permite minimizar la influencia de valores atípicos y de contaminaciones de campo.

La proyección al plano tangente permite trabajar en un sistema cartesiano local en el cual las separaciones angulares pequeñas se preservan adecuadamente, resultando particularmente conveniente para la estimación de densidades superficiales en campos estelares de extensión angular moderada. En este plano, la densidad superficial de estrellas fue modelada mediante un kernel gaussiano bidimensional, utilizando la implementación provista por la librería `scikit-learn`. Al ancho del kernel lo fijamos en unidades físicas angulares (arcmin), lo que facilita una interpretación directa del grado de suavizado aplicado y asegura una comparación consistente entre cúmulos con distinta extensión aparente.

Definimos el centro del cúmulo como la posición correspondiente al máximo de la densidad estimada, evaluada sobre una grilla regular en el plano tangente. Posteriormente, esta posición fue transformada nuevamente a coordenadas ecuatoriales (RA, DEC), obteniéndose así el centro final del cúmulo en el sistema de referencia original.

Con el objetivo de estimar de manera robusta las incertidumbres asociadas al centro determinado, aplicamos un procedimiento de remuestreo *bootstrap*. En cada realización se generó una muestra con reemplazo a partir del conjunto original de estrellas y se recalculó el centro del cúmulo utilizando el mismo método KDE. La posición que adoptamos corresponde a la mediana de la distribución *bootstrap* de los centros, mientras que las incertidumbres se estimaron mediante la desviación absoluta mediana escalada (MAD), reduciendo así la sensibilidad a valores atípicos y a distribuciones no gaussianas.

Este enfoque combina una descripción no paramétrica de la distribución espacial con una geometría local adecuada, proporcionando una estimación del centro del cúmulo menos sensible a asimetrías en la distribución estelar, contaminaciones de campo y efectos de borde, en comparación con métodos basados únicamente en promedios ponderados de las coordenadas.

La determinación precisa del centro del cúmulo constituye un paso fundamental para el análisis dinámico posterior. En particular, la definición del centro permite calcular distancias radiales y descomponer las velocidades estelares en dos dimensiones en el plano del cielo, en componentes radiales y tangenciales respecto del sistema, lo cual resulta esencial para estudiar la presencia de movimientos sistemáticos (ex-

---

<sup>1</sup>La proyección gnomónica es una proyección cartográfica en la que los puntos de una esfera se proyectan desde su centro sobre un plano tangente. En astronomía se utiliza frecuentemente para representar pequeñas regiones del cielo, ya que los círculos máximos se proyectan como líneas rectas.

pansión/contracción, rotación, etc.). En las subsecciones siguientes, el centro obtenido mediante el método KDE es utilizado como referencia para el análisis cinemático de las estrellas miembro y para la estimación de los parámetros dinámicos globales del cúmulo.

#### 4.6.2. Selección cinemática de miembros y análisis de expansión

Para el análisis cinemático del cúmulo utilizamos todos los objetos disponibles en Gaia DR3 dentro de un radio angular al menos dos veces mayor que el radio más grande obtenido previamente. Esta selección amplia permite estudiar no solo las estrellas ligadas dinámicamente al cúmulo, sino también aquellas que se aproximan o se alejan del mismo, lo cual resulta esencial para evaluar la presencia de movimientos sistemáticos de expansión o contracción.

A partir de este conjunto inicial, realizamos una selección de estrellas que poseen datos similares a los parámetros medios del cúmulo previamente determinados. En particular, seleccionamos aquellas estrellas cuyas componentes del movimiento propio en ascensión recta y declinación, así como su paralaje, se encuentran dentro de un umbral de  $2\sigma$  respecto de los valores medios del cúmulo. Este criterio permite reducir significativamente la contaminación de campo, manteniendo al mismo tiempo una muestra suficientemente amplia para el análisis dinámico.

Para cada estrella seleccionada calculamos una distancia normalizada al centro del cúmulo en el espacio de parámetros cinemáticos, definida a partir de las desviaciones en movimiento propio y paralaje expresadas en unidades de sus respectivas dispersiones. Utilizamos esta magnitud como referencia para evaluar la coherencia cinemática de la muestra y para ponderar la visualización de los resultados, normalizada a la dispersión de la muestra.

Una vez definida la muestra, las posiciones angulares de las estrellas fueron referidas al centro del cúmulo mediante sus coordenadas ecuatoriales  $(\alpha, \delta)$  y las del centro  $(\alpha_c, \delta_c)$ , y proyectadas sobre un plano cartesiano local tangente a la esfera celeste en  $(\alpha_c, \delta_c)$  mediante una proyección gnomónica. Las posiciones angulares de las estrellas fueron referidas al centro del cúmulo mediante las diferencias en ascensión recta y declinación,

$$\Delta\alpha = \alpha - \alpha_c, \quad \Delta\delta = \delta - \delta_c. \quad (4.28)$$

Las coordenadas proyectadas  $(x, y)$  se obtuvieron como

$$x = \frac{\cos \delta \sin(\Delta\alpha)}{\cos c}, \quad (4.29)$$

$$y = \frac{\cos \delta_c \sin \delta - \sin \delta_c \cos \delta \cos(\Delta\alpha)}{\cos c}, \quad (4.30)$$

donde

$$\cos c = \sin \delta_c \sin \delta + \cos \delta_c \cos \delta \cos(\Delta\alpha), \quad (4.31)$$

y  $c$  es la distancia angular entre la estrella y el centro del cúmulo. En este sistema, el origen  $(x, y) = (0, 0)$  coincide con el centro del cúmulo, y las distancias angulares quedan expresadas en radianes. A partir de estas coordenadas definimos la distancia proyectada al centro del cúmulo,

$$r = \sqrt{x^2 + y^2}. \quad (4.32)$$

De manera análoga, transformamos los movimientos propios al mismo sistema de referencia, obteniéndose las componentes cartesianas del movimiento propio relativo al cúmulo,

$$\dot{x} = \frac{\mu_\alpha^* \cos \delta \cos(\Delta\alpha) - \mu_\delta \sin \delta \sin(\Delta\alpha)}{\sin \delta_c \sin \delta + \cos \delta_c \cos \delta \cos(\Delta\alpha)} - \mu_{\alpha,c}^*, \quad (4.33)$$

$$\dot{y} = \frac{\mu_\alpha^* \cos \delta_c \sin(\Delta\alpha) + \mu_\delta (\cos \delta_c \cos \delta + \sin \delta_c \sin \delta \cos(\Delta\alpha))}{\sin \delta_c \sin \delta + \cos \delta_c \cos \delta \cos(\Delta\alpha)} - \mu_{\delta,c}. \quad (4.34)$$

donde  $\mu_\alpha^* = \mu_\alpha \cos \delta$  y  $\mu_\delta$  son las componentes del movimiento propio en ascensión recta y declinación, respectivamente.

El módulo del movimiento propio total es

$$|\boldsymbol{\mu}| = \sqrt{\dot{x}^2 + \dot{y}^2}, \quad (4.35)$$

mientras que la componente radial del movimiento propio está dada por

$$\mu_r = \frac{x \dot{x} + y \dot{y}}{r}. \quad (4.36)$$

Bajo la hipótesis de movimiento rectilíneo uniforme, estimamos para cada estrella el

instante temporal  $t_{\min}$  en el cual alcanza la distancia mínima al centro del cúmulo,

$$t_{\min} = \frac{x \dot{x} + y \dot{y}}{\dot{x}^2 + \dot{y}^2}, \quad (4.37)$$

donde aplicamos el factor de conversión correspondiente para expresar el tiempo en millones de años. Obtuvimos la distancia mínima asociada a dicho instante a partir de:

$$x_0 = x - \dot{x} t_{\min}, \quad (4.38)$$

$$y_0 = y - \dot{y} t_{\min}, \quad (4.39)$$

$$d_{\min} = \sqrt{x_0^2 + y_0^2}, \quad (4.40)$$

donde  $\dot{x}$  y  $\dot{y}$  representan las componentes de la velocidad tangencial en unidades compatibles con el tiempo considerado.

El signo de  $t_{\min}$  permite clasificar las estrellas en dos grupos: aquellas que ya han atravesado la región central del cúmulo ( $t_{\min} > 0$ ) y aquellas que lo harán en el futuro ( $t_{\min} < 0$ ). La comparación estadística entre ambos grupos, así como el análisis conjunto de las distribuciones de  $t_{\min}$  y  $d_{\min}$ , proporciona un diagnóstico directo sobre la presencia de movimientos sistemáticos de expansión o contracción. En particular, un exceso de estrellas con  $t_{\min} > 0$  puede interpretarse como evidencia de una pérdida de estrellas (evaporación), mientras que una distribución aproximadamente simétrica indicaría un estado dinámico cercano al equilibrio.

# Variables espectroscópicas y fotométricas en cúmulos abiertos con estrellas brillantes centrales

---

En este capítulo presentamos los resultados obtenidos a partir del análisis de estrellas que exhiben variabilidad espectroscópica y/o fotométrica en los cúmulos abiertos estudiados en este trabajo. A partir de las metodologías descritas en el Capítulo 4, caracterizamos las propiedades observacionales y físicas de estos objetos, evaluamos su probabilidad de pertenencia a los cúmulos y discutimos su impacto en la determinación de los parámetros globales de cada sistema.

En particular, por un lado describimos los sistemas binarios detectados en cada cúmulo, analizamos sus parámetros orbitales y estelares cuando la información disponible lo permite, y discutimos su compatibilidad con las propiedades cinemáticas y astrofísicas del cúmulo anfitrión. Estos resultados nos permiten no sólo identificar miembros binarios confiables, sino también evaluar el rol de la multiplicidad estelar en la dinámica interna y en la evolución de los cúmulos abiertos analizados. Por otro lado, analizamos las estrellas que presentan variabilidad fotométrica, ya sea de tipo eclipsante o pulsante. En este capítulo presentamos únicamente aquellos cúmulos en los que estas estrellas corresponden a los objetos más brillantes del sistema y se encuentran ubicadas en su región central, dado su especial interés como trazadores de la estructura y evolución del cúmulo. En las tablas donde listamos los parámetros obtenidos mediante nuestro programa en Python para los cúmulos analizados, incluimos el parámetro  $N_{\text{cum}}$ , definido como la suma de las probabilidades de pertenencia de las estrellas clasificadas como miembros, y la edad expresada como  $\log(\tau)$ , donde  $\tau$  se encuentra en años.

Con el fin de mantener una presentación sintética de los resultados, la informa-

ción gráfica incluida para cada cúmulo no es completamente homogénea. En todos los casos presentamos diagramas color–magnitud, dado que constituyen la herramienta principal para analizar la membresía y las propiedades físicas de los sistemas estudiados. Adicionalmente, en aquellos cúmulos en los que fue necesario discutir en detalle la pertenencia de determinadas estrellas o resolver discrepancias entre distintos indicadores observacionales, incorporamos diagramas complementarios de distribución espacial, movimientos propios y paralajes. Utilizamos estos gráficos principalmente en los casos donde la combinación de información fotométrica, astrométrica y espectroscópica resultó fundamental para establecer la membresía o la naturaleza de objetos particulares. En los restantes cúmulos, consideramos que dichos diagramas no aportaban información adicional relevante para la discusión presentada, por lo que decidimos no incluirlos con el objetivo de facilitar la lectura del capítulo.

## 5.1. Alessi 144

Alessi 144 es un cúmulo poco estudiado en la literatura. En este cúmulo solo observamos el objeto más brillante, ya que el resto de las estrellas presentan magnitudes visuales mayores a 10.27 mag. Además, al tratarse de un cúmulo de latitud boreal, el costo observacional resulta elevado debido a los largos tiempos de exposición requeridos y a que, desde nuestro sitio de observación, los objetos culminan a una altura relativamente baja (aproximadamente  $53^\circ$ ). Esto implica que los efectos de la refracción atmosférica pueden ser significativos y afectar la calidad de los espectros obtenidos. En la Tabla 5.1 listamos los parámetros obtenidos de nuestro análisis.

### 5.1.1. HD 59607

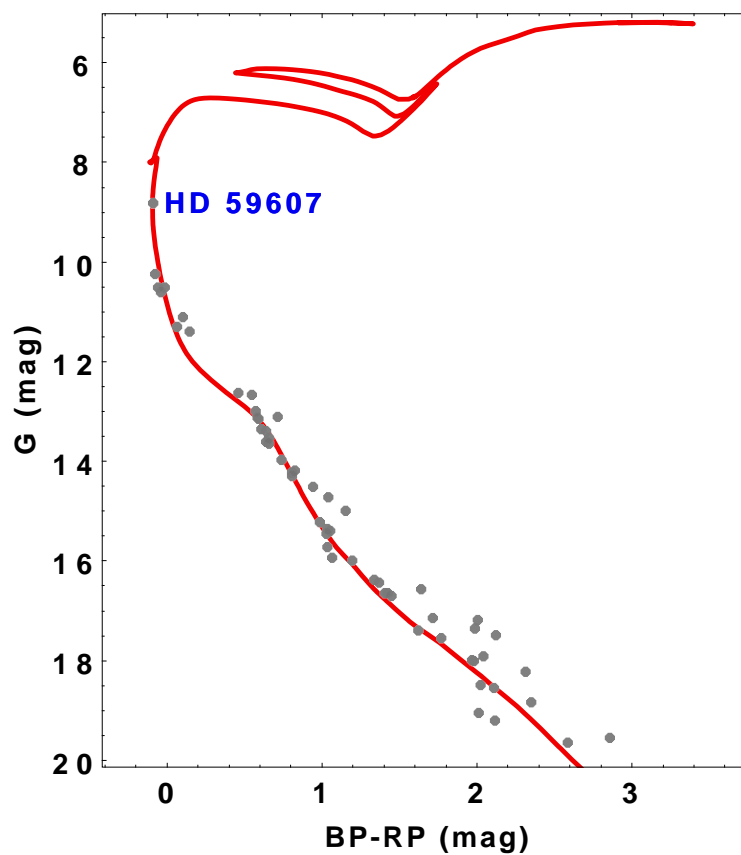
La estrella HD 59607 se encuentra cerca de la región central del cúmulo y es aproximadamente 1.5 mag más brillante que el siguiente miembro más luminoso (ver Figura 5.1). Teniendo en cuenta nuestras observaciones pudimos determinar que es una binaria de doble línea y de la fotometría de TESS hallamos que también es una binaria eclipsante. La binaria está compuesta por dos componentes similares. En la Tabla 5.2 listamos los parámetros hallados para este objeto y en la Figura 5.2 se encuentra la curva de velocidad radial de la binaria.

**Tabla 5.1:** Parámetros del cúmulo Alessi 144 obtenidos a partir del análisis de membresía y del ajuste de isócronas.

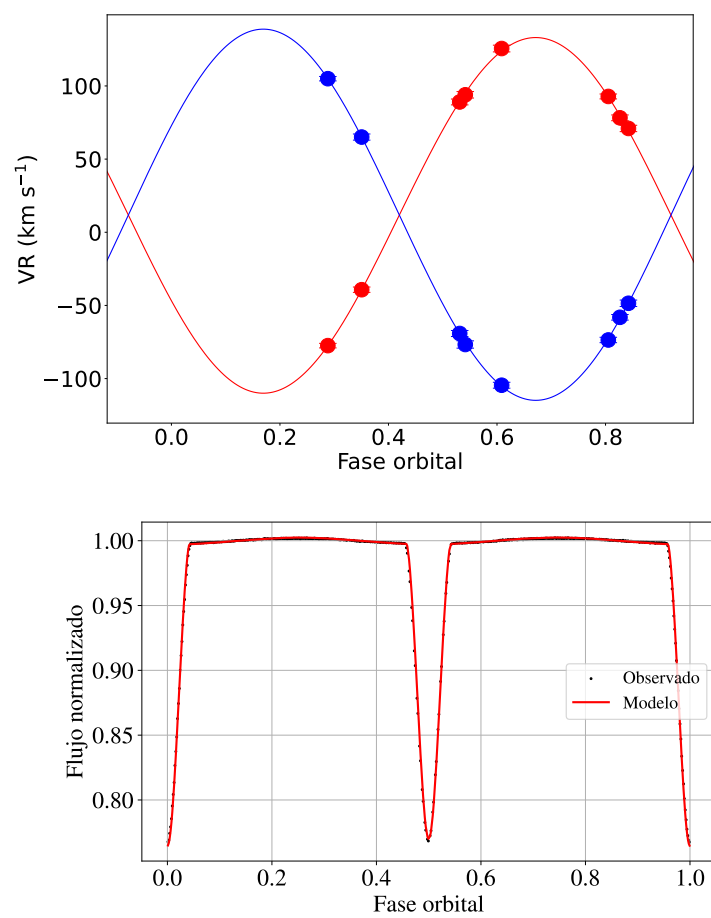
Parámetro	Unidad	Valor
$\alpha_{J2000}$	grados	$112.58 \pm 0.02$
$\delta_{J2000}$	grados	$+5.63 \pm 0.12$
$\mu_\alpha$	$\text{msa a}^{-1}$	$-2.65 \pm 0.03$
$\mu_\delta$	$\text{msa a}^{-1}$	$-1.47 \pm 0.06$
$\varpi_{\text{astro}}$	msa	$1.170 \pm 0.006$
$V_{\text{cum}}$	$\text{km s}^{-1}$	$12.25 \pm 0.97$
$N_{\text{cum}}$	–	52
Parámetros obtenidos del ajuste de la isócrona		
$\varpi_{\text{foto}}$	msa	$1.089 \pm 0.003$
$E(\text{BP} - \text{RP})$	mag	$0.12 \pm 0.09$
$[\text{Fe}/\text{H}]$	dex	$-0.08 \pm 0.04$
$\log(\tau)$	–	$7.93 \pm 0.10$

**Tabla 5.2:** Parámetros orbitales de HD 59607 en Alessi 144.

Parámetro	HD 59607
$P$ (d)	$4.13927 \pm 0.00001$
$V_\gamma$ ( $\text{km s}^{-1}$ )	$11.7 \pm 0.2$
$K_1$ ( $\text{km s}^{-1}$ )	$121.6 \pm 0.5$
$K_2$ ( $\text{km s}^{-1}$ )	$126.8 \pm 0.5$
$\omega$ (grados)	$30.3 \pm 0.4$
$e$	$0.003 \pm 0.001$
$q$	$0.916 \pm 0.006$
$i$ (grados)	$82.50 \pm 0.09$
$T_1$ (K)	$12961 \pm 27$
$T_2$ (K)	$12805 \pm 30$
$M_1$ ( $M_\odot$ )	$3.44 \pm 0.10$
$M_2$ ( $M_\odot$ )	$3.29 \pm 0.09$
$R_1$ ( $R_\odot$ )	$2.917 \pm 0.008$
$R_2$ ( $R_\odot$ )	$3.110 \pm 0.005$
$a$ ( $R_\odot$ )	$20.49 \pm 0.05$



**Figura 5.1:** Distribución de los probables miembros de Alessi 144 en el diagrama color–magnitud junto con la isócrona PARSEC ajustada al cúmulo. Además se indica la posición de la SB2 y eclipsante HD 59607.



**Figura 5.2:** Curva de velocidad radial (panel superior) y curva de luz (panel inferior) de HD 59607. La curva de luz fue ajustada mediante PHOEBE.

## 5.2. IC 2395

El cúmulo abierto IC 2395, también identificado con BH 47 en algunos catálogos, es un cúmulo joven situado en la constelación de Vela que ha sido objeto de varios estudios fotométricos y astrométricos. A partir de fotometría UBV, [Clariá et al. \(2003\)](#) demostraron que IC 2395 y BH 47 no son dos cúmulos distintos sino el mismo objeto, con un diámetro angular de aproximadamente  $19'$  y una membresía probable de más de sesenta estrellas. A partir del ajuste de isócronas, estos autores estimaron una edad del orden de  $6 \pm 2$  Ma y una distancia heliocéntrica de  $\sim 800 \pm 40$  pc, con un enrojecimiento uniforme a través del cúmulo y una fuerte probabilidad de asociación física con la subasociación OB1C de Vela. Estudios posteriores con datos del catálogo global de cúmulos galácticos han confirmado propiedades cinemáticas y edades juveniles (de 6 a 21 Ma) para IC 2395, consolidándolo como un cúmulo de pobre a moderada riqueza compuesto principalmente por estrellas azules tempranas ([Clariá et al., 2003](#); [Kharchenko et al., 2013](#)). Además, análisis de discos protoplanetarios en este cúmulo indican la presencia de una fracción significativa de discos en fase protoplanetaria y transicional, lo que refuerza su juventud y su valor como laboratorio para estudiar la evolución temprana de sistemas estelares y discos circumestelares ([Balog et al., 2016](#)). El cúmulo se encuentra en la región donde se haya el remanente de supernova Vela ([Danks & Sembach, 1995](#)).

En la Tabla [5.3](#) listamos los parámetros que obtuvimos de nuestro análisis. En nuestras campañas de observación obtuvimos espectros de doce estrellas ubicadas en la región de IC 2395, de las cuales cuatro de las cinco más brillantes resultaron ser sistemas binarios. Por su parte, en la Tabla [5.4](#) presentamos las velocidades radiales medias ponderadas de las estrellas observadas. La estrella más brillante, HD 74455, es una binaria de contacto para la cual se ha determinado una velocidad del centro de masa de  $25.5 \pm 4.9$  km s<sup>-1</sup>, una masa primaria  $M_1 = 8.5 \pm 1.7 M_\odot$  y una masa secundaria  $M_2 = 5.4 \pm 1.2 M_\odot$  ([Blackford et al., 2019](#)). La estrella **HD 74662** posee una probabilidad de pertenencia nula pero de nuestro análisis que tiene en cuenta la velocidad radial de la estrella y el parámetro relacionado con el exceso de ruido astrométrico, no la podemos descartar como miembro.

En la base de datos de Gaia existen múltiples mediciones de velocidad radial para aquellos objetos que, según [Hunt & Reffert \(2024\)](#), son probables miembros del cúmulo; sin embargo, no se dispone de velocidades radiales para estos objetos ni en los relevamientos RAVE ni en APOGEE. En este trabajo reportamos tres nuevas binarias espectroscópicas en IC 2395: HD 74436, HD 74580 y HD 74234, cuyos detalles se describen a continuación.

En las Figuras [5.3](#) y [5.4](#) mostramos los objetos identificados como miembros probables del cúmulo, junto con las estrellas que resultaron ser nuevas binarias espectroscópicas. En la Tabla [5.5](#) presentamos los parámetros orbitales derivados para las

**Tabla 5.3:** Parámetros del cúmulo IC 2395 obtenidos a partir del análisis de membresía y del ajuste de isócronas.

Parámetro	Unidad	Valor
$\alpha_{J2000}$	grados	$130.61 \pm 0.02$
$\delta_{J2000}$	grados	$-48.12 \pm 0.03$
$\mu_\alpha$	$\text{msa a}^{-1}$	$-4.50 \pm 0.01$
$\mu_\delta$	$\text{msa a}^{-1}$	$3.47 \pm 0.02$
$\varpi_{\text{astro}}$	msa	$1.408 \pm 0.002$
$V_{\text{cum}}$	$\text{km s}^{-1}$	$20.7 \pm 1.9$
$N_{\text{cum}}$	–	461
Parámetros obtenidos del ajuste de la isócrona		
$\varpi_{\text{foto}}$	msa	$1.55 \pm 0.02$
$E(\text{BP} - \text{RP})$	mag	$0.12 \pm 0.05$
[Fe/H]	dex	$0.10 \pm 0.03$
$\log(\tau)$		$7.25 \pm 0.03$

tres binarias espectroscópicas, a partir del ajuste de sus curvas de velocidad radial.

### 5.2.1. HD 74580

En la Figura 5.5 se muestran las curvas de velocidad radial de la estrella HD 74580. Es una binaria espectroscópica de doble línea que se encuentra a  $52''$  de la estrella CD-47 4273 (0.3 mag más débil). La componente primaria presenta un tipo espectral B3–B4 y una velocidad de rotación proyectada de  $v \sin i \sim 100 \text{ km s}^{-1}$ , mientras que la secundaria rota significativamente más lento ( $v \sin i < 30 \text{ km s}^{-1}$ ) y posee un tipo espectral B4. Es llamativo que a pesar de la baja excentricidad orbital y del corto período del sistema (ver Tabla 5.5), la rotación de ambas estrellas no esté sincronizada al movimiento orbital.

A partir de sus posiciones en el diagrama color–magnitud estimamos masas de  $M_A = 5.8 \pm 0.2, M_\odot$  y  $M_B = 5.3 \pm 0.1, M_\odot$ . Asimismo, obtenemos un semieje mayor de  $a = 19.64, R_\odot$ , mientras que los radios estelares estimados son  $R_A = 2.32, R_\odot$  y  $R_B = 2.16, R_\odot$ . Considerando que en un sistema sincronizado se cumple que:

$$\begin{aligned} \frac{R_A}{a} &= \frac{v_A \sin i}{K_A} \frac{M_B}{M_A + M_B}, \\ \frac{R_B}{a} &= \frac{v_B \sin i}{K_B} \frac{M_A}{M_A + M_B}. \end{aligned} \quad (5.1)$$

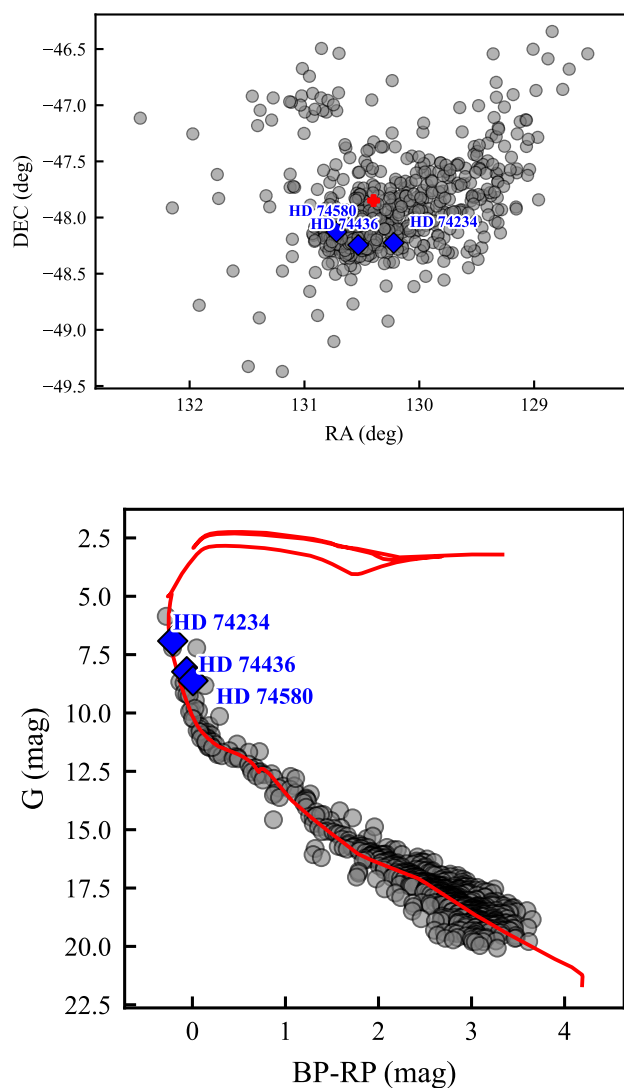
**Tabla 5.4:** Velocidades radiales medias obtenidas para estrellas en la región del cúmulo IC 2395.

Estrella	$\langle V_r \rangle$ [km s <sup>-1</sup> ]	$n$	Variabilidad	Miembro
HD 74530	$18.3 \pm 2.8$	3	–	M
HD 74234	$25.1 \pm 0.6$	17	SB1	M
HD 74580	$23.9 \pm 0.2$	8	SB2	M
HD 74531	$16.5 \pm 3.1$	5	Cte	M
HD 74621	$42.1 \pm 2.5$	1	–	NM
HD 74581	$26.0 \pm 6.4$	1	–	M
HD 74436	$15.0 \pm 0.8$	11	SB1	M
HD 74251	$38.9 \pm 1.7$	4	Cte	NM
HD 74853	$25.9 \pm 2.2$	3	Cte	NM
HD 74662	$24.2 \pm 6.0$	1	–	M
HD 74130	$19.2 \pm 3.7$	3	–	NM
HD 74620	$9.4 \pm 10.4$	2	Cte	M?

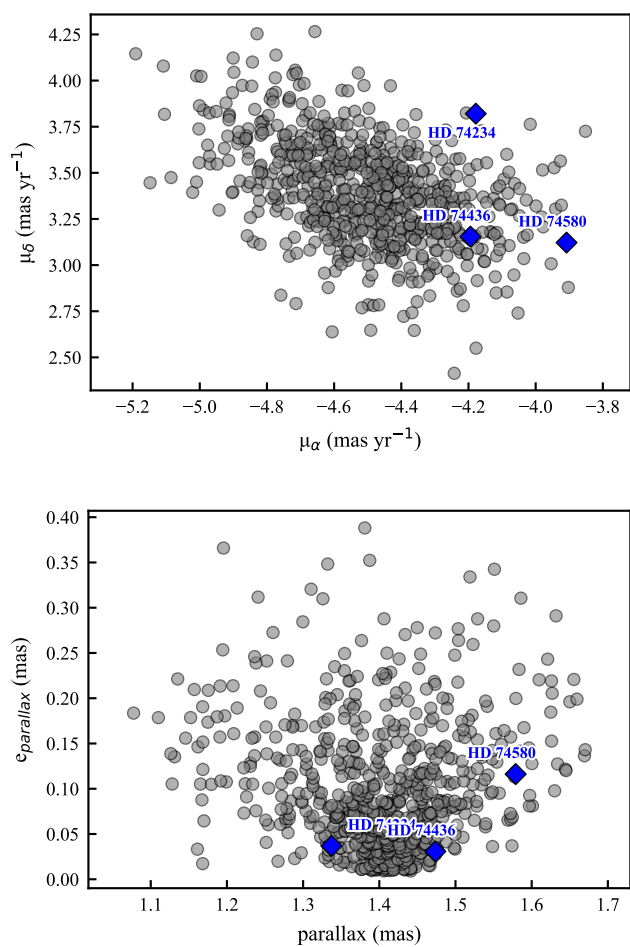
$n$  es el número de espectros utilizados para calcular la velocidad radial media. La etiqueta “Cte” indica estrellas constantes en velocidad radial. Las marcas de membresía corresponden a miembros (M), no miembros (NM) y miembros probables (M?).

**Tabla 5.5:** Parámetros orbitales de las binarias espectroscópicas identificadas en IC 2395.

Parámetro	HD 74580	HD 74234	HD 74436
$P$ [d]	$3.834641 \pm 0.000008$	$67.14254 \pm 0.00001$	$9.0771 \pm 0.0002$
$V_\gamma$ [km s <sup>-1</sup> ]	$23.9 \pm 0.2$	$25.1 \pm 0.6$	$15.0 \pm 0.8$
$K_A$ [km s <sup>-1</sup> ]	$104.5 \pm 0.5$	$17.6 \pm 0.3$	$35.9 \pm 1.3$
$K_B$ [km s <sup>-1</sup> ]	$111.4 \pm 1.5$	...	...
$\omega$ [grados]	$3.60 \pm 0.02$	$1.62 \pm 0.07$	$45.8 \pm 0.06$
$e$	$0.076 \pm 0.001$	$0.74 \pm 0.02$	$0.42 \pm 0.02$
$N_{\text{obs}}$	8	17	10



**Figura 5.3:** Distribución de los probables miembros de IC 2395. En el panel superior se muestra la distribución espacial en coordenadas ecuatoriales, mientras que en el panel inferior se presenta el diagrama color–magnitud junto con la isócrona PARSEC ajustada al cúmulo. En ambos paneles se indica además la posición de las binarias espectroscópicas halladas.



**Figura 5.4:** Distribución de los probables miembros de IC 2395. En el panel superior se muestra la distribución de los miembros en el espacio de movimientos propios, mientras que en el panel inferior se presenta la distribución de paralajes. En ambos paneles se indica además la posición de las binarias espectroscópicas halladas.

**Tabla 5.6:** Frecuencias principales de la variable SPB HD 74580

	Frecuencia [c/d]	Amplitud [mmag]
$f_1$	1.25928	3.93
$f_2$	0.95757	3.10
$f_3$	1.29112	2.27
$f_4$	0.82402	2.10
$f_5$	1.37601	2.09

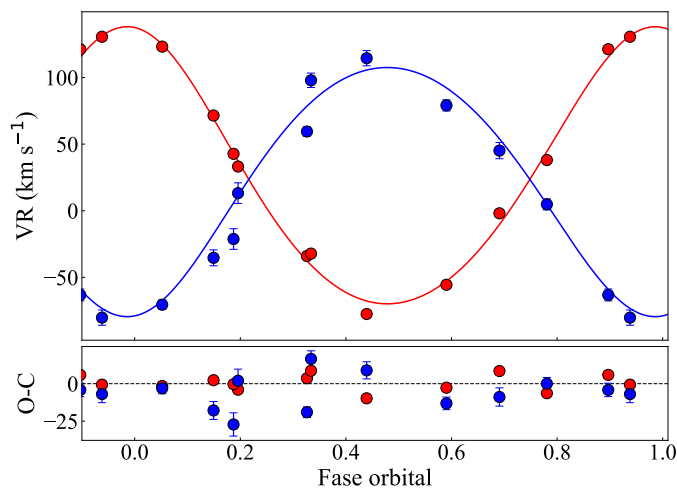
Los valores esperados de  $v_{\text{sin}}$  para un sistema sincronizado serían de 28 y 22 km s<sup>-1</sup>. Por lo tanto, concluimos que la estrella de menor rotación es consistente con una configuración sincronizada, mientras que la primaria presenta una rotación significativamente más rápida que la velocidad de sincronización. Esto sugiere además que la inclinación orbital es moderada, probablemente del orden de  $i \sim 55^\circ$ .

Al inspeccionar la Figura 5.5 observamos que los residuos de la curva de velocidad radial son significativamente mayores que los errores de medición estimados, lo que indica la presencia de una fuente adicional de variabilidad. La causa más probable está asociada a la naturaleza pulsante de una de las componentes. En efecto, la curva de luz de *TESS* muestra variaciones multiperiódicas con amplitudes del orden de 2–3 mmag, cuyas frecuencias dominantes se encuentran en el rango 0.8–1.4 d<sup>-1</sup>, características de una estrella del tipo SPB (Slowly Pulsating B star). En la Tabla 5.5 presentamos los parámetros orbitales de este sistema, mientras que en la Tabla 5.6 se listan las principales frecuencias de pulsación detectadas y en la Figura 5.6 se puede observar la curva de luz obtenida de *TESS*.

En Hunt & Reffert (2024) la probabilidad de pertenencia asignada a este objeto es nula debido a que sus parámetros astrométricos difieren de los valores medios del cúmulo. Sin embargo, el exceso de ruido astrométrico de Gaia es mayor que sus incertidumbres formales, lo que indica que la solución astrométrica podría estar afectada por la multiplicidad del sistema. Por otra parte, tanto la velocidad del centro de masa como su posición en el diagrama color–magnitud son compatibles con las del cúmulo. En consecuencia, no podemos descartar que se trate de un miembro probable de IC 2395.

### 5.2.2. HD 74234

La estrella HD 74234 es la binaria espectroscópica descubierta por nosotros con el período más largo y la mayor excentricidad orbital (ver Tabla 5.5 y Figura 5.7), con

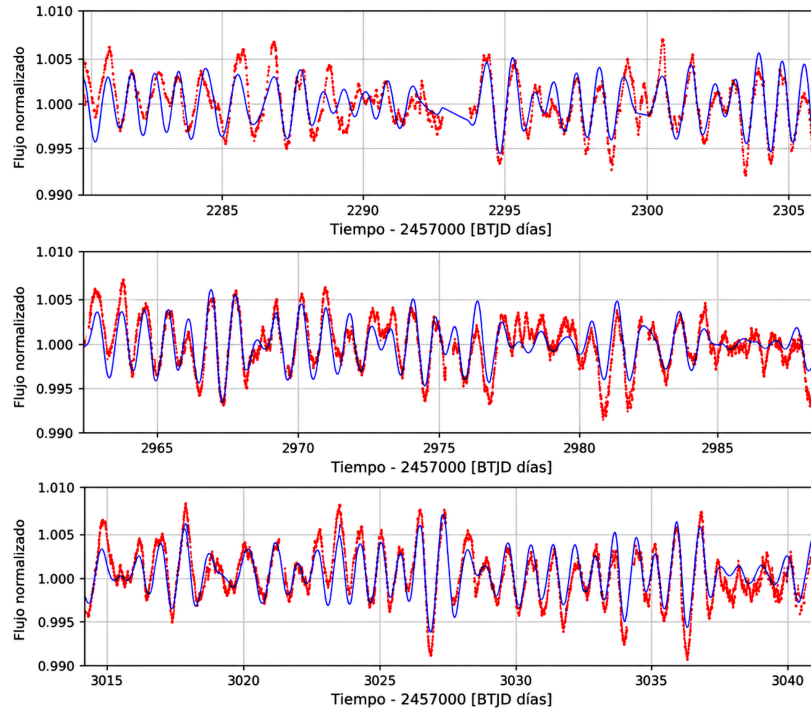


**Figura 5.5:** Curvas de velocidad radial de la SB2 HD 74580. Los residuos, mayores que los errores formales, sugieren la presencia de variabilidad adicional, consistente con la naturaleza pulsante de una de las componentes.

una velocidad del centro de masa de  $25.1 \text{ km s}^{-1}$ . La componente primaria presenta un tipo espectral B3V y una velocidad de rotación proyectada  $v \sin i = 192 \pm 11 \text{ km s}^{-1}$  (Bragança et al., 2012). A partir de los distintos sectores de *TESS* analizamos su curva de luz y encontramos una variabilidad fotométrica multiperiódica, con siete frecuencias dominantes (ver Tabla 5.7), compatible con el comportamiento de una estrella pulsante de tipo SPB (ver Figura 5.8).

### 5.2.3. HD 74436

La estrella HD 74436 es una binaria espectroscópica de línea simple con una velocidad del centro de masa  $v_\gamma = 15.8 \pm 1.6 \text{ km s}^{-1}$  y, de acuerdo con los datos de *TESS*, se trata además de una binaria eclipsante. Ajustamos su curva de luz mediante PHOEBE con el fin de obtener sus parámetros absolutos, los cuales están listados en la Tabla 5.8. En la estrella HD 74436 detectamos un comportamiento fotométrico complejo, en el cual coexisten al menos dos escalas temporales cercanas pero distinguibles. Por un lado, las modulaciones de baja frecuencia y gran ancho en fase se reproducen adecuadamente al plegar la curva de luz con el período espectroscópico  $P_{\text{esp}} = 9.078 \text{ d}$ , mientras que los eclipses no quedan bien alineados. En cambio, al utilizar el período fotométrico  $P_{\text{fot}} = 9.090 \text{ d}$  se obtiene el comportamiento opuesto: los eclipses se alinean correctamente en fase, pero las modulaciones anchas dejan de reproducirse coherentemente a lo largo del ciclo orbital. Esta discrepancia sugiere que la señal fotométrica observada no está gobernada por una única periodicidad y que podrían superponerse distintos



**Figura 5.6:** Ajuste de la curva de luz de la estrella HD 74580 de diferentes sectores de TESS, caracterizada por la presencia de múltiples frecuencias de variación. En azul se muestra la señal observada, mientras que en naranja se presenta el modelo sintético que reproduce la variabilidad fotométrica.

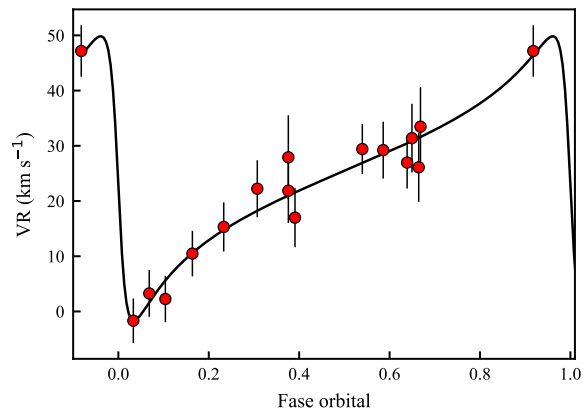
procesos físicos asociados al sistema, tales como pulsaciones estelares, variabilidad rotacional o fenómenos de interacción binaria.

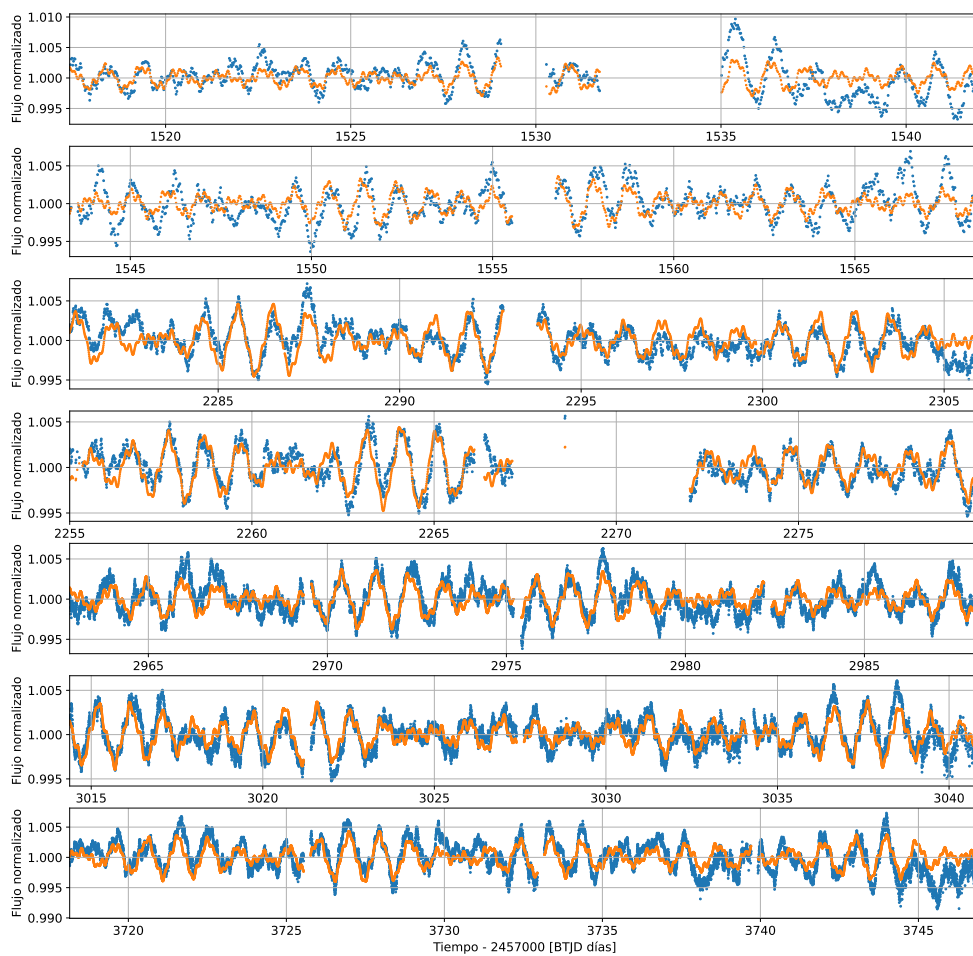
Además, identificamos una oscilación coherente con el período fotométrico, cuya escala temporal corresponde a  $P_{\text{fot}}/11$ , es decir, presenta exactamente 11 oscilaciones por ciclo orbital. Este patrón es compatible con variabilidad forzada por la órbita en un sistema excéntrico, por ejemplo mediante pulsaciones excitadas por marea (*tidally excited oscillations*), aunque no descartamos escenarios alternativos como modulación rotacional o estructuras superficiales (por ejemplo, manchas) acopladas de manera no trivial a la dinámica orbital. Dado que la curva de velocidad radial no reproduce el período de los eclipses, consideramos que un modelado conjunto fotometría–espectroscopía queda limitado con el conjunto de datos actual y requiere un tratamiento específico.

Con el fin de analizar la morfología eclipsante y aislar el comportamiento orbital, modelamos estas modulaciones y sustrajimos tanto la variación asociada al período espectroscópico como la oscilación de escala  $P_{\text{fot}}/11$ . La curva “limpia” resultante

**Tabla 5.7:** Frecuencias principales de la variable SPB HD 74234

	Frecuencia [c/d]	Amplitud [mmag]
$f_1$	0.93588	1.41
$f_2$	1.11697	1.24
$f_3$	1.07184	0.90
$f_4$	0.93643	0.58
$f_5$	3.30152	0.45
$f_6$	6.03780	0.40
$f_7$	1.55439	0.34

**Figura 5.7:** Curva de velocidad radial de HD 74234.

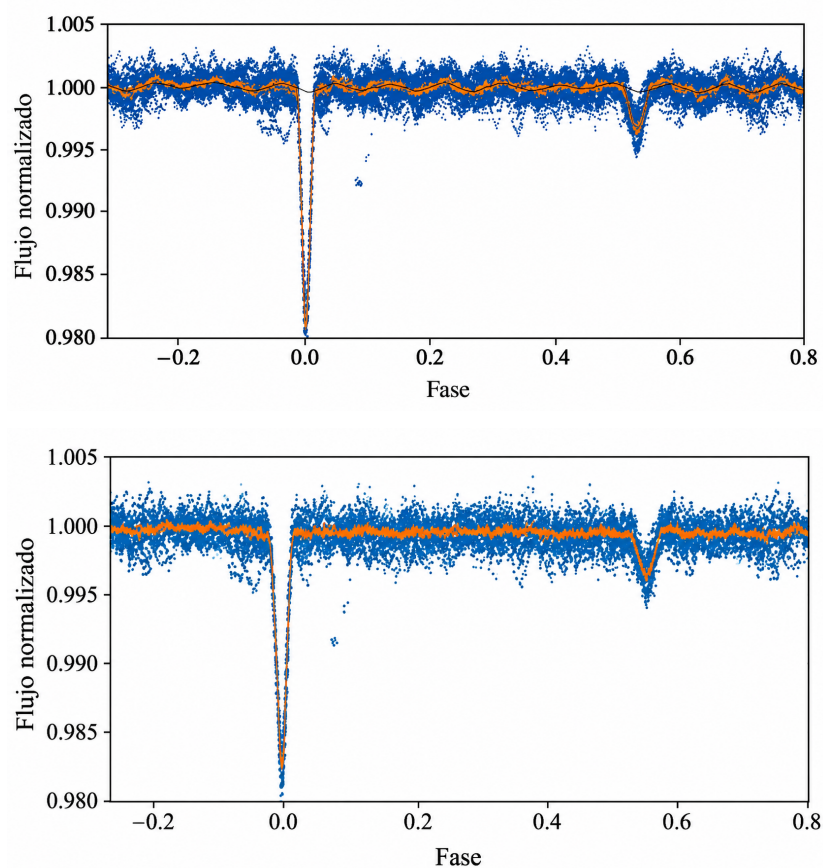


**Figura 5.8:** Ajuste de la curva de luz de la estrella HD 74234 de diferentes sectores de TESS, caracterizada por la presencia de múltiples frecuencias de variación. En azul se muestra la señal observada, mientras que en naranja se presenta el modelo sintético que reproduce la variabilidad fotométrica.

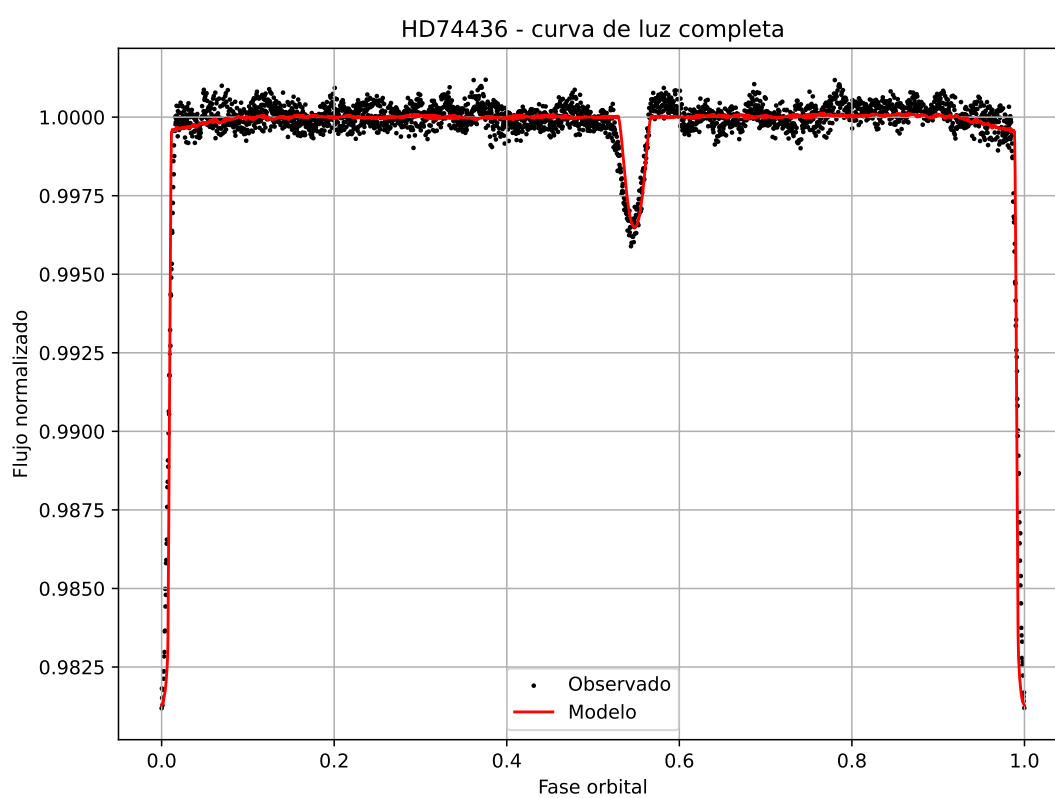
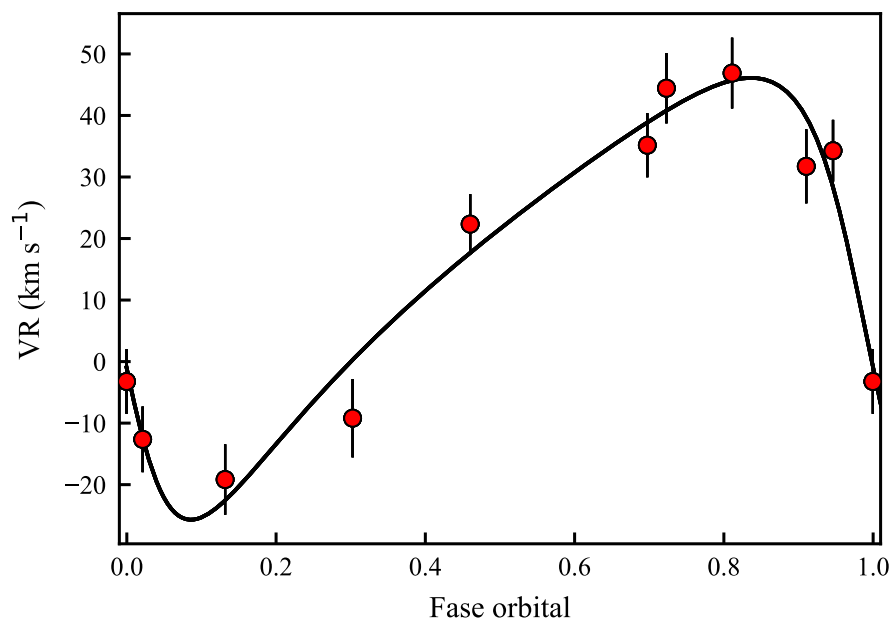
permite apreciar con mayor claridad la naturaleza excéntrica del sistema: el mínimo secundario ocurre en fase  $\phi \simeq 0.545$ , mientras que el mínimo primario ocurre en  $\phi \simeq 0$ , y el mínimo secundario resulta ligeramente más ancho (anchos en fase  $\sim 0.045$  y  $\sim 0.030$ , respectivamente). En el panel inferior de la Figura 5.9 presentamos la curva de luz depurada (puntos naranjas), mostrada en función del tiempo, que utilizamos como entrada para el análisis posterior. En el catálogo de [Hunt & Reffert \(2024\)](#) este objeto presenta una probabilidad de pertenencia del 69 %; sin embargo, dado que su velocidad del centro de masa difiere significativamente de la velocidad media pesada del cúmulo, no la consideramos como un miembro probable de IC 2395.

**Tabla 5.8:** Parámetros obtenidos con PHOEBE para HD 74436 en IC 2395.

Parámetro	HD 74436
$P$ (d)	$9.089 \pm 0.001$
$e$	$0.38 \pm 0.01$
$i$ (grados)	$86.54 \pm 0.07$
$T_1$ (K)	$19103 \pm 66$
$T_2$ (K)	$9133 \pm 80$
$R_1$ ( $R_\odot$ )	$4.99 \pm 0.05$
$R_2$ ( $R_\odot$ )	$0.94 \pm 0.05$
$a$ ( $R_\odot$ )	$51.9 \pm 0.5$
$l_3$	$0.56 \pm 0.03$



**Figura 5.9:** Curvas de luz de HD 74436. En el panel superior se muestra la curva de luz original, donde se observan tanto los eclipses como las modulaciones fotométricas adicionales presentes en el sistema. En el panel inferior se presenta la curva de luz depurada luego de sustraer la variación asociada al período espectroscópico y la oscilación de escala  $P_{\text{fot}}/11$  (puntos naranjas). La curva resultante permite apreciar con mayor claridad la naturaleza excéntrica del sistema, evidenciada por la separación en fase entre los eclipses y las diferencias en sus anchos.



**Figura 5.10:** Panel superior: curva de velocidad radial de la estrella SB1 HD 74436. Panel inferior: ajuste de la curva de luz depurada de HD 74436 utilizando PHOEBE.

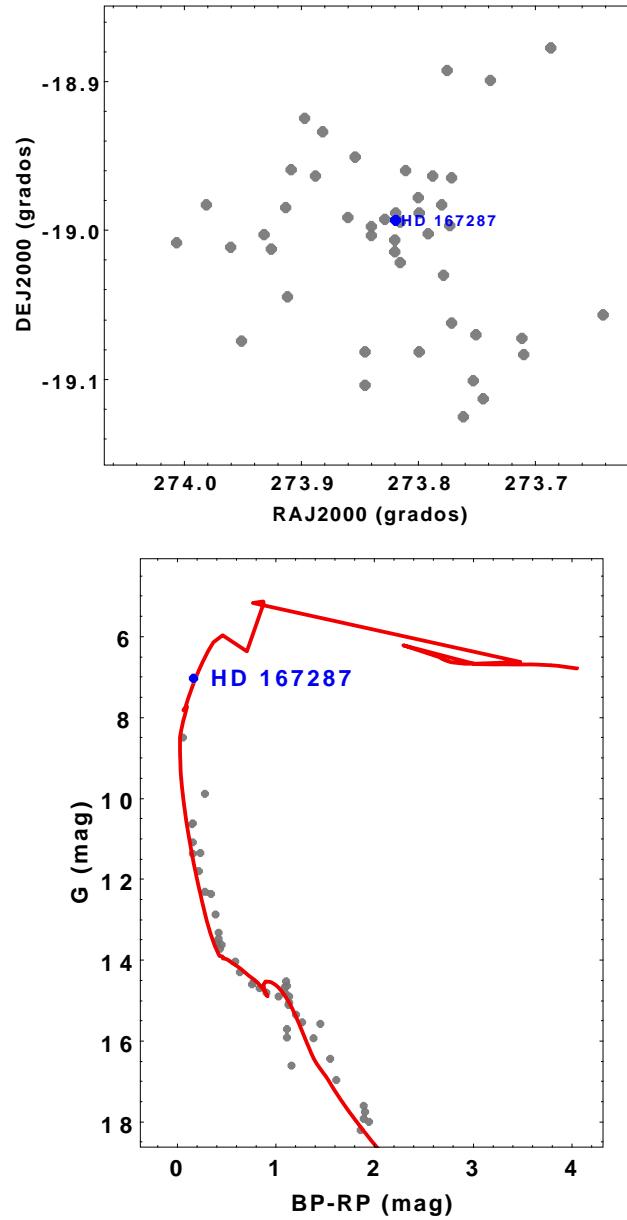
### 5.3. Markarian 38

Markarian 38 es un cúmulo abierto galáctico que forma parte de una muestra seleccionada de cúmulos abiertos dominados por una o pocas estrellas centrales significativamente más brillantes que el resto de los miembros. Este objeto fue analizado en el contexto de un estudio espectroscópico, astrométrico y fotométrico de cúmulos jóvenes, junto con UPK 617, Alessi 19 y UPK 38 (Alejo et al., 2024). A partir de mediciones de velocidad radial y de fotometría del satélite *TESS*, realizamos un análisis de membresía usando información astrométrica y fotométrica de *Gaia* DR3, permitiendo estimar parámetros fundamentales como edades, distancias y velocidades medias de los cúmulos, así como identificar sistemas binarios masivos en aquellos con estrellas centrales destacadas (Alejo et al., 2024).

En el caso particular de Markarian 38, el análisis reveló que la estrella central HD 167287 es una SB1 con un período orbital de aproximadamente 12.1 d, con una componente primaria clasificada como supergigante azul (BIIa), lo que sugiere una población estelar joven y masiva en el cúmulo (Alejo et al., 2024). Estos resultados ponen de manifiesto que, en cúmulos pobres, las estrellas individuales y unas pocas estrellas masivas pueden representar una importante fracción de la masa total del cúmulo, afectando decisivamente su dinámica y por lo tanto su evolución cinemática como su estructura interna. Por ello, Markarian 38 constituye un caso de especial interés para estudios de dinámica de cúmulos abiertos con estrellas dominantes y para examinar el papel de la multiplicidad estelar en cúmulos jóvenes.

Nosotros observamos únicamente una estrella en la región del cúmulo, debido a que el resto de sus miembros presenta magnitudes demasiado débiles. En los relevamientos espectroscópicos de RAVE y APOGEE no existen mediciones de velocidad radial que coincidan con los objetos considerados como probables miembros, mientras que en *Gaia* sólo se reportan cinco estrellas con determinaciones de velocidad radial. En consecuencia, la escasez de datos disponibles impide obtener una estimación robusta de la velocidad radial media del cúmulo. En la bibliografía, las velocidades radiales reportadas para este cúmulo muestran una dispersión considerable, con valores que oscilan aproximadamente entre  $-3$  y  $25$  km s<sup>-1</sup>, lo que refleja tanto la limitada cantidad de mediciones como la incertidumbre asociada a la membresía de los objetos considerados.

En la Tabla 5.9 listamos los parámetros obtenidos a partir de nuestro programa, mientras que en la Figura 5.11 se muestra la distribución espacial de los probables miembros del cúmulo. Del ajuste de la isócrona se desprende que la posición de la estrella HD 167287 en el diagrama color–magnitud es consistente con una masa fotométrica de  $(13.6 \pm 0.1) M_{\odot}$ .



**Figura 5.11:** Distribución de los probables miembros de Markarian 38. En el panel superior se muestra la distribución espacial en coordenadas ecuatoriales, mientras que en el panel inferior se presenta el diagrama color–magnitud junto con la isócrona PARSEC ajustada al cúmulo. En ambos paneles se indica además la posición de la binaria espectroscópica hallada.

**Tabla 5.9:** Parámetros del cúmulo Markarian 38 obtenidos a partir del análisis de membresía y del ajuste de isócronas.

Parámetro	Unidad	Valor
$\alpha_{J2000}$	grados	$273.813 \pm 0.007$
$\delta_{J2000}$	grados	$-18.993 \pm 0.005$
$\mu_\alpha$	$\text{msa a}^{-1}$	$0.856 \pm 0.014$
$\mu_\delta$	$\text{msa a}^{-1}$	$-2.300 \pm 0.008$
$\varpi_{\text{astro}}$	msa	$0.560 \pm 0.005$
$V_{\text{cum}}$	$\text{km s}^{-1}$	–
$N_{\text{cum}}$	–	42
Parámetros obtenidos del ajuste de la isócrona		
$\varpi_{\text{foto}}$	msa	$0.47 \pm 0.03$
$E(\text{BP} - \text{RP})$	mag	$0.42 \pm 0.02$
[Fe/H]	dex	$0.30 \pm 0.03$
$\log(\tau)$	–	$6.96 \pm 0.02$

## 5.4. NGC 1977

NGC 1977 es una región de formación estelar asociada al complejo molecular de Orión y se ubica al norte de la Nebulosa de Orión (M42) a una distancia aproximada de  $\sim 400$  pc (Kim et al., 2016). Aunque a veces se le identifica con nomenclaturas que incluyen áreas contiguas, como NGC 1973 y NGC 1975 dentro de la región de emisión Sharpless 279, NGC 1977 se distingue por su propia nebulosidad y población estelar joven. A diferencia del núcleo del cúmulo de la Nebulosa de Orión, donde predominan estrellas de tipo O muy masivas, en NGC 1977 la estrella dominante más masiva es 42 Orionis (también conocida como  $\epsilon$  Ori), de tipo espectral B1V, la cual imprime su huella en el gas circundante mediante su radiación ultravioleta y controla la morfología de la región (Kim et al., 2016, 2017).

Este entorno relativamente “menos extremo” que el de la Nebulosa de Orión ha permitido la identificación de estructuras de interés dinámico y evolutivo, como los llamados *proplyds* (discos protoplanetarios en proceso de fotoevaporación), hallados a distancias proyectadas de 0.04–0.27 pc de 42 Orionis (Kim et al., 2016). Estos objetos muestran frentes de ionización en forma de cometa, con colas apuntando lejos de la fuente ionizante, constituyendo los primeros *proplyds* descubiertos alrededor de una estrella de tipo B en lugar de una de tipo O, como ocurre en el cúmulo de la Nebulosa de Orión (Kim et al., 2016). Estudios cinemáticos de la región basados en trazadores de gas ionizado, como la línea fina de [C II], han demostrado que las estructuras de gas alrededor de NGC 1977 exhiben características de expansión a bajas velocidades (del orden de  $\sim 1.5$  km s<sup>-1</sup>) bajo la presión del gas ionizado, lo que sugiere una edad dinámica del material ionizado de aproximadamente 0.4 Ma (Pabst et al., 2020). En conjunto, estos resultados nos permiten considerar a NGC 1977 como un laboratorio natural para estudiar la interacción entre estrellas masivas tempranas y su medio, así como la evolución de discos protoplanetarios en entornos de radiación moderada.

En la Tabla 5.10 listamos los parámetros obtenidos a partir de nuestro programa, mientras que en la Figura 5.12 se muestra la distribución espacial de los probables miembros del cúmulo. En este cúmulo hemos observado cuatro objetos en su región central. Tuvimos en cuenta la membresía dada por Cantat-Gaudin et al. (2020), ya que en Hunt & Reffert (2024) no hay reportes para este cúmulo. Las estrellas HD 37018 y HD 37058 poseen una probabilidad de pertenencia nula en dicho catálogo, mientras que el resto de las estrellas observadas presentan la máxima probabilidad de pertenencia (ver Tabla 5.11).

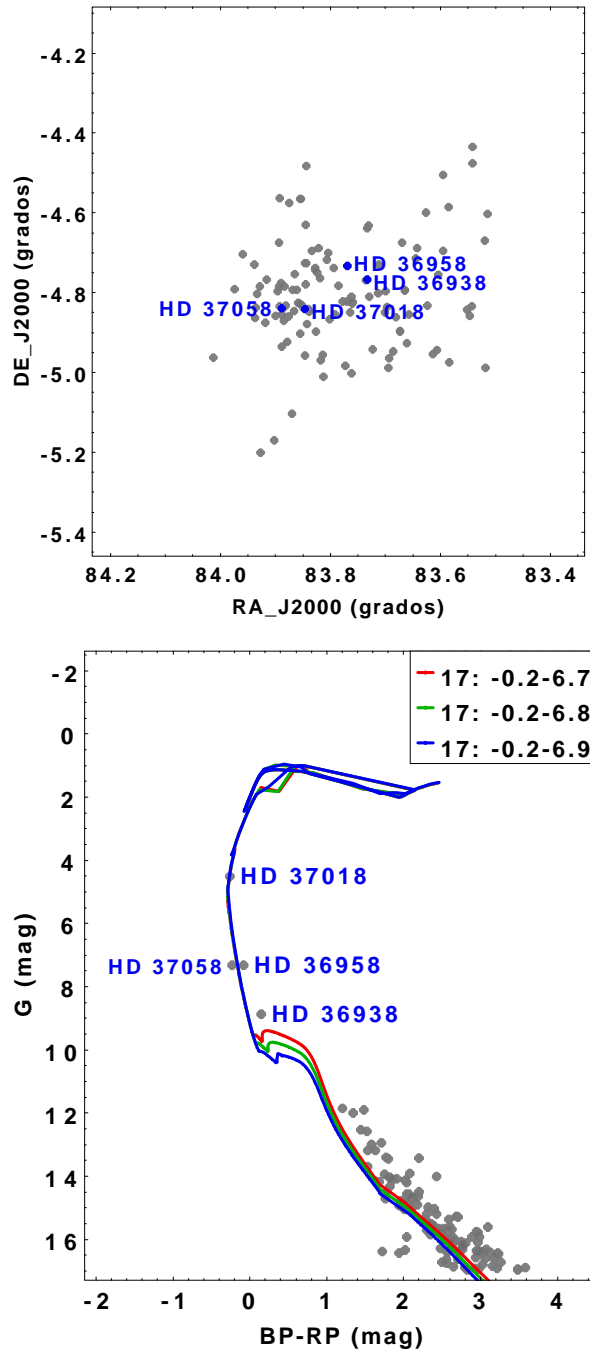
**Tabla 5.10:** Parámetros del cúmulo NGC 1977 obtenidos a partir del análisis de membresía y del ajuste de isócronas.

Parámetro	Unidad	Valor
$\alpha_{J2000}$	grados	$83.871 \pm 0.008$
$\delta_{J2000}$	grados	$-4.83 \pm 0.01$
$\mu_\alpha$	mas a <sup>-1</sup>	$1.29 \pm 0.04$
$\mu_\delta$	mas a <sup>-1</sup>	$-0.71 \pm 0.01$
$\varpi_{\text{astro}}$	mas	$2.535 \pm 0.004$
$V_{\text{cum}}$	km s <sup>-1</sup>	$26.0 \pm 1.4$
$N_{\text{cum}}$	–	112
Parámetros obtenidos del ajuste de la isócrona		
$\varpi_{\text{foto}}$	mas	$2.542 \pm 0.01$
$E(\text{BP} - \text{RP})$	mag	$0.15 \pm 0.003$
[Fe/H]	dex	$-0.18 \pm 0.03$
$\log(\tau)$	–	$6.8 \pm 0.1$

**Tabla 5.11:** Velocidades radiales medias obtenidas a partir de nuestros espectros para estrellas en la región del cúmulo NGC 1977.

Estrella	$\langle V_r \rangle$ [km s <sup>-1</sup> ]	$n$	Variabilidad	Miembro
HD 36938	$19.1 \pm 2.5$	11	Cte	M
HD 36958	$31.7 \pm 0.4$	7	Cte	M
HD 37018	$29.9 \pm 0.1$	13	SB2	M?
HD 37058	$28.4 \pm 0.5$	2	Cte	M

$n$  es el número de espectros utilizados para calcular la velocidad radial media. La etiqueta “Cte” indica estrellas constantes en velocidad radial. Las marcas de membresía corresponden a miembros (M), no miembros (NM) y miembros probables (M?).



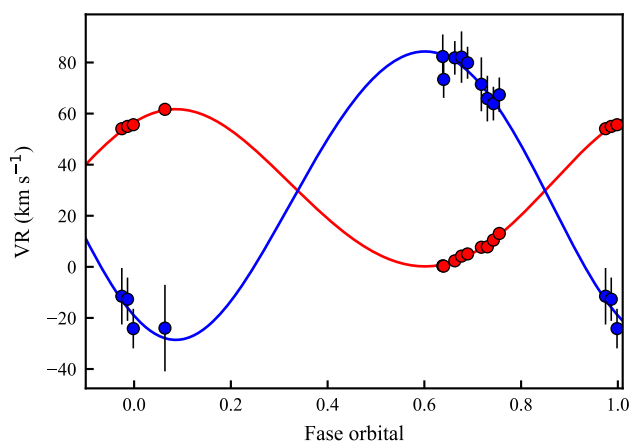
**Figura 5.12:** Distribución de los probables miembros de NGC 1977. En el panel superior se muestra la distribución espacial en coordenadas ecuatoriales, mientras que en el panel inferior se presenta el diagrama color–magnitud junto con tres isócronas PARSEC ajustadas al cúmulo, correspondientes a distintas edades. En ambos paneles se indica además la posición de la binaria espectroscópica hallada (HD 37018) y de las restantes estrellas observadas espectroscópicamente.

### 5.4.1. HD 37018

Nosotros hallamos que este objeto es una SB2 de largo período y de órbita de baja excentricidad (ver Tabla 5.12 y Figura 5.13). A partir del método descrito en la Sección 4.4.2, derivamos masas de  $(13.9 \pm 0.2) M_{\odot}$  y  $(7.6 \pm 0.2) M_{\odot}$  para las componentes primaria y secundaria, respectivamente, lo que corresponde a una razón de masas de  $q = 0.54 \pm 0.01$ . Esto nos indica que se trata de un sistema binario compuesto por estrellas masivas. Teniendo en cuenta que la velocidad del centro de masa del sistema y la velocidad radial media ponderada del cúmulo no difieren significativamente, y que el parámetro *astrometric excess noise* es de 7.596 mas, no podemos descartar a este objeto como un probable miembro del cúmulo.

**Tabla 5.12:** Parámetros orbitales de la binaria espectroscópica hallada en NGC 1977.

Parámetro	HD 37018
$P$ (d)	$80.52 \pm 0.02$
$V_{\gamma}$ ( $\text{km s}^{-1}$ )	$29.9 \pm 0.1$
$K_1$ ( $\text{km s}^{-1}$ )	$30.6 \pm 0.2$
$K_2$ ( $\text{km s}^{-1}$ )	$56.1 \pm 1.3$
$\omega$ ( $^{\circ}$ )	$2.4 \pm 0.1$
$e$	$0.043 \pm 0.005$



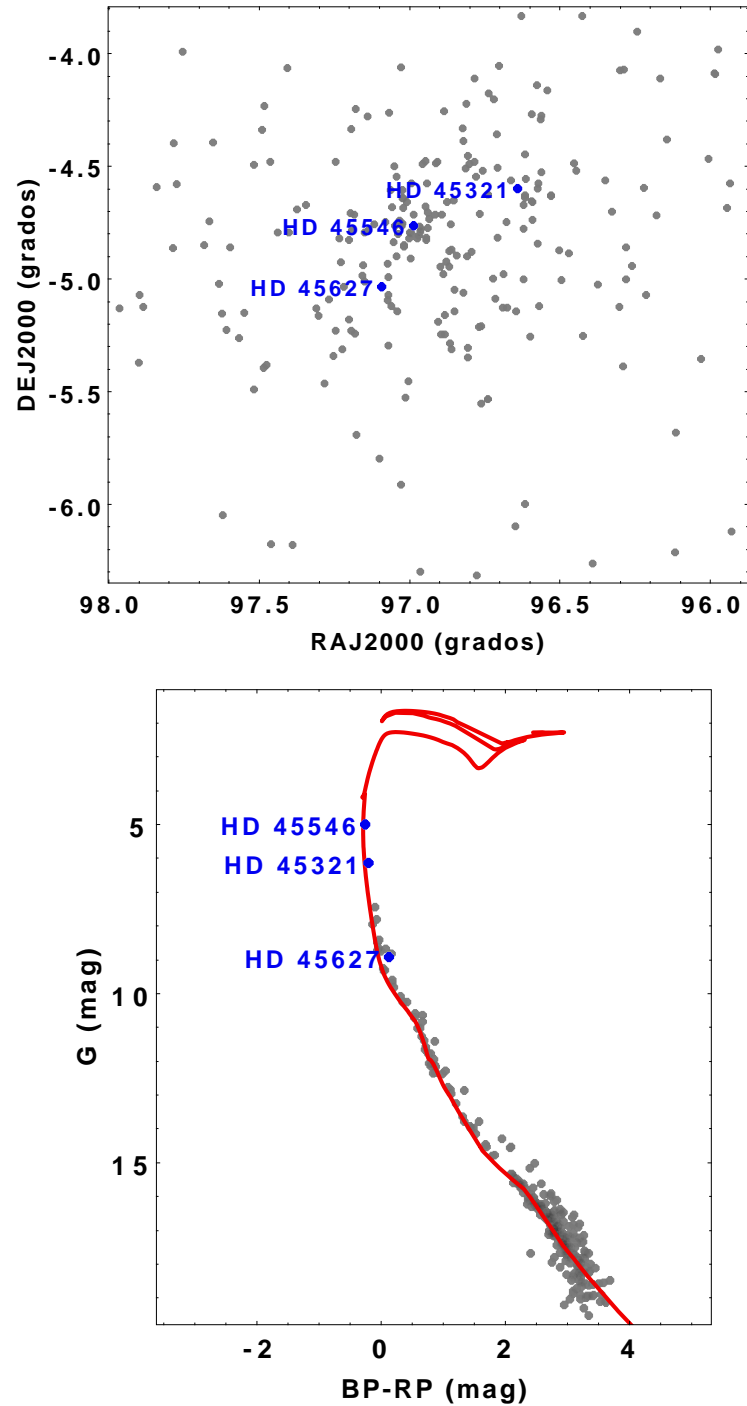
**Figura 5.13:** Curva de velocidad radial de HD 37018. Los puntos rojos y azules corresponden a las velocidades radiales observadas para las componentes primaria y secundaria, respectivamente, mientras que las líneas continuas representan el ajuste orbital obtenido para el sistema.

## 5.5. NGC 2232

NGC 2232 es un cúmulo abierto joven situado en la constelación de Monoceros que ha sido objeto de diversos estudios gracias a la disponibilidad de datos astrométricos y espectroscópicos de alta calidad. Distintos análisis realizados por diferentes autores estiman edades que van desde aproximadamente 13 Ma (por ejemplo, [Hunt & Reffert \(2024\)](#)) hasta 31 Ma (por ejemplo, [Almeida et al. \(2025\)](#)).

El cúmulo también ha sido recientemente destacado por la detección de su primer sistema binario eclipsante de magnitud muy débil ( $V = 12.20$  mag), TIC 43152097, descubierto mediante la combinación de fotometría del satélite *TESS* y espectroscopía de alta resolución ([Frasca et al., 2023](#)). La binaria posee un período orbital de  $(3.718265 \pm 0.000007)$  d, una velocidad del centro de masa de  $26.27 \pm 0.58$  km s<sup>-1</sup> y masas  $M_1 = (1.160 \pm 0.083) M_\odot$  y  $M_2 = (0.758 \pm 0.033) M_\odot$  para la primaria y la secundaria, respectivamente.

En la Tabla 5.13 listamos los parámetros que obtuvimos para NGC 2232. En éste cúmulo observamos doce objetos, de los cuales cinco que tienen una probabilidad de pertenencia nula, resultaron ser miembros probables según nuestro análisis cinemático y teniendo en cuenta el exceso de ruido astrométrico. Entre los objetos observados identificamos dos binarias espectroscópicas. La estrella más brillante es **HD 45546** (ver Figura 5.14). La fotometría de *TESS* indica que se trata de una estrella pulsante de tipo SPB ([Balona & Ozuyar, 2020](#)), mientras que espectros obtenidos con *HARPS* la clasifican como una variable de tipo  $\beta$  Cephei ([Rainer et al., 2016](#)), nosotros medimos la velocidad radial a los 53 espectros *HARPS* y hemos hallado una velocidad media pesada de  $26.7 \pm 0.1$  km s<sup>-1</sup>. En la Figura 5.15 se puede observar la curva de luz y el ajuste de este objeto con sus múltiples frecuencias de variación (ver Tabla 5.14). En el catálogo de [Hunt & Reffert \(2024\)](#) esta estrella presenta una probabilidad de pertenencia nula; sin embargo, teniendo en cuenta el exceso de ruido astrométrico reportado por *Gaia* (1.366 msa) y los parámetros medios del cúmulo, las discrepancias son comparables con sus incertidumbres. Además, la velocidad radial de HD 45546,  $19.8 \pm 2.4$  km s<sup>-1</sup> (ver Tabla 5.15), y es consistente con la velocidad media del cúmulo determinada en este trabajo,  $25.5 \pm 0.4$  km s<sup>-1</sup>. Por estos motivos, consideramos a HD 45546 como un miembro probable del cúmulo. A partir del ajuste de la isócrona, siguiendo el procedimiento descrito en la Sección 4.4.3, obtuvimos para este objeto una masa fotométrica de  $8.4 \pm 0.1 M_\odot$ . Por otro lado, la estrella **HD 45516** presenta una probabilidad de pertenencia nula. No obstante, la velocidad radial obtenida y el exceso de ruido fotométrico observado sugieren que su pertenencia al cúmulo no puede ser descartada como una probable miembro.



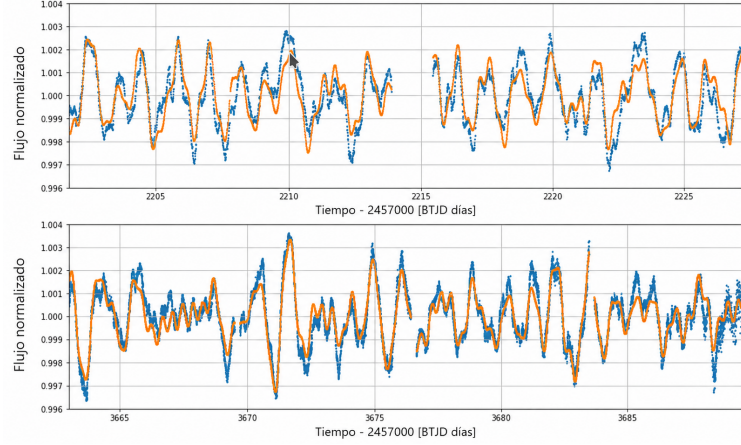
**Figura 5.14:** Distribución de los probables miembros de NGC 2232. En el panel superior se muestra la distribución espacial en coordenadas ecuatoriales, mientras que en el panel inferior se presenta el diagrama color–magnitud junto con la isócrona PARSEC ajustada al cúmulo. En ambos paneles se indica además la posición de las binarias espectroscópicas halladas y de la estrella más brillante.

**Tabla 5.13:** Parámetros del cúmulo NGC 2232 obtenidos a partir del análisis de membresía y del ajuste de isócronas.

Parámetro	Unidad	Valor
$\alpha_{J2000}$	grados	$96.97 \pm 0.02$
$\delta_{J2000}$	grados	$-4.78 \pm 0.01$
$\mu_\alpha$	msa a <sup>-1</sup>	$-4.68 \pm 0.01$
$\mu_\delta$	msa a <sup>-1</sup>	$-1.72 \pm 0.04$
$\varpi_{\text{astro}}$	msa	$3.111 \pm 0.005$
$V_{\text{cum}}$	km s <sup>-1</sup>	$25.3 \pm 0.6$
$N_{\text{cum}}$	–	227
Parámetros obtenidos del ajuste de la isócrona		
$\varpi_{\text{foto}}$	msa	$2.86 \pm 0.06$
$E(\text{BP} - \text{RP})$	mag	$0.034 \pm 0.007$
[Fe/H]	dex	$0.06 \pm 0.08$
$\log(\tau)$		$7.41 \pm 0.02$

**Tabla 5.14:** Frecuencias principales de la variable SPB HD 45546

	Frecuencia [c/d]	Amplitud [mmag]
$f_1$	0.68070	0.81
$f_2$	0.84048	0.69
$f_3$	0.93594	0.63
$f_4$	0.51909	0.42
$f_5$	1.08930	0.38
$f_6$	1.15857	0.31
$f_7$	2.55537	0.31
$f_8$	1.27025	0.29
$f_9$	1.50306	0.20



**Figura 5.15:** Ajuste de la curva de luz de la estrella HD 45546 de diferentes sectores de TESS, caracterizada por la presencia de múltiples frecuencias de variación. En azul se muestra la señal observada, mientras que en naranja se presenta el modelo sintético que reproduce la variabilidad fotométrica.

### 5.5.1. HD 45321

Por un lado, nuestros espectros nos permitieron establecer que HD 45321 es una SB2 con órbita excéntrica y un período de aproximadamente 5 días (ver Figura 5.16 y Tabla 5.16). Por otra parte, a partir del análisis de la fotometría de *TESS* encontramos que también presenta pulsaciones de tipo SPB (ver Figura 5.17 y Tabla 5.17). A partir del método descrito en la Sección 4.4.2, determinamos masas de  $5.8 \pm 0.1 M_{\odot}$  y  $4.4 \pm 0.09 M_{\odot}$  para las componentes primaria y secundaria, respectivamente, con una razón de masas  $q = 0.89 \pm 0.01$ .

La probabilidad de pertenencia reportada por [Hunt & Reffert \(2024\)](#) para esta estrella es nula; sin embargo, considerando el valor del exceso de ruido astrométrico es de 0.349 mas y la velocidad del centro de masa del sistema, la clasificamos como un miembro probable del cúmulo.

### 5.5.2. HD 45627

HD 45627 es una SB2 con un período de aproximadamente 7 días y una órbita circular (ver Figura 5.18 y Tabla 5.16). A partir del método descrito en la Sección 4.4.2, determinamos masas de  $(2.05 \pm 0.02) M_{\odot}$  y  $(1.61 \pm 0.02) M_{\odot}$  para las componentes primaria y secundaria, respectivamente, con una razón de masas  $q = 0.785 \pm 0.002$ .

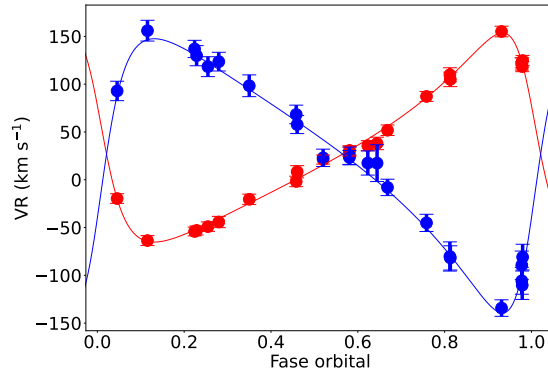
**Tabla 5.15:** Velocidades radiales medias obtenidas para estrellas en la región del cúmulo NGC 2232.

Estrella	$\langle V_r \rangle$ [km s <sup>-1</sup> ]	$n$	Variabilidad	Miembro
HD 295102	$25.8 \pm 0.6$	1	–	M
HD 45051	$61.1 \pm 3.7$	2	Cte	NM
HD 45153	$2.8 \pm 6.9$	1	–	NM
HD 45238	$14.6 \pm 8.4$	1	–	M
HD 45321	$26.8 \pm 0.5$	20	SB2	M
HD 45399	$11.0 \pm 6.9$	1	–	M
HD 45418	$18.4 \pm 3.4$	3	Var	NM
HD 45516	$33.3 \pm 9.9$	1	–	M
HD 45546	$19.8 \pm 2.4$	1	–	M
HD 45583	$29.1 \pm 2.7$	2	Cte	M
HD 45627	$26.7 \pm 0.1$	13	SB2	M
HD 45975	$15.7 \pm 4.7$	1	–	NM

$n$  es el número de espectros utilizados para calcular la velocidad radial media. Las etiquetas “Var” y “Cte” indican estrellas variables o constantes en velocidad radial, respectivamente. Las marcas de membresía corresponden a miembros (M) y no miembros (NM).

**Tabla 5.16:** Parámetros orbitales de las SB2s halladas en NGC 2232

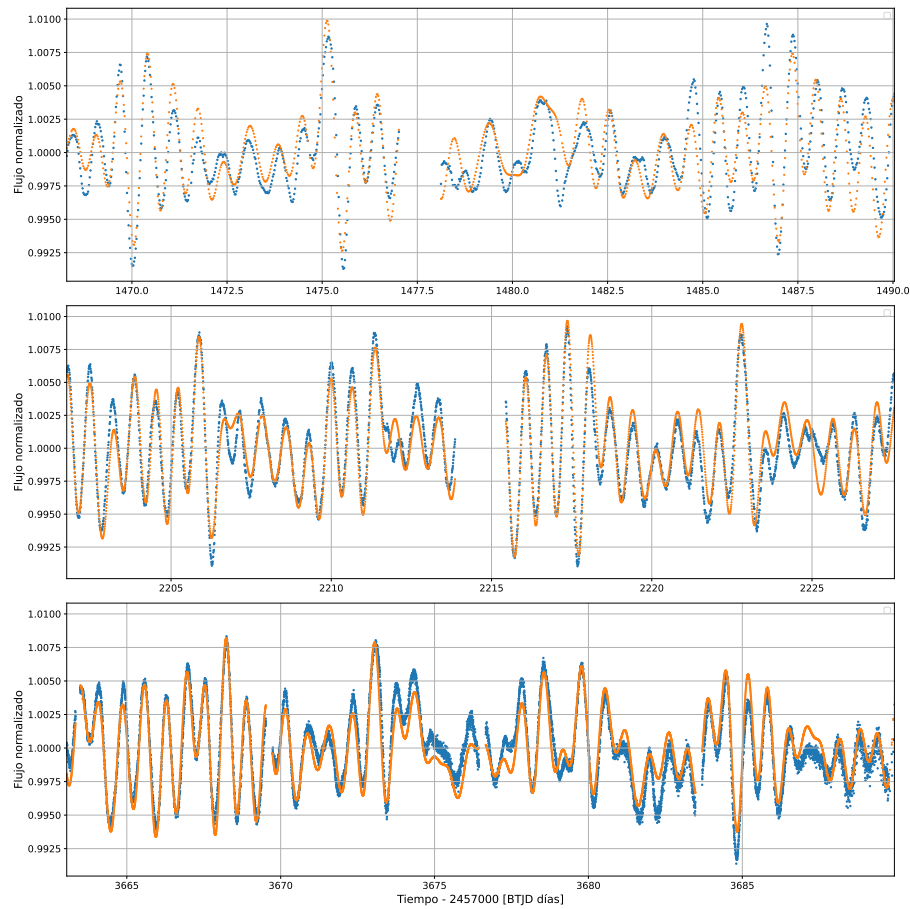
Parámetro	HD 45321	HD 45627
$P$ (d)	$5.66456 \pm 0.00003$	$7.12982 \pm 0.00004$
$V_\gamma$ (km s <sup>-1</sup> )	$26.8 \pm 0.5$	$26.6 \pm 0.1$
$K_1$ (km s <sup>-1</sup> )	$109.4 \pm 0.1$	$72.5 \pm 0.1$
$K_2$ (km s <sup>-1</sup> )	$143.4 \pm 1.8$	$92.3 \pm 0.2$
$\omega$ (°)	$1.25 \pm 0.01$	$0.56 \pm 0.08$
$e$	$0.514 \pm 0.004$	$0.021 \pm 0.001$



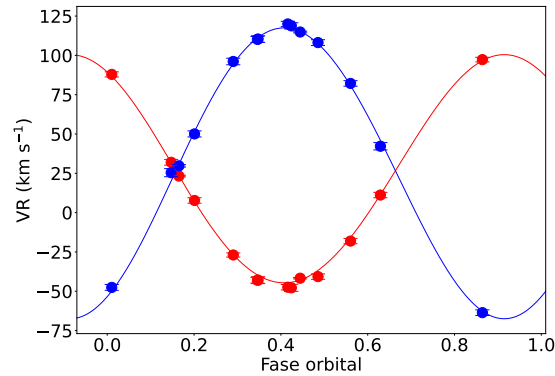
**Figura 5.16:** Curva de velocidad radial de HD 45321. Los puntos rojos y azules corresponden a las velocidades radiales observadas para las componentes primaria y secundaria, respectivamente, mientras que las líneas continuas representan el ajuste orbital obtenido para el sistema.

**Tabla 5.17:** Frecuencias principales de la variable SPB HD 45321

	Frecuencia [c/d]	Amplitud [mmag]
$f_1$	1.47364	2.302
$f_2$	0.17787	1.126
$f_3$	1.65207	1.113
$f_4$	1.53843	1.042
$f_5$	0.87856	0.970
$f_6$	0.63638	0.895
$f_7$	1.32930	0.877
$f_8$	1.23167	0.818
$f_9$	1.05644	0.788



**Figura 5.17:** Ajuste de la curva de luz de la estrella HD 45321 de diferentes sectores de TESS, caracterizada por la presencia de múltiples frecuencias de variación. En azul se muestra la señal observada, mientras que en naranja se presenta el modelo sintético que reproduce la variabilidad fotométrica.



**Figura 5.18:** Curva de velocidad radial de HD 45627. Los puntos rojos y azules corresponden a las velocidades radiales observadas para las componentes primaria y secundaria, respectivamente, mientras que las líneas continuas representan el ajuste orbital obtenido para el sistema.

## 5.6. NGC 2362

NGC 2362 es un cúmulo abierto muy joven, con una edad estimada de 5 Ma, lo que lo coloca en una fase evolutiva temprana inmediatamente posterior a la dispersión del gas natal (Moitinho et al., 2001; Delgado et al., 2006). A diferencia de regiones más jóvenes todavía incrustadas en nubes moleculares, en NGC 2362 la mayor parte del gas y polvo remanente ya ha sido expulsado, dejando un cúmulo dominado por estrellas de tipo temprano, incluida la estrella masiva central HD 57061.

Nosotros hemos observado tres objetos en la región del cúmulo, y en todos los casos resultaron ser miembros. En nuestro análisis identificamos una binaria espectroscópica y, además, realizamos el ajuste de la curva de luz de la estrella HD 57192. El cúmulo se encuentra dominado por una triple llamada HD 57061, la cual se encuentra ubicada en la región central del mismo. La probabilidad de pertenencia reportada para este objeto es nula; sin embargo, la velocidad del centro de masa se encuentra en el rango  $\gamma \sim 30\text{--}35 \text{ km s}^{-1}$  según diversos estudios espectroscópicos. En este trabajo adoptamos el valor  $\gamma = (33.8 \pm 1.8) \text{ km s}^{-1}$ , consistente con las determinaciones modernas para el subsistema espectroscópico principal. Esta velocidad es compatible con la velocidad media del cúmulo y, además, el exceso de ruido astrométrico es de 6.7 mas, por lo que no podemos descartar a HD 57061 como un miembro probable del cúmulo. En la Tabla 5.18 listamos los parámetros que obtuvimos para NGC 2362 y en la Figura 5.19 se puede observar la distribución de los probables miembros en el espacio de coordenadas celestes absolutas y en el diagrama color–magnitud. En la Tabla 5.19

**Tabla 5.18:** Parámetros del cúmulo NGC 2362 obtenidos a partir del análisis de membresía y del ajuste de isócronas.

Parámetro	Unidad	Valor
$\alpha_{J2000}$	grados	$109.674 \pm 0.004$
$\delta_{J2000}$	grados	$-24.952 \pm 0.004$
$\mu_\alpha$	$\text{msa a}^{-1}$	$-2.749 \pm 0.009$
$\mu_\delta$	$\text{msa a}^{-1}$	$2.95 \pm 0.01$
$\varpi_{\text{astro}}$	msa	$0.779 \pm 0.003$
$V_{\text{cum}}$	$\text{km s}^{-1}$	$41.8 \pm 1.6$
$N_{\text{cum}}$	–	172
Parámetros obtenidos del ajuste de la isócrona		
$\varpi_{\text{foto}}$	msa	$0.767 \pm 0.02$
$E(\text{BP} - \text{RP})$	mag	$0.16 \pm 0.05$
[Fe/H]	dex	$-0.29 \pm 0.03$
$\log(\tau)$		$6.81 \pm 0.03$

**Tabla 5.19:** Velocidades radiales medias obtenidas para estrellas en la región del cúmulo NGC 2362.

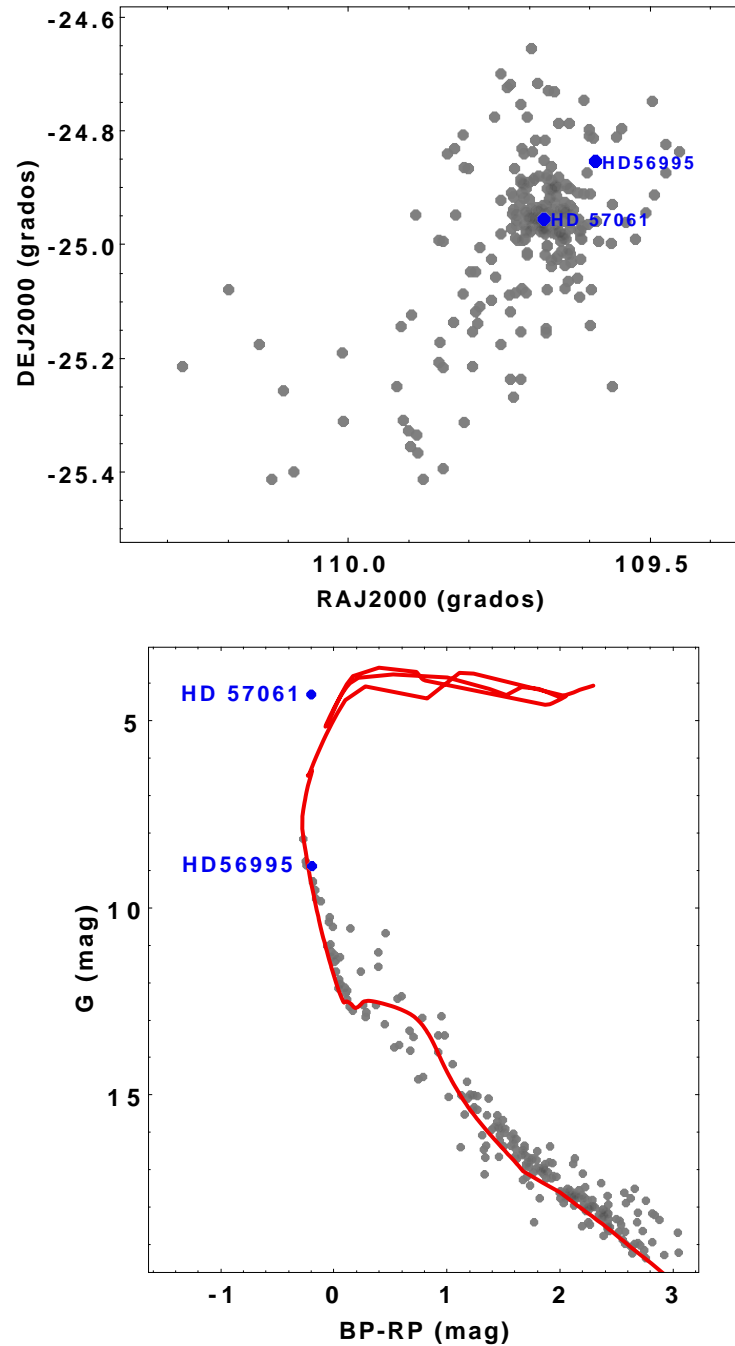
Estrella	$\langle V_r \rangle$ [ $\text{km s}^{-1}$ ]	$n$	Variabilidad	Miembro
CD-24 5162	$37.63 \pm 9.4$	2	Cte	M
CD-24 5175	$41.68 \pm 1.2$	1	–	M
HD 56995	$44.65 \pm 0.8$	7	SB1	M

$n$  es el número de espectros utilizados para calcular la velocidad radial media. La etiqueta “Cte” indica estrellas constantes en velocidad radial. Las marcas de membresía corresponden a miembros (M).

listamos las velocidades radiales medias obtenidas para las estrellas observadas por nosotros en la región del cúmulo.

### 5.6.1. HD 56995

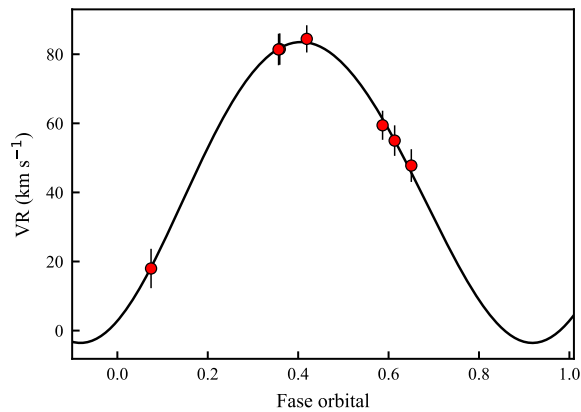
En nuestras campañas de observación obtuvimos varios espectros que nos permitieron determinar que se trata de una SB1 de baja excentricidad y con un período de aproximadamente 4 d (ver Tabla 5.20 y Figura 5.20). A partir del ajuste de la isócrona, siguiendo el procedimiento descrito en la Sección 4.4.3, obtuvimos para este objeto una masa fotométrica de  $(9.2 \pm 0.4) M_\odot$ .



**Figura 5.19:** Distribución de los probables miembros de NGC 2362. En el panel superior se muestra la distribución espacial en coordenadas ecuatoriales, mientras que en el panel inferior se presenta el diagrama color–magnitud junto con la isócrona PARSEC ajustada al cúmulo. En ambos paneles se indica además la posición de la estrella masiva central HD 57061 y la SB1 hallada por nosotros.

**Tabla 5.20:** Parámetros orbitales de la binaria espectroscópica hallada en NGC 2362

Parámetro	HD 56995
$P$ (d)	$4.190 \pm 0.001$
$V_\gamma$ ( $\text{km s}^{-1}$ )	$44.4 \pm 0.8$
$K$ ( $\text{km s}^{-1}$ )	$35.2 \pm 1.0$
$\omega$ ( $^\circ$ )	$5.5 \pm 0.1$
$e$	$0.19 \pm 0.03$



**Figura 5.20:** Curva de velocidad radial de HD 56995. Los puntos rojos corresponden a las velocidades radiales observadas para la componente primaria y la línea continua representa el ajuste orbital obtenido para el sistema.

### 5.6.2. HD 57192

Es una estrella de tipo espectral B2 V ubicada entre los objetos más brillantes del cúmulo joven NGC 2362. A partir de un conjunto de 36 espectros, [González et al. \(2024\)](#) determinaron que se trata de una binaria espectroscópica con un período orbital de  $P = 2.4859$  d, baja excentricidad ( $e = 0.024$ ) y una amplitud de velocidad radial de la componente primaria de  $K_A = 51.7$  km s<sup>-1</sup>. El sistema es además eclipsante, lo que permite una caracterización más completa de sus parámetros físicos. Mediante la técnica de detección de compañeras débiles desarrollada en ese trabajo, lograron identificar la señal espectral de la secundaria, obteniendo una razón de masas  $q = 0.20 \pm 0.03$  y una contribución en flujo de apenas  $\sim 0.2\%$  en el rango óptico. Asumiendo una masa primaria del orden de  $M_A \simeq 15 M_\odot$ , infieren una masa secundaria de aproximadamente  $M_B \simeq 3 M_\odot$ , consistente con una estrella de tipo A cercana a la secuencia principal. La velocidad del centro de masa de la binaria es de  $41.33 \pm 0.43$  km s<sup>-1</sup>.

Este sistema fue clasificado como SB1 en [González et al. \(2024\)](#). Además, presenta una compañera visual con magnitud  $G = 12.8$  mag ubicada a una separación angular de  $4.8''$  (HD 57192B). Este hecho sugiere que el sistema podría formar parte de una configuración triple jerárquica, compuesta por una binaria con período de  $\sim 2.5$  días y una compañera más lejana, a distancias del orden de miles de unidades astronómicas, con un período orbital estimado de  $\sim 30\text{--}40$  años.

Nosotros realizamos un ajuste de la curva de luz utilizando PHOEBE y obtuvimos los parámetros listados en la Tabla 5.21 y la Figura 5.21, donde se observa que el sistema es consistente con una configuración de contacto o *semidetached*. En este análisis, exploramos soluciones compatibles con componentes similares a estrellas normales de la secuencia principal.

Esta estrella presenta una velocidad radial compatible con la velocidad media del cúmulo; sin embargo, su paralaje ( $\varpi = 1.25$  mas) y sus movimientos propios ( $\mu_{\alpha^*} = -3.2$  mas año<sup>-1</sup> y  $\mu_\delta = 4.9$  mas año<sup>-1</sup>) difieren considerablemente de los valores característicos del cúmulo.

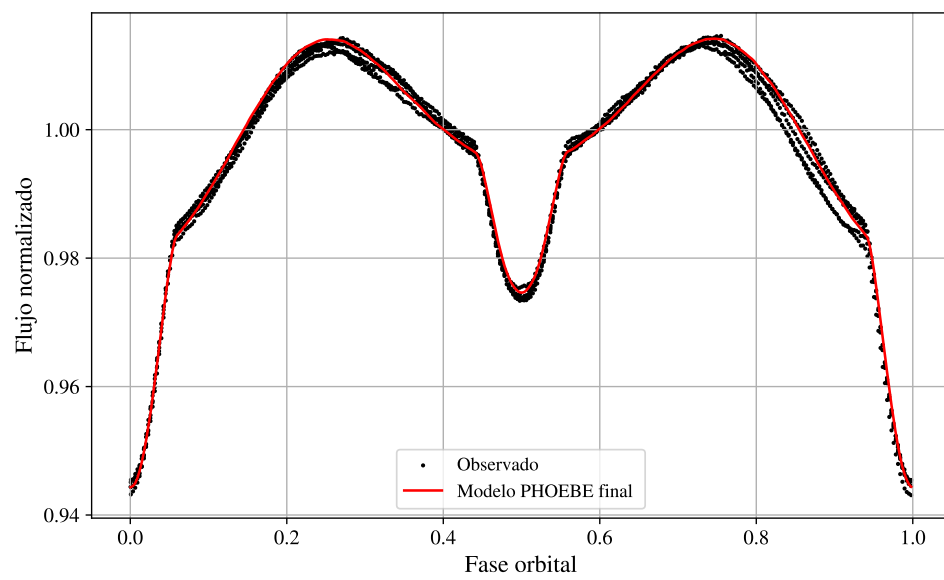
Para la componente secundaria, el valor ajustado de temperatura,  $T_2 \simeq 9.1 \times 10^3$  K, sugiere un tipo espectral cercano a A1V, lo que correspondería a una masa aproximada de  $M_2 \sim 2.1 M_\odot$  según la misma referencia. Sin embargo, el radio derivado de la solución fotométrica,  $R_2 \simeq 0.94 R_\odot$ , resulta significativamente menor que el esperado para una estrella de secuencia principal con esa temperatura. Esta discrepancia indica que la solución aún presenta degeneraciones entre los parámetros radiativos y geométricos, particularmente entre  $T_2$ ,  $R_2$  y la contribución de tercera luz. En consecuencia, consideramos que la masa de la componente secundaria no puede ser determinada de manera confiable a partir de este ajuste fotométrico preliminar.

Asimismo, encontramos una discrepancia significativa entre las masas derivadas de nuestro modelado fotométrico y las obtenidas mediante el ajuste de la isócrona y por

González et al. (2024), siendo estas últimas compatibles entre sí dentro de las incertidumbres. En particular, mientras que estimaciones basadas en el tipo espectral de la componente primaria sugieren masas del orden de  $\sim 15 M_{\odot}$ , las soluciones obtenidas con PHOEBE tienden a valores considerablemente menores. Esta diferencia podría estar indicando limitaciones en la determinación de la razón de masas espectroscópica, la presencia de degeneraciones en el ajuste fotométrico o, alternativamente, que el sistema no sea un miembro genuino del cúmulo. Un análisis más detallado será necesario para resolver esta discrepancia.

**Tabla 5.21:** Parámetros obtenidos con PHOEBE de HD 57192 en NGC 2362

Parámetro	HD 57192
$P$ (d)	$2.485919 \pm 0.008$
$e$	$0.02 \pm 0.01$
$q$	$0.202 \pm 0.006$
$i$ (grados)	$69.0 \pm 0.8$
$T_1$ (K)	$19149 \pm 30$
$T_2$ (K)	$8451 \pm 40$
$M_1$ ( $M_{\odot}$ )	$7.63 \pm 1.0$
$M_2$ ( $M_{\odot}$ )	$1.54 \pm 0.14$
$R_1$ ( $R_{\odot}$ )	$6.4 \pm 0.1$
$R_2$ ( $R_{\odot}$ )	$1.60 \pm 0.05$
$a$ ( $R_{\odot}$ )	$16.1 \pm 0.7$



**Figura 5.21:** Curva de luz obtenida de TESS y ajustada con PHOEBE de la estrella HD 57192 de NGC 2362.

## 5.7. NGC 5281

El cúmulo abierto NGC 5281 presenta en su región central una fuente de rayos X detectada por ROSAT, denominada 1WGA J1346.5–6255, cuya contraparte óptica corresponde a la estrella HD 119682 (Safi-Harb et al., 2007).

En nuestros turnos de observación en CASLEO observamos diez estrellas ubicadas en la región del cúmulo, de las cuales cuatro presentan una probabilidad de pertenencia nula según Hunt & Reffert (2024). Por otro lado, dos objetos cuentan con mediciones espectroscópicas del relevamiento APOGEE, mientras que diecinueve presentan mediciones de velocidad radial en Gaia. Dado que algunos objetos poseen determinaciones de velocidad radial provenientes de más de un relevamiento, el conjunto total analizado comprende veintiséis objetos con mediciones de velocidad radial para analizar la cinemática del cúmulo.

A partir de los criterios de membresía definidos en el capítulo anterior, y considerando la posición de cada objeto en el diagrama color–magnitud, identificamos el conjunto de estrellas que resultaron ser probables miembros del cúmulo, las cuales se muestran en la Figuras 5.22 y 5.23, representadas en distintos espacios de parámetros.

En la Tabla 5.22 presentamos los parámetros físicos obtenidos para NGC 5281. Por su parte, en la Tabla 5.23 mostramos las velocidades radiales medias ponderadas de los diez objetos observados, junto con la identificación de aquellos que presentan variabilidad espectroscópica y su correspondiente clasificación como miembros o no miembros del cúmulo. La estrella **HD 119763** presenta una probabilidad nula pero de nuestro análisis que tiene en cuenta la velocidad radial y el exceso de ruido astrométrico, no la podemos descartar como probable miembro.

A continuación, describimos en mayor detalle aquellos sistemas que, por sus características observacionales o por los resultados obtenidos, requirieron un análisis más exhaustivo.

La estrella **HD 119699** es el objeto más brillante del cúmulo y se localiza en la región central. Nuestros espectros no muestran variaciones significativas en velocidad radial. La velocidad media ponderada que obtuvimos es de  $-18.37 \pm 0.32 \text{ km s}^{-1}$ , consistente con la velocidad radial de NGC 5281. El tipo espectral de la estrella es A2 II. La posición en el diagrama color–magnitud de este objeto sugiere una edad menor que el resto del cúmulo (ver Figura 5.22).

Además, su posición en el diagrama color – magnitud es consistente con una clase de luminosidad de una supergigante, y su luminosidad es consistente con la distancia al cúmulo. Estas características, en conjunto, refuerzan su identificación como una estrella rezagada evolutivamente (*Yellow straggler*)<sup>1</sup>, probablemente formada a partir

<sup>1</sup>Las *Yellow stragglers* son estrellas que se ubican en el diagrama color–magnitud entre las *blue stragglers* y la rama de gigantes, presentando luminosidades y colores incompatibles con la evolución estelar estándar de una población coetánea. Se interpretan generalmente como el resultado de transfe-

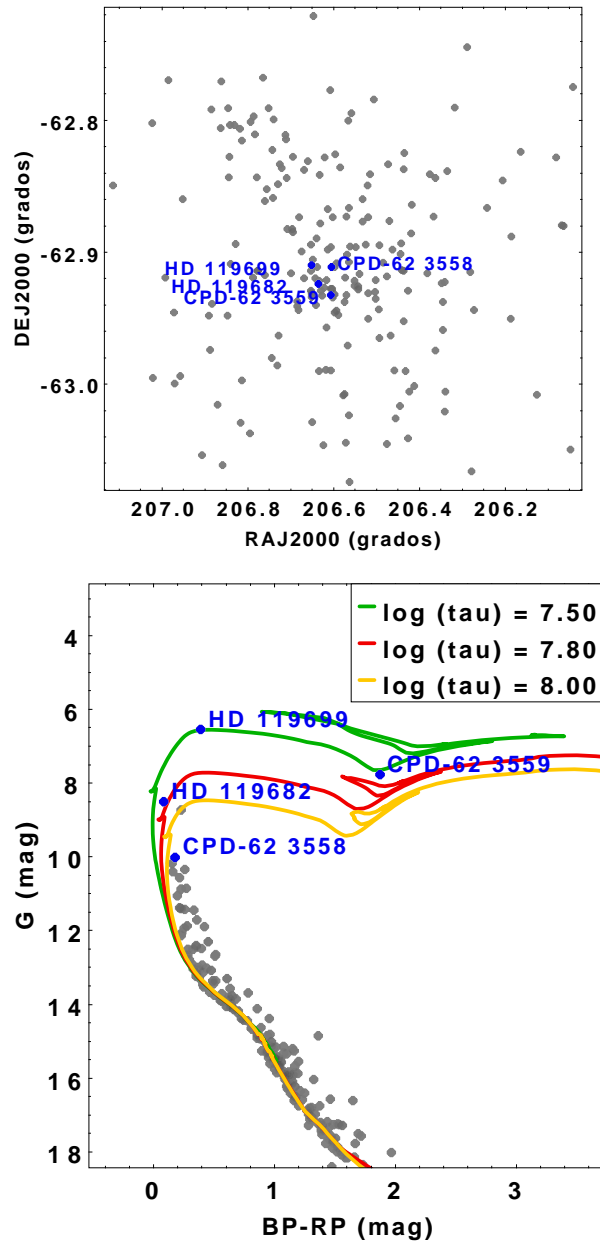
**Tabla 5.22:** Parámetros del cúmulo NGC 5281 obtenidos a partir del análisis de membresía y del ajuste de isócronas.

Parámetro	Unidad	Valor
$\alpha_{J2000}$	deg	$206.604 \pm 0.008$
$\delta_{J2000}$	deg	$-62.921 \pm 0.003$
$\mu_\alpha$	msa a <sup>-1</sup>	$-4.709 \pm 0.008$
$\mu_\delta$	msa a <sup>-1</sup>	$-2.336 \pm 0.005$
$\varpi_{\text{astro}}$	msa	$0.642 \pm 0.002$
$V_{\text{cum}}$	km s <sup>-1</sup>	$-19.1 \pm 0.6$
$N_{\text{cum}}$	–	182
Parámetros obtenidos del ajuste de la isócrona		
$\varpi_{\text{foto}}$	msa	$0.638 \pm 0.002$
$E(\text{BP} - \text{RP})$	mag	$0.282 \pm 0.002$
[Fe/H]	dex	$0.274 \pm 0.003$
$\log(\tau)$		$7.79 \pm 0.09$

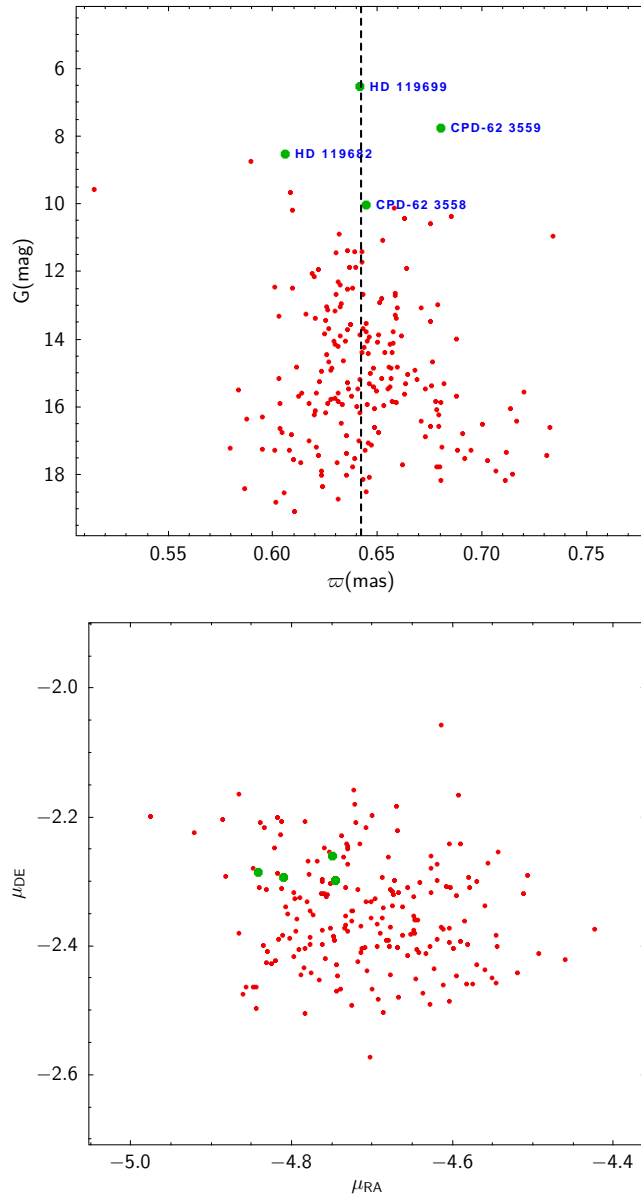
**Tabla 5.23:** Velocidades radiales medias obtenidas para estrellas en la región del cúmulo NGC 5281.

Estrella	$\langle V_r \rangle$ [km s <sup>-1</sup> ]	$n$	Variabilidad	Miembro
HD 119699	$-18.37 \pm 0.32$	6	Cte	M
CPD-62 3559	$-19.32 \pm 0.03$	3	Cte	M
HD 119682	$-15.27 \pm 1.71$	11	Var?	M
CD-62 762	$-29.59 \pm 8.38$	7	Cte	NM
HD 119797	$-23.74 \pm 3.00$	2	Cte	NM
HD 119763	$-14.74 \pm 1.92$	2	Cte	M
HD 119681	$-24.15 \pm 4.65$	1	–	NM
CPD-62 3558	$-16.44 \pm 0.17$	16	SB2	M
TYC 9008-3948-1	$-25.15 \pm 6.65$	1	–	NM
CPD-62 3567	$-22.26 \pm 2.53$	3	Cte	M

$n$  es el número de espectros utilizados para calcular la velocidad radial media. Las etiquetas “Var” y “Cte” indican estrellas variables o constantes en velocidad radial, respectivamente. Las marcas de membresía corresponden a miembros (M) y no miembros (NM).



**Figura 5.22:** Distribución de los probables miembros de NGC 5281. En el panel superior se muestra la distribución espacial en coordenadas ecuatoriales, mientras que en el panel inferior se presenta el diagrama color–magnitud junto con tres isócronas PARSEC ajustada al cúmulo. En ambos paneles se indica además la posición de la estrella triple CPD-62 3558, las candidatas a *yellow straggler* HD 119699 y a *blue straggler* HD 119682.



**Figura 5.23:** Distribución de los probables miembros de NGC 5281. En el panel superior se muestra la distribución de los miembros en el espacio de movimientos propios, mientras que en el panel inferior se presenta la distribución de paralajes. En ambos paneles se indica además la posición de la estrella triple CPD-62 3558, las candidatas a *yellow straggler* HD 119699 y a *blue straggler* HD 119682.

de procesos de interacción o evolución binaria dentro del cúmulo.

Por su parte, la estrella **HD 119682** ha sido clasificada como una variable eruptiva y una binaria de rayos X de gran masa por [Nazé et al. \(2022\)](#), quienes reportan un período orbital de aproximadamente 90 días. Nuestros espectros muestran variaciones significativas en los perfiles e intensidades de las líneas espectrales, las cuales resultan mucho más notorias que las variaciones observadas en velocidad radial. A partir de nuestras mediciones obtenemos una velocidad media ponderada de  $-15.27 \pm 1.71 \text{ km s}^{-1}$ , en acuerdo con la velocidad media del cúmulo, lo que respalda su pertenencia a NGC 5281. [Mermilliod \(1982\)](#) catalogaron a HD 119682 como una estrella rezagada azul (*blue straggler*). Por otro lado, [Levenhagen & Leister \(2004\)](#) estimaron para este objeto una masa de  $18 \pm 1 M_{\odot}$  y una edad de aproximadamente 4 Myr. En nuestro análisis, en cambio, también concluimos que se trata de una *blue straggler*, pero obtenemos una edad significativamente mayor,  $\log(\tau) = 7.55$  (ver Figura 5.22), y una masa fotométrica de  $6.1 \pm 0.5 M_{\odot}$ . Esta discrepancia pone de manifiesto la complejidad evolutiva del sistema y sugiere que la interacción binaria ha desempeñado un papel relevante en su evolución.

La estrella **CPD–62 3559** fue catalogada como una SB1 de baja amplitud ( $0.39 \pm 0.06 \text{ km s}^{-1}$ ), largo período ( $858.8 \pm 0.4 \text{ d}$ ) y una velocidad del centro de masa de  $-19.32 \pm 0.02 \text{ km s}^{-1}$  ([Gaia Collaboration et al., 2023](#)). Este valor es consistente con la velocidad radial del cúmulo, lo que refuerza su clasificación como miembro de NGC 5281. En el diagrama color–magnitud puede observarse que este objeto es compatible tanto con una isócrona de 63.1 Ma, junto con HD 119682, como con una de 31.6 Ma, junto con HD 119699 (ver Figura 5.22).

Por otra parte, **TYC 9008–1516–1** es una binaria eclipsante con un período orbital de 1.14903 d ([IJspeert et al., 2021](#)). En la bibliografía existen únicamente dos mediciones de velocidad radial, ambas con incertidumbres considerables, las cuales no resultan suficientes para ajustar una solución orbital. Además, no contamos con espectros propios que permitan establecer si el sistema corresponde a una binaria espectroscópica.

### 5.7.1. CPD–62 3558

Al objeto CPD–62 3558 lo hemos observado en varios turnos y constituye el sistema más destacado de nuestra muestra. En una primera inspección visual de los espectros notamos la presencia de dos conjuntos de líneas, lo que nos llevó a tratarlo inicialmente como una SB2; sin embargo, al ajustar su órbita detectamos una variación en la velocidad de su centro de masa, lo que indica que se trata de un sistema triple. Finalmente, la órbita de este sistema fue ajustada utilizando un *script* desarrollado por nosotros que ajusta el sistema como sistema dinámico triple, es decir considerando

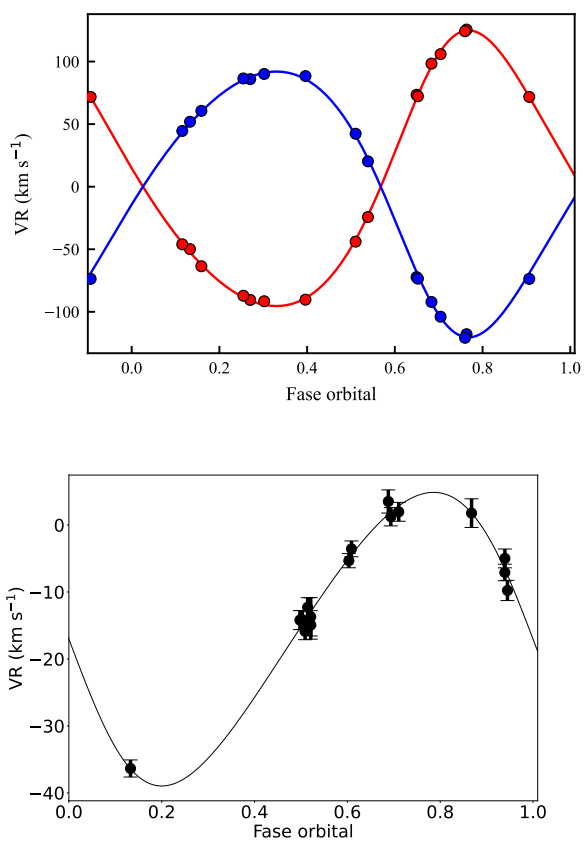
---

rencia de masa, fusiones o interacción binaria (e.g., [Ahumada & Lapasset, 2007](#)).

**Tabla 5.24:** Parámetros orbitales de la estrella triple CPD-62 3558 en NGC 5281. Los parámetros con el subíndice ‘o’ hace referencia a la órbita descrita por el bari-centro de la binaria espectroscópica.

Parámetro	Unidad	Valor
$P$	d	$6.95638 \pm 0.00025$
$K_A$	$\text{km s}^{-1}$	$110.1 \pm 1.8$
$K_B$	$\text{km s}^{-1}$	$106.2 \pm 1.9$
$\omega$		$5.66 \pm 0.07$
$e$		$0.165 \pm 0.010$
$q$		$1.03 \pm 0.02$
$a_A \sin i$	$R_\odot$	$14.93 \pm 0.27$
$a_B \sin i$	$R_\odot$	$14.39 \pm 0.27$
$a \sin i$	$R_\odot$	$29.33 \pm 0.38$
$M_A \sin^3 i$	$M_\odot$	$3.44 \pm 0.14$
$M_B \sin^3 i$	$M_\odot$	$3.56 \pm 0.15$
$\gamma_o$	$\text{km s}^{-1}$	$-16.4 \pm 1.3$
$P_o$	d	$178.0 \pm 1.5$
$\omega_o$		$1.8 \pm 1.1$
$e_o$		$0.14 \pm 0.08$
$a_o \sin i_o$	$R_\odot$	$76.2 \pm 7.5$
$K_o$	$\text{km s}^{-1}$	$21.9 \pm 2.2$
n		16

dos estrellas que conforman una binaria interna cuyo centro de masa se mueve en una órbita Kepleriana de mayor período. Además del movimiento del  $V_\gamma$  de la binaria se tiene en cuenta corrimientos de fase por diferencias de tiempo de luz a medida que la binaria cambia su distancia respecto al observador. Nosotros obtuvimos una velocidad del centro de masa de  $-16.44 \pm 0.17 \text{ km s}^{-1}$ , en excelente acuerdo con la velocidad media ponderada del cúmulo de  $-16.8 \pm 1.4 \text{ km s}^{-1}$  (ver Figura 5.24). La probabilidad de pertenencia determinada por Hunt & Reffert (2024) para este objeto es del 100%. El sistema presenta una órbita interna excéntrica con un período cercano a 7 d, mientras que la órbita externa tiene un período de aproximadamente 178 d (ver Tabla 5.24). Los tipos espectrales de las dos componentes visibles son similares, aproximadamente B6 V. En algunas líneas de He I, como  $\lambda 4471 \text{ \AA}$ , se aprecia una componente ancha adicional que no parece estar presente en Mg II  $\lambda 4481 \text{ \AA}$ . Además, los anchos equivalentes combinados de las componentes A y B son menores que los esperados, lo que sugiere que la tercera componente contribuye de manera significativa al flujo total del sistema, aunque no se detecta directamente debido a la gran anchura de sus líneas.



**Figura 5.24:** Curva de velocidad radial de CPD-62 3558 en NGC 5281. El panel superior muestra la órbita interna y el panel inferior muestra la órbita externa.

**Tabla 5.25:** Parámetros del cúmulo NGC 6322 obtenidos a partir del análisis de membresía y del ajuste de isócronas.

Parámetro	Unidad	Valor
$\alpha_{J2000}$	grados	$259.613 \pm 0.006$
$\delta_{J2000}$	grados	$-42.944 \pm 0.007$
$\mu_\alpha$	$\text{msa a}^{-1}$	$0.03 \pm 0.01$
$\mu_\delta$	$\text{msa a}^{-1}$	$-2.31 \pm 0.01$
$\varpi_{\text{astro}}$	msa	$0.763 \pm 0.004$
$V_{\text{cum}}$	$\text{km s}^{-1}$	–
$N_{\text{cum}}$	–	93
Parámetros obtenidos del ajuste de la isócrona		
$\varpi_{\text{foto}}$	msa	$0.773 \pm 0.009$
$E(\text{BP} - \text{RP})$	mag	$0.875 \pm 0.003$
[Fe/H]	dex	$0.13 \pm 0.03$
$\log(\tau)$		$6.91 \pm 0.05$

## 5.8. NGC 6322

NGC 6322 es un cúmulo abierto situado en la constelación de Scorpius, identificado históricamente en los catálogos astronómicos como un agrupamiento estelar moderadamente disperso. Nosotros hemos observado cuatro objetos en la región del cúmulo. En el catálogo de *Gaia* se dispone de once mediciones de velocidad radial, de las cuales sólo un objeto coincide con nuestra muestra observada. En el caso de otros relevamientos espectroscópicos de gran escala, como APOGEE y RAVE, no se encontraron mediciones que coincidan con las estrellas analizadas en este trabajo. La velocidad radial media del cúmulo no pudo determinarse de manera confiable (ver Tabla 5.25), debido al escaso número de mediciones disponibles y a la fuerte dispersión entre los valores reportados, que abarcan desde  $-55$  hasta  $41 \text{ km s}^{-1}$ . En efecto, distintas compilaciones de la literatura presentan valores notablemente discrepantes: en el catálogo UCC se reporta una velocidad media de  $30.876 \text{ km s}^{-1}$ , mientras que [Hunt & Reffert \(2024\)](#) obtienen  $-0.093 \text{ km s}^{-1}$  y [Kharchenko et al. \(2007\)](#) reportan un valor de  $-57 \text{ km s}^{-1}$ . En la Tabla 5.25 listamos los parámetros obtenidos de nuestro análisis para el cúmulo NGC 6322 y en la Figura 5.25 mostramos la posición de cada probable miembro en los espacios de coordenadas y en el diagrama color–magnitud. En la Tabla 5.26 listamos las velocidades radiales medias obtenidas para las estrellas observadas por nosotros en la región del cúmulo.

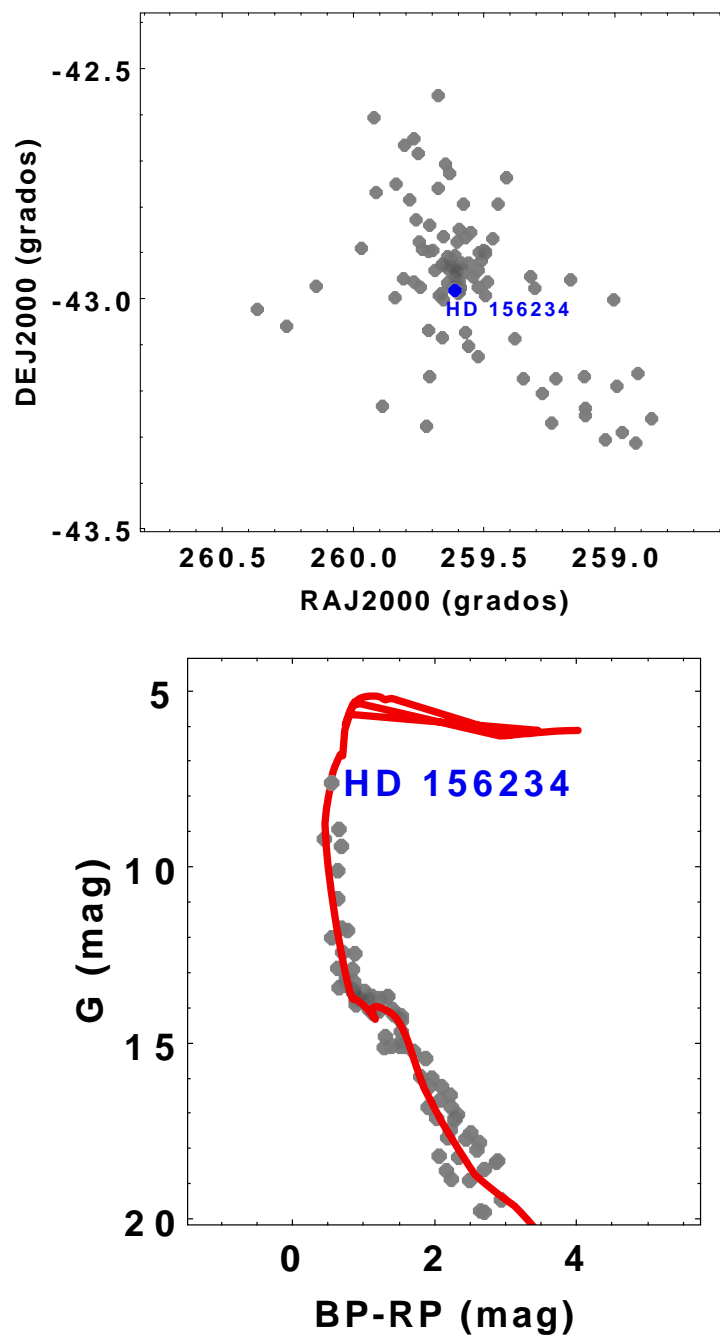
**Tabla 5.26:** Velocidades radiales medias obtenidas a partir de nuestros espectros para estrellas en la región del cúmulo NGC 6322.

Estrella	$\langle V_r \rangle$ [km s <sup>-1</sup> ]	$n$	Variabilidad	Miembro
HD 156189	$-4.5 \pm 2.6$	5	Cte	?
HD 156233	$-27.0 \pm 2.4$	4	Cte	?
HD 156234	$-27.5 \pm 1.5$	12	SB1	?
HD 156271	$1.2 \pm 7.9$	1	Cte	?

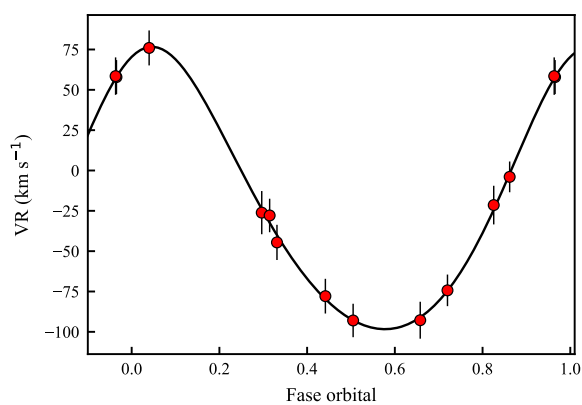
$n$  es el número de espectros utilizados para calcular la velocidad radial media. La etiqueta “Cte” indica estrellas constantes en velocidad radial, respectivamente.

### 5.8.1. HD 156234

Esta estrella presenta variaciones tanto espectroscópicas como fotométricas. A partir del análisis de nuestros espectros determinamos que se trata de una SB1 (ver Figura 5.26), con un período orbital del orden de 5 d y baja excentricidad (ver Tabla 5.27). Por otra parte, la fotometría de *TESS* revela eclipses y variabilidad fuera de eclipse, por lo que modelamos la curva de luz mediante el código PHOEBE. El ajuste obtenido constituye una solución fotométrica preliminar del sistema (ver Figura 5.27 y Tabla 5.28). El modelo reproduce adecuadamente la profundidad y duración de ambos eclipses, lo que sugiere que las componentes eclipsantes poseen temperaturas efectivas relativamente similares. Sin embargo, la curva de luz presenta modulaciones significativas fuera de eclipse, particularmente en los máximos, que no son completamente reproducidas por el modelo binario adoptado. La coincidencia entre la periodicidad de estas variaciones y el período orbital indica que probablemente están asociadas al propio sistema. Estas modulaciones podrían estar relacionadas con fenómenos fotosféricos, efectos de interacción o contribución de luz adicional no considerados explícitamente en el modelo. No obstante, su origen físico no puede establecerse de manera concluyente con los datos disponibles y será investigado en un trabajo futuro.



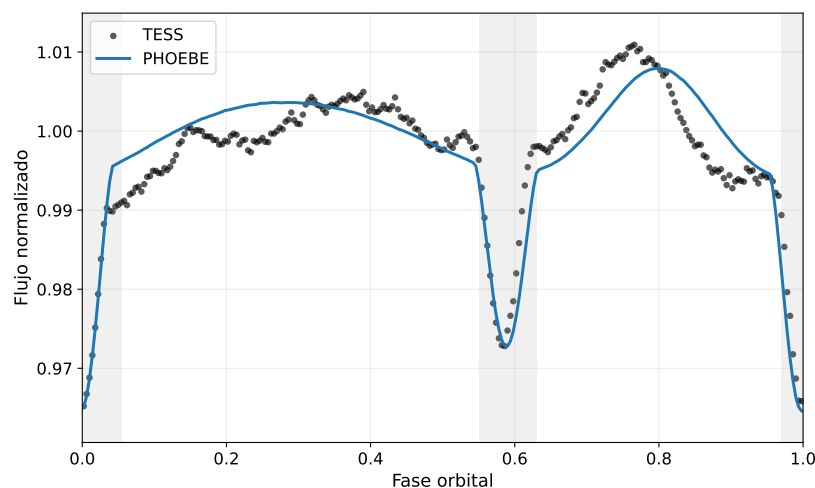
**Figura 5.25:** Distribución de los probables miembros de NGC 6322. En el panel superior se muestra la distribución espacial en coordenadas ecuatoriales, mientras que en el panel inferior se presenta el diagrama color–magnitud junto con la isócrona PARSEC ajustada al cúmulo. En ambos paneles se indica además la posición de la binaria espectroscópica hallada.



**Figura 5.26:** Curva de velocidad radial de HD 156234. Los puntos rojos corresponden a las velocidades radiales observadas para la componente primaria y la línea continua representa el ajuste orbital obtenido para el sistema.

**Tabla 5.27:** Parámetros orbitales de la binaria espectroscópica hallada en NGC 6322

Parámetro	HD 156234
$P$ (d)	$5.6793 \pm 0.0004$
$V_\gamma$ ( $\text{km s}^{-1}$ )	$-21.4 \pm 1.5$
$K$ ( $\text{km s}^{-1}$ )	$87.5 \pm 2.3$
$\omega$ ( $^\circ$ )	$93.8 \pm 0.1$
$e$	$0.13 \pm 0.01$



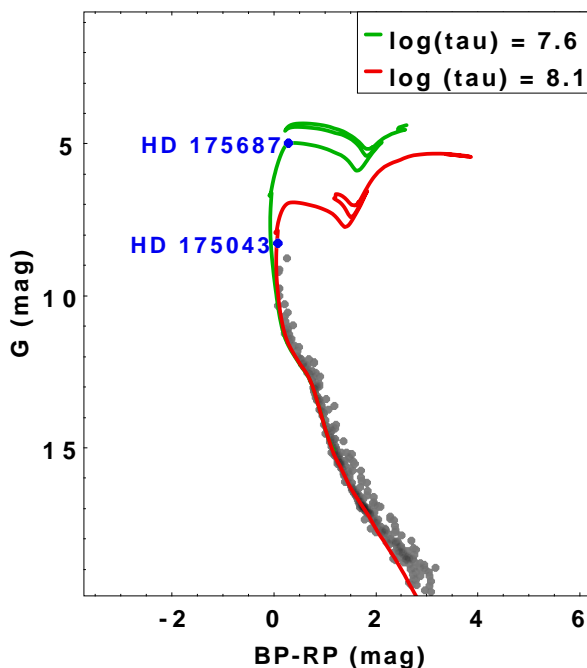
**Figura 5.27:** Ajuste de la curva de luz depurada de HD 156234 utilizando PHOEBE.

**Tabla 5.28:** Parámetros obtenidos con PHOEBE para HD 156234 en NGC 6322.

Parámetro	HD 156234
$P$ (d)	$5.6795 \pm 0.0002$
$e$	$0.14 \pm 0.01$
$i$ (grados)	$72.5 \pm 0.8$
$T_1$ (K)	$34600 \pm 1000$
$T_2$ (K)	$34500 \pm 1500$
$R_1$ ( $R_\odot$ )	$6.5 \pm 0.5$
$R_2$ ( $R_\odot$ )	$8.0 \pm 1.0$
$a$ ( $R_\odot$ )	$36.5 \pm 1.5$
$l_3$	$0.62 \pm 0.10$

## 5.9. NGC 6716

NGC 6716 es un cúmulo abierto situado en la constelación de Sagitario, clasificado como un sistema pobre y poco concentrado. Los primeros estudios fotométricos basados en observaciones UBV y CCD permitieron estimar una edad del orden de  $\sim 100$  Ma, un exceso de color moderado y una distancia fotométrica de aproximadamente 600 pc, aunque con una fuerte contaminación de campo, lo que dificultó históricamente la identificación de miembros genuinos (Grice & Dawson, 1990). Estas características hacen de NGC 6716 un ejemplo representativo de cúmulo abierto poco ligado gravitacionalmente, donde los procesos de evaporación estelar y pérdida de



**Figura 5.28:** Distribución de los probables miembros de NGC 6716 en el diagrama color–magnitud junto con dos isócronas PARSEC ajustada al cúmulo. Además se indica la posición de la SB1 HD 175043 y la candidata a *yellow straggler*.

miembros pueden ser dinámicamente relevantes.

Con la disponibilidad de datos astrométricos de *Gaia*, NGC 6716 ha sido reanalizado dentro de catálogos homogéneos de cúmulos abiertos, permitiendo una determinación más robusta de su membresía, estructura espacial y parámetros dinámicos globales (Tarricq et al., 2022). Estos estudios muestran que cúmulos poco concentrados como NGC 6716 suelen presentar radios extensos y masas totales relativamente bajas, lo que los hace especialmente sensibles a efectos de marea galáctica. Además, análisis recientes basados en datos de *Gaia* han señalado la posible proximidad física y cinemática entre NGC 6716 y el cúmulo Collinder 394, lo que abre la posibilidad de un origen común o de interacciones dinámicas pasadas, relevantes para el estudio de la evolución externa de cúmulos abiertos (Naufal et al., 2020).

Observamos a cinco objetos en la zona del cúmulo los cuales poseen una velocidad radial similar al hallado para el cúmulo. En la Tabla 5.29 presentamos los parámetros derivados para NGC 6716, mientras que en la Figura 5.28 se muestra el diagrama color–magnitud del cúmulo. En la Tabla 5.30 listamos las velocidades radiales medias obtenidas para las estrellas observadas por nosotros en la región del cúmulo.

**Tabla 5.29:** Parámetros del cúmulo NGC 6716 obtenidos a partir del análisis de membresía y del ajuste de isócronas.

Parámetro	Unidad	Valor
$\alpha_{J2000}$	grados	$283.62 \pm 0.01$
$\delta_{J2000}$	grados	$-19.88 \pm 0.01$
$\mu_\alpha$	$\text{msa a}^{-1}$	$-1.47 \pm 0.01$
$\mu_\delta$	$\text{msa a}^{-1}$	$-6.09 \pm 0.01$
$\varpi_{\text{astro}}$	msa	$1.413 \pm 0.003$
$V_{\text{cum}}$	$\text{km s}^{-1}$	$4.0 \pm 0.7$
$N_{\text{cum}}$	–	291
Parámetros obtenidos del ajuste de la isócrona		
$\varpi_{\text{foto}}$	msa	$1.412 \pm 0.006$
$E(\text{BP} - \text{RP})$	mag	$0.214 \pm 0.002$
$[\text{Fe}/\text{H}]$	dex	$0.04 \pm 0.05$
$\log(\tau)$		$8.09 \pm 0.12$

**Tabla 5.30:** Velocidades radiales medias obtenidas a partir de nuestros espectros para estrellas en la región del cúmulo NGC 6716.

Estrella	$\langle V_r \rangle$ [ $\text{km s}^{-1}$ ]	$n$	Variabilidad	Miembro
CPD-19 7183	$5.8 \pm 1.6$	1	–	M
HD 175043	$2.9 \pm 1.4$	16	SB1	M
HD 175091	$3.2 \pm 1.7$	1	–	M
HD 175141	$5.8 \pm 3.6$	1	–	M
HD 175687	$0.04 \pm 1.23$	1	–	M

$n$  es el número de espectros utilizados para calcular la velocidad radial media. Las marcas de membresía corresponden a miembros (M).

**Tabla 5.31:** Parámetros orbitales de la SB1 hallada en NGC 6716

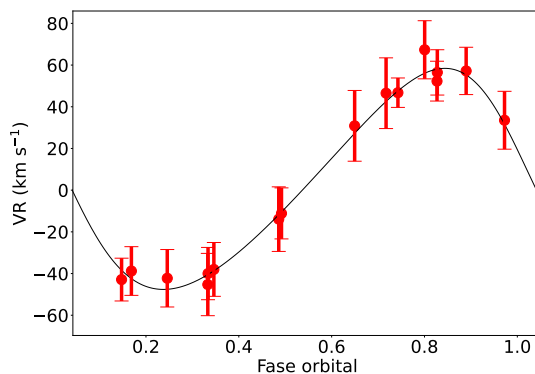
Parámetro	HD 175043
$P$ (d)	$1.48939 \pm 0.00004$
$V_\gamma$ (km s <sup>-1</sup> )	$2.9 \pm 1.4$
$K$ (km s <sup>-1</sup> )	$53.0 \pm 1.7$
$\omega$ (°)	$1.30 \pm 0.10$
$e$	$0.17 \pm 0.03$

### 5.9.1. HD 175687

HD 175687 se ubica en una posición del diagrama color–magnitud compatible con la de una *yellow straggler* (ver Figura 5.28). Esta estrella presenta una probabilidad de pertenencia del 57 % y un valor del exceso de ruido astrométrico de 0.56 mas. La posición de la estrella en el diagrama color–magnitud se reproduce mejor mediante una isócrona de edad inferior a la estimada para el resto del cúmulo.

### 5.9.2. HD 175043

Esta estrella es la segunda más brillante del cúmulo y se encuentra en la región central. En los espectros obtenidos de este objeto detectamos variaciones en la posición de las líneas, lo que nos permitió identificarlo como una SB1 de corto período y baja excentricidad (ver Figura 5.29 y Tabla 5.31).



**Figura 5.29:** Curva de velocidad radial de HD 175043. Los puntos rojos corresponden a las velocidades radiales observadas para la componente primaria y la línea continua representa el ajuste orbital obtenido para el sistema.

## 5.10. UPK 38

UPK 38 forma parte de la creciente población de cúmulos abiertos identificados a partir de los datos astrométricos de Gaia DR3 y analizados en catálogos homogeneizados recientemente publicados (por ejemplo, [Cantat-Gaudin et al. \(2020\)](#); [Hunt & Reffert \(2024\)](#)). Trabajos observacionales recientes han abordado específicamente la caracterización de UPK 38 utilizando datos astrométricos, fotométricos y espectroscópicos propios. Un estudio presentado por [Alejo et al. \(2024\)](#) muestra que UPK 38 es un cúmulo abierto pobre en miembros pero dominado por un sistema central masivo, la estrella HD 173003, una binaria espectroscópica de líneas dobles con un período orbital de aproximadamente 7.9 d, que representa una fracción significativa de la masa total del cúmulo. Este resultado enfatiza que, en cúmulos de baja población, las estrellas individuales y los sistemas múltiples pueden desempeñar un papel crucial en la dinámica interna y en la evolución del cúmulo, lo que convierte a UPK 38 en un caso de especial interés para estudios de binariedad y evolución estelar temprana.

En el catálogo de [Hunt & Reffert \(2024\)](#) se listan 61 objetos con distintos grados de probabilidad de pertenencia a UPK 38; sin embargo, dicho listado no incluye las estrellas que observamos en este trabajo: HD 173003, HD 173198 y HD 173074. Realizamos un análisis cinemático de estas estrellas, las cuales presentan una probabilidad nula de pertenencia según dicho catálogo, y cuyos resultados describimos a continuación. En la Tabla 5.32 presentamos los parámetros obtenidos para UPK 38, mientras que en la Figura 5.30 se muestran la distribución espacial en coordenadas ecuatoriales y el diagrama color–magnitud del cúmulo.

En el caso de la estrella **HD 173074** contamos únicamente con un espectro. Deter-

**Tabla 5.32:** Parámetros del cúmulo UPK 38 obtenidos a partir del análisis de membresía y del ajuste de isócronas.

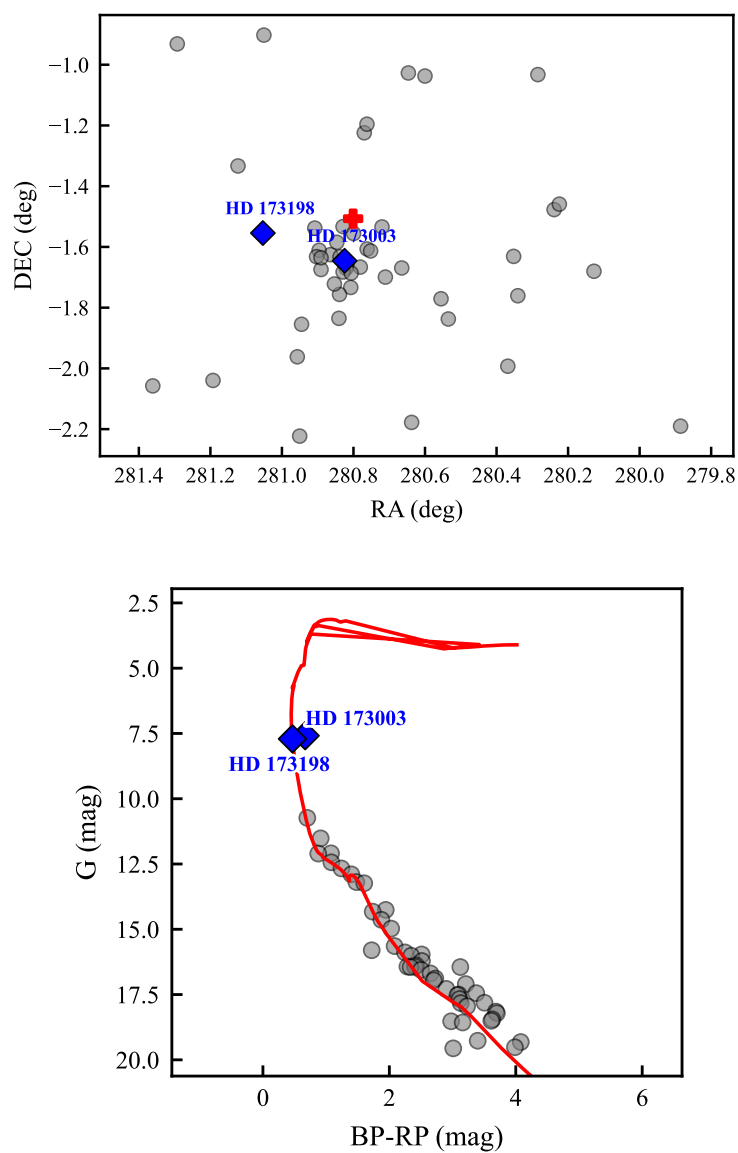
Parámetro	Unidad	Valor
$\alpha_{J2000}$	grados	$280.82 \pm 0.02$
$\delta_{J2000}$	grados	$-1.66 \pm 0.02$
$\mu_\alpha$	$\text{msa a}^{-1}$	$-1.13 \pm 0.01$
$\mu_\delta$	$\text{msa a}^{-1}$	$-5.33 \pm 0.04$
$\varpi_{\text{astro}}$	msa	$1.700 \pm 0.009$
$V_{\text{cum}}$	$\text{km s}^{-1}$	$-8.1 \pm 2.4$
$N_{\text{cum}}$	–	43
Parámetros obtenidos del ajuste de la isócrona		
$\varpi_{\text{foto}}$	msa	$1.8 \pm 0.2$
$E(\text{BP} - \text{RP})$	mag	$0.84 \pm 0.02$
[Fe/H]	dex	$0.10 \pm 0.03$
$\log(\tau)$		$7.1 \pm 0.2$

minamos una velocidad radial de  $-27.2 \pm 1.2 \text{ km s}^{-1}$ , mientras que en Gaia se reporta un valor de  $-28.9 \pm 0.2 \text{ km s}^{-1}$ , lo que indica que no se detecta variabilidad significativa en su velocidad radial. Por otro lado, determinamos que se trata de una estrella de tipo espectral tardío K5. Dado que la velocidad radial determinada para la estrella difiere significativamente de la velocidad media del cúmulo, podemos concluir que este objeto no es miembro del mismo.

### 5.10.1. HD 173003

La estrella HD 173003 es la estrella más brillante y se encuentra en el centro del cúmulo, que es al menos 2 mag más brillante que el resto de los miembros de UPK 38 excepto la estrella HD 173198 (ver Figura 5.30), corresponde al sistema central masivo identificado previamente en Alejo et al. (2024) como una binaria SB2, para la cual se presentó una órbita preliminar. Con el objetivo de mejorar la determinación de sus parámetros orbitales, realizamos campañas observacionales adicionales que permitieron obtener un conjunto ampliado de espectros. Para el análisis utilizamos el *script* BiSpeD (Martínez & González, 2025) junto con modelos atmosféricos TLUSTY<sup>1</sup>, considerando un rango de temperaturas efectivas comprendido entre 15000 y 30000 K. En la Figura 5.31 se puede observar el ajuste llevado a cabo para esta estrella. Mediante este procedimiento determinamos una razón de masas de  $q \sim 0.46$ , a partir de la cual efectuamos nuevas mediciones de velocidades radiales y llevamos a cabo la separación

<sup>1</sup><https://tlusty.oca.eu/tlusty/>



**Figura 5.30:** Distribución de los probables miembros de UPK 38. En el panel superior se muestra la distribución espacial en coordenadas ecuatoriales, mientras que en el panel inferior se presenta el diagrama color–magnitud junto con la isócrona PARSEC ajustada al cúmulo. En ambos paneles se indica además la posición de las binarias espectroscópicas halladas.

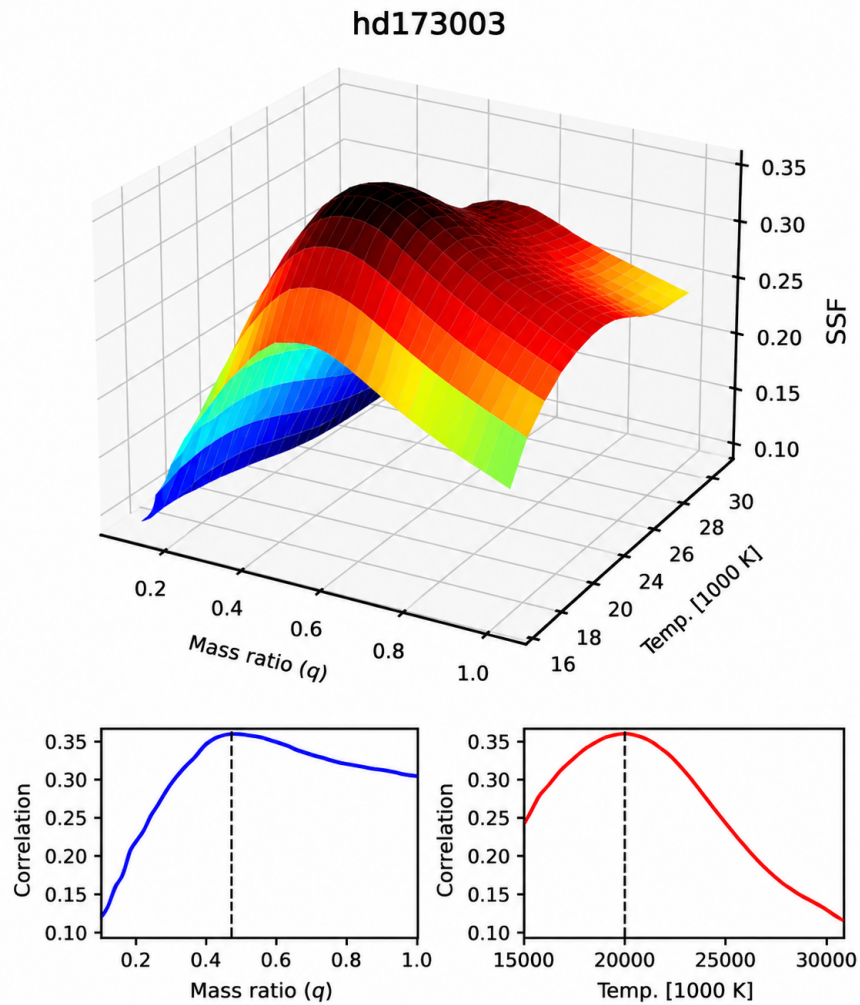
**Tabla 5.33:** Parámetros orbitales de las SB2 halladas en UPK 38

Parametro	HD 173003	HD 173198
$P$ (d)	$9.44406 \pm 0.00009$	$1.36615 \pm 0.00003$
$V_\gamma$ (km s <sup>-1</sup> )	$-3.2 \pm 0.1$	$0.7 \pm 1.4$
$K_1$ (km s <sup>-1</sup> )	$61.1 \pm 0.1$	$148.7 \pm 1.8$
$K_2$ (km s <sup>-1</sup> )	$107.5 \pm 0.7$	$297.9 \pm 2.9$
$\omega$ (°)	$9.565 \pm 0.006$	$3.2 \pm 0.6$
$e$	$0.3695 \pm 0.0009$	$0.021 \pm 0.005$

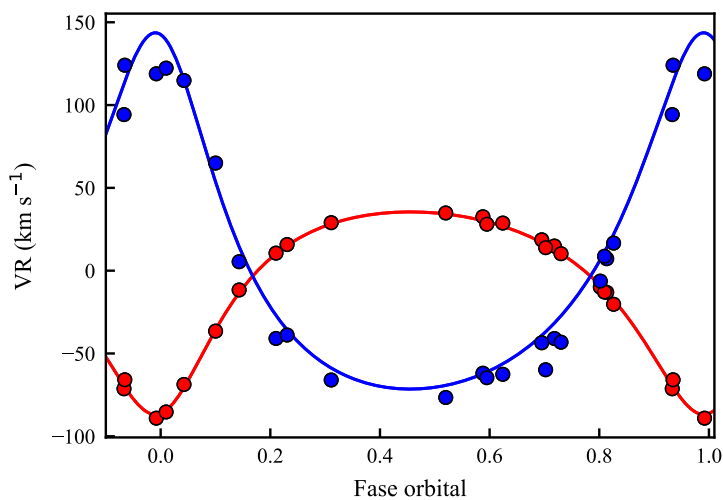
espectral de ambas componentes. El análisis actualizado mostró que el período orbital resulta levemente mayor que el estimado originalmente en [Alejo et al. \(2024\)](#). En la [Tabla 5.33](#) se listan los parámetros orbitales finales obtenidos y en la [Figura 5.32](#) mostramos la curva de velocidad radial. Concluimos que el sistema está compuesto por dos estrellas de tipos espectrales similares, B2V. Teniendo en cuenta el análisis realizado en [Alejo et al. \(2024\)](#) de la distribución de energía espectral (SED), y la velocidad del centro de masa, consideramos esta estrella como probable miembro. Los parámetros astrométricos (paralaje y movimientos propios) no se tienen en cuenta ya que presenta un valor elevado ( $0.67$  mas) de exceso de ruido astrométrico. A partir del método descrito en la [Sección 4.4.2](#), determinamos masas de  $(6.0 \pm 2.4) M_\odot$  y  $(3.4 \pm 1.3) M_\odot$  para las componentes primaria y secundaria, respectivamente.

### 5.10.2. HD 173198

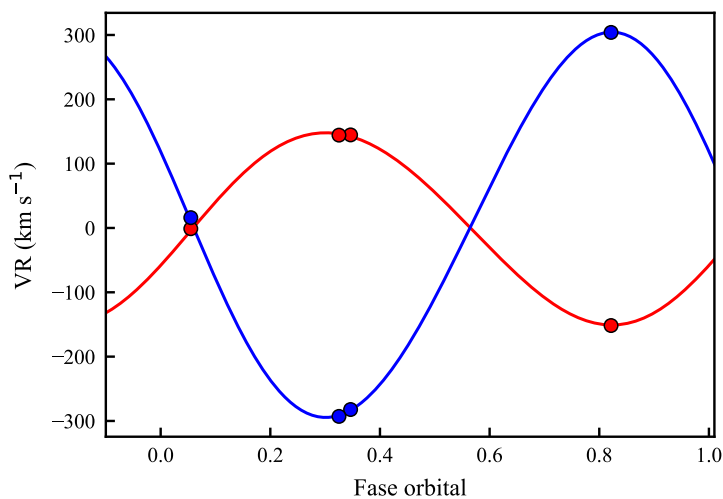
La estrella HD 173198 es una binaria eclipsante con un período fotométrico de  $1.364177$  d ([Gaia Collaboration, 2022b](#)) y, junto con HD 173003, es al menos 2 mag más brillante que el resto de los miembros de UPK 38 (ver [Figura 5.30](#)). A partir de nuestras observaciones obtuvimos cuatro espectros en los cuales fue posible realizar la separación espectral de ambas componentes. Con estas mediciones ajustamos la órbita espectroscópica del sistema, cuyos parámetros se presentan en la [Tabla 5.33](#). La componente primaria presenta un tipo espectral B1V, determinado a partir de las relaciones de intensidad entre las líneas HeI  $\lambda 4553$ , HeI  $\lambda 4116$  y SiIV  $\lambda 4128$ , mientras que la secundaria corresponde a un tipo espectral B5V, inferido principalmente de la comparación entre las líneas HeI  $\lambda 4471$  y HeI  $\lambda 4026$ . Ambas componentes muestran líneas espectrales notablemente ensanchadas, lo que sugiere la presencia de altas velocidades de rotación proyectadas. El exceso de ruido astrométrico para esta estrella es de  $0.137$  mas y la velocidad sistémica obtenida no difiere de manera significativa de la



**Figura 5.31:** Ajuste realizado con BiSpeD para la estrella HD 173003. El panel superior muestra la *Secondary Signature Function* (SSF) en función de la razón de masas y de la temperatura efectiva de la componente secundaria. Los paneles inferiores muestran las proyecciones marginales de cada parámetro.



**Figura 5.32:** Curva de velocidad radial de HD 173003. Los puntos rojos y azules corresponden a las velocidades radiales observadas para las componentes primaria y secundaria, respectivamente, mientras que las líneas continuas representan el ajuste orbital obtenido para el sistema.



**Figura 5.33:** Curva de velocidad radial de HD 173198. Los puntos rojos y azules corresponden a las velocidades radiales observadas para las componentes primaria y secundaria, respectivamente, mientras que las líneas continuas representan el ajuste orbital obtenido para el sistema.

velocidad media del cúmulo, por lo que no puede descartarse su membresía.

Las masas de las componentes fueron determinadas por [Lorenz et al. \(2005\)](#), quienes obtuvieron valores de  $10.10 \pm 0.11$  y  $5.29 \pm 0.10 M_{\odot}$  para la primaria y la secundaria, respectivamente. Asimismo, dichos autores realizaron un ajuste de la curva de velocidad radial del sistema. En comparación, nuestros parámetros orbitales resultan consistentes dentro de las incertezas; sin embargo, los errores reportados en ese trabajo son aproximadamente un orden de magnitud menores que los obtenidos en este estudio. Esta diferencia en las incertezas puede atribuirse principalmente al número significativamente mayor de observaciones espectroscópicas utilizadas por [Lorenz et al. \(2005\)](#), así como a la mejor cobertura en fase orbital, lo que permite una determinación más precisa de los parámetros. En contraste, nuestro análisis se basa en un conjunto limitado de espectros, lo cual introduce mayores incertidumbres en el ajuste orbital, aunque sin afectar de manera significativa los valores medios obtenidos.

El presente capítulo se organiza en dos partes complementarias. En la primera sintetizamos los principales resultados observacionales obtenidos a lo largo de esta Tesis, integrando la información espectroscópica, fotométrica y astrométrica discutida en los capítulos anteriores junto con las herramientas desarrolladas en el Capítulo 4. Además abordamos la distribución espacial de estrellas simples y sistemas binarios, la segregación de masa en las submuestras más masivas y la relación de estas propiedades con los estados dinámicos globales de los cúmulos analizados.

En la segunda parte profundizamos en el análisis dinámico de los cúmulos NGC 2362, IC 2395 y UPK 38. Para ello estudiamos con mayor detalle su estructura espacial y cinemática, sus escalas de tiempo características y la evidencia observacional de pérdida de miembros, con el objetivo de reconstruir su evolución dinámica reciente.

## 6.1. Síntesis observacional y contexto dinámico

En esta sección presentamos una síntesis de los principales resultados obtenidos a lo largo del relevamiento observacional, integrando la información derivada del análisis espectroscópico, fotométrico y astrométrico de los cúmulos abiertos que componen la muestra. Analizamos un conjunto de 10 cúmulos, los cuales poseen una estrella central significativamente más brillante que el resto, lo que sugiere posibles escenarios evolutivos no estándares o interacciones dinámicas que podrían haber modificado la historia evolutiva de dichos sistemas. Este relevamiento no sólo incluye datos astrométricos, fotométricos y espectroscópicos provenientes de la bibliografía, sino también datos propios obtenidos a partir de espectros adquiridos en el CASLEO, lo que nos permitió complementar y contrastar determinaciones previas. En la Tabla 6.1 listamos las estrellas con variabilidad fotométrica y/o espectroscópica identificadas en este trabajo.

A partir de la posición de las estrellas en el diagrama color–magnitud identificamos

objetos cuya ubicación no puede explicarse mediante evolución estelar aislada. En este contexto, denominamos *blue stragglers* a aquellas estrellas que se ubican por encima y hacia el azul del punto de giro de la secuencia principal (*turnoff*) del cúmulo, aparentando ser más jóvenes que el resto de la población. Este tipo de objetos fue identificado por primera vez por Sandage (1953) en el cúmulo globular M3, y su origen se asocia generalmente a procesos de transferencia de masa en sistemas binarios o a fusiones estelares. En particular, clasificamos como *blue straggler* a HD 119682 en NGC 5281.

Asimismo, identificamos *yellow stragglers*, definidas como una población de estrellas “más luminosas y más frías que el *turnoff*” (Hesser et al., 1984), ubicadas en una región intermedia del diagrama color–magnitud entre la secuencia principal y la rama de gigantes. Estas estrellas se interpretan generalmente como posibles descendientes evolutivos de las *blue stragglers* o como el resultado de procesos de evolución binaria. Las *blue stragglers* constituyen una población relativamente poco numerosa, aunque ampliamente observada en cúmulos abiertos y globulares, donde típicamente se identifican desde unas pocas hasta algunas decenas de estos objetos por sistema (Ahumada & Lapasset, 2007). En contraste, las *yellow stragglers* son considerablemente más escasas y suelen aparecer sólo como unos pocos candidatos en determinados cúmulos abiertos, siendo interpretadas generalmente como posibles descendientes evolutivos de las *blue stragglers* (da Silveira et al., 2018). En particular, encontramos candidatos en NGC 6716 (HD 175687), NGC 5281 (HD 119699) y NGC 2287 (HD 49126), cuyo origen será analizado en un trabajo futuro. La presencia de rezagadas azules y amarillas en distintos cúmulos de la muestra, refuerza la idea de que los procesos binarios y dinámicos desempeñan un papel fundamental en la evolución de poblaciones estelares en cúmulos abiertos. La presencia de estos objetos, en particular en las regiones centrales de los cúmulos, es consistente con escenarios de evolución dinámica en los cuales las interacciones estelares y la evolución binaria juegan un rol dominante. En este sentido, el análisis conjunto de estas poblaciones permite explorar el vínculo entre la evolución estelar y la dinámica interna de los cúmulos.

Finalmente, queremos resaltar la importancia de incorporar las velocidades radiales en los análisis de membresía. Un ejemplo ilustrativo es la estrella HD 37018 en el cúmulo NGC 1977, que de acuerdo a nuestras velocidades radiales y a la posición de la estrella en el CMD sería miembro del cúmulo NGC 1977. Los valores publicados de movimiento propio y paralaje no son consistentes con los del cúmulo, por lo que trabajos como el de Hunt & Reffert (2024) la clasificaron como estrella de campo. Sin embargo, esta es una clasificación errónea ya que en este caso los datos astrométricos de Gaia no son confiables ya que presenta un exceso de ruido astrométrico de 7.5 mas (ver Sección 5.4.1). En nuestro análisis nos encontramos con un total de doce estrellas con este mismo problema. La sola utilización de parámetros astrométricos puede conducir a clasificaciones ambiguas o incorrectas, mientras que la inclusión de información cinemática permite discriminar con mayor precisión entre miembros físicos y estrellas de campo. Esto fortalece las conclusiones evolutivas y dinámicas

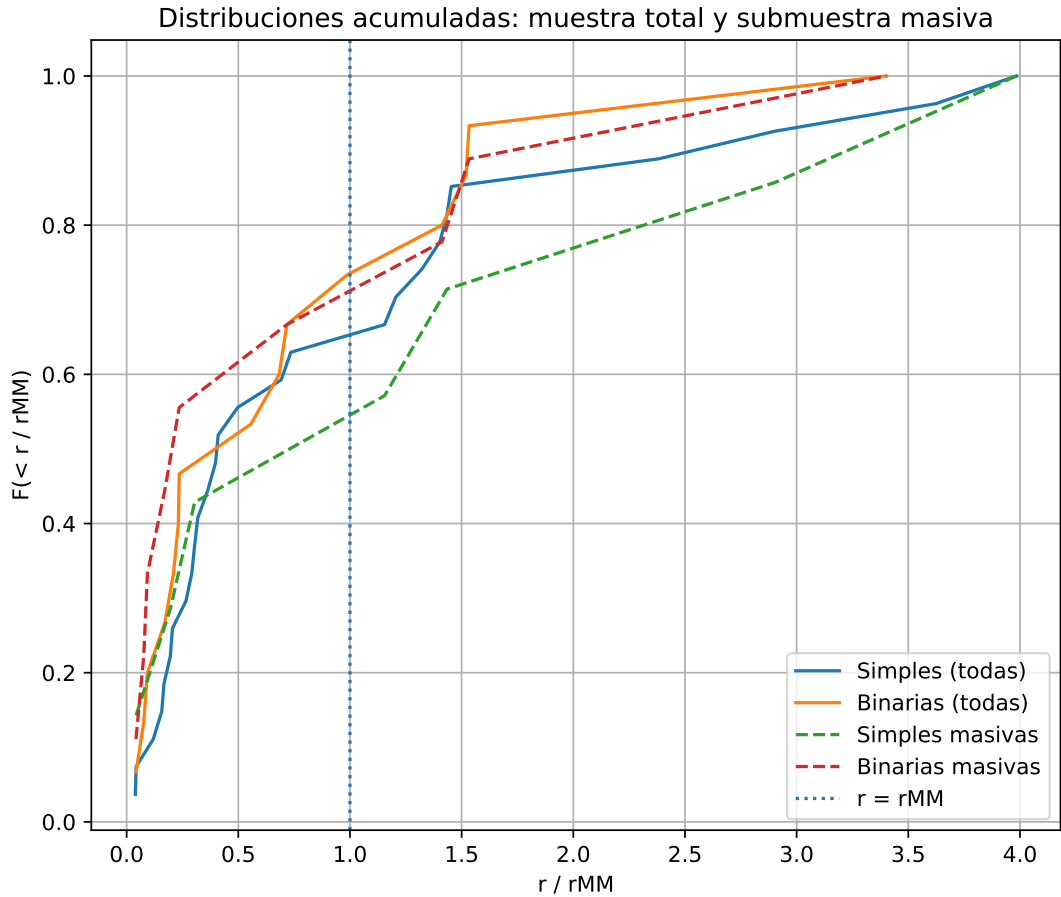
derivadas del estudio.

**Tabla 6.1:** Resumen de estrellas variables halladas, donde OVF indica la presencia de otra variabilidad fotométrica distinta de eclipses, que puede deberse a pulsaciones, rotación estelar o efectos elipsoidales.

Estrella – Cúmulo	SB1	SB2	Eclipsante	OVF	Sección
HD 59607 – Alessi 144		X	X		5.1.1
HD 74580 – IC 2395		X		X	5.2.1
HD 74234 – IC 2395	X			X	5.2.2
HD 74436 – IC 2395	X		X		5.2.3
HD 167287 – Markarian38	X				5.3
HD 45546 – NGC 2232				X	5.5
HD 45321 – NGC 2232		X		X	5.5.1
HD 45627 – NGC 2232		X			5.5.2
HD 56995 – NGC 2362	X				5.6.1
HD 57192 – NGC 2362			X		5.6.2
CPD-62 3558–NGC 5281		X			5.7.1
HD 156234 – NGC 6322	X		X		5.8.1
HD 175043 – NGC 6716	X				5.9.2
HD 173198 – UPK 38		X			5.10.2
HD 173003 – UPK 38		X			5.10.1
HD 37018 – NGC 1977		X			5.4.1

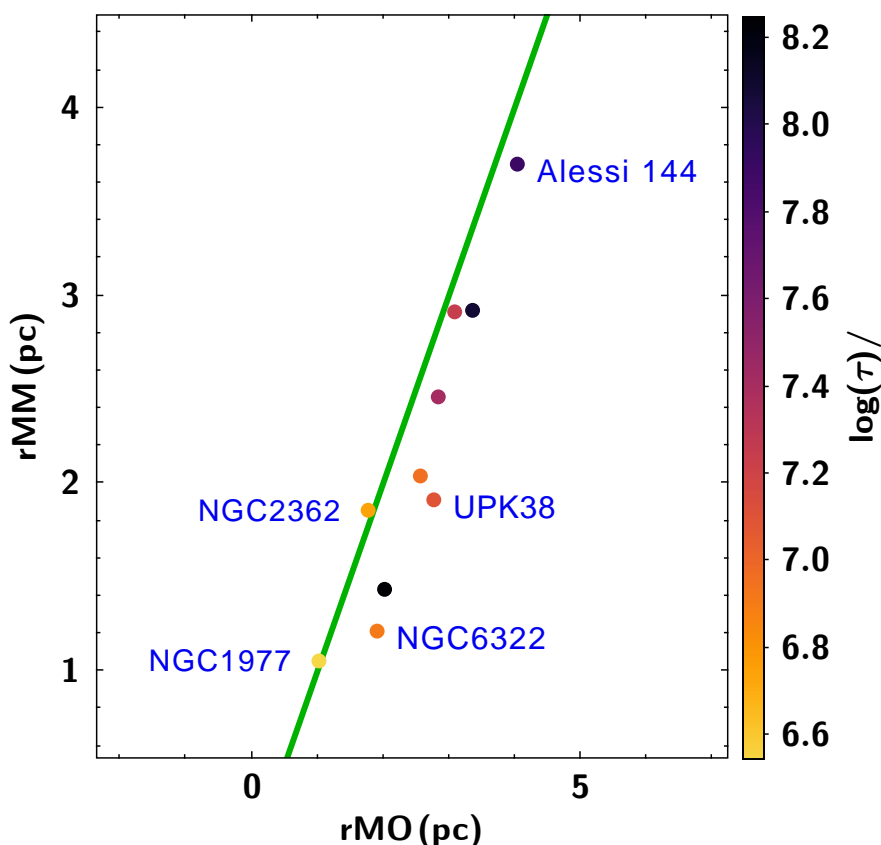
Los cúmulos estudiados en este trabajo, presentan una estrella central significativamente más masiva que el resto de los miembros, es decir, estas estrellas se ubican en la región central del sistema y poseen una luminosidad al menos una magnitud superior a la población circundante. Las masas estimadas para estas estrellas centrales abarcan un rango aproximado entre  $\sim 4 M_{\odot}$  y  $\sim 80 M_{\odot}$ , lo que pone de manifiesto la diversidad de escenarios evolutivos presentes en la muestra.

En este contexto, analizamos la distribución radial de las estrellas mediante la función de distribución radial de las 42 estrellas observadas. Para esto construimos la distribución acumulada de las distancias al centro del cúmulo, normalizadas por el radio de media masa de cúmulo correspondiente (ver Figura 6.1). A partir de estas distribuciones no se identifica una tendencia clara en la localización radial de los sistemas binarios en comparación con las estrellas simples. Al considerar individualmente aquellos cúmulos que presentan una segregación de masa más evidente, como NGC 6322, Markarian 38 y UPK 38 (ver Figura 6.2), encontramos que las binarias masivas se concentran en las regiones centrales del sistema, donde el cociente  $r_{MO}/r_{MM}$  es menor que la unidad, tal como se muestra en la Figura 6.3. En dicha figura también se observa



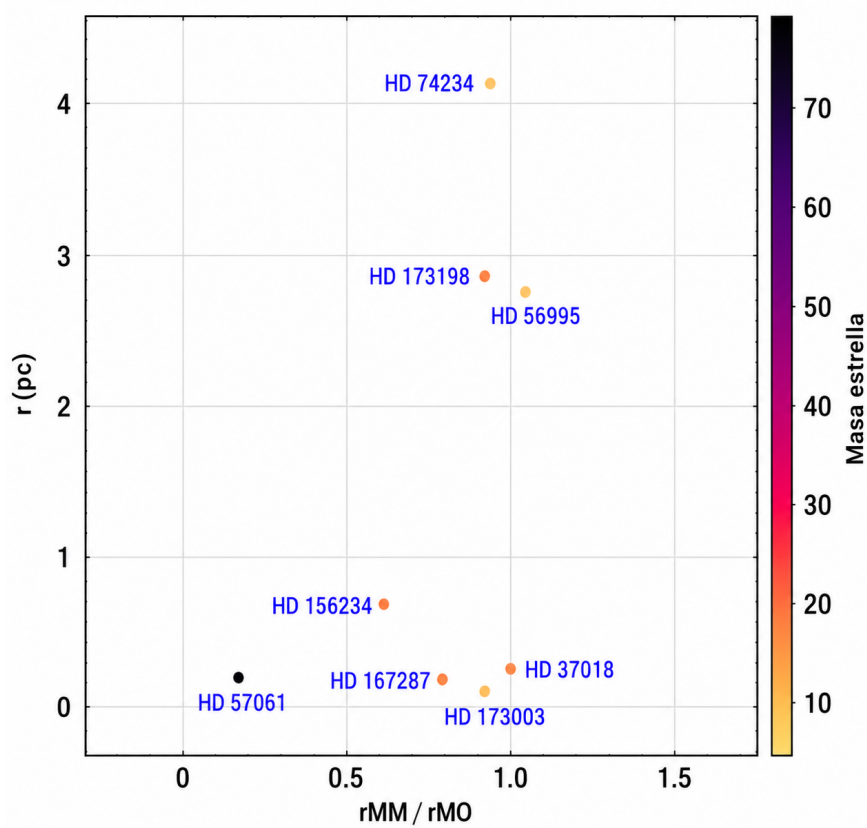
**Figura 6.1:** Distribuciones acumuladas de  $r/r_{MM}$  para estrellas simples y sistemas binarios. Las líneas continuas corresponden a la muestra completa, mientras que las líneas punteadas representan la submuestra de objetos más masivos. La línea vertical indica el radio de media masa. No se observan diferencias significativas en la muestra total, mientras que en la submuestra masiva las binarias muestran una mayor concentración hacia las regiones internas.

que el menor valor de esta relación, así como la menor distancia al centro del cúmulo, corresponde a NGC 2362. En contraste, en el cúmulo con menor grado de segregación, NGC 1977, la binaria masiva se ubica a mayores distancias del centro.



**Figura 6.2:** Relación entre el radio de media masa  $r_{MM}$  y el radio característico  $r_{MO}$  para los cúmulos de la muestra. La línea verde indica la relación identidad  $r_{MM} = r_{MO}$ . Los cúmulos ubicados por debajo de esta recta ( $r_{MM} < r_{MO}$ ) presentan evidencias de segregación de masa, mientras que aquellos cercanos o por encima de la misma muestran una menor segregación.

Al restringir el análisis a los sistemas más masivos (tanto estrellas binarias como simples) se evidencia una diferencia más marcada entre sus distribuciones radiales. En este análisis consideramos como estrellas simples masivas a aquellas con masas superiores a  $8 M_{\odot}$ , mientras que definimos como binarias masivas a los sistemas para los cuales  $M_1 + M_2 > 8 M_{\odot}$ . En particular, las binarias masivas tienden a concentrarse hacia las regiones centrales del cúmulo en comparación con el resto de las estrellas. Si bien esta diferencia no es muy significativa y no resulta estadísticamente representativa debido al tamaño reducido de la muestra, la tendencia observada puede deberse a



**Figura 6.3:** Distribuciones de  $r_{MM}/r_{MO}$  de las binarias masivas en función de la distancia al centro del cúmulo.

la presencia de segregación de masa, generada por la relajación dinámica. Este comportamiento es coherente con los valores estimados de los tiempos de relajación, los cuales indican que varios de los cúmulos analizados no han alcanzado aún un estado dinámico completamente relajado. Asimismo, se observa en la Figura 6.1 que la pendiente de la función acumulada para las binarias masivas es más pronunciada en torno a  $r/r_{\text{MM}} \sim 0.2$ , lo que indica una mayor acumulación de estos sistemas en las regiones internas del cúmulo.

Los resultados obtenidos en este trabajo son consistentes con estudios observacionales y simulaciones dinámicas de cúmulos estelares. En particular, diversos trabajos han mostrado que las poblaciones binarias presentan una mayor concentración hacia las regiones centrales en comparación con las estrellas simples, y que este efecto es más pronunciado para los sistemas más masivos (e.g., Zwicker et al., 2024). En este contexto, nuestras observaciones no evidencian una segregación de masa clara al considerar la muestra completa, pero sí muestran una tendencia a la concentración central de las binarias masivas, lo que sugiere una segregación dependiente de la masa. Desde el punto de vista teórico, simulaciones de cúmulos estelares han demostrado que la relajación dinámica conduce a la migración de los objetos más masivos hacia el centro del sistema, proceso que puede desarrollarse en escalas de tiempo relativamente cortas (Portegies Zwart et al., 2010). En este marco, las binarias (que poseen masas efectivas mayores) tienden a concentrarse en las regiones internas, donde además desempeñan un rol clave en la evolución dinámica del cúmulo (Geller & Mathieu, 2012).

La ausencia de una señal global clara en nuestra muestra, junto con la evidencia de una concentración diferencial en las submuestras más masivas, sugiere que la segregación de masa en los cúmulos analizados no se encuentra completamente desarrollada, sino que se manifiesta de manera progresiva y preferencial en los objetos de mayor masa. Este comportamiento es consistente con un escenario en el cual la evolución dinámica aún no ha alcanzado el equilibrio global, pero ya ha comenzado a modificar la distribución espacial de las poblaciones estelares más masivas.

Este comportamiento refuerza la interpretación de una segregación de masa incipiente, más evidente en los objetos más masivos. En conjunto, estos resultados sugieren que la segregación de masa en las poblaciones estelares analizadas no se encuentra plenamente desarrollada, sino que comienza a manifestarse en los objetos más masivos, en particular en los sistemas binarios. Este comportamiento pone de manifiesto el rol fundamental de la masa y de la evolución binaria en la configuración de la distribución espacial de las estrellas dentro de los cúmulos.

En la siguiente sección abordamos la interpretación de estos resultados en el contexto de las propiedades globales de los cúmulos, analizando su estado dinámico y su grado de evolución. Los resultados obtenidos a partir de las funciones de distribución acumulada permiten caracterizar la distribución radial de las poblaciones estelares dentro de los cúmulos, evidenciando posibles diferencias entre estrellas simples y sistemas binarios, particularmente en las submuestras más masivas.

Con el objetivo de interpretar estos resultados en un contexto más global, analizamos a continuación la relación entre el radio de media masa  $r_{\text{MM}}$  y el radio característico  $r_{\text{MO}}$ . Esta comparación permite evaluar el grado de segregación de masa a nivel del cúmulo en su conjunto y vincular las tendencias observadas en las distribuciones estelares con el estado dinámico global de cada sistema.

### 6.1.1. Comparación con binarias eclipsantes bien caracterizadas

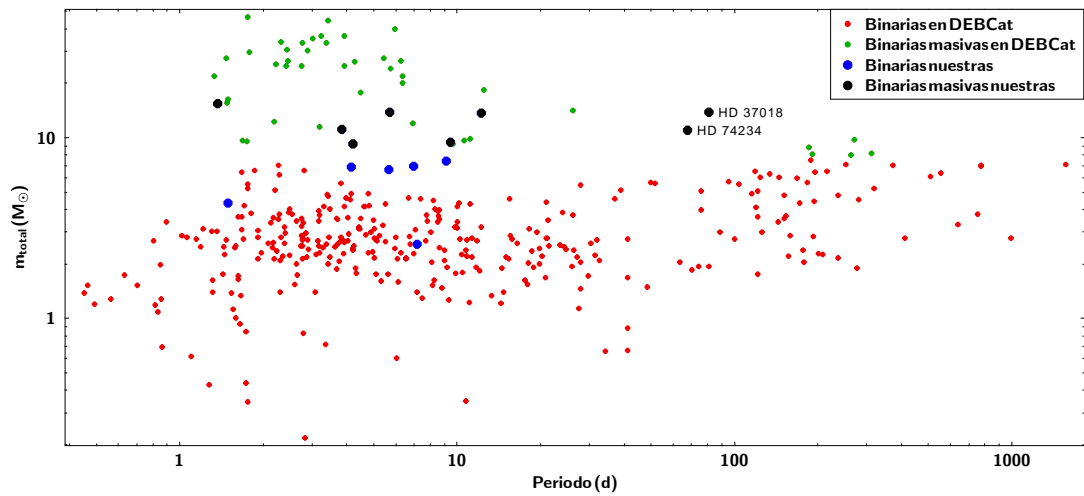
Con el objetivo de contextualizar las binarias analizadas en este trabajo, comparamos sus propiedades con las de sistemas presentes en el catálogo DEBCat<sup>1</sup>, que compila binarias eclipsantes con parámetros físicos determinados con alta precisión. En la Figura 6.4 se muestra la distribución de masa total en función del período orbital para las binarias de DEBCat, junto con los sistemas estudiados en este trabajo. Se observa que las binarias HD 37018 (NGC 1977) y HD 74234 (IC 2395) se ubican en una región del espacio de parámetros relativamente poco poblada en dicho catálogo, caracterizada por masas del orden de  $10\text{--}15 M_{\odot}$  y períodos intermedios ( $\sim 10\text{--}100$  días). Este aparente vacío no necesariamente refleja una ausencia física de sistemas en dicha región, sino que probablemente responde a efectos de selección observacional. El catálogo DEBCat incluye exclusivamente sistemas con parámetros bien determinados, lo que requiere la disponibilidad de curvas de luz de alta calidad y mediciones precisas de velocidad radial. En particular, las estrellas de tipo espectral B tardío y A temprano presentan líneas espectrales menos numerosas y, en muchos casos, más anchas debido a la rotación, lo que dificulta la obtención de velocidades radiales precisas.

Adicionalmente, existe un sesgo en la literatura hacia el estudio de sistemas muy masivos, especialmente aquellos que contienen estrellas de tipo O, lo que contribuye a una sobrerrepresentación de estos objetos en catálogos de referencia. Este efecto se pone de manifiesto al comparar la distribución espectral de binarias eclipsantes en el catálogo DEBCat con la del catálogo GCVS<sup>2</sup>. En DEBCat se observa una representación importante de sistemas que contienen estrellas de tipo O, mientras que el GCVS incluye una población más amplia de binarias eclipsantes con tipos espectrales intermedios. Esta diferencia refleja los distintos criterios de selección y objetivos de ambos catálogos. En este contexto, los sistemas analizados en este trabajo aportan información relevante en una región del espacio de parámetros escasamente muestreada por estudios previos, contribuyendo a mejorar la caracterización observacional de binarias masivas con períodos intermedios.

---

<sup>1</sup>Detached Eclipsing Binary Catalogue, <https://www.astro.keele.ac.uk/jkt/debcats/>

<sup>2</sup>General Catalogue of Variable Stars (GCVS), <http://www.sai.msu.su/gcvs/gcvs/>



**Figura 6.4:** Masa total del sistema en función del período orbital para binarias eclipsantes. Los puntos rojos corresponden a sistemas del catálogo DEBCat, mientras que los puntos verdes representan el subconjunto de binarias masivas dentro de dicho catálogo. Los puntos grises indican las binarias analizadas en este trabajo, y los puntos negros aquellas que, dentro de nuestra muestra, cumplen el criterio de sistemas masivos. Se destacan los sistemas HD 37018 (NGC 1977) y HD 74234 (IC 2395), que se ubican en una región del espacio de parámetros caracterizada por masas del orden de  $10\text{--}15 M_{\odot}$  y períodos intermedios ( $\sim 10\text{--}100$  días), relativamente poco poblada en DEBCat. Esto sugiere un posible sesgo observacional en la muestra de referencia, asociado a la dificultad de caracterizar con precisión sistemas en este régimen.

## 6.2. Estado dinámico de los cúmulos que poseen una binaria masiva central

En esta sección discutimos el estado dinámico de los cúmulos analizados en el Capítulo 5. Como primer paso, calculamos los parámetros temporales y estructurales descritos en las Secciones 4.5 y 4.6, a partir de la masa fotométrica del cúmulo, el número efectivo de miembros y la edad de cada sistema. Estos parámetros fueron obtenidos mediante la metodología presentada en las secciones previas de este capítulo, y sus valores se resumen en la Tabla 6.2. En términos generales, las edades obtenidas muestran una concordancia razonable con las estimaciones recientes disponibles en la literatura. Para la mayoría de los cúmulos fue posible realizar una comparación con los valores reportados por [Hunt & Reffert \(2024\)](#), quienes determinaron membresías y parámetros físicos de cúmulos abiertos a partir de datos de Gaia DR3 mediante procedimientos automatizados de selección de miembros y ajuste de isócronas. No se observa una tendencia sistemática hacia edades mayores o menores, aunque las diferencias individuales pueden alcanzar factores del orden de dos, significativamente superiores a las incertidumbres formales obtenidas en nuestros ajustes. Las masas también presentan una concordancia global razonable, aunque muestran una dispersión mayor, probablemente asociada a diferencias en la función de masas adoptada, las correcciones por incompletitud y la estimación de la población de baja masa. Para NGC 1977 y UPK 38, que no forman parte de la muestra analizada por [Hunt & Reffert \(2024\)](#), la comparación puede realizarse con [Almeida et al. \(2025\)](#), quienes obtuvieron edades de aproximadamente 5 y 12 Ma, y masas de 133 y 94  $M_{\odot}$ , respectivamente. Nuestros resultados para ambos cúmulos son del mismo orden que los reportados por dichos autores.

Siguiendo los criterios diagnósticos establecidos en la Sección 2.3, evaluamos el estado dinámico de los cúmulos a partir de la combinación de escalas temporales y parámetros estructurales. En particular, consideramos los cocientes edad/ $\tau_d$ , edad/ $\tau_{\text{MM}}$ ,  $r_h^{3D}/r_J$  y  $r_h^{3D}/r_t$ , los cuales permiten distinguir entre sistemas relajados, parcialmente relajados o en proceso de disolución.

En el caso de Alessi 144, los cocientes estructurales alcanzan valores elevados ( $r_h^{3D}/r_J \sim 0.8$  y  $r_h^{3D}/r_t \sim 0.7$ ), lo que indica que una fracción significativa de la masa del cúmulo se distribuye hasta escalas comparables con sus radios límite. De acuerdo con los criterios discutidos en el Capítulo 2, este comportamiento es característico de sistemas estructuralmente vulnerables y en una etapa avanzada de disolución, como se observa en la Figura A.3.

Por otra parte, algunos cúmulos muestran indicios de encontrarse en una fase evolutiva intermedia o parcialmente relajada. En particular, el cociente edad/ $\tau_d$  para IC 2395

indica que el sistema ha evolucionado durante varias escalas dinámicas, aunque el valor de edad/ $\tau_{r_{MM}}$  permanece muy por debajo de la unidad, lo que sugiere que la relajación por encuentros de dos cuerpos aún no domina su evolución. Un comportamiento similar se observa en los cúmulos NGC 2232 y NGC 6322, cuyos parámetros dinámicos indican que han experimentado procesos de evolución interna, pero aún conservan parte de su estructura original (ver Figuras A.6, A.15 y A.22).

En contraste, otros cúmulos de la muestra presentan características compatibles con sistemas poco ligados, no relajados o en etapas avanzadas de dispersión. Este es el caso de Markarian 38, NGC 1977, NGC 2362 y UPK 38, cuyos parámetros estructurales y temporales indican que no han alcanzado un estado dinámico plenamente relajado y que, en algunos casos, podrían encontrarse atravesando una fase de disolución. En particular, UPK 38 presenta indicadores consistentes con una etapa temprana de disolución, mientras que NGC 2362 parece corresponder a un sistema joven que aún no ha alcanzado un estado dinámico estable. Las distribuciones espaciales y los radios característicos correspondientes pueden observarse en las Figuras A.8, A.10, A.17 y A.28.

Finalmente, NGC 5281 se destaca como el caso más claro de cúmulo dinámicamente relajado dentro de la muestra. En este sistema, los cocientes temporales indican que el cúmulo ha evolucionado durante varias escalas de tiempo dinámicas y de relajación, permitiendo alcanzar un estado cercano al equilibrio, como se observa en la Figura A.19.

El caso de NGC 6716 es más ambiguo. Si bien su edad supera ampliamente el tiempo dinámico, el cociente con el tiempo de relajación permanece por debajo de la unidad, lo que indica que los procesos de dos cuerpos aún no han dominado completamente su evolución interna. En consecuencia, preferimos no clasificarlo de manera directa como un sistema plenamente relajado. Cabe señalar que NGC 6716 constituye un caso particularmente complejo desde el punto de vista estructural. Este cúmulo se encuentra muy próximo en proyección a Collinder 394, formando un par de cúmulos abiertos cercanos (Song et al., 2022). En estas condiciones, la construcción de un perfil radial de densidad puede verse afectada por contaminación entre ambos sistemas, así como por la presencia de una población estelar extendida difícil de asignar inequívocamente a cada cúmulo.

Estudios recientes basados en datos de Gaia sugieren además que NGC 6716 y Collinder 394 podrían constituir un par físicamente asociado, lo que refuerza la posibilidad de una superposición parcial entre sus halos estelares (e.g. Song et al., 2022). En este contexto, la interpretación de los parámetros estructurales debe realizarse con cautela.

En particular, Tarricq et al. (2022) reportan para NGC 6716 un radio *tidal* significativamente mayor ( $r_t \sim 98$  pc), obtenido a partir del ajuste de un perfil de King. Este radio representa el límite externo del modelo estructural, definido como el punto donde la densidad superficial del cúmulo se vuelve comparable con la del campo, y no

debe confundirse con el radio de Jacobi utilizado en este trabajo, el cual se deriva del balance entre el potencial gravitatorio del cúmulo y el campo de mareas galáctico. En consecuencia, ambos radios describen escalas físicas distintas y no son directamente comparables.

A partir de las dispersiones en movimiento propio (ver Tabla 6.3) observamos una amplia diversidad de estados cinemáticos dentro de la muestra. Los valores más bajos corresponden a NGC 2232, mientras que NGC 2362 presenta la mayor dispersión, lo que indica un mayor contenido de energía cinética interna. Los restantes cúmulos se distribuyen en un régimen intermedio. La dispersión en movimiento propio constituye un trazador directo de la energía cinética del sistema. En aquellos cúmulos que presentan valores elevados, como NGC 2362 y NGC 6322, inferimos que podrían encontrarse en un estado supervirial, es decir, fuera del equilibrio dinámico. Este comportamiento es consistente con escenarios de evolución temprana en los cuales, tras la expulsión del gas residual, el cúmulo experimenta una fase de relajación violenta (Goodwin & Bastian, 2006). Durante esta etapa, el potencial gravitatorio disminuye mientras que las velocidades estelares permanecen elevadas, lo que da lugar a estrellas que, aun encontrándose en las proximidades del sistema, poseen velocidades comparables o superiores a la de escape. Este escenario se ve reforzado por el análisis cinemático individual de los miembros, donde identificamos objetos con trayectorias compatibles con procesos de escape.

En un cúmulo en el que existe segregación de masa se espera que se cumpla la relación  $r_{MM} < r_{MO}$ . En este sentido, al analizar la distribución de los cúmulos en el plano  $r_{MM}$  versus  $r_{MO}$  (Figura 6.2), se observa que aquellos ubicados por encima o cercanos a la recta identidad, como NGC 2362 y NGC 1977, presentan una menor evidencia de segregación de masa. Estos sistemas corresponden además a los cúmulos más jóvenes de la muestra. Por el contrario, los cúmulos ubicados por debajo de dicha relación, como NGC 6322 y UPK 38, muestran una mayor diferencia entre ambos radios, lo que indica un mayor grado de segregación de masa. Estos cúmulos corresponden a sistemas más evolucionados dinámicamente.

**Tabla 6.2:** Parámetros dinámicos obtenidos para los cúmulos analizados. Cuando están disponibles, se muestran las medianas junto con los percentiles 16 y 84 derivados de la distribución Monte Carlo.

Cúmulo	Edad [Ma]	$M_{\text{fot}}$ [ $M_{\odot}$ ]	$N$	$M_{\text{IMF}}$ [ $M_{\odot}$ ]	$N_{\text{IMF}}$	$\tau_{\text{d}}$ [Ma]	$\tau_{\text{rMM}}$ [Ma]	$r_{\text{t}}^{(1)}$ [pc]	$r_{\text{t}}^{(2)}$ [pc]	$r_{\text{J}}$ [pc]	$r_{\text{MO}}$ [pc]	$r_{\text{MM}}$ [pc]
Alessi 144	79.4	$64_{-7}^{+8}$	52	133	382	$43.8_{-10.1}^{+13.5}$	$158.7_{-36.6}^{+49.2}$	$7.4_{-0.3}^{+0.3}$	$7.4_{-0.3}^{+0.3}$	$6.4_{-0.2}^{+0.2}$	$4.0_{-0.4}^{+0.5}$	$3.9_{-0.6}^{+0.7}$
IC 2395	17.8	$427_{-19}^{+26}$	464	556.6	1602	$10.8_{-1.3}^{+1.7}$	$128.2_{-15.4}^{+20.8}$	$11.4_{-0.1}^{+0.2}$	$12.0_{-0.2}^{+0.2}$	$10.0_{-0.1}^{+0.2}$	$3.1_{-0.1}^{+0.1}$	$2.9_{-0.1}^{+0.2}$
Markarian 38	9.1	$144_{-18}^{+20}$	42	425	1223	$8.9_{-3.8}^{+6.4}$	$84.8_{-35.2}^{+60.9}$	$9.0_{-0.4}^{+0.3}$	$10.9_{-0.5}^{+0.4}$	$7.8_{-0.3}^{+0.3}$	$2.5_{-0.4}^{+0.4}$	$2.0_{-0.4}^{+0.5}$
NGC 1977	3.5	$113_{-15}^{+17}$	107	244	697	$4.25_{-1.1}^{+1.3}$	$25.1_{-6.8}^{+7.7}$	$8.9_{-0.4}^{+0.4}$	$9.1_{-0.4}^{+0.4}$	$7.7_{-0.3}^{+0.3}$	$1.0_{-0.1}^{+0.1}$	$1.0_{-0.1}^{+0.2}$
NGC 2232	25.7	$164_{-10}^{+16}$	228	253	737	$14.8_{-2.5}^{+2.9}$	$92.5_{-16.1}^{+17.2}$	$8.9_{-0.2}^{+0.3}$	$9.2_{-0.2}^{+0.3}$	$7.8_{-0.1}^{+0.2}$	$2.8_{-0.1}^{+0.2}$	$2.4_{-0.2}^{+0.2}$
NGC 2362	5.5	$357_{-74}^{+90}$	173	842	2463	$3.3_{-0.7}^{+1.0}$	$57.15_{-11.8}^{+16.9}$	$13.6_{-1.0}^{+1.0}$	$13.8_{-1.0}^{+1.0}$	$11.9_{-0.9}^{+0.9}$	$1.7_{-0.1}^{+0.1}$	$1.8_{-0.5}^{+0.8}$
NGC 5281	177.8	$350_{-19}^{+21}$	200	531	1528	$4.5_{-0.9}^{+1.1}$	$51.5_{-10.3}^{+12.9}$	$10.5_{-0.2}^{+0.2}$	$11.8_{-0.2}^{+0.2}$	$9.1_{-0.1}^{+0.1}$	$2.0_{-0.1}^{+0.1}$	$1.4_{-0.1}^{+0.1}$
NGC 6322	8.2	$236_{-28}^{+25}$	95	556.7	1601	$2.6_{-0.7}^{+1.1}$	$30.6_{-8.3}^{+13.8}$	$10.6_{-0.4}^{+0.4}$	$12.0_{-0.5}^{+0.4}$	$9.2_{-0.3}^{+0.3}$	$1.9_{-0.2}^{+0.4}$	$1.2_{-0.2}^{+0.2}$
NGC 6716	123.0	$278_{-10}^{+9}$	288	754	2153	$13.2_{-1.7}^{+2.1}$	$201.2_{-24.9}^{+31.5}$	$11.9_{-0.1}^{+0.1}$	$13.3_{-0.1}^{+0.1}$	$10.4_{-0.1}^{+0.1}$	$3.3_{-0.1}^{+0.2}$	$2.9_{-0.1}^{+0.1}$
UPK 38	12.6	$72_{-18}^{+21}$	51	129	372	$15.1_{-5.7}^{+7.5}$	$53.6_{-20.2}^{+26.9}$	$6.7_{-0.6}^{+0.5}$	$7.3_{-0.6}^{+0.5}$	$5.9_{-0.5}^{+0.4}$	$2.7_{-0.6}^{+0.6}$	$1.9_{-0.5}^{+0.5}$

(1) Utilizando la masa galáctica.

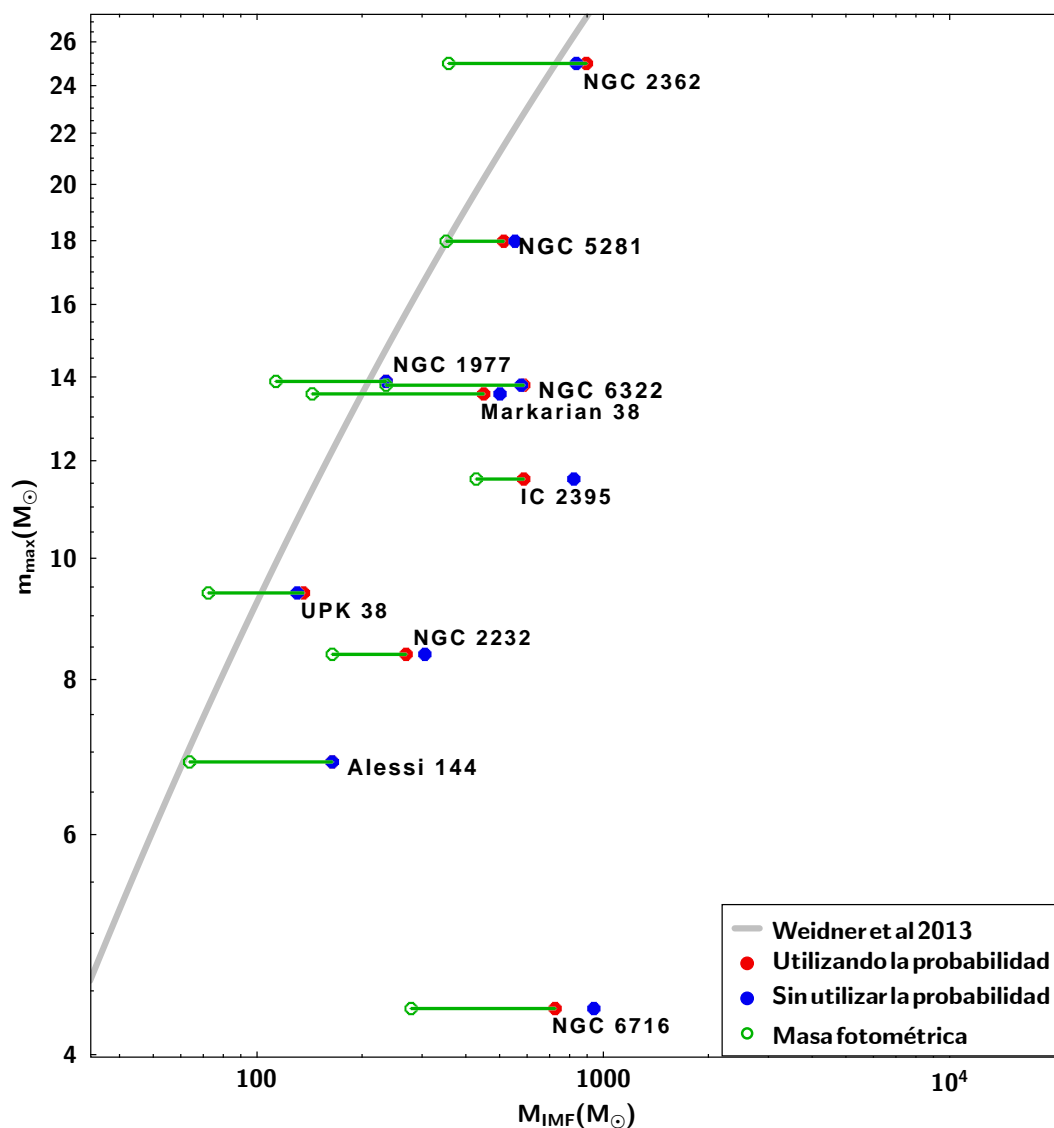
(2) Radio *tidal* según [Pinfield et al. \(1998\)](#).

**Tabla 6.3:** Cocientes utilizados para caracterizar el estado dinámico de los cúmulos analizados (ver Capítulo 2) y la dispersión de movimiento propio.

Cúmulo	Edad/ $\tau_d$	Edad/ $\tau_{\text{rMM}}$	$r_h^{3D}/r_J$	$r_h^{3D}/r_t$	$\sigma_\mu$ (km s $^{-1}$ )
Alessi 144	1.81	0.50	0.75	0.65	0.93
IC 2395	1.64	0.13	0.32	0.27	1.11
Markarian 38	1.02	0.10	0.33	0.24	0.92
NGC 1977	0.82	0.14	0.20	0.17	1.15
NGC 2232	1.73	0.27	0.39	0.33	0.53
NGC 2362	1.66	0.09	0.14	0.12	1.60
NGC 5281	39.5	3.45	0.19	0.15	0.88
NGC 6322	3.15	0.26	0.13	0.10	1.50
NGC 6716	9.31	0.61	0.39	0.31	1.15
UPK 38	0.83	0.23	0.42	0.34	0.80

Los cocientes Edad/ $\tau_d$  y Edad/ $\tau_{\text{rMM}}$  permiten evaluar el grado de evolución dinámica del cúmulo, mientras que  $r_h^{3D}/r_J$  y  $r_h^{3D}/r_t$  brindan información sobre su estado estructural y de ligadura gravitatoria.

Con el objetivo de analizar la relación entre la masa total del cúmulo y la masa de su estrella más masiva, comparamos nuestros resultados con la relación empírica propuesta en la literatura (por ejemplo, Weidner et al. 2013), la cual establece una correlación creciente entre  $M_{\text{IMF}}$  y  $m_{\text{max}}$ . En la Figura 6.5 se presenta esta comparación, incluyendo tanto los valores obtenidos en este trabajo como la relación teórica reportada en la literatura. En primer lugar, observamos que las diferencias entre los valores obtenidos utilizando y no utilizando la probabilidad de pertenencia son pequeñas y no muestran un corrimiento sistemático significativo, lo que indica que dicha ponderación no introduce un sesgo relevante en la estimación de las masas de los cúmulos. En cambio, una diferencia sistemática importante surge al considerar la masa total corregida mediante la función inicial de masas. Esta corrección desplaza los puntos hacia mayores valores de  $M_{\text{IMF}}$ , reflejando la contribución de estrellas de baja masa no observadas en la muestra. Sin embargo, estas masas pueden estar sobreestimadas en cúmulos que han experimentado una pérdida preferencial de estrellas de baja masa como consecuencia de su evolución dinámica. En tales casos, la función de masas actual difiere de la función inicial asumida, por lo que la corrección basada en la IMF tiende a sobrecompensar la contribución de estrellas no observadas. En consecuencia, la incompletitud en el régimen de masas bajas, junto con el desconocimiento de la función de masas



**Figura 6.5:** Relación entre la masa total del cúmulo  $M_{\text{IMF}}$  y la masa de la estrella más masiva  $m_{\text{max}}$ . La curva gris corresponde a la relación empírica propuesta por Weidner et al. (2013). Los puntos azules representan los valores obtenidos sin considerar probabilidades de pertenencia, mientras que los puntos rojos incluyen la ponderación por membresía y los círculos verdes corresponden a la masa fotométrica del cúmulo. Debe tenerse en cuenta que, en algunos casos, la estimación de  $m_{\text{max}}$  puede estar afectada por la presencia de sistemas múltiples no resueltos o SB1.

actual, constituye la principal fuente de sesgo e incertidumbre en la estimación de la masa total. Al comparar con la relación de [Weidner et al. \(2013\)](#), encontramos que los cúmulos de la muestra no presentan desviaciones significativas respecto de la tendencia esperada. En particular, las masas de las estrellas más masivas son compatibles, dentro de las incertidumbres, con los valores predichos por dicha relación para cúmulos de esas masas. Esto indica que, desde el punto de vista del contenido estelar masivo, la mayoría de los cúmulos analizados son consistentes con una población estelar normal. En este sentido, la presencia de una estrella central particularmente brillante no implica necesariamente una desviación respecto de una IMF estándar, sino que en muchos casos puede deberse a efectos observacionales, como la ausencia de otros objetos de masa comparable en su entorno inmediato dentro del diagrama color–magnitud. Por otra parte, la dispersión observada en la relación  $m_{\max} - M_{\text{cl}}$  puede atribuirse a una combinación de factores, incluyendo incertidumbres en la determinación de la masa total del cúmulo y en la estimación de  $m_{\max}$ , particularmente en sistemas múltiples no resueltos. En sistemas SB1, por ejemplo, sólo se detecta una de las componentes, lo que introduce una incertidumbre sistemática en la masa de la estrella más masiva. En esta figura también agregamos la masa fotométrica del cúmulo, es decir, la masa del cúmulo que no está corregida por la masa de las estrellas menos masivas.

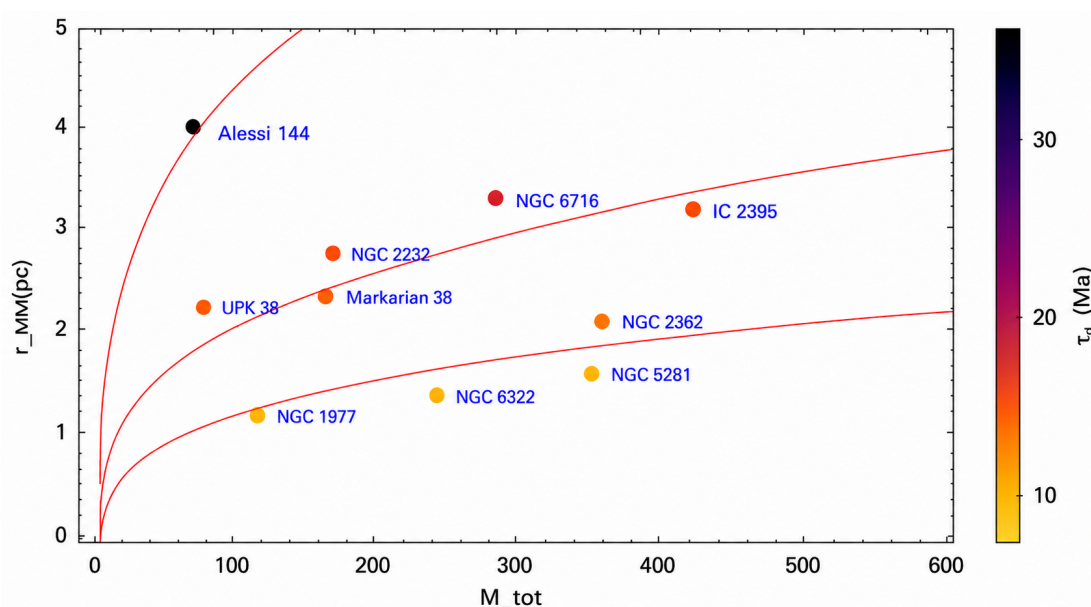
Finalmente, es importante notar que la evolución temporal de los cúmulos no produce necesariamente un desplazamiento hacia menores valores de  $M_{\text{cl}}$  manteniendo constante  $m_{\max}$ . Por el contrario, la evolución estelar de las estrellas más masivas ocurre en escalas de tiempo relativamente cortas, de modo que  $m_{\max}$  puede disminuir significativamente mientras que la masa total del cúmulo se reduce en menor proporción. Como consecuencia, la evolución esperada de un cúmulo en el plano  $m_{\max} - M_{\text{cl}}$  tiende a producir un desplazamiento hacia valores menores de  $m_{\max}$ , más que un corrimiento horizontal hacia menores masas. En este contexto, se espera que los cúmulos más evolucionados se ubiquen preferentemente por debajo de la relación teórica, mientras que los más jóvenes sigan aproximadamente la secuencia, y aquellos que contienen estrellas con evolución anómala se desplacen hacia valores por encima de la misma. Cabe destacar que los cúmulos analizados en este trabajo corresponden a sistemas significativamente más evolucionados que aquellos considerados por [Weidner et al. \(2013\)](#), cuyo muestreo está dominado por cúmulos muy jóvenes ( $\lesssim 4$  Ma), en los cuales la función inicial de masas aún no ha sido modificada de manera significativa por efectos dinámicos o evolución estelar. En consecuencia, cualquier desviación respecto de la relación  $M_{\text{cl}} - m_{\max}$  en nuestra muestra debe interpretarse en el contexto de la evolución dinámica y estelar de los cúmulos. En la Figura 6.5 se observa que la mayoría de los cúmulos analizados se ubican por debajo de la relación empírica de [Weidner et al. \(2013\)](#). Este comportamiento es consistente con un escenario en el cual la masa total del cúmulo ha disminuido como resultado de la pérdida preferencial de estrellas de baja masa, mientras que la masa de la estrella más masiva ha sido afectada por la evolución estelar, produciendo un corrimiento global hacia valores inferiores de  $m_{\max}$ .

Los sistemas más viejos, como Alessi 144 y NGC 6716, muestran las mayores desviaciones por debajo de la secuencia, en concordancia con su mayor grado de evolución dinámica. NGC 5281, si bien también se ubica por debajo, presenta un desplazamiento menor, lo que podría estar indicando la presencia de objetos evolucionados de tipo blue straggler o yellow straggler. Por su parte, cúmulos relativamente jóvenes como IC 2395 y NGC 2232 (aunque más evolucionados que los de [Weidner et al. \(2013\)](#)) también se ubican por debajo de la secuencia, lo que sugiere que incluso en estos sistemas la evolución dinámica ya ha comenzado a modificar la relación  $M_{cl}-m_{m\acute{a}x}$ . En este mismo régimen se encuentra Markarian 38, que presenta un desplazamiento moderado por debajo de la relación teórica, consistente con un estado evolutivo intermedio en el cual la pérdida de masa ya es significativa, aunque sin alcanzar aún las desviaciones observadas en los sistemas más evolucionados. En contraste, los sistemas más jóvenes de nuestra muestra, como NGC 6322, NGC 1977 y UPK 38, se encuentran más próximos a la relación teórica, aunque en general aún ligeramente por debajo de la misma. Finalmente, NGC 2362 constituye un caso particular, ya que se posiciona por encima de la secuencia. Esto sugiere la presencia de estrellas con evolución anómala, posiblemente asociadas a la componente múltiple central del cúmulo. En este sentido, resulta relevante notar que, en el caso de UPK 38, la estrella central (considerando la masa combinada de sus dos componentes) representa una fracción significativa de la masa total del sistema (del orden del 10%), a pesar de seguir una evolución estelar compatible con la secuencia esperada.

En la Figura 6.6 se muestra la relación entre la masa total del cúmulo y  $r_{MM}$ , donde el color de los puntos indica el tiempo dinámico característico de cada sistema. Las curvas contienen cúmulos que poseen tiempos dinámicos similares. En este contexto, desplazamientos en dirección aproximadamente perpendicular a dichas curvas reflejarían cambios más significativos en la configuración interna, tales como expansión o contracción del sistema a masa casi constante. En este plano se observa que los cúmulos más compactos, ubicados en la región inferior del diagrama, presentan radios característicos menores para una dada masa total, lo que implica densidades más altas y, en consecuencia, tiempos dinámicos más cortos. En estos sistemas, las interacciones gravitatorias entre estrellas son más frecuentes, favoreciendo la relajación dinámica y la posible aparición de segregación de masa, en concordancia con lo observado en cúmulos más evolucionados como NGC 5281. Por el contrario, los cúmulos más extendidos se ubican hacia regiones de mayor  $r_{MM}$  para una masa dada, lo que implica densidades más bajas y tiempos dinámicos más largos, donde las interacciones son menos eficientes y la evolución dinámica se encuentra menos avanzada, conservando en mayor medida las condiciones iniciales.

La presencia de sistemas múltiples masivos en el centro de algunos cúmulos introduce un elemento adicional en este escenario. En cúmulos donde el sistema múltiple central se endurece dinámicamente, reduciendo progresivamente las separaciones entre sus componentes, la energía orbital liberada puede transferirse al cúmulo a través de

encuentros gravitatorios. Este mecanismo incrementa la energía cinética de los miembros menos ligados y favorece su escape, contribuyendo a la disolución progresiva del sistema y pudiendo conducir, en casos extremos, a la supervivencia exclusiva del sistema múltiple central. Este proceso conecta naturalmente la evolución dinámica de los cúmulos con la formación de sistemas múltiples en el campo (Kroupa, 1995). Finalmente, la evolución estelar de las componentes más masivas puede modificar la apariencia observacional del cúmulo a lo largo del tiempo, ya que sistemas binarios cerrados pueden dar lugar a objetos rejuvenecidos, como las blue stragglers, estableciendo un vínculo directo entre la evolución dinámica y la evolución estelar de los miembros más masivos.



**Figura 6.6:** Relación entre la masa total del cúmulo  $M_{\text{tot}}$  y el radio de media masa  $r_{\text{MM}}$ . El color de los puntos indica el tiempo dinámico  $\tau_d$  de cada sistema. Sobre las curvas rojas se encuentran los cúmulos que poseen tiempos dinámicos similares y si uno las recorre en sentido perpendicular, se podría interpretar como un camino evolutivo asociados a distintos regímenes de pérdida de masa por evaporación.

La tasa de pérdida de estrellas no es una cantidad universal, sino que depende fuertemente del estado evolutivo del cúmulo. Mientras que en sistemas jóvenes o no relajados la pérdida de miembros puede estar dominada por procesos dinámicos rápidos y no estacionarios, en sistemas más evolucionados la evaporación relajacional adquiere mayor relevancia, dando lugar a una evolución más gradual. En este contexto, los modelos dinámicos clásicos de cúmulos estelares predicen que la pérdida de estrellas por evaporación, producto de la relajación de dos cuerpos, ocurre en una escala de tiempo del orden de  $\tau_{\text{evap}} \sim (50-150) \tau_{\text{relax}}$  (Spitzer, 1987; Binney & Tremaine, 2008). En este

régimen, la tasa típica de pérdida puede aproximarse como  $\dot{N} \sim -N/\tau_{\text{evap}}$ , lo que para cúmulos abiertos con  $N \sim 10^2\text{--}10^3$  y  $\tau_{\text{relax}} \sim 5\text{--}50$  Ma conduce a valores del orden de 0.1–10 estrellas por Ma. Sin embargo, las tasas obtenidas en este trabajo, derivadas a partir de la distribución de  $t_{\text{min}}$ , resultan significativamente mayores, alcanzando en algunos casos valores del orden de decenas de estrellas por Ma. Esta discrepancia podría indicar que el flujo observado no está dominado exclusivamente por procesos de evaporación relajacional, sino que incluye contribuciones adicionales asociadas a la expansión temprana del sistema, la presencia de estrellas no ligadas y la evolución dinámica inicial del cúmulo. Esta interpretación se ve reforzada por los parámetros dinámicos presentados en la Tabla 6.2. En particular, al comparar las edades de los cúmulos con sus tiempos de relajación  $\tau_{\text{rMM}}$ , se observa que la mayoría de los sistemas presentan cocientes edad/ $\tau_{\text{rMM}} \lesssim 1$ , lo que indica que aún no han alcanzado un estado de equilibrio dinámico dominado por relajación de dos cuerpos. Este es el caso de cúmulos como NGC 2362, NGC 1977, NGC 6322, IC 2395, NGC 2232, Alessi 144 y Markarian 38, entre otros. En estos sistemas, es esperable que la pérdida de estrellas esté controlada por procesos rápidos y no estacionarios, como la expansión del sistema, la relajación violenta o la acción del campo externo, dando lugar a tasas de pérdida significativamente mayores que las predichas por modelos de evaporación en equilibrio. Sólo en casos particulares, como NGC 5281, los valores de edad en relación con el tiempo de relajación sugieren que el sistema podría encontrarse más próximo a un régimen en el cual la evaporación relajacional comienza a jugar un papel dominante. En estos casos, se espera que la pérdida de masa ocurra en escalas temporales más largas y con tasas más moderadas, más cercanas a las predicciones teóricas.

### Consistencia entre la IMF y la estrella más masiva

En este contexto, resulta natural preguntarse si el contenido estelar masivo observado es consistente con el número total de miembros inferido para cada cúmulo. En particular, evaluamos si la presencia de la estrella más masiva observada en cada sistema es compatible con la función inicial de masas (IMF) adoptada. Este análisis constituye un test observacional directo de la consistencia entre la IMF y el contenido estelar masivo de los cúmulos. Para ello, utilizamos la IMF de Chabrier ajustada a cada sistema (Sección 4.5) para estimar la fracción de estrellas con masas mayores o iguales a un cierto umbral  $m_*$ , correspondiente a la estrella más masiva observada. A partir de esta fracción, y considerando el número total de estrellas del cúmulo, estimamos el valor esperado  $\lambda$  de estrellas con  $m \geq m_*$ . Asumiendo que el número de estrellas en este intervalo de masas sigue una distribución de Poisson, la probabilidad de encontrar al menos una estrella en este régimen de masas viene dada por

$$P(\geq 1) = 1 - e^{-\lambda}. \quad (6.1)$$

Aplicamos este procedimiento a la estrella más masiva de cada cúmulo de la muestra. En la mayoría de los casos, obtenemos probabilidades elevadas ( $P \gtrsim 0.8$ ), lo que indica que la presencia de dichos objetos es compatible con un muestreo estadístico de la IMF adoptada. Sin embargo, identificamos dos cúmulos para los cuales esta probabilidad resulta significativamente menor, lo que indica que la presencia de su estrella más masiva no es fácilmente explicable bajo un esquema de muestreo estadístico estándar de la IMF. Estos casos se presentan en la Tabla 6.4.

**Tabla 6.4:** Cúmulos con baja probabilidad de contener al menos una estrella con masa mayor o igual a la observada, según la IMF ajustada.

Cúmulo	$m_{\star} [M_{\odot}]$	$P(\geq 1)$
NGC 2362	80.0	0.07
UPK 38	9.4	0.36

La baja probabilidad obtenida en estos sistemas sugiere que la presencia de la estrella más masiva no es consistente con el número actual de miembros del cúmulo bajo la hipótesis de muestreo estadístico estándar de la IMF. Una posible interpretación es que estos cúmulos hayan experimentado una evolución dinámica significativa, en la cual la pérdida preferencial de estrellas de baja masa reduce el número total de miembros observables, incrementando artificialmente la importancia relativa de los objetos más masivos. Este escenario es consistente con los indicadores dinámicos obtenidos en este trabajo, en particular los valores elevados de las razones entre radios estructurales y las escalas temporales características, que sugieren estados avanzados de evolución o disolución. Si bien el caso de UPK 38 presenta una discrepancia menos extrema que NGC 2362, su probabilidad sigue siendo significativamente menor que la del resto de la muestra, lo que refuerza la idea de que ambos sistemas podrían estar afectados por procesos dinámicos o condiciones iniciales particulares. Alternativamente, estas discrepancias podrían estar indicando efectos asociados a la formación estelar, como la presencia de sistemas múltiples masivos en las regiones centrales, o limitaciones observacionales en la determinación de la población de baja masa. Estos resultados refuerzan la idea de que los objetos centrales brillantes pueden desempeñar un rol clave en la evolución dinámica de los cúmulos abiertos, particularmente en sistemas que se encuentran en estados avanzados de disolución.

## 6.3. Un estudio dinámico más detallado de los cúmulos NGC 2362, IC 2395 y UPK 38

En el desarrollo de este trabajo de investigación implementamos diversos programas en Python destinados al procesamiento y análisis de grandes volúmenes de datos astrométricos y fotométricos. Uno de estos programas estuvo orientado al estudio de la membresía de los cúmulos abiertos y sirvió como base para desarrollar la librería *Scludam* (González, 2022). *Scludam*<sup>1</sup> (*Star CLUster Detection And Membership estimation*) es una librería en Python que permite extraer datos de los catálogos de *Gaia* (Gaia Collaboration, 2022a), localizar cúmulos mediante la detección de picos de densidad en histogramas multidimensionales y calcular probabilidades de pertenencia. La librería emplea el algoritmo HDBSCAN (*Hierarchical Density-Based Spatial Clustering of Applications with Noise*) junto con técnicas de *Kernel Density Estimation* (KDE) con ancho de banda variable, incorporando de manera explícita los errores y correlaciones provistos por los catálogos astrométricos. Para el análisis dinámico de los cúmulos NGC 2362, IC 2395 y UPK 38, empleamos esta librería para realizar la determinación probabilística de membresía de sus estrellas.

### 6.3.1. NGC 2362

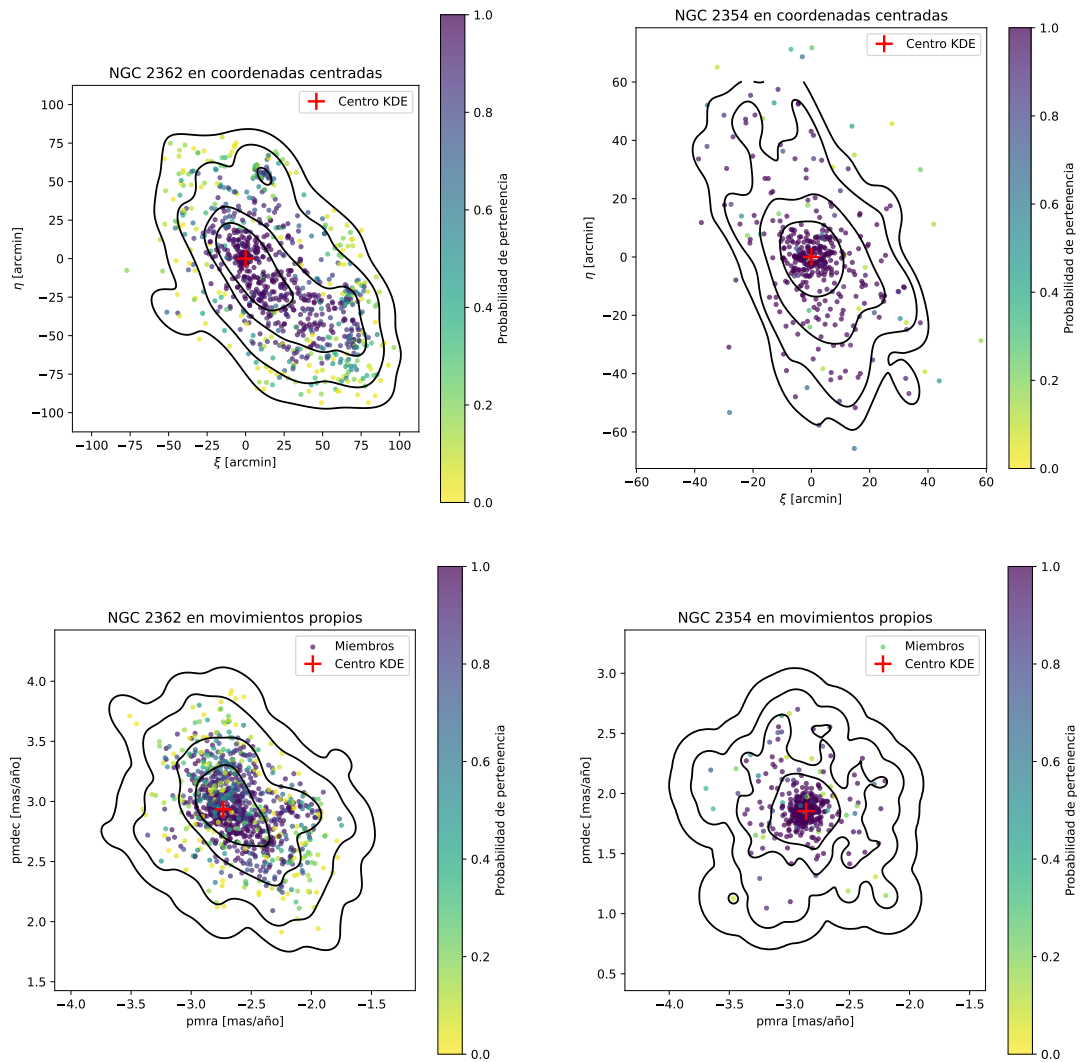
En el análisis obtuvimos la clasificación de membresía para un total de 25488 estrellas, incluyendo objetos pertenecientes al cúmulo NGC 2362, al cúmulo vecino NGC 2354 —ubicado a una separación angular de aproximadamente  $1.3^\circ$ — y estrellas de campo. Ambos cúmulos se encuentran físicamente próximos. En efecto, sus paralajes son prácticamente iguales, con valores de  $0.7672 \pm 0.0009$  mas para NGC 2362 y  $0.7694 \pm 0.0009$  mas para NGC 2354. Esto implica que, en la dirección de la línea de visión, la distancia entre ambos sistemas es de aproximadamente  $3.6 \pm 2.2$  pc.

En el plano del cielo, la separación angular de  $1.3^\circ$  corresponde a una distancia proyectada de  $\sim 29.5$  pc, valor que equivale a sólo  $\sim 2.9$  veces el radio de marea típico de estos cúmulos. Determinamos además el centroide de ambos sistemas tanto en coordenadas ecuatoriales como en el espacio de movimientos propios. Los valores obtenidos se resumen en la Tabla 6.5, mientras que la distribución espacial y cinemática puede apreciarse en las Figuras 6.7.

---

<sup>1</sup><https://github.com/simonpedrogonzalez/scludam>

### 6.3 Un estudio dinámico más detallado de los cúmulos NGC 2362, IC 2395 y UPK 38



**Figura 6.7:** Centroides obtenidos mediante KDE para los cúmulos NGC 2362 y NGC 2354. En la fila superior se muestran los resultados en el plano del cielo ( $\xi, \eta$ ), mientras que en la fila inferior se presentan los resultados en el espacio de movimientos propios. El panel izquierdo corresponde a NGC 2362 y el derecho a NGC 2354.

**Tabla 6.5:** Coordenadas del centroide espacial y cinemático de NGC 2362 y NGC 2354.

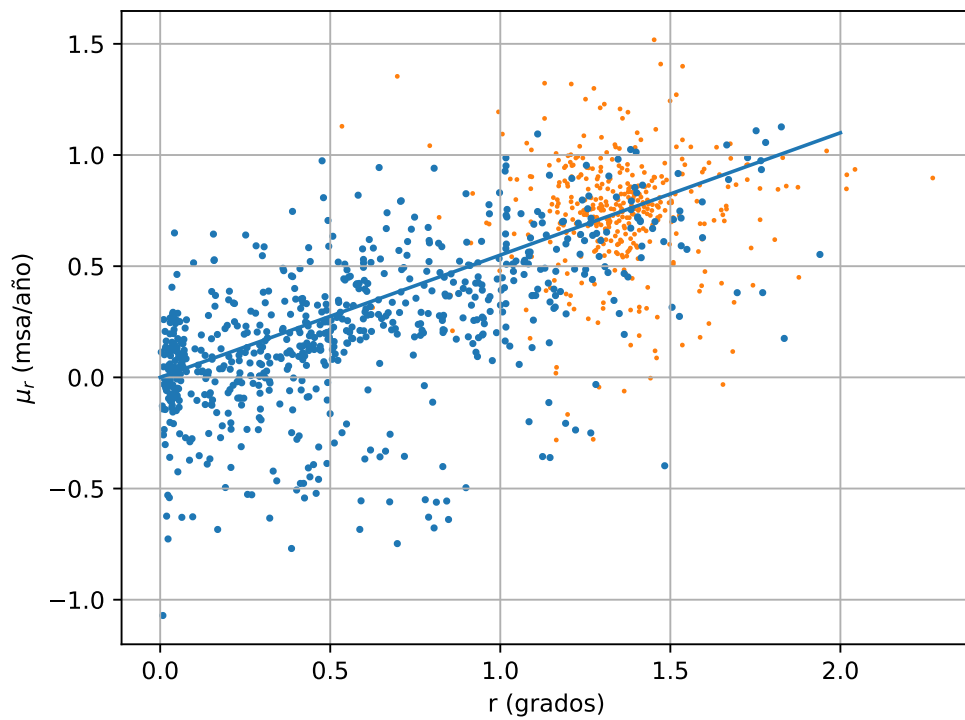
Cúmulo	$\alpha$ (°)	$\delta$ (°)	$\mu_{\alpha^*}$ (msa año <sup>-1</sup> )	$\mu_{\delta}$ (msa año <sup>-1</sup> )
NGC 2362	109.689	-24.950	-2.732	2.933
NGC 2354	108.477	-25.719	-2.860	1.852

Posteriormente transformamos los movimientos propios en velocidades lineales proyectadas sobre el plano del cielo. A partir de las ecuaciones presentadas en la Sección 4.6.2, construimos las Figuras 6.8 y 6.10, en las cuales mostramos la distancia proyectada al centro del cúmulo y su derivada temporal, es decir, la velocidad radial<sup>1</sup> en el plano del cielo ( $\mu_r$ ). Asimismo, para cada estrella calculamos el instante y la posición correspondientes a su mínima distancia al centro del cúmulo ( $d_{\min}$ ), bajo la hipótesis de movimiento rectilíneo uniforme. En este marco, el cociente  $r/\mu_r$  puede interpretarse como una estimación del tiempo transcurrido desde que la estrella se encontraba en las inmediaciones del centro del sistema.

En el diagrama  $r$  vs.  $\mu_r$  (Figura 6.8) consideramos aquellas estrellas con probabilidad de pertenencia mayor al 1 % y con una  $d_{\min} < 0.5^\circ$ . En este plano, las estrellas con  $\mu_r > 0$  corresponden a objetos que se alejan del centro del sistema, mientras que aquellas con  $\mu_r < 0$  representan estrellas que se aproximan al mismo. Se observa una clara predominancia de estrellas con  $\mu_r > 0$ , lo que indica la presencia de una población neta de objetos que se alejan del cúmulo. Además, los puntos se distribuyen siguiendo una tendencia aproximadamente lineal, lo que sugiere un origen dinámico común. En un escenario en el cual un conjunto de estrellas hubiese sido expulsado del cúmulo en un mismo evento, pero con diferentes velocidades, su distribución en este plano seguiría una relación aproximadamente lineal, cuya pendiente estaría directamente relacionada con el tiempo transcurrido desde la expulsión. La presencia de una secuencia bien definida, compatible con la edad estimada del cúmulo, refuerza la hipótesis de un proceso de expansión o dispersión dinámica del sistema.

En la Figura 6.9 mostramos nuevamente esta relación junto con rectas que representan distintas escalas temporales. Se observa que una fracción significativa de los objetos se distribuye en torno a tiempos del orden de 5–10 Ma, lo que sugiere que muchas de estas estrellas comenzaron a alejarse del sistema en etapas tempranas de su evolución. En la Figura 6.10 se presenta la distribución de  $d_{\min}$  en función de  $t_{\min}$ , donde  $t_{\min}$  representa el instante en el cual cada objeto alcanza su distancia mínima proyectada al centro del cúmulo. Se observa que la mayoría de las estrellas presentan valores de  $t_{\min} > 0$ , lo que indica que ya han estado en las inmediaciones del núcleo y actualmente se están alejando del sistema. En este contexto, resulta particularmente

<sup>1</sup>No confundir con la velocidad en la dirección del observador; en este contexto el término radial se refiere a la dirección respecto del centro del sistema.



**Figura 6.8:** En azul se muestran las estrellas de NGC 2362 con probabilidad de pertenencia mayor que 0.01 y  $d_{min} < 0.5^\circ$ , mientras que en naranja se representan los miembros de NGC 2354 con probabilidad de pertenencia mayor que 0.01. La recta azul corresponde a una relación lineal del tipo  $\mu_r \propto r$ , característica de un flujo de expansión (o contracción) homologado. La pendiente de esta recta define un tiempo característico del sistema, que en este caso es de  $\sim 6.5$  Myr.

interesante notar que, además del evento principal de eyección, se observa un segundo exceso de estrellas fugitivas alrededor de  $\sim 3$  Ma. Este instante coincide con el momento de máxima aproximación proyectada entre NGC 2362 y el cúmulo vecino NGC 2354 (ver Figura 6.11). La coincidencia temporal entre ambos fenómenos sugiere que la interacción gravitatoria entre estos sistemas pudo haber contribuido a intensificar la pérdida de miembros, generando un episodio adicional de eyección estelar. Este resultado refuerza la idea de que la evolución dinámica de NGC 2362 no está determinada únicamente por procesos internos, sino también por su entorno dinámico inmediato.

Por otro lado, en la Figura 6.12 analizamos la configuración espacial de las estrellas de NGC 2362 en distintos instantes, reconstruida a partir de sus movimientos propios. En particular, el panel izquierdo (derecho) muestra la distribución extrapolada hacia el pasado (futuro), lo que permite visualizar directamente las trayectorias relativas de las estrellas respecto del cúmulo. En este contexto, analizamos la distribución de  $t_{\min}$  y  $d_{\min}$  considerando una muestra de estrellas con paralajes comprendidas entre 0.62 y 0.95 msa, compatibles con NGC 2362, ubicadas sobre la secuencia del cúmulo en el diagrama color–magnitud y cuya distancia mínima a la isócrona, medida en el plano ( $BP - RP$ ,  $G$ ) y normalizada por las incertidumbres fotométricas, resulta menor que 12 (ver Ecuación 4.17). En este marco, el tiempo se mide hacia el pasado; por lo tanto, la región izquierda (derecha) del diagrama corresponde a estrellas que actualmente se aproximan (se alejan) del cúmulo, en concordancia con el comportamiento observado en la Figura 6.12. Al restringir el análisis a trayectorias que pasan a menos de  $0.5^\circ$  del centro, se observa una asimetría clara, con un exceso significativo de estrellas que actualmente se alejan del cúmulo. Esta asimetría constituye una evidencia observacional consistente con la presencia de estrellas que han escapado del sistema, posiblemente como resultado de procesos de relajación dinámica interna, interacciones binarias o efectos del campo gravitatorio galáctico.

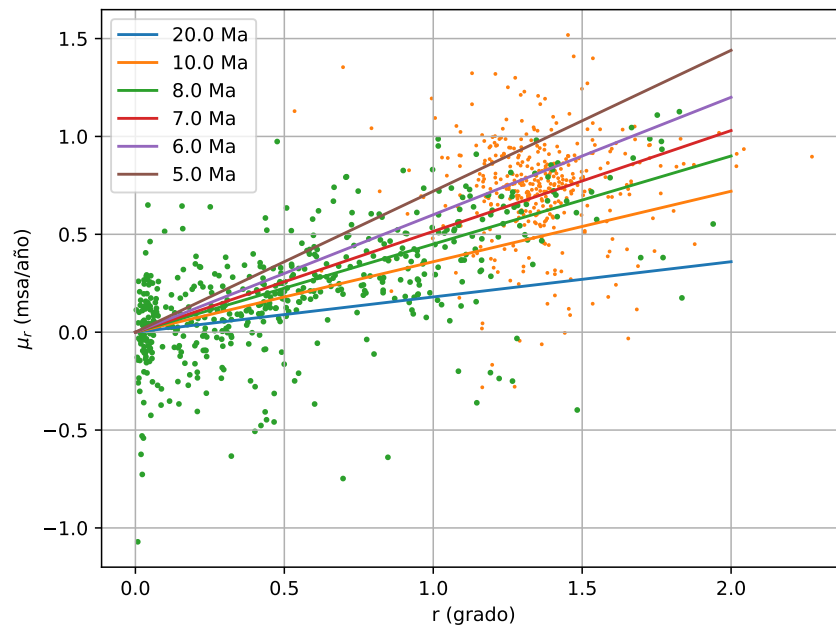
El análisis dinámico realizado nos permitió identificar un total de 106 estrellas en la región central (núcleo) del cúmulo, definida como aquella que contiene a las estrellas cuya distancia proyectada al centro del cúmulo ( $r$ ) es menor que  $0.1^\circ$ . Con el objetivo de evaluar posibles diferencias en el comportamiento dinámico en función de la masa estelar, separamos las estrellas en dos grupos según su color ( $BP - RP$ ). La separación entre estrellas de alta y baja masa se estableció en  $BP - RP = 0.5$  mag, lo que corresponde aproximadamente a una masa de  $1.925 M_\odot$ . Este valor se obtuvo considerando un rango de masas comprendido entre  $0.713 M_\odot$  (límite inferior, correspondiente a  $G = 17.5$  mag) y  $10 M_\odot$ . A partir de este criterio identificamos un total neto de 264 estrellas fugitivas, valor que resulta de considerar la diferencia entre las estrellas que se alejan del cúmulo y aquellas que se aproximan al mismo. La fracción de estrellas masivas dentro del núcleo resulta ser del 34.3 %, mientras que las de baja masa representan el 65.7 %. En contraste, entre las estrellas que se alejan del cúmulo la proporción de objetos masivos disminuye al 21.6 %, mientras que la fracción de es-

### 6.3 Un estudio dinámico más detallado de los cúmulos NGC 2362, IC 2395 y UPK 38

---

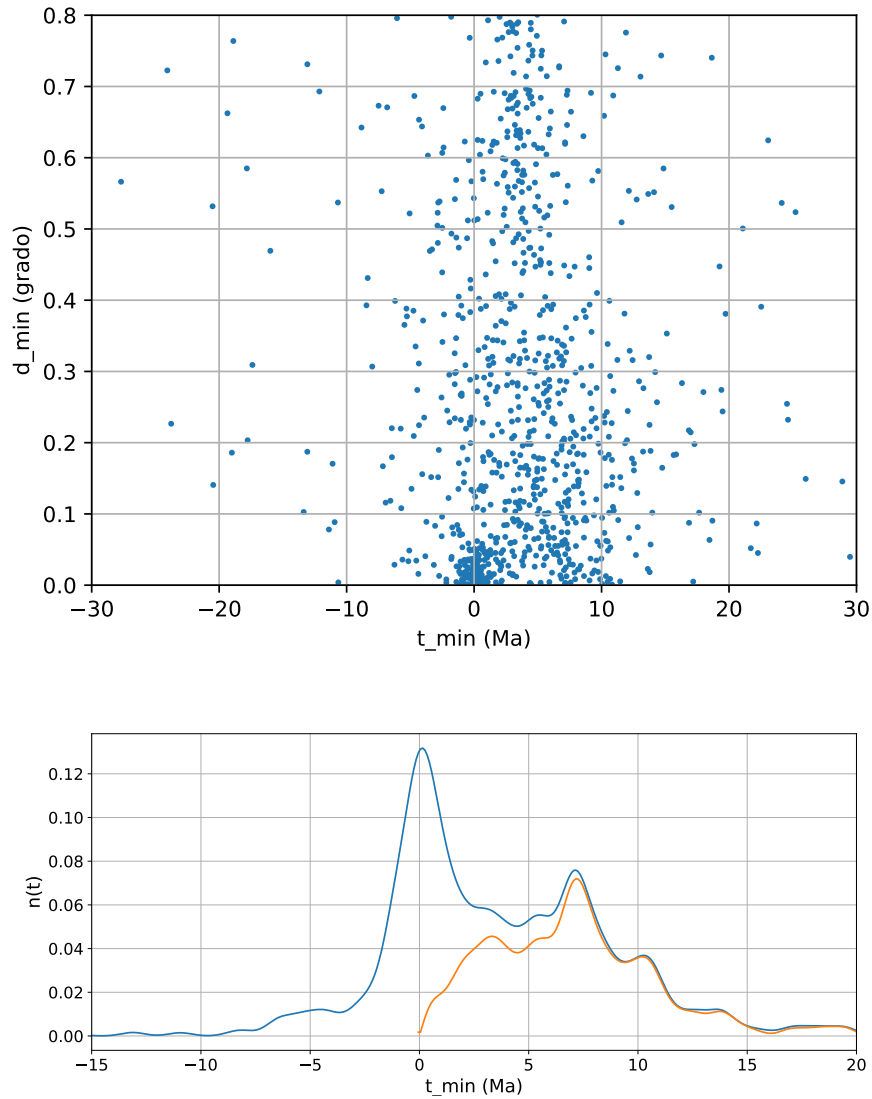
trellas de baja masa aumenta hasta el 78.4 %. Al aplicar la corrección por estrellas que retornan al sistema, la fracción de estrellas masivas entre las fugitivas netas desciende aún más, alcanzando el 18.9 %, mientras que las de baja masa ascienden al 81.1 %. Si se analiza la distribución de cada grupo de masa por separado, encontramos que el 41.9 % de las estrellas masivas permanece en el núcleo, mientras que el 58.1 % forma parte del conjunto de estrellas que se alejan del sistema. En el caso de las estrellas de baja masa, sólo el 24.4 % se encuentra en el núcleo, mientras que el 75.6 % ha sido identificado como fugitivo. Estos resultados indican una pérdida preferencial de estrellas de baja masa, consistente con procesos de relajación dinámica y evaporación gravitatoria. Estimamos que durante la etapa inicial del cúmulo se produjo un exceso neto equivalente a 65.6 miembros ponderados en un intervalo de 2.0 Myr, lo que corresponde a una tasa de  $\sim 32.8$  miembros ponderados por Myr. De este total, el 24.8 % corresponde a estrellas de alta masa, mientras que el 75.2 % corresponde a estrellas de baja masa. En la etapa evolutiva posterior, el cúmulo estaría perdiendo estrellas a una tasa aproximada de 22.5 miembros ponderados por Myr, con una fracción dominante de objetos de baja masa (86.2 %) frente a una contribución menor de estrellas masivas (13.8 %).

Al considerar el tiempo de evaporación y la masa total del sistema, inferimos que la pérdida de miembros no estaría dominada por procesos de evaporación estelar. En cambio, podría estar asociada a la formación de la múltiple central del cúmulo, la cual habría liberado energía al sistema favoreciendo la expulsión preferencial de estrellas de baja masa y produciendo, en consecuencia, una concentración relativa de estrellas más masivas en la región central. Este escenario es consistente con los procesos de relajación gravitatoria esperados para cúmulos abiertos de esta edad.



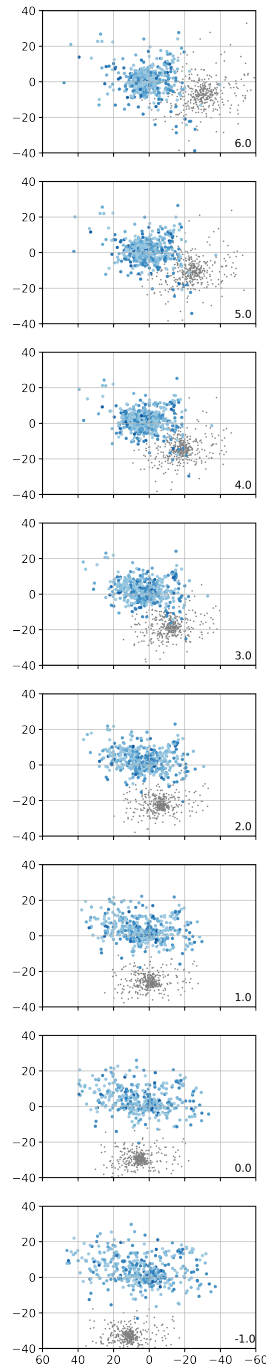
**Figura 6.9:** En verde se muestran las estrellas de NGC 2362 con probabilidad de pertenencia mayor que 1% y con una  $d_{min} < 0.5^\circ$ . En naranja se indican los probables miembros de NGC 2354. Las rectas señalan aquellas estrellas que abandonaron el cúmulo en distintos tiempos.

### 6.3 Un estudio dinámico más detallado de los cúmulos NGC 2362, IC 2395 y UPK 38

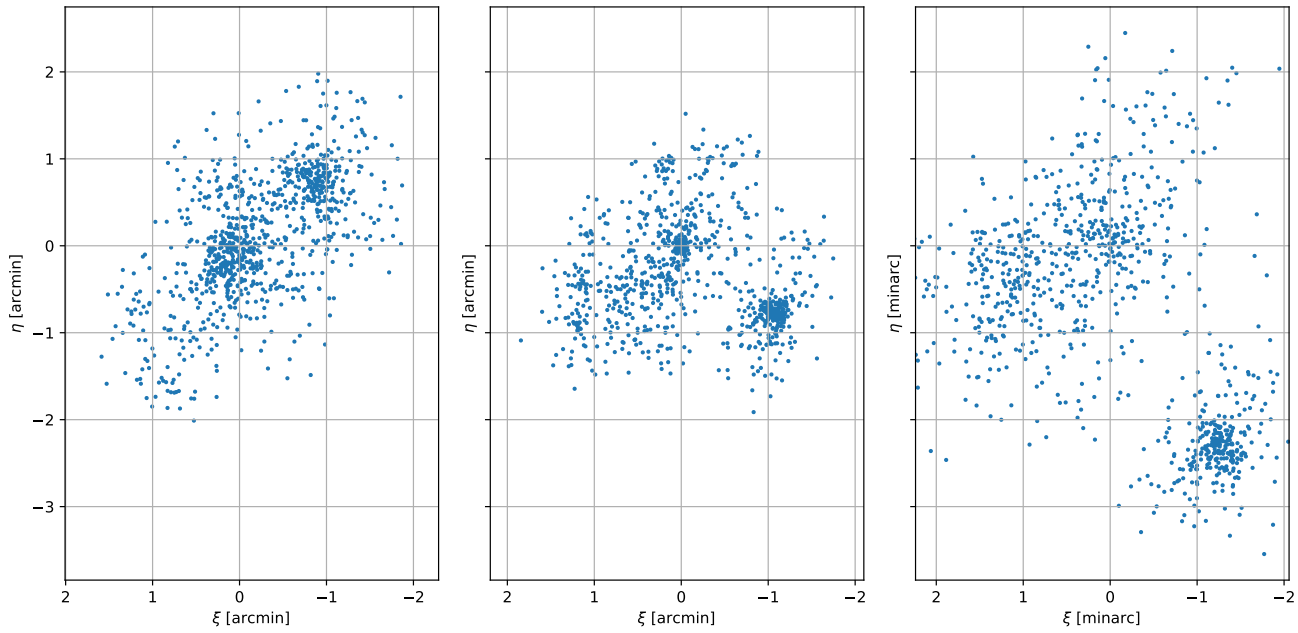


**Figura 6.10:** Panel superior: se muestra la distancia mínima proyectada al centro del cúmulo en función de  $t_{\text{min}}$  para las estrellas de NGC 2362 con probabilidad de pertenencia mayor que 0.01 y distancia proyectada  $r < 0.1^\circ$ . Los objetos con  $t_{\text{min}} < 0$  Ma corresponden a estrellas que se aproximan al cúmulo, mientras que aquellos con  $t_{\text{min}} > 0$  Ma representan estrellas que se alejan de él. Panel inferior: en azul se muestra la distribución total de estrellas que se aproximan y se alejan del centro del cúmulo, mientras que en naranja se presenta la diferencia entre ambos flujos.

### 6.3 Un estudio dinámico más detallado de los cúmulos NGC 2362, IC 2395 y UPK 38



**Figura 6.11:** Secuencia temporal de la configuración espacial de NGC 2362 (círculos azules) y NGC 2354 (puntos grises), reconstruida a partir de sus movimientos propios. Cada panel corresponde a un instante diferente, expresado en Ma. Se observa que alrededor de  $\sim 3$  Ma ambos cúmulos alcanzan su mínima separación proyectada, lo que sugiere la ocurrencia de un encuentro cercano que podría haber influido en la dinámica y en la pérdida de miembros de NGC 2362.



**Figura 6.12:** Configuración espacial de las estrellas de NGC 2362 y de NGC 2354 en tres instantes distintos. Panel izquierdo: posiciones extrapoladas 5 Ma en el pasado utilizando los movimientos propios. Panel central: posiciones actuales. Panel derecho: posiciones extrapoladas 5 Ma en el futuro. Las coordenadas  $\xi$  y  $\eta$  se expresan en minutos de arco.

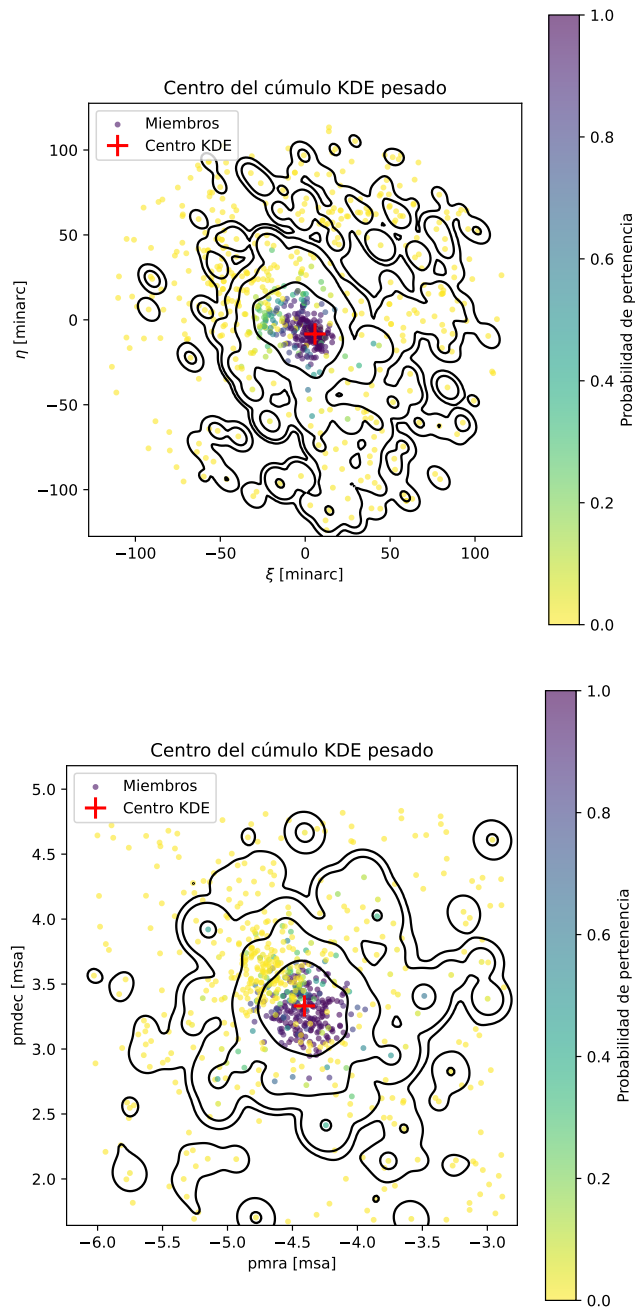
### 6.3.2. IC 2395

Para llevar a cabo el análisis de este cúmulo, comenzamos descargando de la base de datos de Gaia todos los objetos ubicados dentro de una región de  $2^\circ$  alrededor del centro del sistema, con paralajes en el rango que va desde 0.8 hasta 2 msa y magnitudes G menores a 18 mag. Con estos criterios de selección inicial obtuvimos un total de 27785 fuentes. Posteriormente, aplicamos el algoritmo SCLUDAM con el objetivo de determinar la membresía de los objetos en la región analizada. Finalmente, estimamos el centroide del sistema tanto en coordenadas ecuatoriales como en el espacio de movimientos propios. La distribución espacial y cinemática correspondiente se muestra en la Figura 6.13, donde se observa una leve asimetría en la distribución de los miembros, evidenciando un desplazamiento preferencial de las estrellas respecto del centro del cúmulo. A partir de los movimientos propios, transformamos las velocidades a componentes lineales proyectadas sobre el plano del cielo, lo que nos permite analizar la posible existencia de estrellas que estén abandonando el sistema.

Para cada estrella calculamos el instante y la posición correspondientes a su mínima distancia al centro del cúmulo ( $d_{\min}$ ), bajo la hipótesis de movimiento rectilíneo uniforme. En este contexto,  $t_{\min}$  puede interpretarse como una estimación del tiempo transcurrido desde que la estrella se encontraba en las inmediaciones del centro del sistema. En la Figura 6.14 se representan tanto estrellas que se acercan como que se alejan del centro del cúmulo, donde aquellas con  $\mu_r > 0$  corresponden a objetos que se alejan, mientras que las que presentan  $\mu_r < 0$  se aproximan al centro. A diferencia de lo observado en NGC 2362, el diagrama  $t_{\min}$  vs.  $d_{\min}$  presenta una distribución más simétrica, lo que sugiere una menor asimetría cinemática en la región central. Para analizar la dependencia con la masa estelar, separamos la muestra utilizando un criterio basado en el color, adoptando  $(BP-RP) = 1.0$  mag como límite entre estrellas relativamente más masivas y menos masivas, lo que corresponde aproximadamente a masas del orden de  $1.1 M_\odot$ . En particular, dentro del núcleo del cúmulo aproximadamente el 82 % de las estrellas corresponden a objetos de baja masa.

Con el fin de cuantificar las tendencias observadas, analizamos el exceso neto de estrellas que se alejan del cúmulo respecto de aquellas que se aproximan en dos intervalos temporales característicos. En la ventana 15–20 Myr, comparable con la edad estimada del cúmulo ( $\sim 17.8$  Ma), encontramos un exceso neto correspondiente a una contribución ponderada de 0.56 miembros, dominado exclusivamente por estrellas de baja masa. Sin embargo, este valor no resulta estadísticamente significativo y, además, debe interpretarse con cautela debido a limitaciones observacionales. En particular, las escalas temporales consideradas exceden el rango espacial cubierto por el campo analizado, ya que estrellas con movimientos propios típicos recorrerían varios grados en estos intervalos, superando ampliamente el tamaño angular de la región estudiada. En consecuencia, no es posible reconstruir de manera confiable la historia cinemática del

### 6.3 Un estudio dinámico más detallado de los cúmulos NGC 2362, IC 2395 y UPK 38



**Figura 6.13:** Centroides del cúmulo IC 2395 determinados mediante KDE en el espacio de coordenadas (panel superior) y en el espacio de movimientos propios (panel inferior).

cúmulo en estas escalas temporales a partir de los datos disponibles.

Por otro lado, en la ventana 8–12 Myr, comparable con el tiempo dinámico del cúmulo ( $\tau_d \sim 8.1$  Ma), se observa un exceso neto de 1.68 miembros ponderados, lo que corresponde a una tasa neta de pérdida de aproximadamente 0.42 miembros ponderados por Myr. Si bien esta señal puede apreciarse cualitativamente en el panel superior de la Figura 6.14, su magnitud es reducida, por lo que no constituye evidencia concluyente de un flujo de escape significativo. En este sentido, la distribución aproximadamente simétrica en el plano  $t_{\min}-d_{\min}$  indica que el cúmulo no presenta una señal clara de pérdida de miembros en la región central.

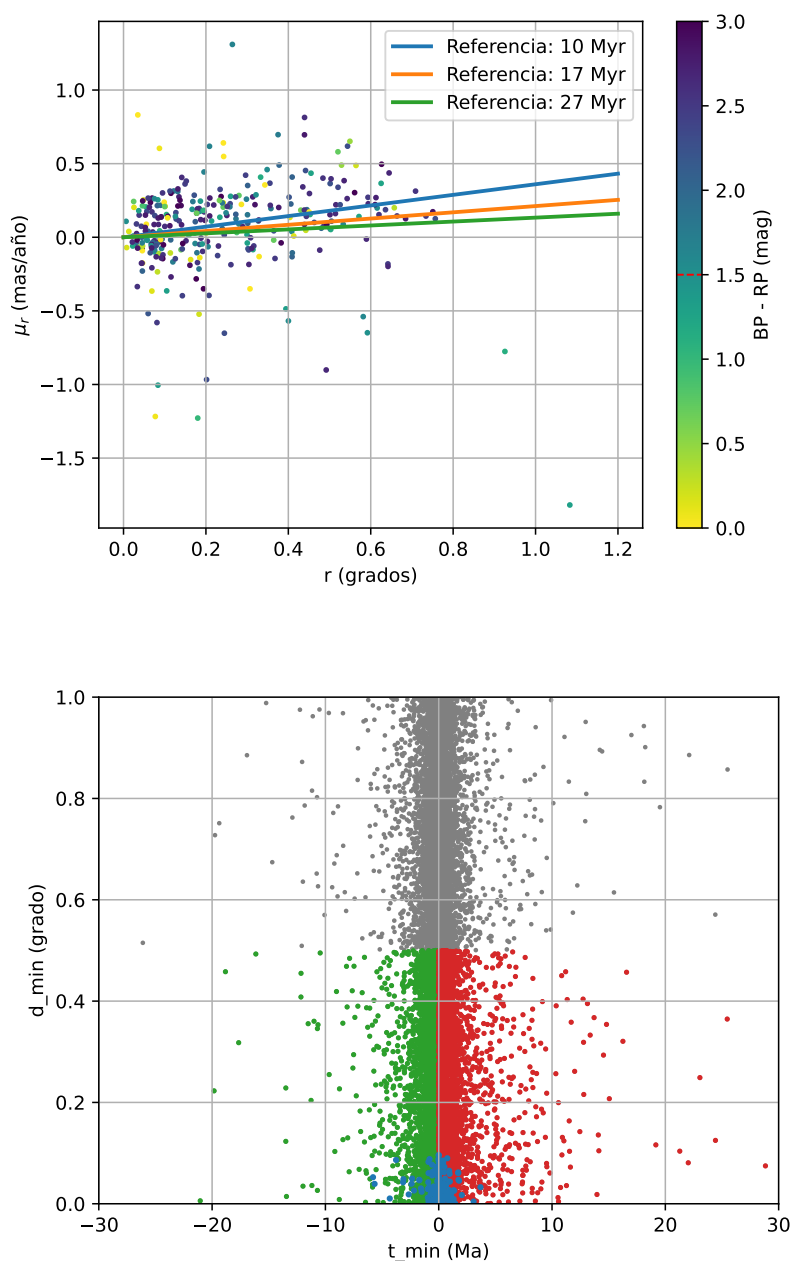
Esta interpretación es consistente con las escalas de tiempo dinámicas del sistema. Si bien la edad del cúmulo es mayor que su tiempo dinámico, lo que indica que el sistema ha experimentado al menos una o dos escalas dinámicas, el tiempo de relajación asociado al radio de mitad de masa ( $\tau_{rMM} \sim 35$  Ma) es significativamente mayor que su edad. En consecuencia, los procesos de relajación de dos cuerpos aún no han actuado de manera eficiente, por lo que el cúmulo no debería encontrarse completamente relajado, y no se espera una señal clara de evaporación dinámica en los datos observacionales.

En las Figuras A.6 y A.5 se observa que la mayor parte de los miembros se encuentra contenida dentro del radio *tidal*, mientras que una fracción menor se ubica más allá de este límite. En conjunto, la pérdida de miembros observada, dominada por estrellas de baja masa, es consistente con un escenario de evaporación temprana en un cúmulo aún parcialmente relajado.

Para indagar la posible causa de la asimetría observada en el espacio de posiciones, realizamos una nueva descarga de datos de Gaia utilizando los mismos criterios de selección que en el análisis previo, pero adoptando en este caso un radio de  $4^\circ$  alrededor del centro del cúmulo. Sobre esta muestra aplicamos nuevamente el algoritmo SCLUDAM. En este campo ampliado se distinguen dos estructuras elongadas, potencialmente compatibles con colas de marea, asociadas al cúmulo IC 2395 y al cúmulo cercano Pismis 4 (ver Figura 6.15).

El campo de velocidades (Figura 6.16), construido a partir de los movimientos propios relativos al centro de cada cúmulo, revela un patrón coherente en el cual ambas poblaciones estelares presentan direcciones de movimiento sistemáticamente diferentes. En particular, se observa que las estrellas asociadas a cada cúmulo tienden a desplazarse en sentidos aproximadamente opuestos en el plano del cielo, es decir, exhiben un movimiento relativo tangencial del orden de  $\sim 8.4$  km s $^{-1}$ , lo que sugiere que actualmente se están separando. En este contexto, las estructuras elongadas observadas podrían estar vinculadas a la evolución dinámica de los cúmulos en un entorno común, aunque la evidencia disponible no permite establecer de manera concluyente la existencia de un encuentro dinámico reciente entre ambos sistemas.

El diagrama color–magnitud (Figura 6.17) muestra que IC 2395 presenta una población de pre-secuencia principal más prominente, lo que indica que es un sistema



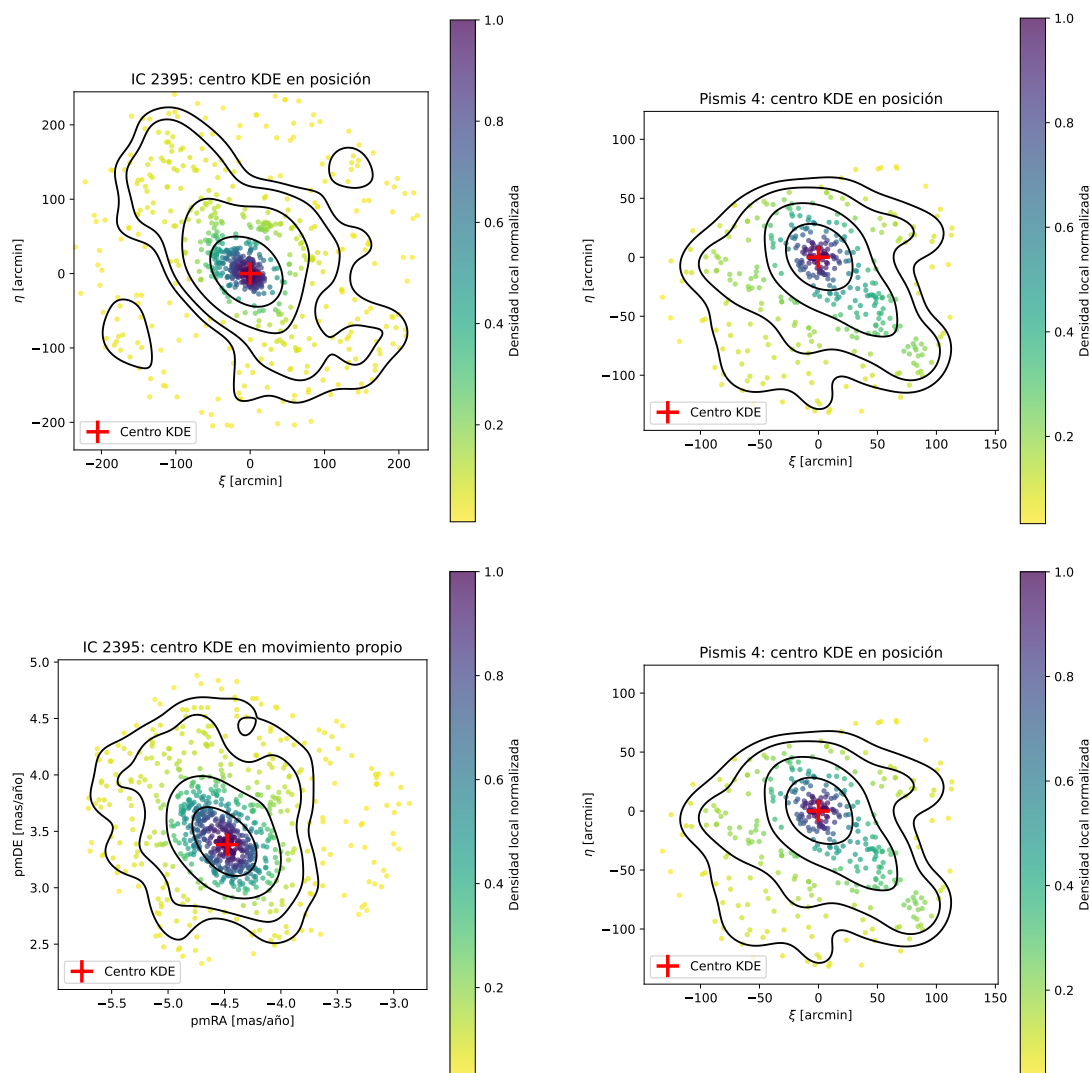
**Figura 6.14:** Panel superior: se muestran las estrellas con probabilidad de pertenencia mayor al 1% y con  $d_{\min} < 0.5^\circ$  para el cúmulo IC 2395. En este plano, los objetos con  $\mu_r > 0$  corresponden a estrellas que se alejan del centro del cúmulo, mientras que aquellos con  $\mu_r < 0$  representan estrellas que se aproximan al mismo. Panel inferior: se muestra la distribución de  $d_{\min}$  en función de  $t_{\min}$  para todos los objetos de la muestra (puntos grises). Se distinguen las estrellas que se acercan (puntos verdes) y aquellas que se alejan (puntos azules) al núcleo del cúmulo (puntos azules). La distribución presenta una menor asimetría cinemática en comparación con NGC 2362.

### 6.3 Un estudio dinámico más detallado de los cúmulos NGC 2362, IC 2395 y UPK 38

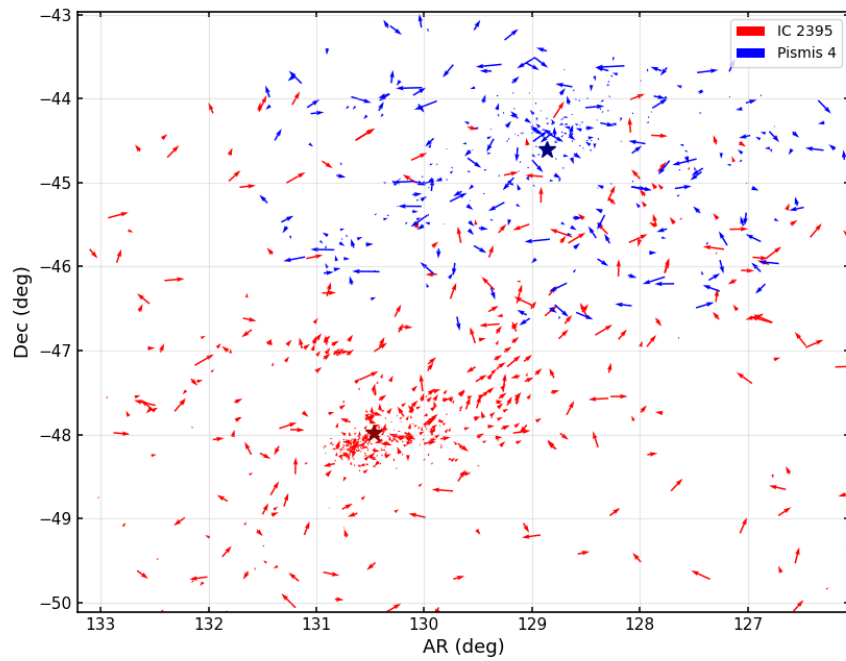
más joven que Pismis 4. Esta diferencia evolutiva sugiere que, si bien ambos cúmulos comparten una misma región del espacio, no necesariamente se originaron de manera simultánea.

La pérdida de miembros y la asimetría observada en IC 2395 pueden interpretarse como el resultado de la combinación de procesos internos, como la evaporación dinámica, y efectos externos asociados al entorno local. En particular, la presencia de otro cúmulo cercano podría contribuir a la perturbación del campo gravitatorio, favoreciendo la dispersión de miembros. Este escenario pone de manifiesto la importancia de considerar el entorno dinámico en el estudio de la evolución de cúmulos abiertos, especialmente en regiones donde coexisten múltiples sistemas.

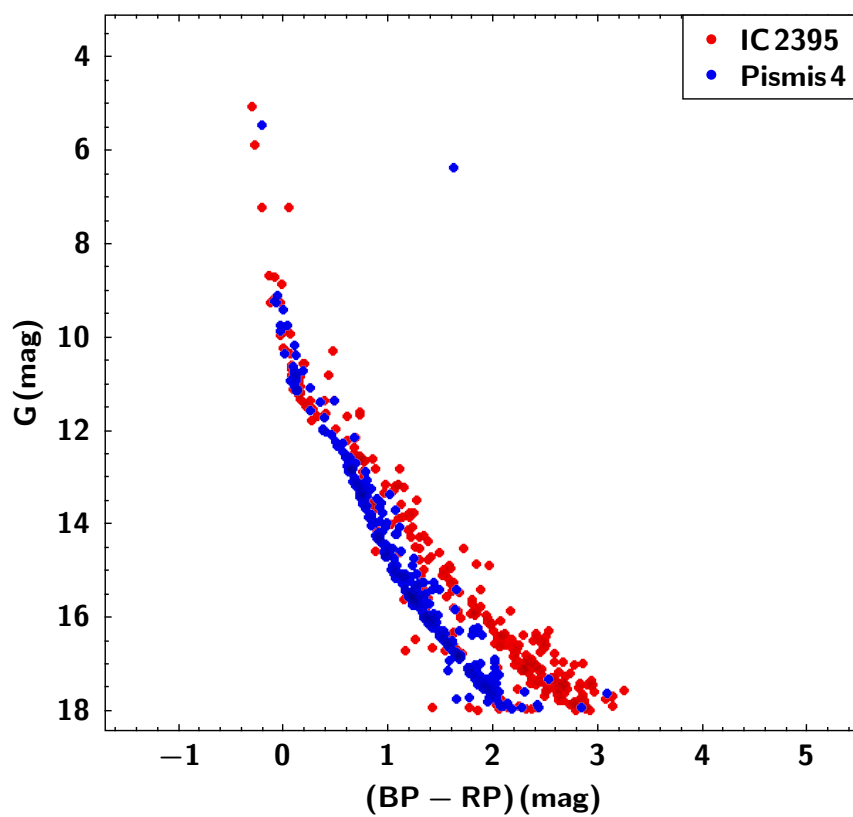
### 6.3 Un estudio dinámico más detallado de los cúmulos NGC 2362, IC 2395 y UPK 38



**Figura 6.15:** Centros obtenidos mediante KDE para IC 2395 y Pismis 4. En la fila superior se muestran las distribuciones espaciales en coordenadas proyectadas ( $\xi, \eta$ ), centradas en el máximo de densidad de cada cúmulo. En la fila inferior se presentan las distribuciones en el espacio de movimientos propios. En todos los paneles, la cruz roja indica el centro determinado mediante KDE y las curvas negras muestran contornos de densidad.



**Figura 6.16:** Campo de velocidades tangenciales en la región de IC 2395. Se identifican dos poblaciones con movimientos coherentes en direcciones opuestas, consistentes con una separación relativa entre IC 2395 y Pismis 4. La estrella roja representa el centro de IC 2395 y la azul el centro de Pismis 4.



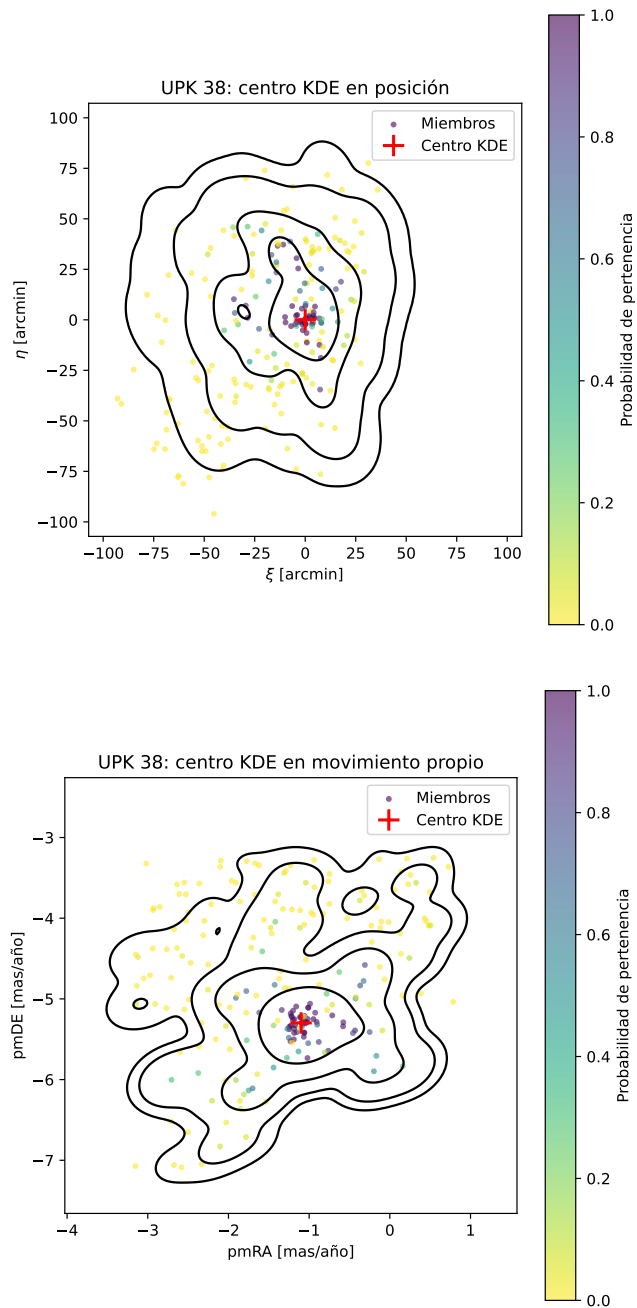
**Figura 6.17:** Diagrama color–magnitud de las estrellas en la región de IC 2395. Ambas poblaciones coinciden en la región de alta masa, pero se separan en la secuencia de baja masa, evidenciando diferencias en edad y evolución estelar.

### 6.3.3. UPK 38

Realizamos una búsqueda en Gaia sobre una región circular de  $2^\circ$  centrada en el cúmulo. Como criterios iniciales de selección adoptamos una magnitud  $G < 18$  mag y paralajes en el intervalo  $0.7 \leq \varpi \leq 2.7$  mas. Con estas restricciones obtuvimos un total de 31151 fuentes. Posteriormente aplicamos el algoritmo SCLUDAM para determinar la membresía de la muestra. En la Figura 6.18 mostramos la determinación del centro del sistema tanto en el espacio de coordenadas como en el de movimientos propios mediante estimadores de densidad por kernel (KDE). Los mapas de densidad evidencian una estructura relativamente difusa, con una concentración central poco marcada y contornos extendidos, lo que sugiere que el sistema no se encuentra fuertemente ligado. En la región central identificamos un total de 59 estrellas, mientras que una fracción significativa de los objetos presenta trayectorias compatibles con estrellas que se alejan del cúmulo. Para analizar la dependencia con la masa estelar, separamos la muestra utilizando un criterio basado en el color, adoptando  $(BP - RP) = 1.3$  mag como límite entre estrellas relativamente más masivas y menos masivas, valor que corresponde aproximadamente a  $1.0 M_\odot$ . El análisis temporal basado en el parámetro  $t_{\min}$ , que estima el instante en el cual cada estrella se encontraba a mínima distancia del centro del cúmulo bajo la hipótesis de movimiento rectilíneo uniforme, no muestra una asimetría significativa entre las poblaciones que se acercan y se alejan del sistema (ver Figura 6.19). En particular, la distribución de objetos en el plano  $t_{\min}-d_{\min}$  resulta aproximadamente simétrica, lo que sugiere la ausencia de un evento de expulsión dominante o de una expansión coherente del sistema. De manera consistente, en el diagrama  $r$  vs.  $\mu_r$  no se observa una diferencia apreciable entre las cantidades de estrellas con  $\mu_r > 0$  y aquellas con  $\mu_r < 0$ .

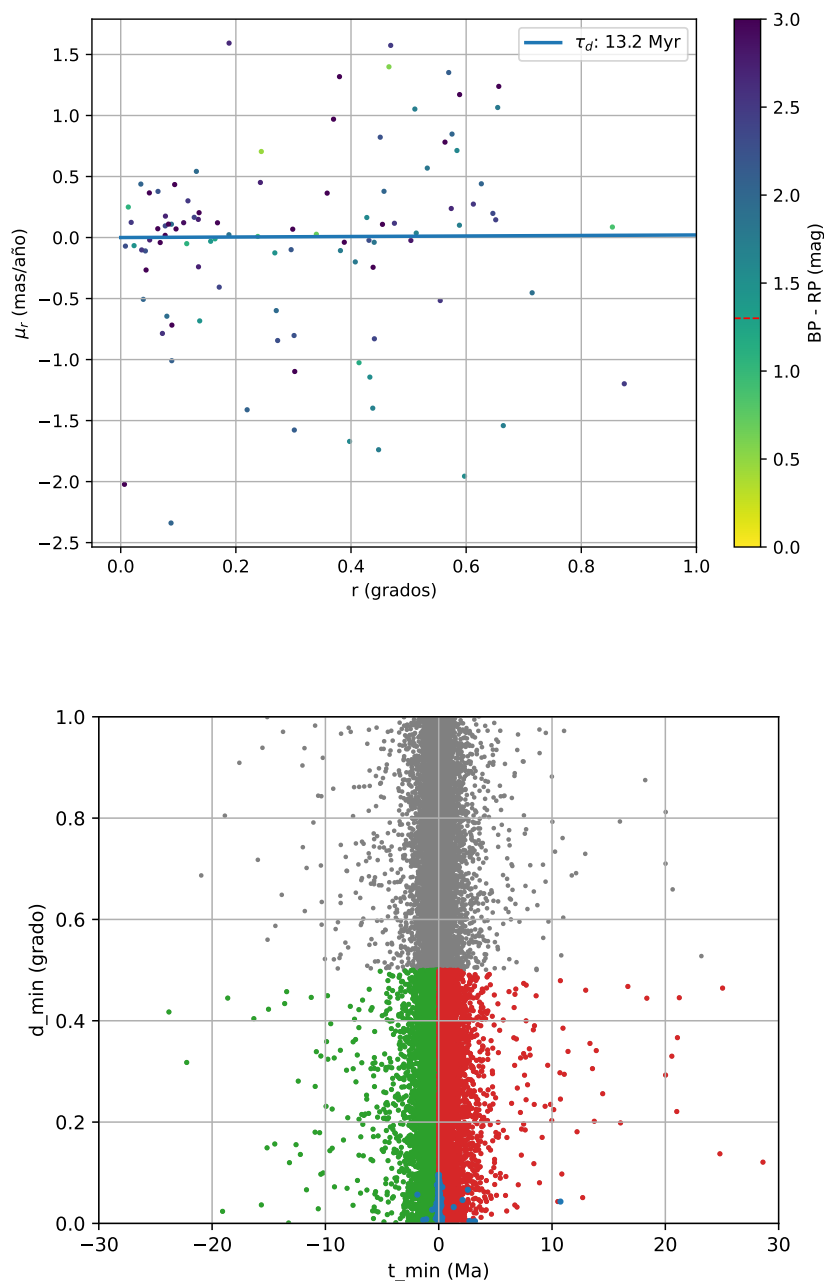
El tiempo dinámico del sistema es  $\tau_d \simeq 13.2$  Ma, comparable con la edad del cúmulo. Asimismo, el tiempo de relajación en el radio de media masa,  $\tau_{\text{rMM}} \simeq 10.7$  Ma, es del mismo orden que la edad del sistema. Esto sugiere que UPK 38 se encuentra en una etapa temprana de evolución dinámica, en la cual los procesos de relajación y dispersión comienzan a ser relevantes, pero aún no han dado lugar a una estructura completamente relajada. En las Figuras A.28 y A.27 se puede observar que una cantidad apreciable de miembros se encuentra más allá del radio *tidal*. Luego UPK 38 es un sistema poco concentrado, posiblemente en un estado avanzado de dispersión.

### 6.3 Un estudio dinámico más detallado de los cúmulos NGC 2362, IC 2395 y UPK 38



**Figura 6.18:** Centroides del cúmulo UPK 38 determinados mediante KDE en el espacio de coordenadas (panel superior) y en el espacio de movimientos propios (panel inferior).

### 6.3 Un estudio dinámico más detallado de los cúmulos NGC 2362, IC 2395 y UPK 38



**Figura 6.19:** Panel superior: se muestran las estrellas con probabilidad de pertenencia mayor al 1% y con  $d_{\min} < 0.5^\circ$  para el cúmulo UPK 38. En este plano, los objetos con  $\mu_r > 0$  corresponden a estrellas que se alejan del centro del cúmulo, mientras que aquellos con  $\mu_r < 0$  representan estrellas que se aproximan al mismo. Panel inferior: se muestra la distribución de  $d_{\min}$  en función de  $t_{\min}$  para todos los objetos de la muestra (puntos grises). Se distinguen las estrellas que se acercan (puntos verdes) y aquellas que se alejan (puntos rojos) al núcleo del cúmulo (puntos azules).

## 6.4. Análisis comparativo de las regiones externas

En esta sección analizamos las propiedades estructurales y cinemáticas de las regiones externas de los cúmulos a partir de las figuras presentadas en el Apéndice A, construidas utilizando los objetos identificados como miembros según el procedimiento descrito en el Capítulo 5. Estas representaciones permiten evaluar de manera cualitativa la relación entre la distribución espacial de los miembros, las escalas dinámicas características y el comportamiento cinemático de las estrellas ubicadas en las regiones externas de cada sistema.

**Alessi 144** Se identifican varios objetos ubicados más allá de la superficie de Hill y algunos incluso por fuera del radio *tidal*. La dispersión de velocidades, del orden de 0.93 km/s, es comparable con las velocidades observadas en estas estrellas, aunque algunos objetos presentan valores superiores. La presencia de miembros externos con velocidades elevadas sugiere que una fracción de ellos podría no encontrarse ligada al cúmulo, sino en proceso de escape. Sin embargo, la coexistencia de estrellas que se acercan y se alejan indica que el sistema no presenta una señal cinemática fuertemente asimétrica, lo que podría ser consistente con un estado dinámico intermedio.

**IC 2395** La distribución espacial muestra una asimetría marcada, con una extensión significativa más allá de la superficie de Hill. Este cúmulo presenta una dispersión de velocidades de aproximadamente 1.11 km/s, y las estrellas ubicadas más allá del radio *tidal* muestran mayormente velocidades superiores y vectores dirigidos hacia el exterior. Este patrón es consistente con la presencia de una estructura tipo cola de marea, lo que sugiere que el cúmulo podría estar experimentando una pérdida de masa influenciada no solo por procesos internos, sino también por efectos externos, en concordancia con la posible interacción con el cúmulo Pismis 4.

**NGC 2232** A pesar de presentar una dispersión de velocidades relativamente baja (0.53 km/s), las estrellas ubicadas más allá del radio *tidal* muestran vectores dirigidos hacia el interior del cúmulo. Este comportamiento podría interpretarse como evidencia de una contracción global del sistema. No obstante, confirmar este escenario requiere un análisis dinámico más detallado, incluyendo el estudio de la anisotropía en movimientos propios, la distribución de velocidades radiales y la reconstrucción de órbitas individuales, con el objetivo de determinar si estas estrellas permanecen gravitacionalmente ligadas al cúmulo.

**UPK 38** En este cúmulo, con una dispersión de velocidades de aproximadamente 0.80 km/s, se observa que la superficie de Hill está claramente desbordada. Existen

múltiples estrellas más allá del radio *tidal* con velocidades superiores a la dispersión, lo que indica que el sistema podría encontrarse en una etapa de disolución activa. La presencia de estrellas tanto entrantes como salientes sugiere un régimen dinámico no estacionario, consistente con un sistema de baja masa que podría estar perdiendo miembros de manera eficiente.

**NGC 6716** Este cúmulo presenta una alta concentración central y una estructura global más compacta. Si bien se identifican algunos objetos fuera de la superficie de Hill, solo una estrella se encuentra claramente más allá del radio *tidal* y con una velocidad compatible con escape. Esto sugiere que el sistema se encuentra en un estado dinámico más evolucionado y posiblemente cercano al equilibrio, con una pérdida de masa relativamente baja.

**Markarian 38, NGC 1977, NGC 2362 y NGC 5281** En estos cúmulos, la mayor parte de los miembros se encuentra contenida dentro del radio *tidal*, aunque se observan distintos grados de asimetría en la distribución espacial. En sistemas jóvenes como NGC 2362 y NGC 1977, estas asimetrías podrían estar asociadas a procesos de expansión temprana o a la presencia de subestructura remanente de la formación. En cúmulos más evolucionados, como NGC 5281, estas irregularidades son menos pronunciadas, lo que resulta consistente con una evolución dinámica más avanzada. En conjunto, el análisis de las regiones externas de los cúmulos revela una amplia diversidad de comportamientos dinámicos, que pueden interpretarse en términos de su estado evolutivo y de la influencia del entorno galáctico. Mientras que algunos sistemas presentan estructuras extendidas, con miembros que exceden el radio *tidal* y muestran vectores de velocidad compatibles con escape (como es el caso de IC 2395 o UPK 38), otros cúmulos exhiben distribuciones más contenidas y aproximadamente simétricas, consistentes con estados dinámicos más evolucionados o cercanos al equilibrio, como NGC 6716. En varios casos se observan configuraciones intermedias, en las que coexisten estrellas entrantes y salientes, lo que sugiere regímenes no estacionarios donde la dinámica interna y las perturbaciones externas actúan de manera conjunta. En particular, la presencia de asimetrías espaciales y estructuras elongadas en algunos sistemas refuerza la hipótesis de que las interacciones con el entorno, tales como encuentros cúmulo-cúmulo o perturbaciones del medio interestelar, desempeñan un papel relevante en su evolución. Estos resultados son consistentes con el escenario propuesto a partir de los parámetros dinámicos globales, en el cual los cúmulos transitan desde fases tempranas dominadas por expansión y pérdida rápida de miembros hacia etapas más avanzadas en las que la evaporación relajacional se convierte en el mecanismo principal de evolución.

## 6.5. Rol de los objetos centrales brillantes

Los resultados obtenidos en este trabajo sugieren que la presencia de objetos brillantes en las regiones centrales de los cúmulos no constituye un fenómeno meramente observacional, sino que posee implicancias directas en su evolución dinámica. En particular, el análisis conjunto de las propiedades estructurales, cinemáticas y de multiplicidad indica que estos objetos desempeñan un papel relevante en la redistribución de energía y en la pérdida de miembros del sistema.

En la mayoría de los cúmulos analizados, los objetos más brillantes corresponden a sistemas múltiples o binarias masivas cuya masa total supera significativamente la del resto de los miembros. En este sentido, su importancia no radica únicamente en su luminosidad, sino en su contribución al potencial gravitatorio central. Estos sistemas tienden a ubicarse en las regiones internas del cúmulo, lo cual es consistente con procesos de segregación de masa. Sin embargo, dado que en varios casos la edad del cúmulo es comparable o inferior a su tiempo de relajación, esta configuración podría no ser completamente producto de la evolución dinámica secular, sino reflejar en parte condiciones iniciales del proceso de formación.

Por otra parte, la naturaleza múltiple de estos objetos introduce un mecanismo adicional de evolución dinámica. Las binarias y sistemas múltiples pueden actuar como fuentes de energía interna mediante interacciones gravitatorias con otras estrellas, transfiriendo energía cinética al resto del sistema. Este comportamiento es consistente con los resultados clásicos de la dinámica de cúmulos estelares, en los que se ha demostrado que las binarias duras actúan como fuentes de energía interna del sistema. En particular, la denominada ley de Heggie establece que las binarias con energía de ligadura superior a la energía cinética media de las estrellas tienden a endurecerse mediante interacciones dinámicas, liberando energía al medio circundante (Heggie, 1975). Este proceso, conocido como *binary heating*, puede contribuir significativamente a la expansión del cúmulo y a la eyección de estrellas. Simulaciones numéricas posteriores han mostrado que este mecanismo puede dominar la evolución dinámica del núcleo del cúmulo e incluso sostener su estructura en fases avanzadas (Heggie et al., 2006; Portegies Zwart et al., 2010).

Desde el punto de vista energético, la relevancia de estos sistemas puede cuantificarse a partir de la energía de ligadura de una binaria, que viene dada por

$$E_{\text{bin}} \simeq -\frac{Gm_1m_2}{2a}, \quad (6.2)$$

donde  $m_1$  y  $m_2$  son las masas de las componentes y  $a$  el semieje mayor. Por otro lado, la energía gravitatoria total de un cúmulo de masa  $M_{\text{cl}}$  y radio característico  $R$  puede

estimarse como

$$E_{\text{cl}} \sim -\frac{GM_{\text{cl}}^2}{R}. \quad (6.3)$$

Para valores típicos de cúmulos abiertos ( $M_{\text{cl}} \sim 10^2\text{--}10^3 M_{\odot}$ ,  $R \sim 1$  pc), ambas energías pueden resultar comparables a la de una binaria relativamente cerrada. En consecuencia, el endurecimiento de una binaria (es decir, la disminución de su semieje mayor) puede liberar una cantidad de energía significativa,

$$\Delta E \simeq \frac{Gm_1m_2}{2} \left( \frac{1}{a_f} - \frac{1}{a_i} \right), \quad (6.4)$$

que es transferida al resto del cúmulo mediante interacciones dinámicas. Este proceso constituye una fuente eficiente de calentamiento dinámico, capaz de impulsar la expansión del sistema y favorecer la expulsión de miembros.

Asimismo, la presencia de cúmulos en los que una fracción significativa de la masa se encuentra concentrada en uno o pocos sistemas centrales sugiere que estos objetos podrían representar una fase particular en la evolución de los cúmulos abiertos. Este tipo de configuración podría originarse tanto a partir de condiciones iniciales como de la evolución de sistemas múltiples jerárquicos o de interacciones dinámicas en ambientes densos durante las etapas tempranas.

Un caso particularmente ilustrativo dentro de la muestra analizada es el cúmulo NGC 2362. Este sistema presenta una múltiple central extremadamente masiva, con una masa total del orden de  $\sim 80 M_{\odot}$ . Las componentes individuales poseen masas comprendidas aproximadamente entre 4 y  $25 M_{\odot}$ , lo que convierte a este sistema en uno de los principales contribuyentes al potencial gravitatorio interno del cúmulo. En este contexto, una fracción significativa de la masa total del cúmulo se encuentra concentrada en su región central, dominada por este sistema múltiple. Desde el punto de vista dinámico, esta configuración resulta especialmente relevante. La presencia de un sistema múltiple masivo en el centro del cúmulo implica no solo un potencial gravitatorio dominante, sino también la existencia de un reservorio significativo de energía interna. Las interacciones gravitatorias entre las componentes del sistema y el resto de las estrellas del cúmulo pueden dar lugar a procesos de endurecimiento y transferencia de energía, en concordancia con el mecanismo de *binary heating* descrito previamente. En particular, la energía liberada en estos procesos puede ser comparable a la energía de ligadura global del cúmulo, lo que favorece la expansión del sistema y la expulsión de estrellas de menor masa. Este escenario es consistente con los resultados obtenidos para NGC 2362 en este trabajo, donde se observa una pérdida preferencial de estrellas de baja masa y la presencia de miembros con velocidades compatibles con escape. En este sentido, la estructura central del cúmulo, dominada por un sistema múltiple masivo, podría estar directamente vinculada con su estado dinámico actual y

con los procesos de evaporación identificados en el análisis cinemático.

En contraste con NGC 2362, los cúmulos IC 2395 y UPK 38 presentan configuraciones centrales significativamente menos extremas. En IC 2395, la estrella más masiva posee una masa del orden de  $\sim 11.6 M_{\odot}$ , mientras que en UPK 38 el sistema central corresponde a una binaria con una masa total de  $\sim 9.4 M_{\odot}$ . En ambos casos, la fracción de masa concentrada en la región central es considerablemente menor que en NGC 2362, lo que implica una menor capacidad de estos sistemas para dominar el balance energético global del cúmulo. Esta diferencia se refleja en el comportamiento dinámico observado. Mientras que en NGC 2362 la evidencia apunta a un escenario dominado por procesos internos (particularmente la acción de un sistema múltiple central masivo capaz de inyectar energía al cúmulo), en IC 2395 y UPK 38 la evolución parece estar controlada por una combinación de efectos internos moderados y perturbaciones externas. En IC 2395, la presencia de asimetrías espaciales y cinemáticas sugiere la influencia del entorno, consistente con una posible interacción con sistemas cercanos. Por su parte, en UPK 38 los parámetros dinámicos indican una etapa temprana de disolución, en la que la pérdida de miembros no estaría dominada por un único objeto central, sino por la evolución global del sistema.

En este contexto, los tres cúmulos analizados en detalle en este trabajo ilustran distintos regímenes de evolución dinámica. NGC 2362 representa un caso en el que la dinámica está fuertemente influenciada por un sistema central extremadamente masivo, mientras que IC 2395 y UPK 38 constituyen ejemplos en los que el entorno galáctico y la estructura global del cúmulo adquieren un rol más relevante. Esta diversidad de comportamientos pone de manifiesto que la evolución de los cúmulos abiertos no puede entenderse a partir de un único mecanismo dominante, sino como el resultado de la interacción entre procesos internos y externos cuya importancia relativa depende de la distribución de masa y de las condiciones iniciales del sistema.

Los resultados que obtuvimos indican que los objetos centrales brillantes no deben interpretarse únicamente como trazadores observacionales, sino como agentes dinámicos clave en la evolución de los cúmulos abiertos. Su masa, ubicación y multiplicidad influyen de manera directa en la estructura del sistema, en la redistribución de energía y en la tasa de pérdida de miembros, contribuyendo a la transición entre distintos estados evolutivos identificados en este trabajo.

## Conclusiones

---

En este capítulo integramos los principales resultados observacionales y dinámicos obtenidos a lo largo de esta Tesis, combinando información espectroscópica, fotométrica y astrométrica para caracterizar tanto las poblaciones estelares como el estado evolutivo de los cúmulos analizados. En particular, mostramos que la inclusión de velocidades radiales constituye un elemento central para una determinación robusta de la membresía. Si bien los estudios basados exclusivamente en parámetros astrométricos permiten obtener probabilidades de pertenencia homogéneas para muestras extensas, la información espectroscópica adicional puede modificar de manera significativa la clasificación de ciertos objetos, evitando tanto falsos positivos como falsos negativos.

Asimismo, evidenciamos la importancia de considerar los parámetros que describen la calidad de los datos astrométricos. En particular, el exceso de ruido astrométrico en *Gaia* resulta fundamental para interpretar discrepancias en paralajes y movimientos propios, muchas veces asociadas a multiplicidad o variabilidad no resuelta. La combinación de información espectroscópica y astrométrica de alta calidad refuerza así la confiabilidad de las conclusiones obtenidas sobre la estructura y evolución de los cúmulos.

Desde el punto de vista observacional, encontramos que en varios de los cúmulos estudiados la estrella o sistema múltiple central representa una fracción apreciable de la masa total del cúmulo. Asimismo, identificamos sistemas múltiples y distintos tipos de variabilidad fotométrica y espectroscópica. La identificación de *blue stragglers* y *yellow stragglers* en distintos cúmulos de la muestra, junto con la presencia frecuente de sistemas binarios o múltiples en sus regiones centrales, refuerza la idea de que la evolución binaria y las interacciones dinámicas desempeñan un papel clave en la historia evolutiva de estos sistemas.

El análisis de las distribuciones radiales mostró que, si bien no se observa una segregación de masa estadísticamente significativa al considerar la muestra completa, sí aparece una tendencia más marcada al restringir el estudio a los objetos más masivos. En particular, las binarias masivas tienden a concentrarse en las regiones internas de los

---

cúmulos, lo que sugiere una segregación de masa incipiente y dependiente de la masa, en concordancia con estudios observacionales y simulaciones dinámicas recientes (e.g. [Allison et al., 2009, 2010](#); [Portegies Zwart et al., 2010](#)).

Por otra parte, la comparación entre radios característicos y escalas de tiempo dinámicas permitió distinguir una amplia diversidad de estados evolutivos dentro de la muestra. Encontramos cúmulos compatibles con sistemas relajados, como NGC 5281 y NGC 6716, otros en estados intermedios o parcialmente relajados, como IC 2395, NGC 2232 y NGC 6322, y también sistemas no ligados o en etapas avanzadas de disolución, como NGC 2362, NGC 1977, Markarian 38 y UPK 38. En este sentido, la combinación de los cocientes edad/ $\tau_d$ , edad/ $\tau_{tMM}$ ,  $r_{MM}/r_J$  y  $r_{MM}/r_t$  demostró ser una herramienta robusta para evaluar el grado de evolución dinámica global de los cúmulos.

El análisis detallado de NGC 2362, IC 2395 y UPK 38 permitió profundizar esta interpretación. En estos sistemas identificamos poblaciones de estrellas cuyas trayectorias son compatibles con escape, a partir del estudio de los parámetros  $t_{min}$  y  $d_{min}$ . En NGC 2362 encontramos evidencias de una pérdida preferencial de estrellas de baja masa y una concentración relativa de objetos más masivos en la región central, consistente con procesos de segregación de masa y expansión dinámica. En IC 2395, la presencia de estructuras elongadas y un patrón cinemático coherente con Pismis 4 sugiere que su evolución no está gobernada únicamente por procesos internos, sino también por interacciones gravitatorias con su entorno. En UPK 38, la baja masa total del sistema y la identificación de una población significativa de estrellas fugitivas indican que el cúmulo podría encontrarse en una etapa temprana de disolución.

De manera más general, nuestros resultados ponen en evidencia la importancia del entorno en la evolución dinámica de los cúmulos abiertos. En particular, el hecho de que dos de los sistemas analizados en mayor detalle presenten evidencias de interacción con cúmulos cercanos sugiere que los encuentros cúmulo-cúmulo, o con estructuras del medio interestelar, podrían ser fenómenos relativamente frecuentes. Este aspecto resulta especialmente relevante al considerar la evolución global de la población de cúmulos de la Galaxia y el origen de las estrellas de campo.

Un resultado particularmente significativo de este trabajo es la posibilidad de estimar de manera empírica la tasa actual de pérdida de estrellas a partir de datos astrométricos de alta precisión. A diferencia de los enfoques tradicionales, en los que la evolución de los cúmulos se infiere indirectamente a partir de distribuciones estáticas, el análisis de  $t_{min}$  permite acceder directamente al flujo de estrellas en el espacio de fases. Este parámetro constituye una herramienta clave para contrastar modelos dinámicos, ya que proporciona una medida observacional directa de la evolución del sistema.

Una descripción más completa de la historia dinámica de estos cúmulos requerirá modelar en detalle la interacción entre procesos internos y externos, incluyendo el efecto perturbador de cúmulos vecinos, la evolución de la estructura espacial y el

---

contenido de sistemas binarios. En este sentido, el desarrollo de simulaciones dinámicas específicas, como las implementadas en modelos de tipo  $N$ -cuerpos (e.g. [Portegies Zwart et al., 2010](#)), permitirá avanzar hacia una comprensión más profunda de la evolución de estos sistemas.

Finalmente, cabe destacar que la metodología desarrollada en este trabajo puede aplicarse directamente a muestras más extensas de cúmulos utilizando los datos actualmente disponibles de *Gaia*. La incorporación de información espectroscópica adicional y el análisis conjunto de múltiples sistemas permitirá en el futuro profundizar en la relación entre membresía, estructura interna, multiplicidad y evolución dinámica, contribuyendo a una visión más global de la formación y disolución de cúmulos abiertos en la Galaxia.

## Apéndices

---

## Diagramas estructurales y dinámicos de los cúmulos analizados

---

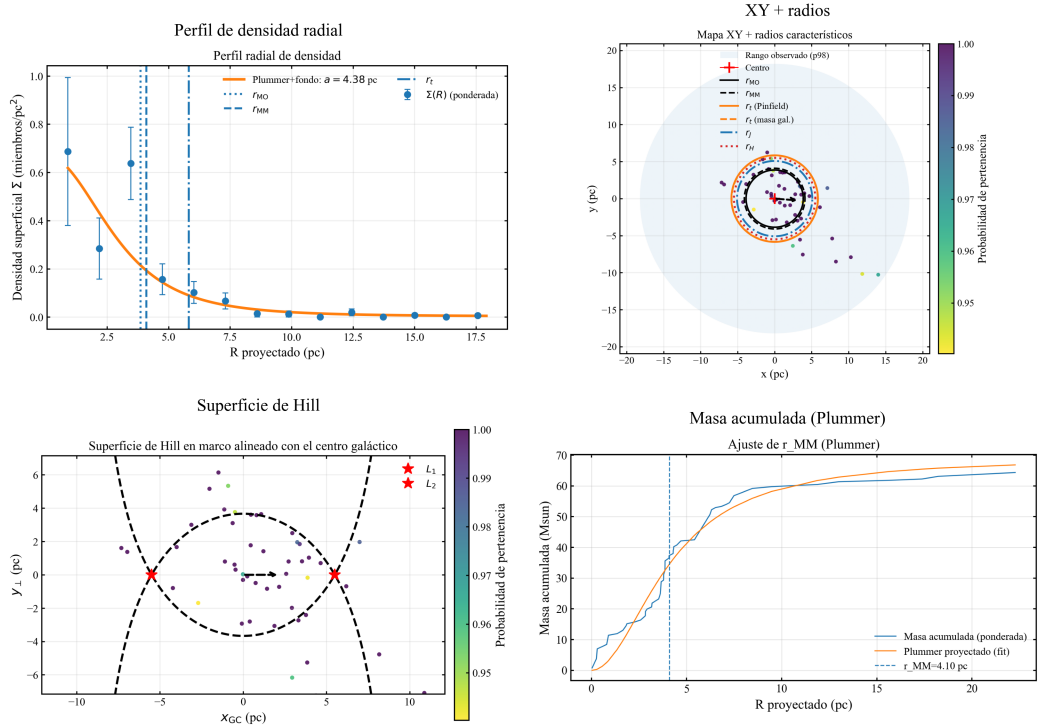
En este apéndice presentamos, para cada cúmulo analizado, una matriz de gráficos de  $2 \times 2$  que resume las principales propiedades estructurales y dinámicas del sistema. En el panel superior izquierdo se muestra el perfil de densidad radial ajustado con el modelo de Plummer. El panel superior derecho presenta la distribución espacial de los probables miembros junto con los radios característicos del cúmulo. El panel inferior izquierdo muestra la distribución de los probables miembros en relación con la superficie de Hill, mientras que el panel inferior derecho presenta el ajuste del radio que contiene a la mitad de los miembros.

En todos los casos, las posiciones estelares se representan en el plano tangente local del cielo, centrado en el cúmulo. Para el análisis dinámico, estas coordenadas son rotadas de manera que el eje horizontal apunte hacia el centro galáctico, permitiendo una comparación directa con la geometría del potencial efectivo de Hill. En este marco, los puntos  $L_1$  y  $L_2$  se ubican sobre dicho eje y representan las posiciones de equilibrio del problema restringido en la aproximación de marea galáctica.

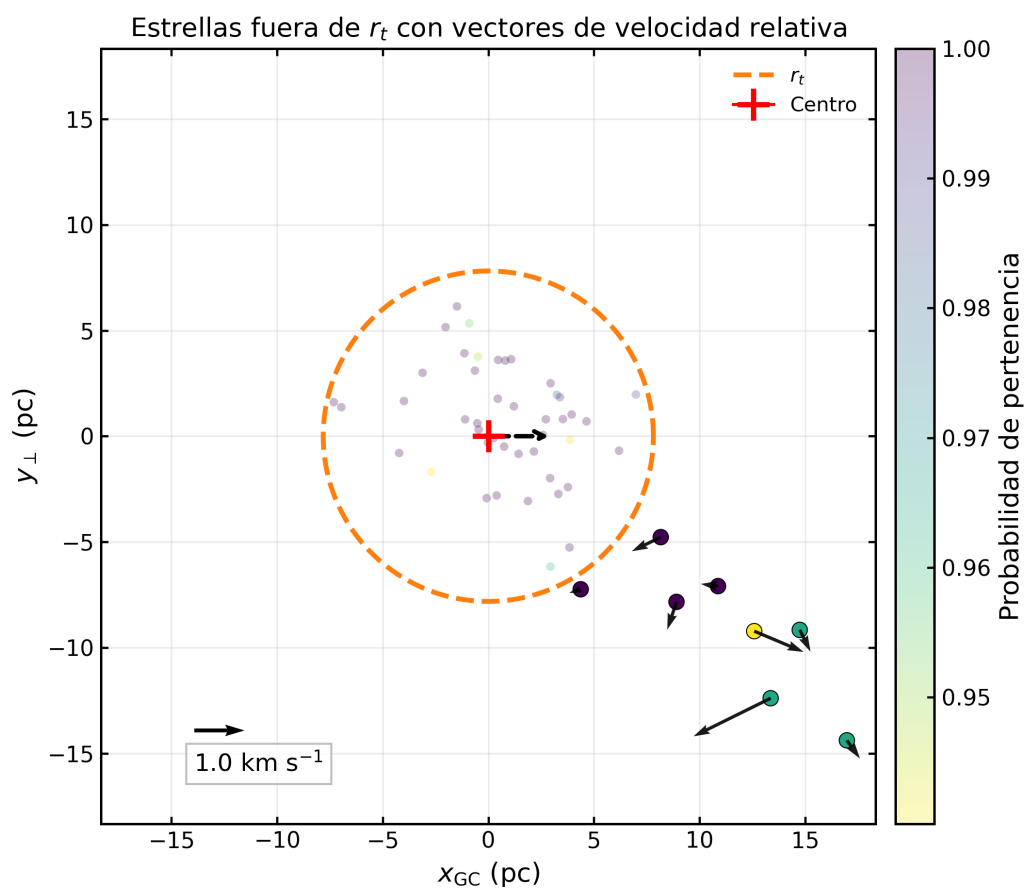
Es importante destacar que las superficies equipotenciales corresponden a una representación bidimensional del potencial efectivo en el plano local del sistema, por lo que los puntos  $L_1$  y  $L_2$  deben interpretarse como una referencia geométrica del modelo y no como una proyección exacta sobre el plano del cielo.

En los cúmulos Alessi 144, IC 2395, NGC 2232, NGC 6716 y UPK 38 identificamos estrellas ubicadas más allá del radio *tidal*. Para estos casos, además de los diagramas estructurales, incorporamos una figura adicional en la que representamos los vectores de velocidad relativa de dichas estrellas. En estos diagramas, las velocidades se calculan respecto del movimiento medio del cúmulo y se proyectan en el mismo sistema de referencia rotado, de modo que la componente horizontal indica movimiento hacia o desde el centro galáctico. Esto nos permite evaluar si la cinemática de dichas

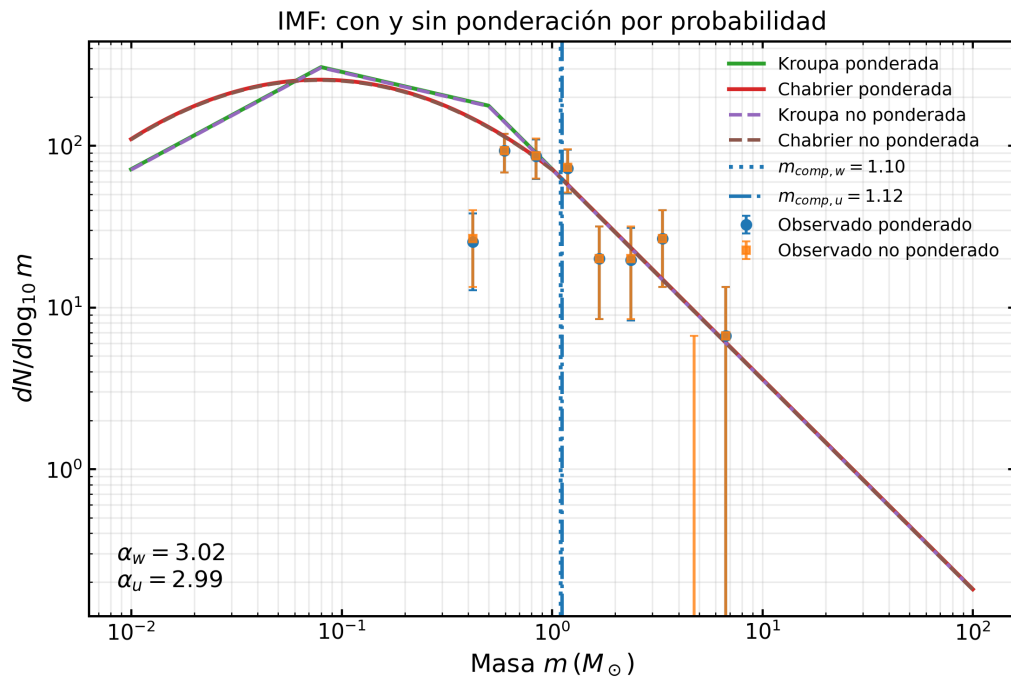
estrellas es consistente con un escenario de escape del sistema o con trayectorias ligadas. Esta representación permite una interpretación cualitativa del estado dinámico del cúmulo en el contexto del campo de marea galáctico.



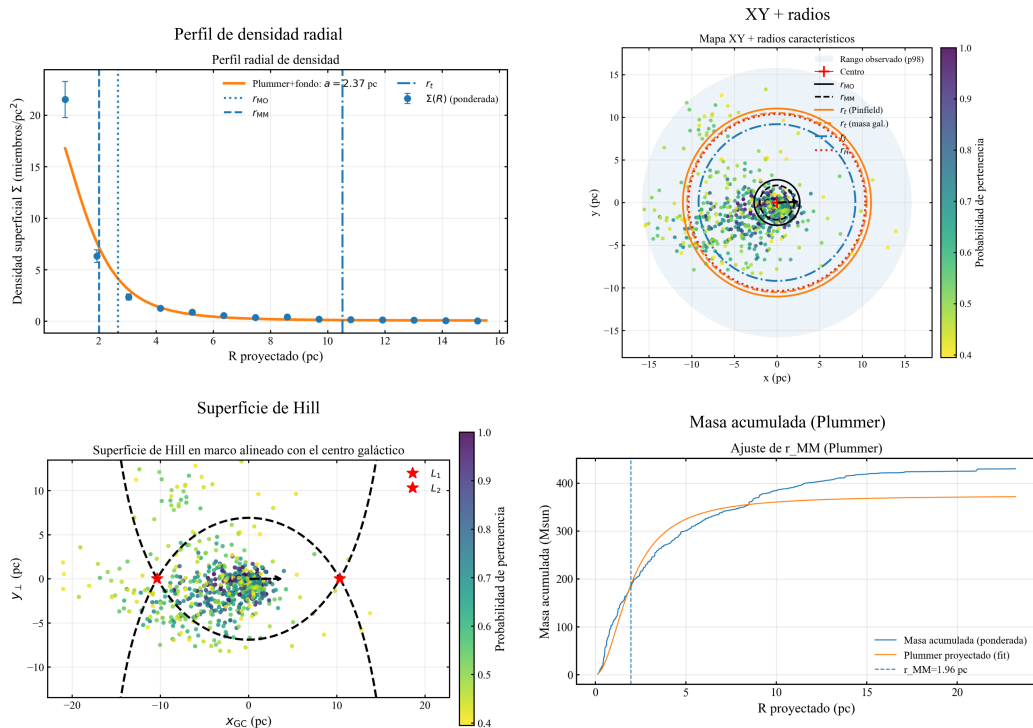
**Figura A.1:** Resumen de las propiedades estructurales y dinámicas de Alessi 144. Panel superior izquierdo: perfil radial de densidad superficial y ajuste de Plummer, indicando los radios  $r_{MO}$  y  $r_{MM}$ . Panel superior derecho: distribución espacial de los miembros probables y radios característicos del cúmulo. Panel inferior izquierdo: superficie de Hill proyectada y ubicación de los puntos de Lagrange  $L_1$  y  $L_2$ . Panel inferior derecho: perfil de masa acumulada y ajuste mediante un modelo de Plummer proyectado para determinar  $r_{MM}$ . En todos los paneles, los colores representan la probabilidad de pertenencia de las estrellas.



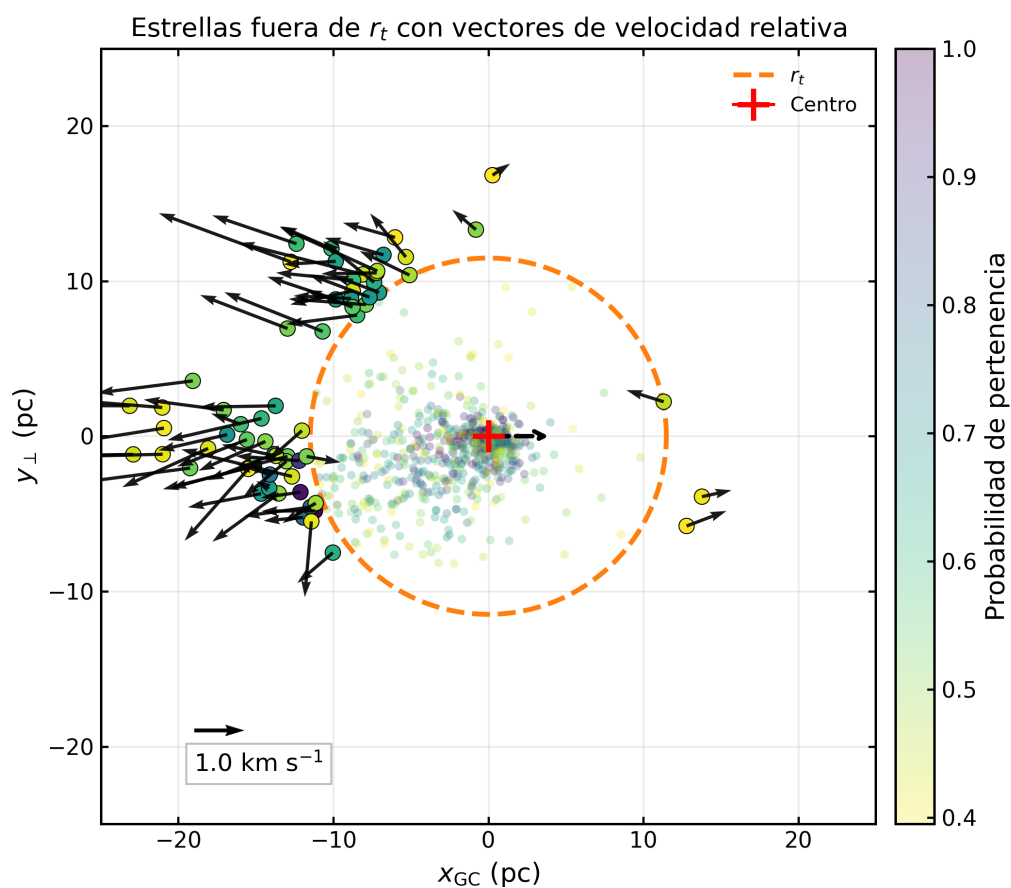
**Figura A.2:** Distribución espacial de los miembros del cúmulo Alessi 144, centrada en el centro del sistema (cruz roja). El círculo punteado indica el radio *tidal*  $r_t$ . Los puntos están coloreados según su probabilidad de pertenencia. Para las estrellas ubicadas más allá de  $r_t$  se muestran los vectores de velocidad relativa proyectada. La flecha indica la escala de velocidad.



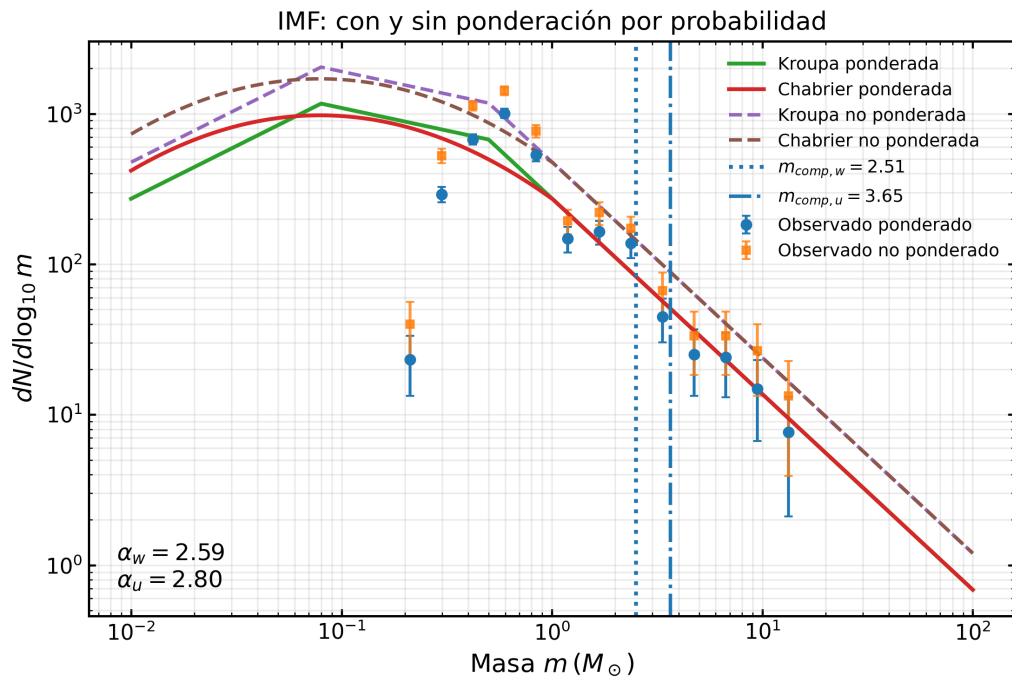
**Figura A.3:** Ajuste de la función inicial de masa del cúmulo Alessi 144.



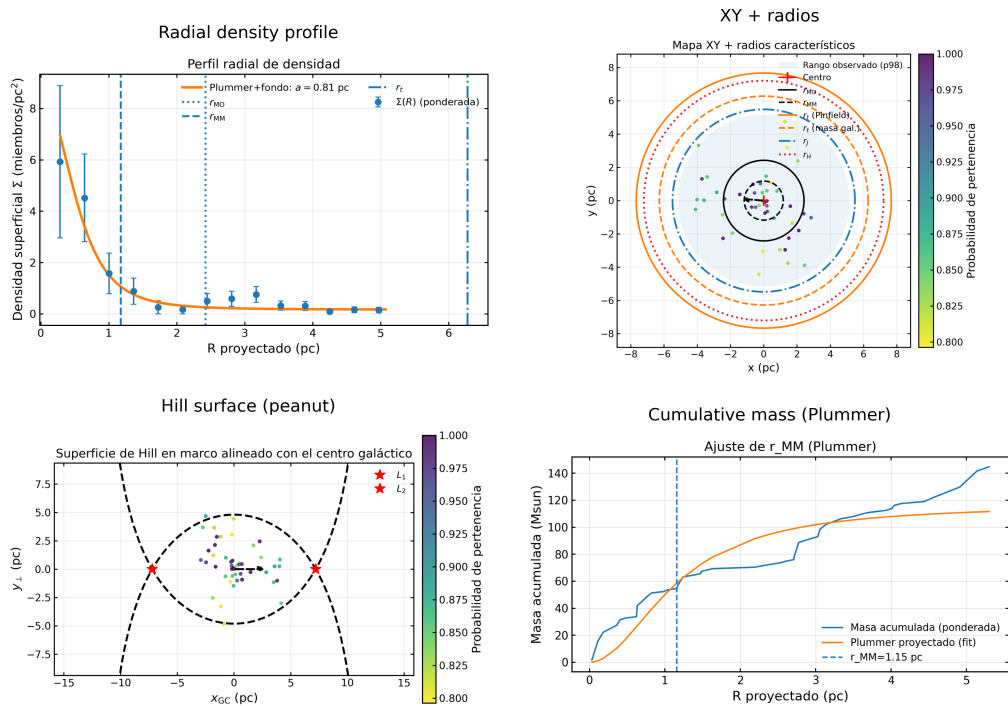
**Figura A.4:** Resumen de las propiedades estructurales y dinámicas de IC 2395. Panel superior izquierdo: perfil radial de densidad superficial y ajuste de Plummer, indicando los radios  $r_{MO}$  y  $r_{MM}$ . Panel superior derecho: distribución espacial de los miembros probables y radios característicos del cúmulo. Panel inferior izquierdo: superficie de Hill proyectada y ubicación de los puntos de Lagrange  $L_1$  y  $L_2$ . Panel inferior derecho: perfil de masa acumulada y ajuste mediante un modelo de Plummer proyectado para determinar  $r_{MM}$ . En todos los paneles, los colores representan la probabilidad de pertenencia de las estrellas.



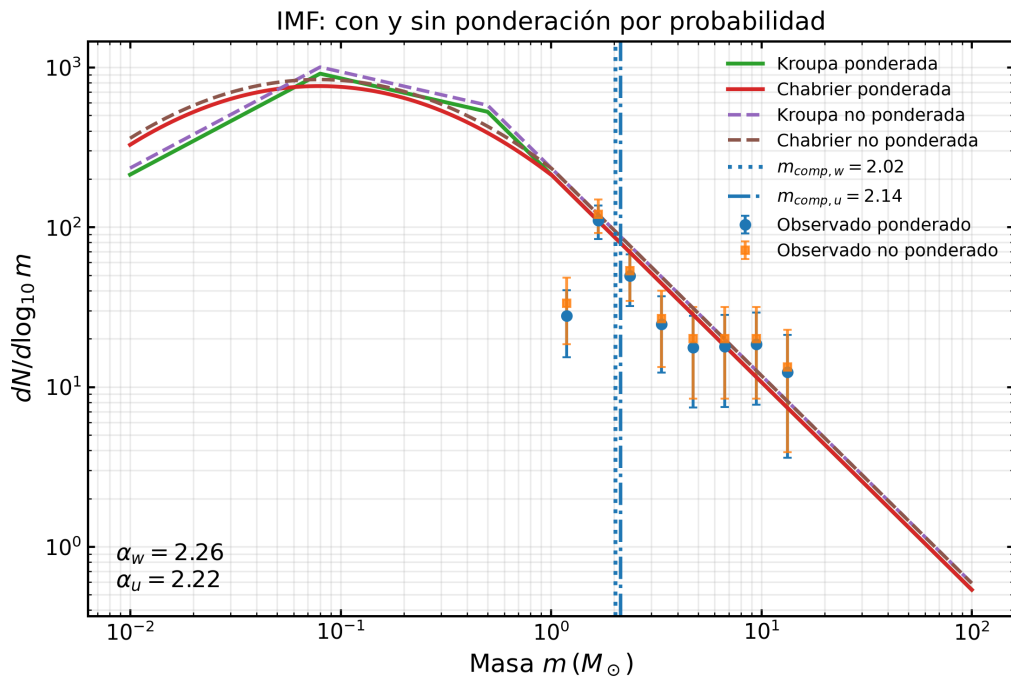
**Figura A.5:** Distribución espacial de los miembros del cúmulo IC 2395, centrada en el centro del sistema (cruz roja). El círculo punteado indica el radio *tidal*  $r_t$ . Los puntos están coloreados según su probabilidad de pertenencia. Para las estrellas ubicadas más allá de  $r_t$  se muestran los vectores de velocidad relativa proyectada. La flecha indica la escala de velocidad.



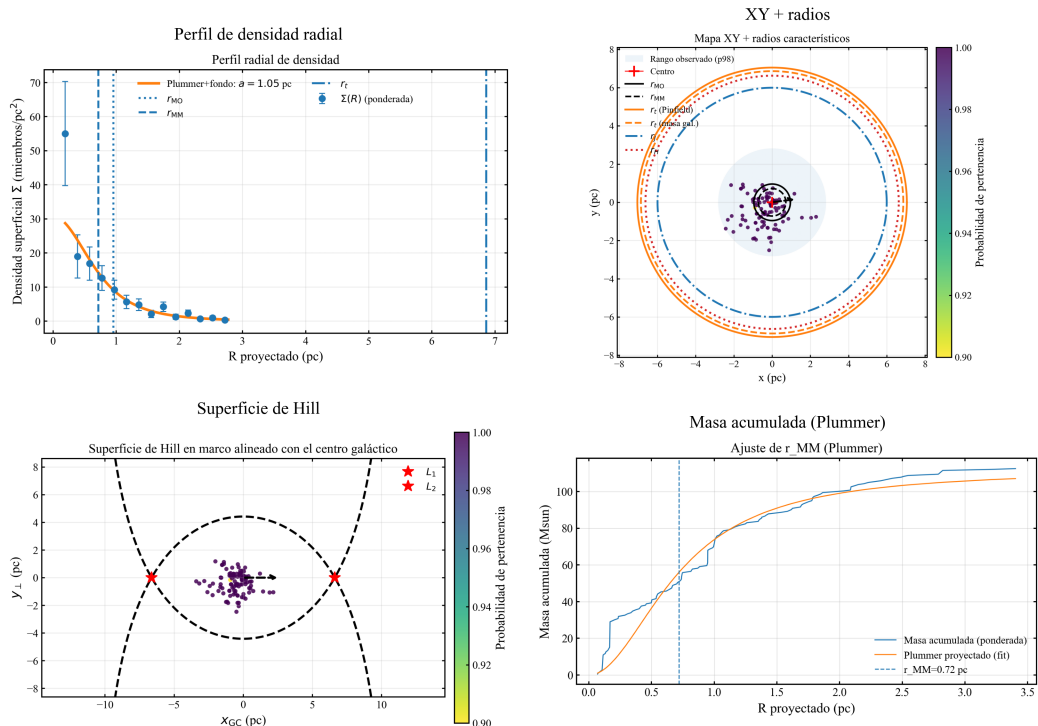
**Figura A.6:** Ajuste de la función inicial de masa del cúmulo IC 2395.



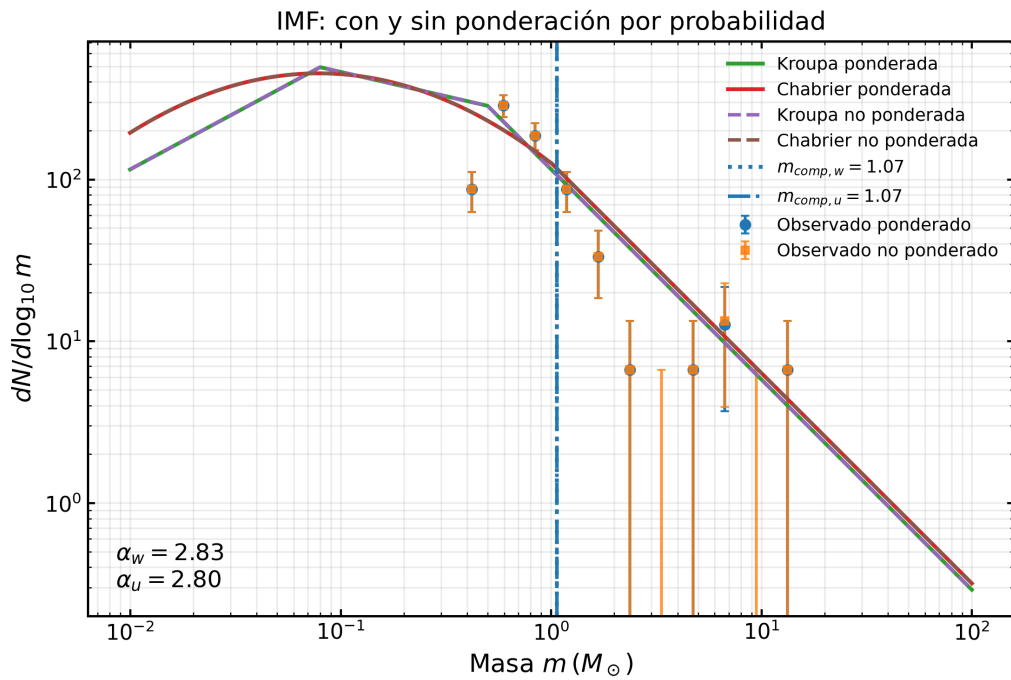
**Figura A.7:** Resumen de las propiedades estructurales y dinámicas de Markarian 38. Panel superior izquierdo: perfil radial de densidad superficial y ajuste de Plummer, indicando los radios  $r_{MO}$  y  $r_{MM}$ . Panel superior derecho: distribución espacial de los miembros probables y radios característicos del cúmulo. Panel inferior izquierdo: superficie de Hill proyectada y ubicación de los puntos de Lagrange  $L_1$  y  $L_2$ . Panel inferior derecho: perfil de masa acumulada y ajuste mediante un modelo de Plummer proyectado para determinar  $r_{MM}$ . En todos los paneles, los colores representan la probabilidad de pertenencia de las estrellas.



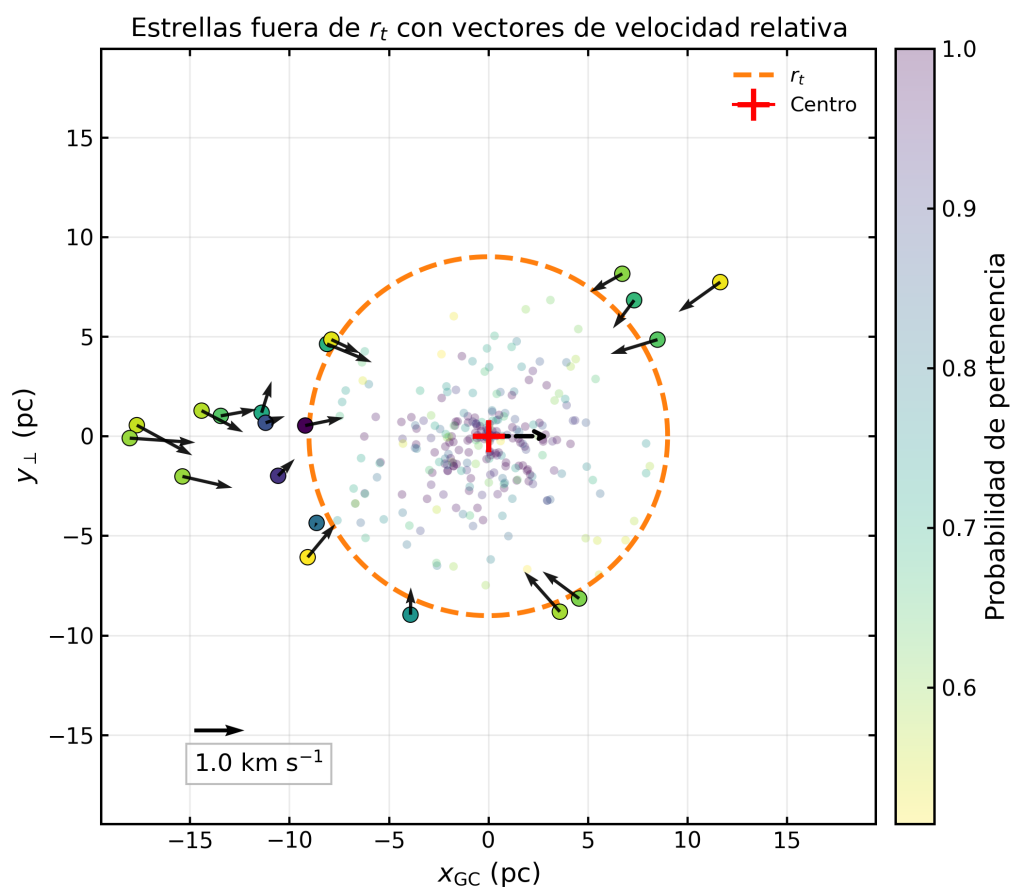
**Figura A.8:** Ajuste de la función inicial de masa del cúmulo Markarian 38.



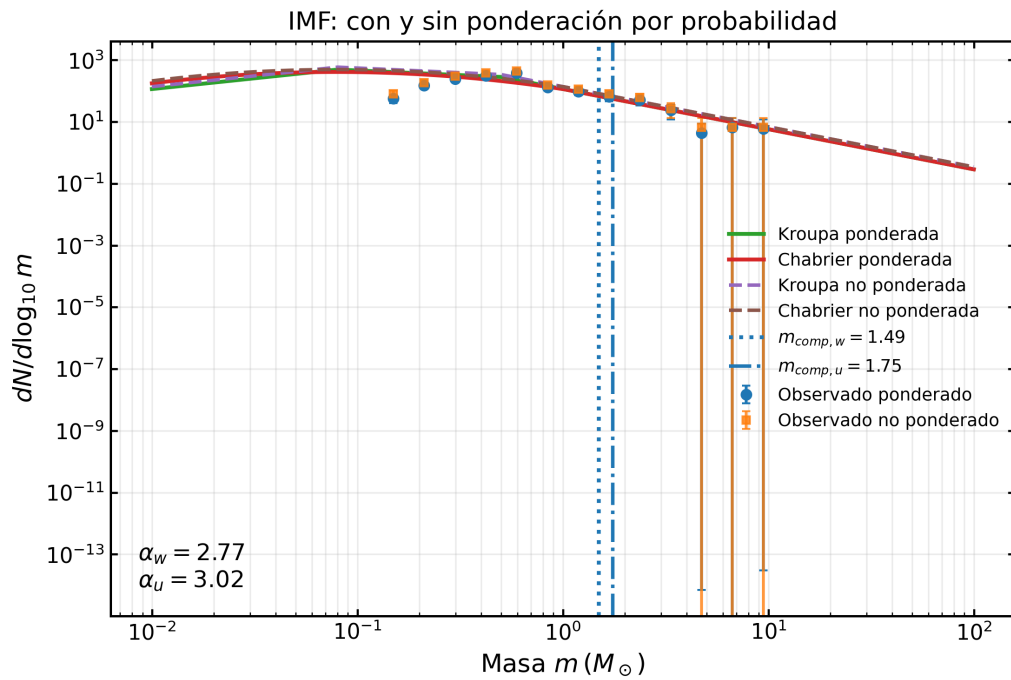
**Figura A.9:** Resumen de las propiedades estructurales y dinámicas de NGC 1977. Panel superior izquierdo: perfil radial de densidad superficial y ajuste de Plummer, indicando los radios  $r_{MO}$  y  $r_{MM}$ . Panel superior derecho: distribución espacial de los miembros probables y radios característicos del cúmulo. Panel inferior izquierdo: superficie de Hill proyectada y ubicación de los puntos de Lagrange  $L_1$  y  $L_2$ . Panel inferior derecho: perfil de masa acumulada y ajuste mediante un modelo de Plummer proyectado para determinar  $r_{MM}$ . En todos los paneles, los colores representan la probabilidad de pertenencia de las estrellas.



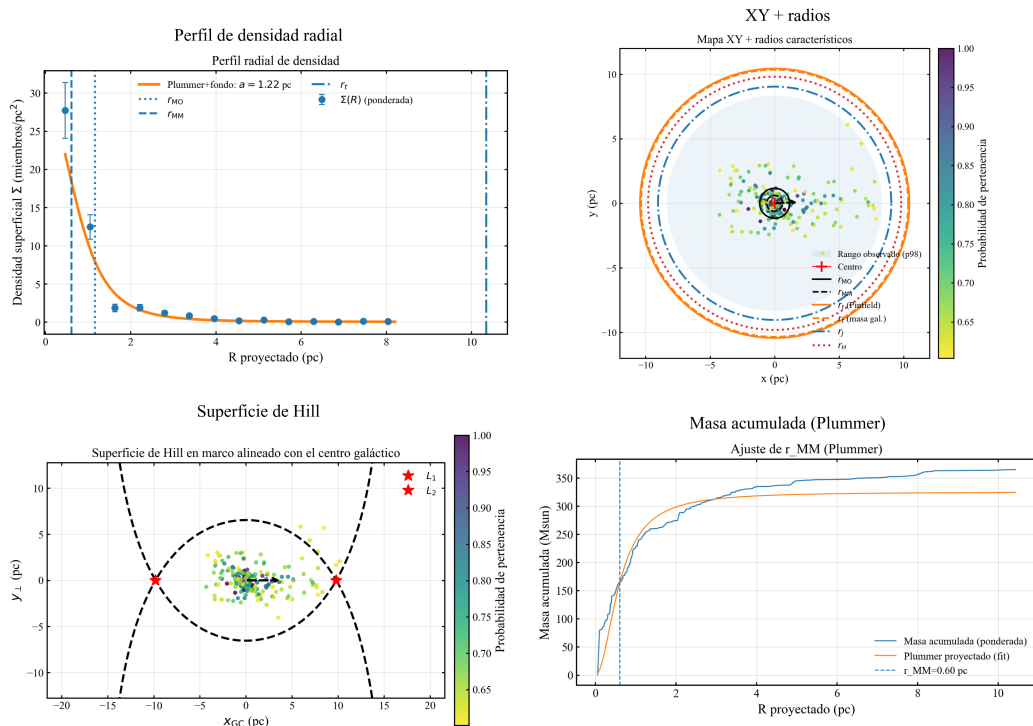
**Figura A.10:** Ajuste de la función inicial de masa del cúmulo NGC 1977.



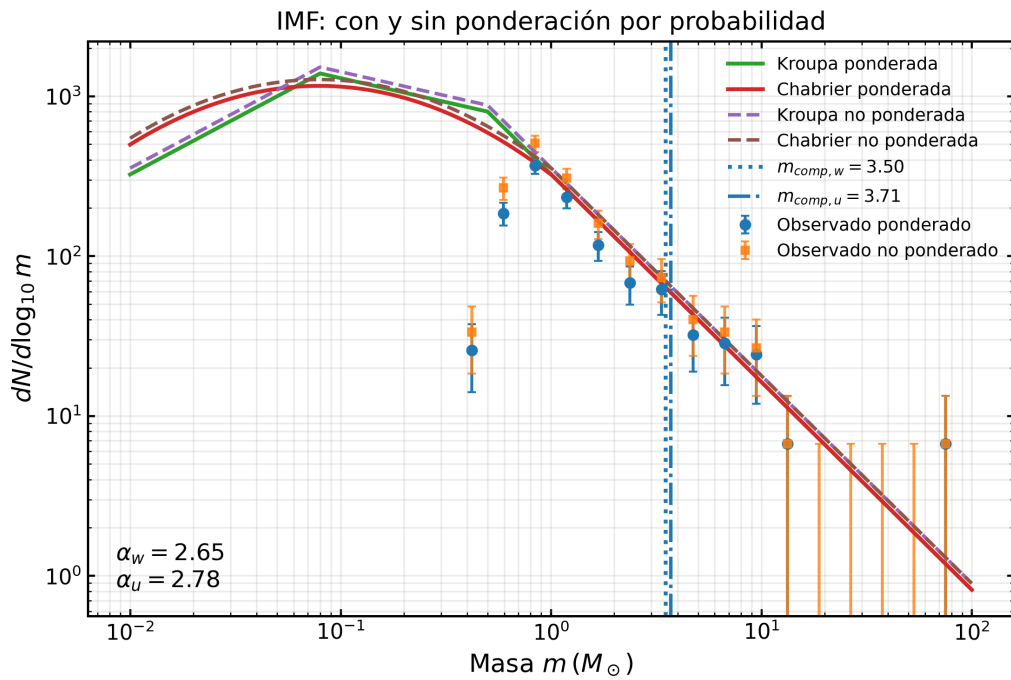
**Figura A.14:** Distribución espacial de los miembros del cúmulo NGC 2232, centrada en el centro del sistema (cruz roja). El círculo punteado indica el radio *tidal*  $r_t$ . Los puntos están coloreados según su probabilidad de pertenencia. Para las estrellas ubicadas más allá de  $r_t$  se muestran los vectores de velocidad proyectada. La flecha indica la escala de velocidad.



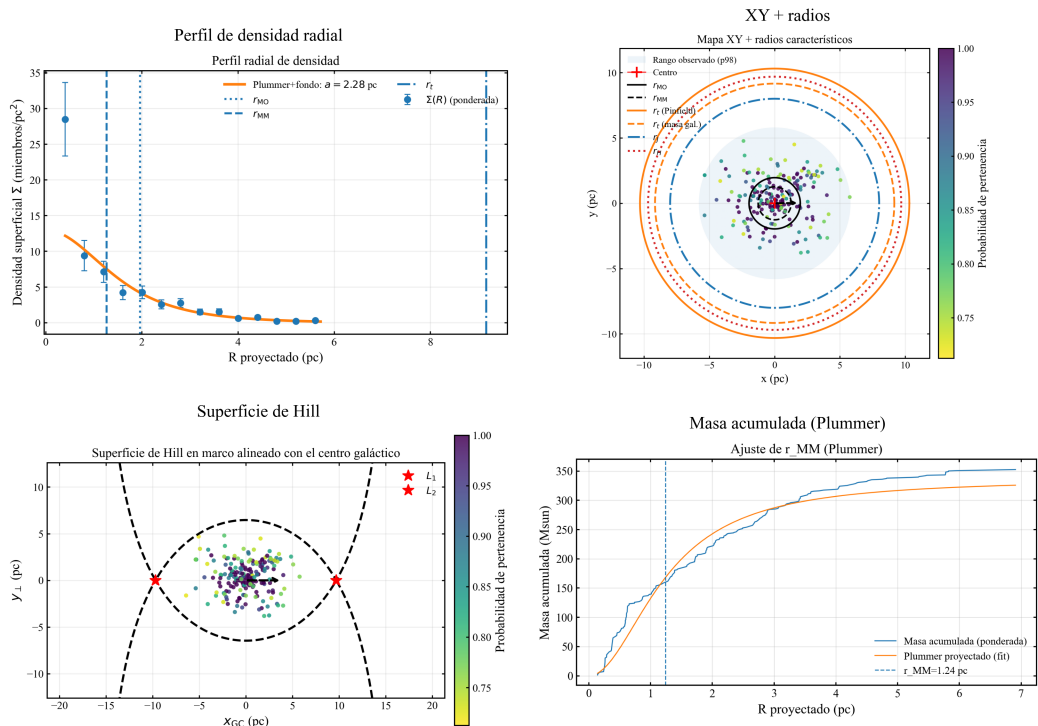
**Figura A.15:** Ajuste de la función inicial de masa del cúmulo NGC 2232.



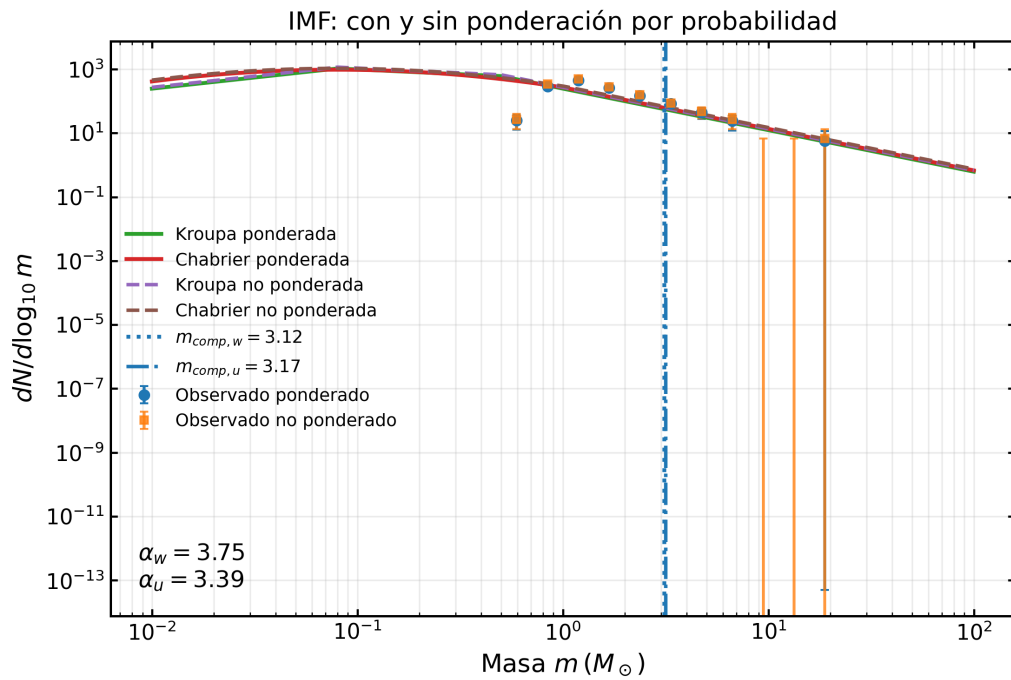
**Figura A.16:** Resumen de las propiedades estructurales y dinámicas de NGC 2362. Panel superior izquierdo: perfil radial de densidad superficial y ajuste de Plummer, indicando los radios  $r_{MO}$  y  $r_{MM}$ . Panel superior derecho: distribución espacial de los miembros probables y radios característicos del cúmulo. Panel inferior izquierdo: superficie de Hill proyectada y ubicación de los puntos de Lagrange  $L_1$  y  $L_2$ . Panel inferior derecho: perfil de masa acumulada y ajuste mediante un modelo de Plummer proyectado para determinar  $r_{MM}$ . En todos los paneles, los colores representan la probabilidad de pertenencia de las estrellas.



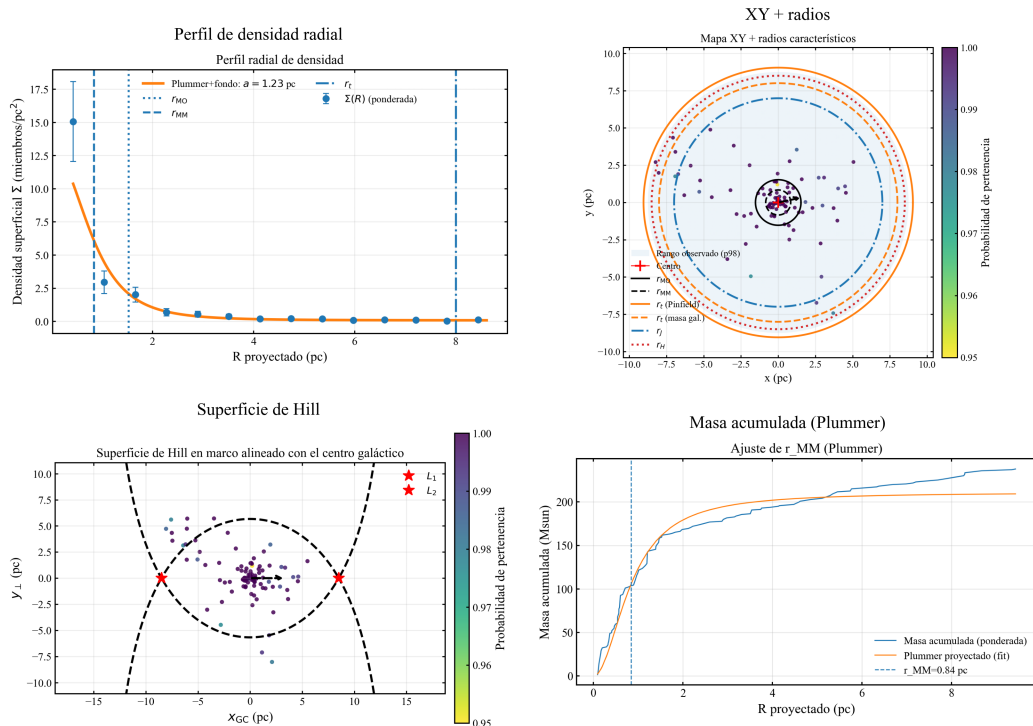
**Figura A.17:** Ajuste de la función inicial de masa del cúmulo NGC 2362.



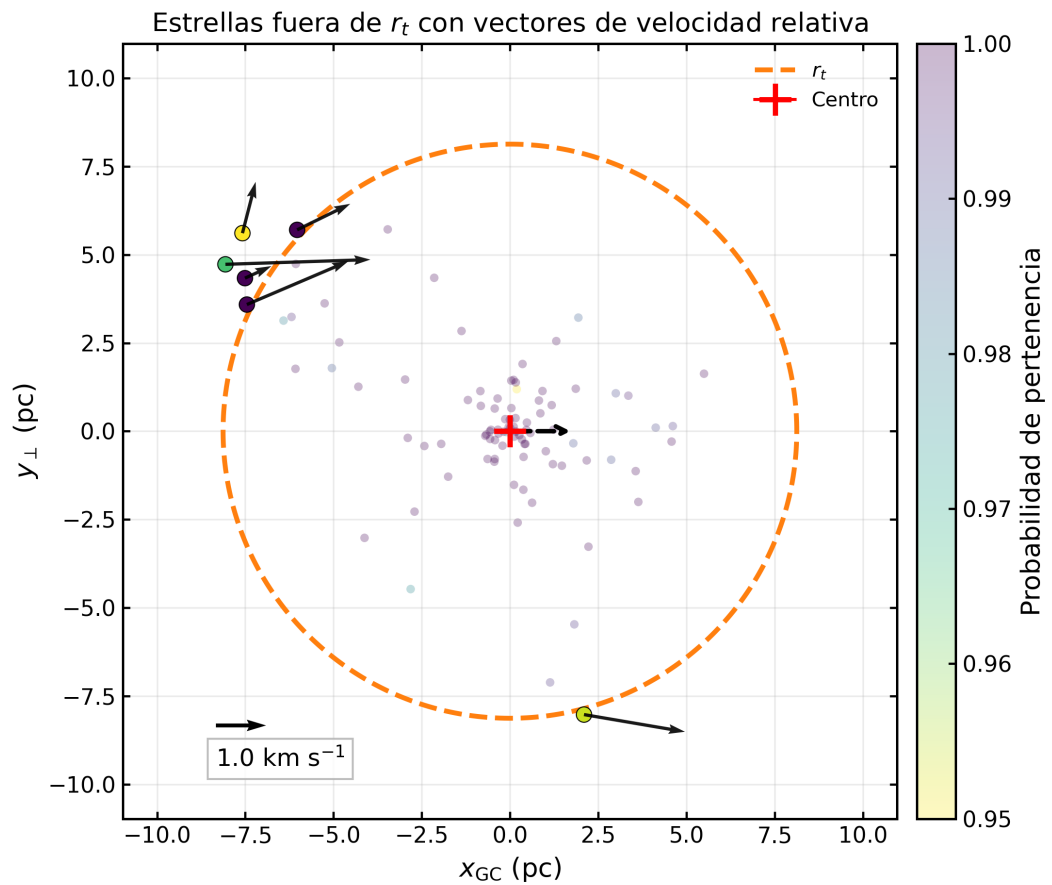
**Figura A.18:** Resumen de las propiedades estructurales y dinámicas de NGC 5281. Panel superior izquierdo: perfil radial de densidad superficial y ajuste de Plummer, indicando los radios  $r_{MO}$  y  $r_{MM}$ . Panel superior derecho: distribución espacial de los miembros probables y radios característicos del cúmulo. Panel inferior izquierdo: superficie de Hill proyectada y ubicación de los puntos de Lagrange  $L_1$  y  $L_2$ . Panel inferior derecho: perfil de masa acumulada y ajuste mediante un modelo de Plummer proyectado para determinar  $r_{MM}$ . En todos los paneles, los colores representan la probabilidad de pertenencia de las estrellas.



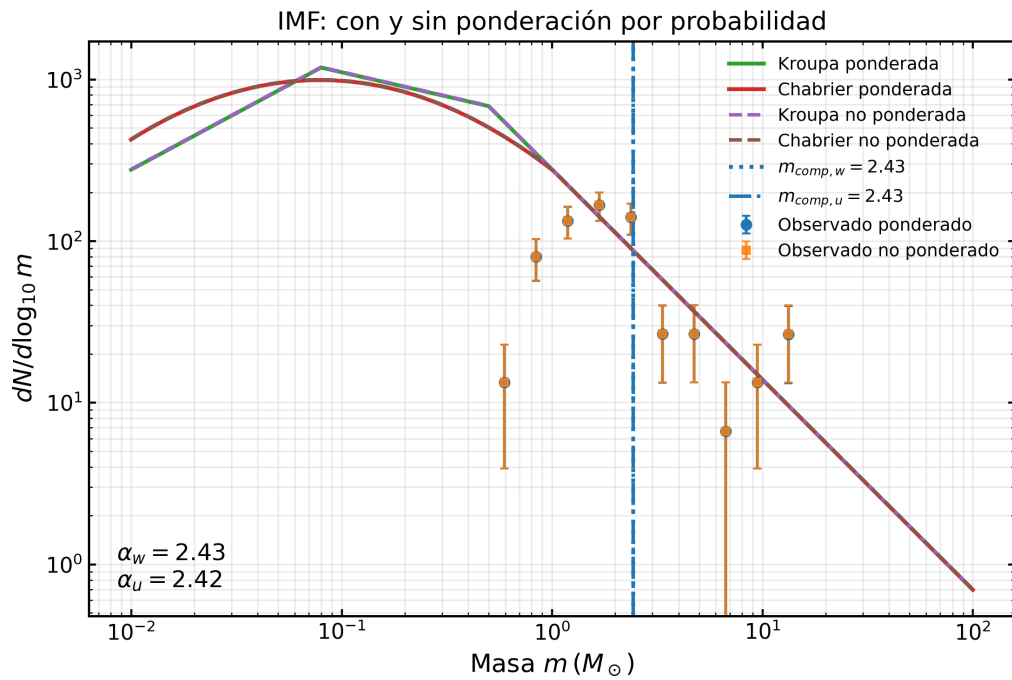
**Figura A.19:** Ajuste de la función inicial de masa del cúmulo NGC 5281.



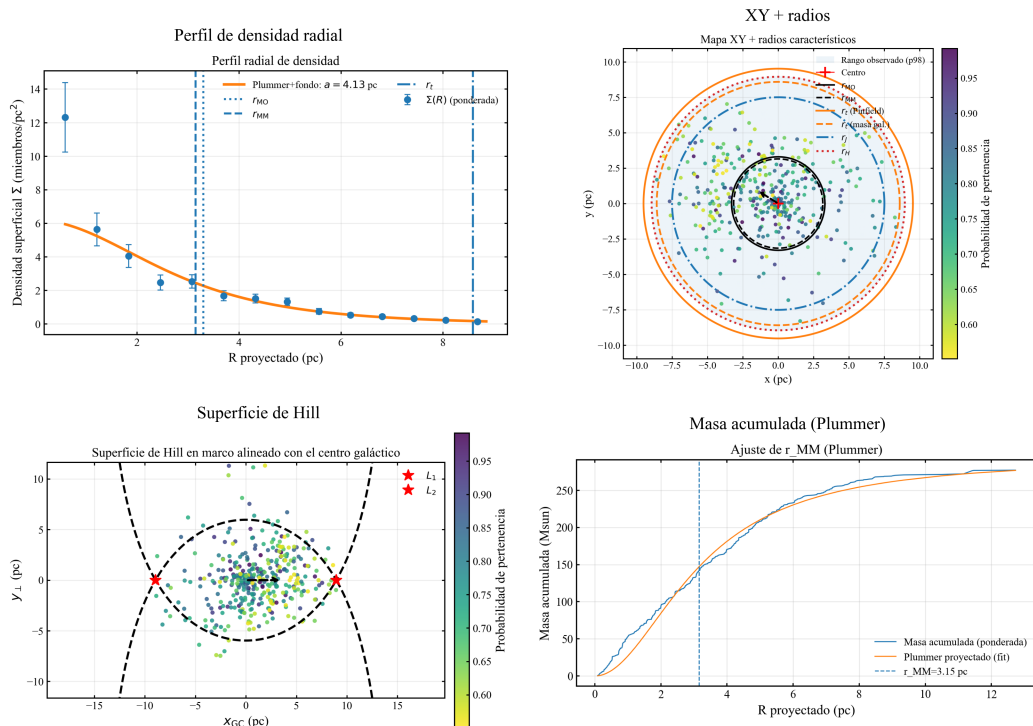
**Figura A.20:** Resumen de las propiedades estructurales y dinámicas de NGC 6322. Panel superior izquierdo: perfil radial de densidad superficial y ajuste de Plummer, indicando los radios  $r_{MO}$  y  $r_{MM}$ . Panel superior derecho: distribución espacial de los miembros probables y radios característicos del cúmulo. Panel inferior izquierdo: superficie de Hill proyectada y ubicación de los puntos de Lagrange  $L_1$  y  $L_2$ . Panel inferior derecho: perfil de masa acumulada y ajuste mediante un modelo de Plummer proyectado para determinar  $r_{MM}$ . En todos los paneles, los colores representan la probabilidad de pertenencia de las estrellas.



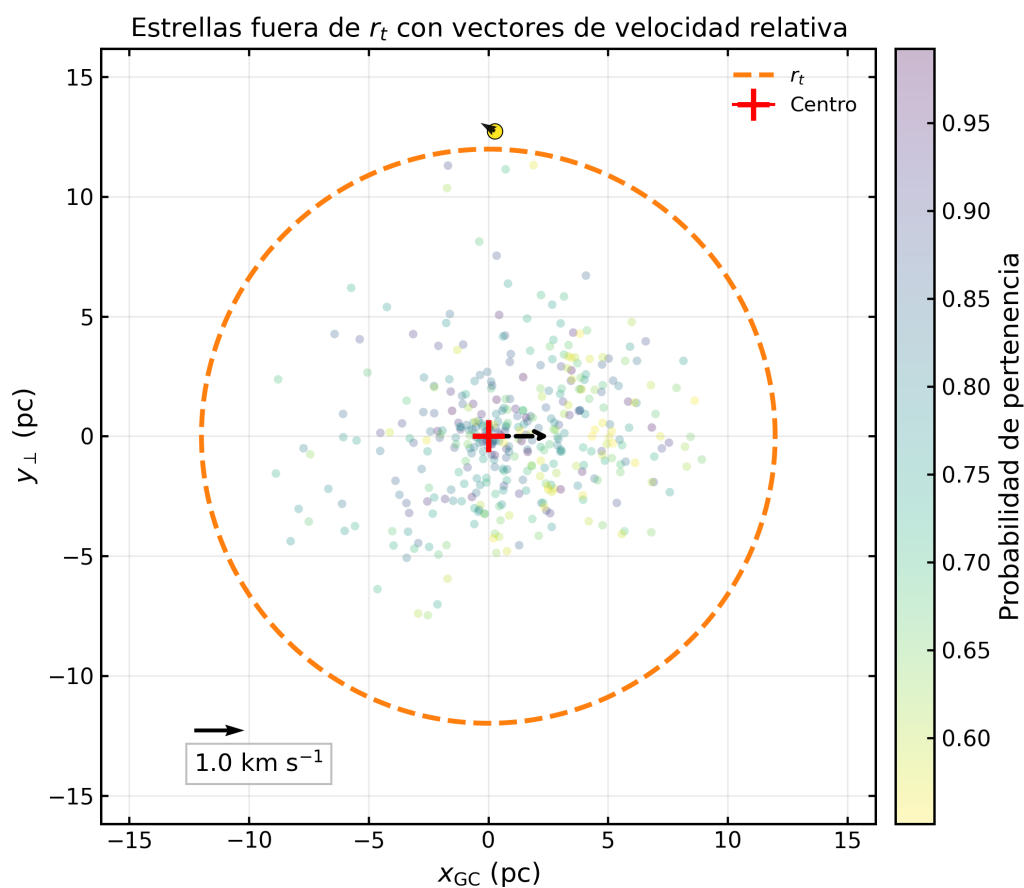
**Figura A.21:** Distribución espacial de los miembros del cúmulo NGC 6322, centrada en el centro del sistema (cruz roja). El círculo punteado indica el radio *tidal*  $r_t$ . Los puntos están coloreados según su probabilidad de pertenencia. Para las estrellas ubicadas más allá de  $r_t$  se muestran los vectores de velocidad relativa proyectada. La flecha indica la escala de velocidad.



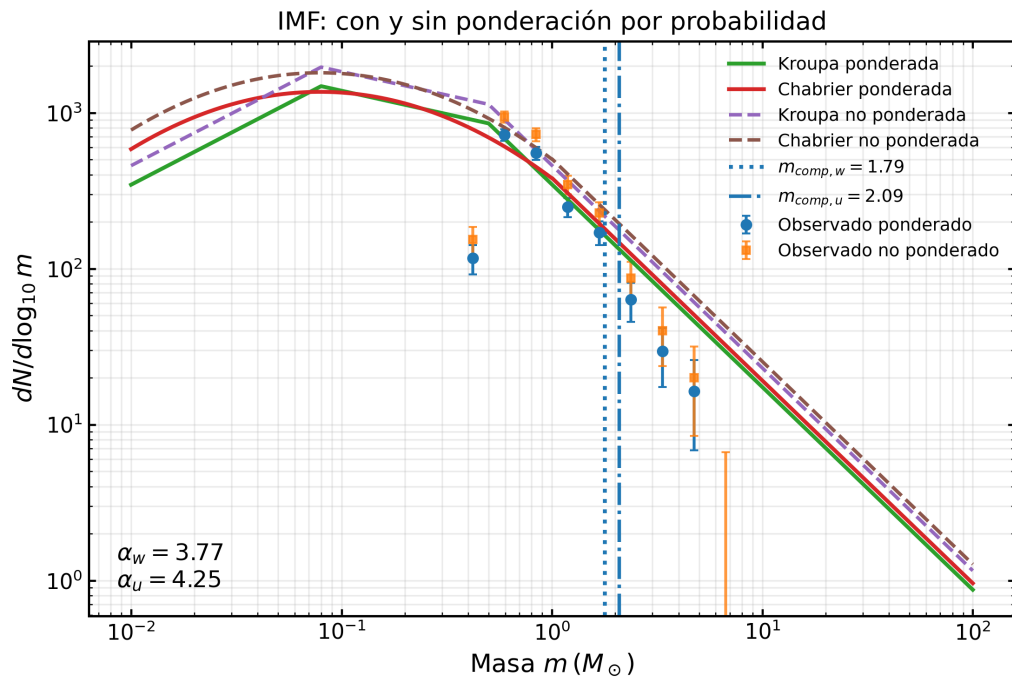
**Figura A.22:** Ajuste de la función inicial de masa del cúmulo NGC 6322.



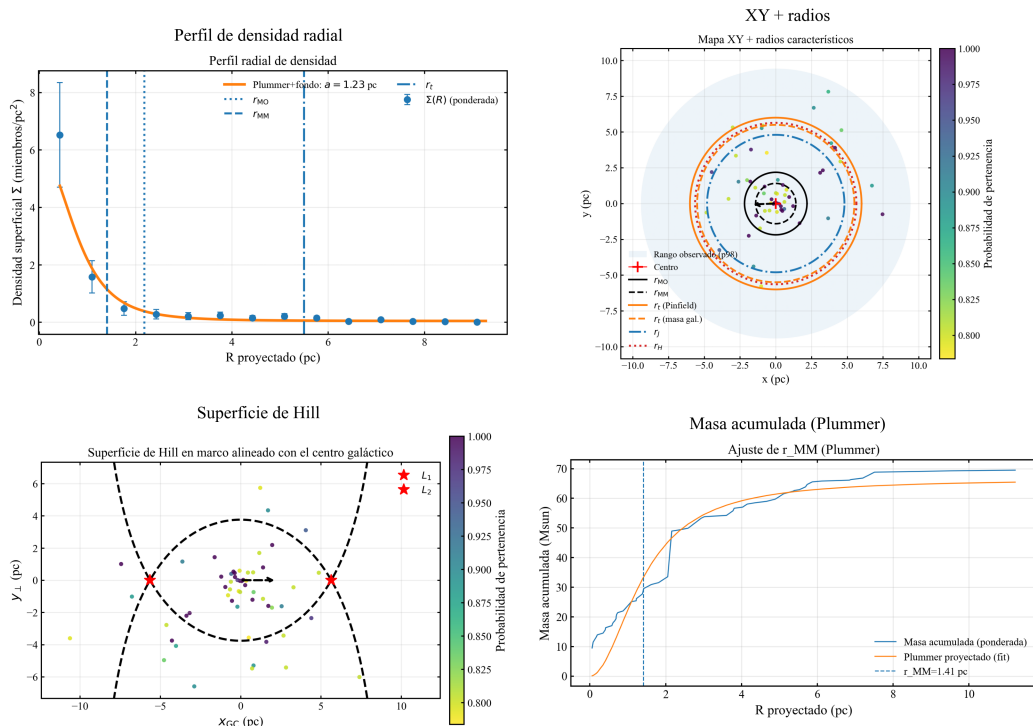
**Figura A.23:** Resumen de las propiedades estructurales y dinámicas de NGC 6716. Panel superior izquierdo: perfil radial de densidad superficial y ajuste de Plummer, indicando los radios  $r_{MO}$  y  $r_{MM}$ . Panel superior derecho: distribución espacial de los miembros probables y radios característicos del cúmulo. Panel inferior izquierdo: superficie de Hill proyectada y ubicación de los puntos de Lagrange  $L_1$  y  $L_2$ . Panel inferior derecho: perfil de masa acumulada y ajuste mediante un modelo de Plummer proyectado para determinar  $r_{MM}$ . En todos los paneles, los colores representan la probabilidad de pertenencia de las estrellas.



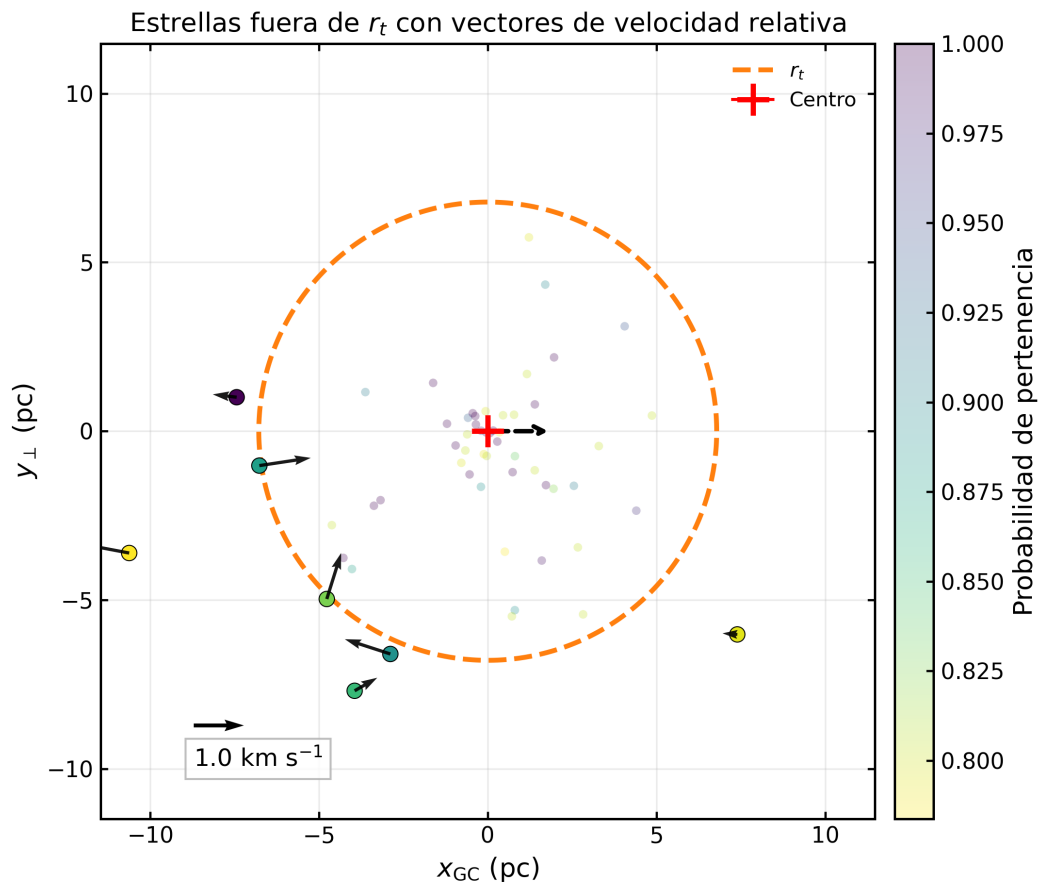
**Figura A.24:** Distribución espacial de los miembros del cúmulo NGC 6716, centrada en el centro del sistema (cruz roja). El círculo punteado indica el radio *tidal*  $r_t$ . Los puntos están coloreados según su probabilidad de pertenencia. Para las estrellas ubicadas más allá de  $r_t$  se muestran los vectores de velocidad relativa proyectada. La flecha indica la escala de velocidad.



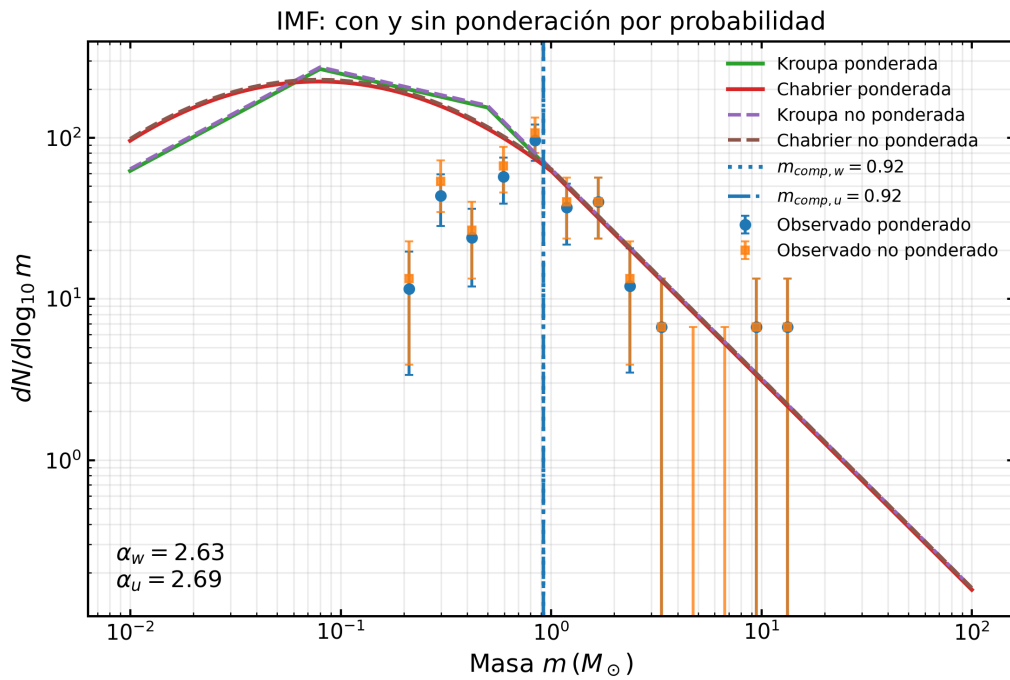
**Figura A.25:** Ajuste de la función inicial de masa del cúmulo NGC 6716.



**Figura A.26:** Resumen de las propiedades estructurales y dinámicas de UPK 38. Panel superior izquierdo: perfil radial de densidad superficial y ajuste de Plummer, indicando los radios  $r_{MO}$  y  $r_{MM}$ . Panel superior derecho: distribución espacial de los miembros probables y radios característicos del cúmulo. Panel inferior izquierdo: superficie de Hill proyectada y ubicación de los puntos de Lagrange  $L_1$  y  $L_2$ . Panel inferior derecho: perfil de masa acumulada y ajuste mediante un modelo de Plummer proyectado para determinar  $r_{MM}$ . En todos los paneles, los colores representan la probabilidad de pertenencia de las estrellas.



**Figura A.27:** Distribución espacial de los miembros del cúmulo UPK 38, centrada en el centro del sistema (cruz roja). El círculo punteado indica el radio *tidal*  $r_t$ . Los puntos están coloreados según su probabilidad de pertenencia. Para las estrellas ubicadas más allá de  $r_t$  se muestran los vectores de velocidad relativa proyectada. La flecha indica la escala de velocidad.



**Figura A.28:** Ajuste de la función inicial de masa del cúmulo UPK 38.

## Proyección del perfil de Plummer y relación entre radios característicos

---

En esta sección desarrollamos el cálculo completo de la proyección del perfil de Plummer (Plummer, 1911), presentado en la Sección 2.1, así como la relación entre el radio de media masa tridimensional y su correspondiente radio proyectado.

### B.1. Perfil tridimensional y masa acumulada

El perfil tridimensional de densidad de masa está dado por

$$\rho(r) = \frac{3M_0}{4\pi a^3} \left(1 + \frac{r^2}{a^2}\right)^{-5/2}, \quad (\text{B.1})$$

donde  $M_0$  es la masa total del cúmulo y  $a$  el parámetro de escala característico del modelo.

La masa encerrada dentro de un radio tridimensional  $r$  se obtiene integrando la densidad sobre el volumen esférico

$$M(r) = 4\pi \int_0^r \rho(r') r'^2 dr'. \quad (\text{B.2})$$

Reemplazando  $\rho(r)$  y realizando el cambio de variable  $x = r/a$ , se obtiene la expresión analítica

$$M(r) = M_0 \frac{r^3}{(r^2 + a^2)^{3/2}}. \quad (\text{B.3})$$

El radio tridimensional que contiene la mitad de la masa total,  $r_{h,3D}$ , se obtiene imponiendo

$$M(r_{h,3D}) = \frac{M_0}{2}. \quad (\text{B.4})$$

De esta condición se obtiene

$$r_{h,3D} = a \left( 2^{2/3} - 1 \right)^{-1/2} \simeq 1.305 a. \quad (\text{B.5})$$

## B.2. Densidad superficial proyectada

La densidad superficial de masa se obtiene proyectando la densidad tridimensional sobre el plano del cielo,

$$\Sigma(R) = 2 \int_0^\infty \rho \left( \sqrt{R^2 + z^2} \right) dz. \quad (\text{B.6})$$

Evaluando la integral se obtiene la expresión analítica conocida para el modelo de Plummer

$$\Sigma(R) = \frac{M_0}{\pi a^2} \left( 1 + \frac{R^2}{a^2} \right)^{-2}, \quad (\text{B.7})$$

donde  $\Sigma_0 = M_0/(\pi a^2)$  corresponde al valor central de la densidad superficial.

## B.3. Masa proyectada acumulada

La masa proyectada contenida dentro de un radio  $R$  corresponde a la masa encerrada dentro de un cilindro de radio proyectado  $R$  y se obtiene integrando

$$M_{\text{proj}}(R) = 2\pi \int_0^R \Sigma(R') R' dR'. \quad (\text{B.8})$$

Integrando se obtiene

$$M_{\text{proj}}(R) = M_0 \frac{R^2}{R^2 + a^2} = M_0 \left( 1 - \frac{1}{1 + (R/a)^2} \right). \quad (\text{B.9})$$

El radio proyectado que contiene la mitad de la masa total, que denotamos  $r_{MM}$ , se obtiene imponiendo

$$M_{\text{proj}}(r_{MM}) = \frac{M_0}{2}. \quad (\text{B.10})$$

De esta condición se obtiene directamente

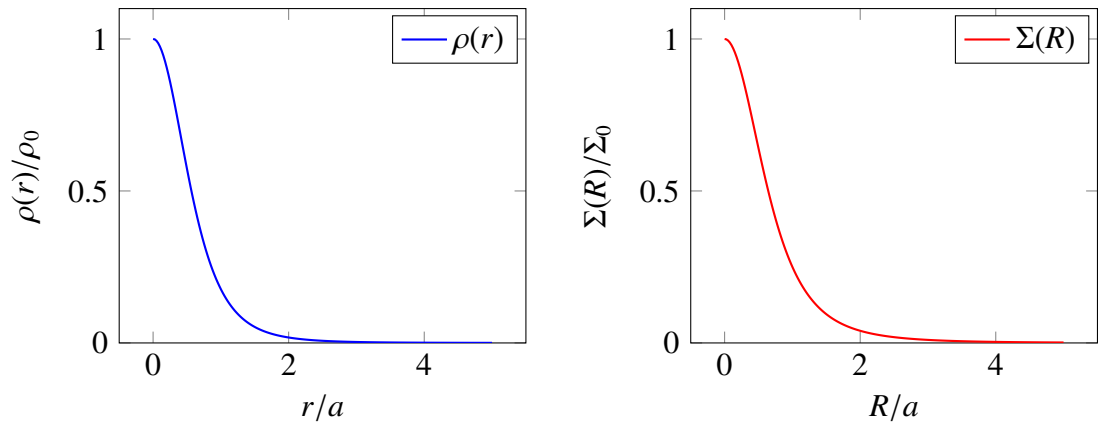
$$r_{MM} = a. \quad (\text{B.11})$$

## B.4. Relación entre radios de media masa

Comparando ambos resultados se obtiene la relación entre el radio de media masa tridimensional y el radio proyectado

$$r_{h,3D} \simeq 1.305 r_{MM}. \quad (\text{B.12})$$

Por lo tanto, el radio tridimensional de media masa es aproximadamente un 30 % mayor que el radio proyectado correspondiente. En este trabajo utilizamos esta relación para convertir el radio proyectado  $r_{MM}$ , obtenido a partir de la distribución observacional de los miembros, en un radio tridimensional efectivo  $r_h^{3D}$  al momento de calcular las escalas dinámicas del cúmulo (véase Sección 2.2). De este modo, se garantiza la consistencia entre las cantidades observacionales, definidas en el plano del cielo, y las expresiones dinámicas, que están formuladas en términos de magnitudes tridimensionales. Es importante destacar que esta corrección afecta directamente a los tiempos característicos del sistema, introduciendo un incremento sistemático del orden de  $\sim 50\%$ , debido a la dependencia  $\tau \propto r^{3/2}$ .



**Figura B.1:** Comparación entre el perfil tridimensional de Plummer normalizado y su correspondiente proyección superficial.

### **B.4.1. Justificación del uso del modelo de Plummer**

El modelo de Plummer constituye una aproximación analítica simple pero físicamente consistente para describir sistemas estelares autogravitantes en equilibrio dinámico. Su principal ventaja radica en que posee soluciones analíticas cerradas tanto para la densidad tridimensional como para su proyección superficial y la masa acumulada, lo que facilita la comparación directa con observables.

Aunque los cúmulos abiertos no son sistemas perfectamente relajados ni estrictamente esféricos, el perfil de Plummer reproduce adecuadamente la concentración central y el decrecimiento suave de la densidad hacia el exterior, sin presentar divergencias en el centro. Esto lo convierte en una parametrización robusta para estimar radios característicos, como el radio de media masa proyectado, y comparar propiedades estructurales entre distintos cúmulos.

# Tabla con detalles sobre la cantidad de datos que utilizamos de cada relevamiento

---

En esta sección presentamos las cantidades obtenidas a partir de los distintos relevamientos de datos utilizados en este trabajo. En la Tabla C.1, la letra  $N$  indica el número total de objetos de cada relevamiento que coincide con los probables miembros de [Hunt & Reffert \(2024\)](#), mientras que la letra  $n$  corresponde al subconjunto de datos que finalmente utilizamos para realizar los cálculos presentados en esta Tesis.

**Tabla C.1:** Cantidades totales obtenidas para cada cúmulo a partir de los distintos relevamientos utilizados en este trabajo.

Cúmulo	Gaia				APOGEE		RAVE		Propia	
	$N_{\text{ast}}$	$n_{\text{ast}}$	$N_{\text{vr}}$	$n_{\text{vr}}$	$N$	$n$	$N$	$n$	$N$	$n$
Alessi 144	56	53	23	20	0	0	0	0	1	1
IC 2395	751	697	99	77	0	0	0	0	12	8
Markarian 38	48	46	7	5	0	0	0	0	1	1
NGC 1977	117	107	33	64	74	64	0	0	4	4
NGC 2232	298	276	69	57	7	4	0	0	12	8
NGC 2362	240	233	30	25	0	0	0	0	3	3
NGC 5281	226	221	21	20	0	0	2	2	10	6
NGC 6322	101	95	11	11	0	0	0	0	4	4
NGC 6716	418	381	106	93	0	0	1	1	5	5
UPK 38	64	57	17	10	2	2	0	0	3	2

## Velocidades radiales

### D.1. Mediciones de velocidades radiales

En el presente capítulo listaremos las mediciones de velocidades radiales en dos tablas. En la primera, están listadas las velocidades obtenidas con la tarea `fxcor` de IRAF de los espectros propios adquiridos en el CASLEO, tanto de las estrellas con velocidad radial constante y las binarias espectroscópicas de líneas simples (SB1). Por otra parte, en la segunda tabla están listadas las velocidades radiales de las binarias espectroscópicas de doble línea (SB2) que fueron separadas utilizando la herramienta desarrollada por [González & Levato \(2006\)](#).

**Tabla D.1:** VR obtenidas de las estrellas SB2 (ver Sección 4.3).

Estrella	DJH	$VR_A$ km s <sup>-1</sup>	$eVR_A$ km s <sup>-1</sup>	$VR_B$ km s <sup>-1</sup>	$eVR_B$ km s <sup>-1</sup>
HD 59607	2459973.6996	93.9	2.2	-76.7	2.4
	2460652.8173	125.5	2.2	-104.5	2.0
	2460653.7845	70.9	2.1	-48.5	2.1
	2460740.5556	92.8	1.6	-73.6	1.8
	2460742.5554	-77.4	1.5	104.9	1.5
	2460743.5613	89.0	2.0	-69.1	2.0
	2460680.7245	-39.2	1.8	65.0	2.0
	2460682.6945	78.2	1.9	-58.1	1.9
HD 74580	2460740.5892	38.0	1.0	4.8	4.1

D.1 Mediciones de velocidades radiales

Tabla D.1 – continuación

Estrella	DJH	$VR_A$ $\text{km s}^{-1}$	$eVR_A$ $\text{km s}^{-1}$	$VR_B$ $\text{km s}^{-1}$	$eVR_B$ $\text{km s}^{-1}$
	2460741.6300	123.1	1.9	-70.4	3.6
	2460742.6815	-33.9	1.3	59.4	3.5
	2460743.6944	-55.5	1.4	79.0	4.2
	2458152.7065	130.6	2.3	-80.2	5.7
	2460652.8347	121.2	1.3	-63.2	4.4
	2460653.8027	71.4	1.1	-35.3	5.9
	2460657.8154	33.1	1.2	13.2	7.7
	2460680.7914	42.7	1.4	-21.2	7.7
	2460681.7582	-77.5	2.0	114.5	5.7
	2460682.7227	-1.9	1.1	45.1	6.1
	2458215.5814	-32.1	2.1	97.9	5.4
HD 45321	2458185.5888	103.3	9.7	-79.3	13.7
	2458894.5922	122.3	8.1	-94.6	18.9
	2459975.5857	103.1	8.0	-62.1	15.8
	2460010.5113	122.0	8.7	-87.3	26.2
	2460010.5171	118.1	5.8	-82.6	23.0
	2460010.5222	124.2	6.2	-74.8	17.5
	2460222.8215	8.3	7.9	43.3	12.6
	2460223.8766	26.9	6.5	29.9	11.6
	2460249.8445	-56.6	6.6	133.2	10.4
	2460251.8401	26.3	5.6	23.0	7.9
	2460268.8318	24.0	5.3	25.9	7.0
	2460269.8379	87.2	5.9	-41.8	7.9
	2460270.8171	149.7	6.9	-120.7	10.4
	2460271.8616	-68.7	7.0	145.5	11.4
	2460365.6270	18.1	6.4	113.0	10.8

## D.1 Mediciones de velocidades radiales

Tabla D.1 – continuación

Estrella	DJH	$VR_A$ $\text{km s}^{-1}$	$eVR_A$ $\text{km s}^{-1}$	$VR_B$ $\text{km s}^{-1}$	$eVR_B$ $\text{km s}^{-1}$
	2460652.7156	-29.1	5.9	100.4	11.3
	2460653.6795	23.6	5.9	25.0	8.7
	2460656.6560	-26.8	5.7	91.7	7.9
	2460657.6669	-58.9	5.6	125.7	8.9
	2460657.8409	-56.8	5.7	112.3	8.0
	2460680.6410	-50.9	6.1	118.6	9.0
	2460681.6635	9.4	6.5	44.3	12.6
	2460682.5854	24.0	5.8	26.2	12.8
HD 45627	2460222.8923	-47.8	2.2	118.7	1.9
	2460222.8352	-47.4	1.7	119.9	1.6
	2460223.8650	-18.0	1.6	82.1	1.7
	2460249.8218	7.7	1.7	50.0	1.9
	2460250.8551	-42.9	1.8	110.1	1.9
	2460250.8658	-42.9	2.1	110.3	2.0
	2460251.8500	-40.6	1.7	108.1	1.8
	2460252.8751	11.1	1.7	42.2	2.3
	2460268.8096	97.3	1.4	-63.6	1.7
	2460269.8520	87.9	1.6	-47.5	1.8
	2460270.8276	32.0	1.8	25.4	2.5
	2460271.8474	-26.9	1.3	96.1	2.0
	2460741.5222	23.2	0.5	29.7	0.7
	2460743.5137	-41.6	0.4	114.8	0.5
CPD-62 3558	2458893.8705	-42.1	2.7	44.1	3.2
	2460108.6077	-48.3	2.2	53.4	2.6
	2460109.5628	-88.5	1.8	87.8	2.0
	2460112.5818	108.7	2.2	-101.0	1.7

## D.1 Mediciones de velocidades radiales

Tabla D.1 – continuación

Estrella	DJH	$VR_A$ $\text{km s}^{-1}$	$eVR_A$ $\text{km s}^{-1}$	$VR_B$ $\text{km s}^{-1}$	$eVR_B$ $\text{km s}^{-1}$
	2460509.5099	118.9	1.8	-124.5	2.1
	2459722.6420	60.4	3.4	-85.2	4.5
	2460074.6708	-102.5	1.7	71.0	2.1
	2460075.6561	-105.1	1.8	73.5	2.1
	2460076.6469	-38.5	1.8	5.9	1.7
	2460077.6540	84.6	1.8	-105.7	2.2
	2460365.8727	-82.4	1.6	8.1	1.9
	2460449.6490	-68.5	1.5	55.6	1.4
	2460450.6458	-96.0	1.7	85.6	1.6
	2460509.4855	117.6	1.5	-127.3	1.9
	2460510.5037	64.2	1.9	-81.1	2.2
	2459722.6647	59.2	2.8	-86.4	3.1
HD 173198	2460221.5313	144.6	6.7	-282.2	10.0
	2460223.5436	-151.6	6.8	303.9	9.4
	2460221.5025	144.3	5.5	-292.9	10.3
	2460222.4979	-1.1	10.0	16.0	20.0
HD 173003	2459722.8298	14.8	1.1	-40.9	4.5
	2459724.8600	-71.3	1.3	94.2	7.7
	2459742.7379	-20.2	1.1	16.6	4.6
	2460074.8466	-89.0	1.1	118.8	6.6
	2460075.8682	-36.4	1.4	64.9	7.6
	2460076.9087	10.5	1.0	-40.9	4.2
	2460077.8594	28.9	1.1	-66.0	4.8
	2460108.8048	32.5	1.1	-61.9	5.0
	2460109.8185	18.6	0.9	-43.5	3.9
	2460110.8273	-9.9	0.9	-6.3	4.6

## D.1 Mediciones de velocidades radiales

Tabla D.1 – continuación

Estrella	DJH	$VR_A$ $\text{km s}^{-1}$	$eVR_A$ $\text{km s}^{-1}$	$VR_B$ $\text{km s}^{-1}$	$eVR_B$ $\text{km s}^{-1}$
	2460112.7920	-85.3	0.9	122.2	4.3
	2460129.8257	-13.1	1.1	7.2	6.7
	2460133.7636	15.7	1.0	-38.8	4.3
	2460221.4933	34.8	1.0	-76.5	3.3
	2460222.4762	28.7	0.9	-62.5	3.8
	2460223.4786	10.2	1.0	-43.1	3.3
	2460448.8589	28.0	1.1	-64.6	5.5
	2460449.8715	13.9	1.1	-59.8	6.7
	2460450.8856	-12.8	1.2	8.6	6.2
	2460508.7309	-65.8	0.8	124.0	3.6
	2460509.7505	-68.7	1.0	114.8	4.5
	2460510.7006	-11.6	0.9	5.4	3.3
HD 37018	2460250.7518	0.3	1.2	82.3	8.6
	2460252.7600	2.3	1.2	81.8	6.5
	2460365.5983	61.6	2.3	-23.9	16.9
	2460653.6736	0.2	1.3	73.3	7.2
	2460656.6481	4.2	1.3	82.1	10.0
	2460657.6551	5.0	1.3	79.8	6.2
	2460680.6338	54.0	1.5	-11.5	11.0
	2460681.5824	54.9	1.3	-12.6	8.4
	2460682.5448	55.6	1.2	-24.1	7.7
	2460740.5067	7.6	1.5	71.4	10.5
	2460741.5066	7.8	1.3	65.8	8.9
	2460742.5129	10.4	1.4	63.9	6.5
	2460743.4973	13.0	1.2	67.3	6.7

**Tabla D.2:** Velocidades radiales de las estrellas SB1.

Estrella	DJH	VR km s <sup>-1</sup>	eVR km s <sup>-1</sup>
HD 74234	2458214.5521	47.1	4.6
	2458627.5061	3.2	4.2
	2458893.7118	-1.6	4.0
	2459722.4436	27.9	7.6
	2459722.4485	21.8	5.8
	2459723.4355	16.9	5.3
	2459972.7522	2.2	4.2
	2459976.7655	10.4	4.1
	2460008.6617	26.9	4.7
	2460010.6454	33.4	7.1
	2460652.8448	15.3	4.4
	2460657.8301	22.2	5.1
	2460680.8050	31.3	6.2
	2460681.8086	26.1	6.2
	2460740.5737	29.4	4.5
2460743.6777	29.2	5.1	
HD 74436	2458152.7521	-4.5	7.9
	2458213.5490	36.9	8.6
	2458214.5802	43.6	9.5
	2458627.5153	-1.7	11.2
	2459974.7544	45.1	9.6
	2459976.7800	35.2	8.5
	2460008.6763	21.5	9.8
	2460448.4682	45.8	19.0
2460449.4740	-12.1	12.3	

D.1 Mediciones de velocidades radiales

Tabla D.2 – continuación

Estrella	DJH	VR km s <sup>-1</sup>	eVR km s <sup>-1</sup>
HD 167287	2460450.4771	-21.5	14.0
	2459724.8433	-64.0	1.4
	2460108.7743	69.0	2.1
	2460109.7890	43.6	2.0
	2460110.7558	7.8	1.9
	2460112.7641	-59.2	2.1
	2459723.8401	-35.8	1.4
	2459741.7393	67.5	1.5
	2459742.7130	82.3	1.6
	2459743.6954	79.0	1.6
	2460075.8490	-49.1	2.3
	2460076.8901	-65.1	2.3
	2460077.8808	-47.8	2.0
	2460108.8212	69.7	2.0
	2460109.8256	41.7	1.9
	2460110.8078	5.9	1.9
	HD 56995	2460112.7993	-58.7
2460652.7898		84.4	3.9
2460653.7592		47.7	4.7
2460656.7303		81.4	4.5
2460657.6833		59.4	4.2
2460740.5288		81.3	4.5
2460741.6050		55.0	4.4
HD 156234	2460743.5373	17.9	5.7
	2459395.7212	-74.2	9.7
	2460074.8311	-26.1	13.3

D.1 Mediciones de velocidades radiales

Tabla D.2 – continuación

Estrella	DJH	VR km s <sup>-1</sup>	eVR km s <sup>-1</sup>
	2460077.8348	-21.4	11.9
	2460080.6126	-27.8	10.3
	2460109.7307	-77.8	10.7
	2460112.7048	57.9	10.5
	2460129.7315	58.5	11.6
	2460133.6760	-92.8	11.4
	2460449.8613	-44.5	10.9
	2460450.8474	-92.9	10.3
	2460509.6672	-3.9	9.5
	2460510.6782	75.9	10.8
HD 175043	2459397.79659	46.7	7.0
	2460074.88097	-38.0	12.9
	2460076.92289	46.5	16.9
	2460085.28800	-40.0	12.5
	2460108.84093	-42.8	10.2
	2460109.85401	56.4	10.8
	2460110.84343	-11.1	12.2
	2460112.83182	52.2	9.5
	2460129.83908	-42.2	13.7
	2460133.77687	57.1	11.3
	2460221.51808	67.3	13.9
	2460222.53928	-13.9	15.4
	2460223.55591	-38.7	11.6
	2460508.74675	30.8	16.9
	2460509.76498	-45.2	14.9
	2460510.71702	33.5	13.8

**Tabla D.3:** Velocidades radiales de las estrellas que no resultaron ser binarias espectroscópicas.

Estrella	DJH	VR km s <sup>-1</sup>	eVR km s <sup>-1</sup>
HD 74530	2458152.7674	17.2	4.6
	2458215.5970	18.3	5.4
	2458896.5967	17.4	4.7
HD 74531	2458152.6946	12.3	5.1
	2458215.5710	13.0	7.0
	2458629.5163	21.9	7.4
	2458631.5221	21.3	9.9
	2458631.5270	20.7	7.1
	2458631.5270	20.7	7.1
HD 74621	2458152.7244	42.1	2.5
HD 74581	2458896.6453	26.0	6.4
HD 74251	2458213.5580	36.2	3.0
	2458215.5621	38.6	2.9
	2458628.5049	40.7	3.7
	2458631.5126	41.8	3.7
HD 74853	2458214.5710	25.8	3.5
	2458628.5142	26.0	3.0
	2458629.5038	25.2	3.3
HD 74662	2458215.5493	24.2	6.0
HD 74130	2458152.7674	17.2	4.6
	2458215.5970	19.6	5.3
	2458896.5967	19.4	4.0
HD 74620	2458893.7447	10.0	13.4
	2459723.4665	4.2	14.8

Tabla D.3 – continuación

Estrella	DJH	VR km s <sup>-1</sup>	eVR km s <sup>-1</sup>
HD 36938	2459972.5648	20.1	6.1
	2459975.5709	12.7	13.4
	2460252.7743	25.6	12.6
	2460270.7172	20.9	7.8
	2460652.6646	18.0	6.7
	2460653.6629	21.0	14.7
	2460656.6191	17.8	10.0
	2460657.6247	10.2	7.4
	2460680.6063	21.7	11.6
	2460681.5984	20.7	6.5
HD 36958	2460682.5572	24.7	8.9
	2459972.5483	33.8	1.1
	2459974.5555	30.7	1.2
	2459974.5816	31.0	1.2
	2459974.5971	33.8	1.2
	2459975.5471	28.9	1.1
	2460250.7579	32.8	1.1
HD 37058	2460251.7814	30.2	1.4
	2460250.7645	26.7	0.6
	2460251.7892	27.2	0.6
	2460269.7662	30.3	0.7
HD 295102	2460271.7393	30.1	0.6
	2458895.6066	25.8	0.6
HD 45051	2458893.6036	60.9	5.2
	2458893.6181	61.3	5.2
HD 45153	2458185.5937	2.8	6.9

D.1 Mediciones de velocidades radiales

Tabla D.3 – continuación

Estrella	DJH	VR km s <sup>-1</sup>	eVR km s <sup>-1</sup>
HD 45238	2458894.5790	14.6	8.4
HD 45399	2458894.5639	11.0	6.9
HD 45516	2458185.6103	33.3	9.9
HD 45546	2458185.5781	19.8	2.4
HD 45583	2458893.5899	26.8	3.9
	2458898.6059	31.0	3.7
HD 45975	2458185.6011	15.7	4.7
CD-24 5162	2458897.6098	20.6	8.8
	2458898.6790	48.0	6.9
CD-24 5175	2458897.5920	41.6	1.2
HD 119699	2458184.9037	-16.0	0.7
	2458213.7247	-17.0	0.9
	2458627.5987	-18.8	0.8
	2458629.6193	-18.6	1.1
	2458630.6698	-16.3	0.9
	2458897.8177	-18.9	1.0
HD 119682	2458185.8568	-42.0	9.0
	2458213.7585	-16.1	11.2
	2458627.5889	-13.1	15.3
	2458629.6269	-35.0	12.4
	2458895.8765	-34.4	10.9
	2459394.5562	-22.4	10.8
	2459395.5529	-25.3	8.9
	2459396.5651	-44.4	19.0
	2459396.5765	-36.2	17.4
	2459721.6210	-28.8	15.6

D.1 Mediciones de velocidades radiales

Tabla D.3 – continuación

Estrella	DJH	VR km s <sup>-1</sup>	eVR km s <sup>-1</sup>
	2459723.6182	-24.4	14.4
CPD-62 3559	2458185.8662	-18.6	1.5
	2459395.5891	-19.6	2.7
	2460008.8575	-19.7	2.9
CD-62 762	2458184.9037	-25.7	12.1
	2458213.7325	-31.5	13.4
	2458213.7690	-22.3	18.9
	2459721.6331	-28.5	14.0
	2459724.6194	-26.0	14.1
	2458626.6465	-19.8	19.9
	2458628.6082	-18.8	17.9
HD 119797	2458213.7927	-22.7	3.7
	2459396.5320	-25.0	4.8
HD 119763	2458185.8906	-16.4	2.9
	2459395.5529	-13.3	2.6
HD 119681	2458898.8548	-24.1	4.6
TYC 9008-3948-1	2458895.8325	-25.1	6.6
CPD-62 3567	2460832.65605	-26.0	2.6
	2460833.5366	-25.2	2.0
	2460833.6361	-16.9	2.0
HD 156189	2459397.7196	-3.8	12.6
	2460074.8157	-1.9	24.3
	2460077.8476	-3.5	20.2
	2460080.0191	-1.5	17.7
	2460509.6592	-6.2	12.3
HD 156233	2459395.7414	-20.7	13.6

Tabla D.3 – continuación

Estrella	DJH	VR km s <sup>-1</sup>	eVR km s <sup>-1</sup>
	2459397.7025	-27.1	12.8
	2460449.8356	-32.5	18.7
	2460450.8269	-29.5	18.7
HD 156271	2459397.6497	1.2	7.9
CPD-19 7183	2459394.8341	5.8	1.6
HD 175091	2458705.6617	3.2	1.7
HD 175141	2459395.8388	5.8	3.6
HD 175687	2459394.8150	0.0	1.2
HD 173074	2460223.4910	-27.2	1.2

## Bibliografía

---

Abdurro'uf, Accetta, K., Aerts, C., Silva Aguirre, V., Ahumada, R., Ajgaonkar, N., Filiz Ak, N., Alam, S., Allende Prieto, C., Almeida, A., Anders, F., Anderson, S. F., Andrews, B. H., Anguiano, B., Aquino-Ortíz, E., Aragón-Salamanca, A., Argudo-Fernández, M., Ata, M., Aubert, M., Avila-Reese, V., Badenes, C., Barbá, R. H., Barger, K., Barrera-Ballesteros, J. K., Beaton, R. L., Beers, T. C., Belfiore, F., Bender, C. F., Bernardi, M., Bershad, M. A., Beutler, F., Bidin, C. M., Bird, J. C., Bizyaev, D., Blanc, G. A., Blanton, M. R., Boardman, N. F., Bolton, A. S., Boquien, M., Borissova, J., Bovy, J., Brandt, W. N., Brown, J., Brownstein, J. R., Brusa, M., Buchner, J., Bundy, K., Burchett, J. N., Bureau, M., Burgasser, A., Cabang, T. K., Campbell, S., Cappellari, M., Carlberg, J. K., Wanderley, F. C., Carrera, R., Cash, J., Chen, Y.-P., Chen, W.-H., Cherinka, B., Chiappini, C., Choi, P. D., Chojnowski, S. D., Chung, H., Clerc, N., Cohen, R. E., Comerford, J. M., Comparat, J., da Costa, L., Covey, K., Crane, J. D., Cruz-Gonzalez, I., Culhane, C., Cunha, K., Dai, Y. S., Damke, G., Darling, J., Davidson, Jr., J. W., Davies, R., Dawson, K., De Lee, N., Diamond-Stanic, A. M., Cano-Díaz, M., Sánchez, H. D., Donor, J., Duckworth, C., Dwelly, T., Eisenstein, D. J., Elsworth, Y. P., Emsellem, E., Eracleous, M., Escoffier, S., Fan, X., Farr, E., Feng, S., Fernández-Trincado, J. G., Feuillet, D., Filipp, A., Fillingham, S. P., Frinchaboy, P. M., Fromenteau, S., Galbany, L., García, R. A., García-Hernández, D. A., Ge, J., Geisler, D., Gelfand, J., Géron, T., Gibson, B. J., Goddy, J., Godoy-Rivera, D., Grabowski, K., Green, P. J., Greener, M., Grier, C. J., Griffith, E., Guo, H., Guy, J., Hadjara, M., Harding, P., Hasselquist, S., Hayes, C. R., Hearty, F., Hernández, J., Hill, L., Hogg, D. W., Holtzman, J. A., Horta, D., Hsieh, B.-C., Hsu, C.-H., Hsu, Y.-H., Huber, D., Huertas-Company, M., Hutchinson, B., Hwang, H. S., Ibarra-Medel, H. J., Chitham, J. I., Ilha, G. S., Imig, J., Jaekle, W., Jayasinghe, T., Ji, X., Johnson, J. A., Jones, A., Jönsson, H., Katkov, I., Khalatyan, Dr. A., Kinemuchi, K., Kisku, S., Knapen, J. H., Kneib, J.-P., Kollmeier, J. A., Kong, M., Kounkel, M., Kreckel, K., Krishnarao, D., Lacerna, I., Lane, R. R., Langglin, R., Lavender, R., Law, D. R., Lazarz, D., Leung, H. W., Leung, H.-H., Lewis, H. M., Li, C., Li, R., Lian, J., Liang, F.-H., Lin, L., Lin, Y.-T., Lin, S., Lintott, C., Long, D., Longa-Peña, P., López-Cobá, C., Lu, S., Lundgren, B. F., Luo, Y., Mackereth, J. T.,

- de la Macorra, A., Mahadevan, S., Majewski, S. R., Manchado, A., Mandeville, T., Maraston, C., Margalef-Bentabol, B., Masseron, T., Masters, K. L., Mathur, S., McDermid, R. M., McKay, M., Merloni, A., Merrifield, M., Meszaros, S., Miglio, A., Di Mille, F., Minniti, D., Minsley, R., & Monachesi, A. (2022). The Seventeenth Data Release of the Sloan Digital Sky Surveys: Complete Release of MaNGA, MaStar, and APOGEE-2 Data. *ApJS*, 259(2), 35. [25](#)
- Adamo, A., Zeidler, P., Kruijssen, J. M. D., Chevance, M., Gieles, M., Calzetti, D., Charbonnel, C., Zinnecker, H., & Krause, M. G. H. (2020). Star Clusters Near and Far; Tracing Star Formation Across Cosmic Time. *MNRAS*, 493(4), 69. [21](#)
- Aerts, C. (2021). Probing the interior physics of stars through asteroseismology. *Reviews of Modern Physics*, 93(1), 015001. [3](#)
- Ahumada, J. A. & Lapasset, E. (2007). New catalogue of blue stragglers in open clusters. *A&A*, 463(2), 789–797. [98](#), [117](#)
- Alejo, A. D., González, J. F., & González, S. P. (2024). Primeros resultados del estudio observacional de estrellas masivas y centrales en cúmulos abiertos. *Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía La Plata Argentina*, 65, 102–105. [73](#), [109](#), [110](#), [112](#)
- Allison, R. J., Goodwin, S. P., Parker, R. J., de Grijs, R., Portegies Zwart, S. F., & Kouwenhoven, M. B. N. (2009). Dynamical Mass Segregation on a Very Short Timescale. *ApJL*, 700(2), L99–L103. [163](#)
- Allison, R. J., Goodwin, S. P., Parker, R. J., Portegies Zwart, S. F., & de Grijs, R. (2010). The early dynamical evolution of cool, clumpy star clusters. *MNRAS*, 407(2), 1098–1107. [163](#)
- Almeida, D., Moitinho, A., & Moreira, S. (2025). Open cluster dissolution rate and the initial cluster mass function in the solar neighbourhood: Modelling the age and mass distributions of clusters observed by Gaia. *A&A*, 693, A305. [80](#), [125](#)
- Angelo, M. S., Corradi, W. J. B., Santos, Jr., J. F. C., Maia, F. F. S., & Ferreira, F. A. (2021). Characterizing dynamical states of Galactic open clusters with Gaia DR2. *MNRAS*, 500(4), 4338–4353. [10](#)
- Balog, Z., Siegler, N., Rieke, G. H., Kiss, L. L., Muzerolle, J., Gutermuth, R. A., Bell, C. P. M., Vinkó, J., Su, K. Y. L., Young, E. T., & Gáspár, A. (2016). Protoplanetary and Transitional Disks in the Open Stellar Cluster IC 2395. *ApJ*, 832(1), 87. [60](#)
- Balona, L. A. & Ozuyar, D. (2020). Pulsation among TESS A and B stars and the Maia variables. *MNRAS*, 493(4), 5871–5879. [80](#)

- 
- Belwal, K., Bisht, D., Jiang, I.-G., Yadav, R. K. S., Raj, A., Rangwal, G., Dattatreya, A. K., Bisht, M. S., & Durgapal, A. (2025). Unveiling dynamics and variability in open clusters: insights from a comprehensive analysis of six galactic clusters. *MNRAS*, 544(1), 988–1011. [2](#)
- Bertone, E., Buzzoni, A., Chávez, M., & Rodríguez-Merino, L. H. (2008). Probing Atlas model atmospheres at high spectral resolution. Stellar synthesis and reference template validation. *A&A*, 485(3), 823–835. [34](#), [37](#)
- Bhattacharya, S., Rao, K. K., Agarwal, M., Balan, S., & Vaidya, K. (2022). A Gaia EDR3 search for tidal tails in disintegrating open clusters. *MNRAS*, 517(3), 3525–3549. [7](#)
- Binney, J. & Tremaine, S. (2008). *Galactic Dynamics: Second Edition*. [10](#), [11](#), [133](#)
- Blackford, M. G., Erdem, A., Sürçit, D., Özkardeş, B., Budding, E., Butland, R., & Demircan, O. (2019). Absolute parameters of young stars: HX Velorum. *MNRAS*, 487(1), 161–167. [60](#)
- Bland-Hawthorn, J., Sharma, S., Tepper-Garcia, T., Binney, J., Freeman, K. C., Hayden, M. R., Kos, J., De Silva, G. M., Ellis, S., Lewis, G. F., Asplund, M., Buder, S., Casey, A. R., D’Orazi, V., Duong, L., Khanna, S., Lin, J., Lind, K., Martell, S. L., Ness, M. K., Simpson, J. D., Zucker, D. B., Zwitter, T., Kafle, P. R., Quillen, A. C., Ting, Y.-S., & Wyse, R. F. G. (2019). The GALAH survey and Gaia DR2: dissecting the stellar disc’s phase space by age, action, chemistry, and location. *MNRAS*, 486(1), 1167–1191. [10](#)
- Blomme, R., Frémat, Y., Sartoretti, P., Guerrier, A., Panuzzo, P., Katz, D., Seabroke, G. M., Thévenin, F., Cropper, M., Benson, K., Damerdjı, Y., Haigron, R., Marchal, O., Smith, M., Baker, S., Chemin, L., David, M., Dolding, C., Gosset, E., Janßen, K., Jasniewicz, G., Lobel, A., Plum, G., Samaras, N., Snaith, O., Soubiran, C., Vanel, O., Zwitter, T., Brouillet, N., Caffau, E., Crifo, F., Fabre, C., Frangkoudi, F., Huckle, H. E., Jean-Antoine Piccolo, A., Lasne, Y., Leclerc, N., Mastrobuono-Battisti, A., Royer, F., Viala, Y., & Zorec, J. (2023). Gaia Data Release 3. Hot-star radial velocities. *A&A*, 674, A7. [39](#)
- Bovy, J. (2017). Galactic rotation in Gaia DR1. *MNRAS*, 468(1), L63–L67. [10](#)
- Bragança, G. A., Daflon, S., Cunha, K., Bensby, T., Oey, M. S., & Walth, G. (2012). Projected Rotational Velocities and Stellar Characterization of 350 B Stars in the Nearby Galactic Disk. *AJ*, 144(5), 130. [66](#)
- Bressan, A., Marigo, P., Girardi, L., Salasnich, B., Dal Cero, C., Rubele, S., & Nanni, A. (2012). PARSEC: stellar tracks and isochrones with the PAdova and TRieste Stellar Evolution Code. *MNRAS*, 427(1), 127–145. [46](#)
-

- Cantat-Gaudin, T., Anders, F., Castro-Ginard, A., Jordi, C., Romero-Gómez, M., Soubiran, C., Casamiquela, L., Tarricq, Y., Moitinho, A., Vallenari, A., Bragaglia, A., Krone-Martins, A., & Kounkel, M. (2020). Painting a portrait of the Galactic disc with its stellar clusters. *A&A*, 640, A1. [33](#), [76](#), [109](#)
- Chabrier, G. (2003). Galactic Stellar and Substellar Initial Mass Function. *PASP*, 115(809), 763–795. [8](#), [48](#)
- Chené, A.-N., Ramírez Alegría, S., Borissova, J., O’Leary, E., Martins, F., Hervé, A., Kuhn, M., Kurtev, R., Consuelo Amigo Fuentes, P., Bonatto, C., & Minniti, D. (2015). Massive open star clusters using the VVV survey. IV. WR 62-2, a new very massive star in the core of the VVV CL041 cluster. *A&A*, 584, A31. [3](#)
- Childs, A. C. & Geller, A. M. (2025). Stellar Dynamics in Open Clusters Increases the Binary Fraction and Mass Ratios: Evidence from Photometric Binaries in 35 Open Clusters. *ApJ*, 989(1), 104. [19](#)
- Choksi, N. & Kruijssen, J. M. D. (2021). On the initial mass-radius relation of stellar clusters. *MNRAS*, 507(4), 5492–5506. [21](#)
- Chumak, Y. O., Platais, I., McLaughlin, D. E., Rastorguev, A. S., & Chumak, O. V. (2010). Numerical simulations of tidal tails for the open cluster NGC 188. *MNRAS*, 402(3), 1841–1853. [10](#)
- Clariá, J. J., Lapasset, E., Piatti, A. E., & Ahumada, A. V. (2003). IC 2395 and BH 47: Only one open cluster in the Vela constellation. *A&A*, 409, 541–551. [60](#)
- Clarke, C. J., Bell, C. P. M., & Mathieu, R. D. (2015). *Dynamics of Young Star Clusters and Associations*, volume 413 of *Astrophysics and Space Science Library*. Berlin, Germany: Springer. [11](#), [13](#)
- Conroy, K. E., Kochoska, A., Hey, D., Pablo, H., Hambleton, K. M., Jones, D., Giammarco, J., Abdul-Masih, M., & Prša, A. (2020). Physics of Eclipsing Binaries. V. General Framework for Solving the Inverse Problem. *ApJS*, 250(2), 34. [38](#)
- da Silveira, M. D., Pereira, C. B., & Drake, N. A. (2018). Red giants and yellow stragglers in the young open cluster NGC 2447. *MNRAS*, 476(4), 4907–4931. [117](#)
- Danielski, C., Babusiaux, C., Ruiz-Dern, L., Sartoretti, P., & Arenou, F. (2018). The empirical Gaia G-band extinction coefficient. *A&A*, 614, A19. [41](#)
- Danks, A. C. & Sembach, K. R. (1995). High-Velocity Gas in the VELA Supernova Remnant. *AJ*, 109, 2627. [60](#)

- 
- de Grijs, R., Goodwin, S. P., Kouwenhoven, M. B. N., & Kroupa, P. (2008). Open cluster stability and the effects of binary stars. *A&A*, 492(3), 685–693. [2](#)
- De Silva, G. M., Freeman, K. C., Asplund, M., Bland-Hawthorn, J., Bessell, M. S., & Collet, R. (2007). Chemical Homogeneity in Collinder 261 and Implications for Chemical Tagging. *AJ*, 133(3), 1161–1175. [1](#)
- de Zeeuw, P. T., Hoogerwerf, R., de Bruijne, J. H. J., Brown, A. G. A., & Blaauw, A. (1999). A HIPPARCOS Census of the Nearby OB Associations. *AJ*, 117(1), 354–399. [15](#)
- Delgado, A. J., González-Martín, O., Alfaro, E. J., & Yun, J. (2006). Multiwavelength Analysis of the Young Open Cluster NGC 2362. *ApJ*, 646(1), 269–274. [87](#)
- Dorval, J., Boily, C. M., Moraux, E., & Roos, O. (2017). Wide- and contact-binary formation in substructured young stellar clusters. *MNRAS*, 465(2), 2198–2211. [19](#)
- Eggen, O. J. (1996). Star Streams and Galactic Structure. *AJ*, 112, 1595. [15](#)
- Eggleton, P. P. (2006). *Evolutionary Processes in Binary and Multiple Stars*. Cambridge, UK: Cambridge University Press. [13](#)
- Eggleton, P. P. & Tokovinin, A. A. (2008). A catalogue of multiplicity among bright stellar systems. *MNRAS*, 389(2), 869–879. [3](#)
- Ferreras, I. (2019). *Fundamentals of Galaxy Dynamics, Formation and Evolution*. Bristol, UK: IOP Publishing. [12](#), [17](#)
- Frasca, A., Alonso-Santiago, J., Catanzaro, G., Bragaglia, A., D’Orazi, V., Fu, X., Vallenari, A., & Andreuzzi, G. (2023). TIC 43152097 The first eclipsing binary in NGC 2232. *A&A*, 677, A154. [42](#), [80](#)
- Freeman, K. & Bland-Hawthorn, J. (2002). The new galaxy: Signatures of its formation. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 40, 487–537. [1](#)
- Fukushige, T. & Heggie, D. C. (2000). The time-scale of escape from star clusters. *MNRAS*, 318(3), 753–761. [17](#)
- Gaia Collaboration (2022a). VizieR Online Data Catalog: Gaia DR3 Part 1. Main source (Gaia Collaboration, 2022). VizieR On-line Data Catalog: I/355. Originally published in: *Astron. Astrophys.*, in prep. (2022). [1](#), [23](#), [26](#), [136](#)
- Gaia Collaboration (2022b). VizieR Online Data Catalog: Gaia DR3 Part 4. Variability (Gaia Collaboration, 2022). VizieR On-line Data Catalog: I/358. Originally published in: *2023A&A...674A...1G*. [112](#)
-

- Gaia Collaboration, Babusiaux, C., van Leeuwen, F., Barstow, M. A., Jordi, C., Vallenari, A., Bossini, D., Bressan, A., Cantat-Gaudin, T., van Leeuwen, M., Brown, A. G. A., Prusti, T., de Bruijne, J. H. J., Bailer-Jones, C. A. L., Biermann, M., Evans, D. W., Eyer, L., Jansen, F., Klioner, S. A., Lammers, U., Lindegren, L., Luri, X., Mignard, F., Panem, C., Pourbaix, D., Randich, S., Sartoretti, P., Siddiqui, H. I., Soubiran, C., Walton, N. A., Arenou, F., Bastian, U., Cropper, M., Drimmel, R., Katz, D., Lattanzi, M. G., Bakker, J., Cacciari, C., Castañeda, J., Chaoul, L., Cheek, N., De Angeli, F., Fabricius, C., Guerra, R., Holl, B., Masana, E., Messineo, R., Mowlavi, N., Nienartowicz, K., Panuzzo, P., Portell, J., Riello, M., Seabroke, G. M., Tanga, P., Thévenin, F., Gracia-Abril, G., Comoretto, G., Garcia-Reinaldos, M., Teyssier, D., Altmann, M., Andrae, R., Audard, M., Bellas-Velidis, I., Benson, K., Berthier, J., Blomme, R., Burgess, P., Busso, G., Carry, B., Cellino, A., Clementini, G., Clotet, M., Creevey, O., Davidson, M., De Ridder, J., Delchambre, L., Dell’Oro, A., Ducourant, C., Fernández-Hernández, J., Fouesneau, M., Frémat, Y., Galluccio, L., García-Torres, M., González-Núñez, J., González-Vidal, J. J., Gosset, E., Guy, L. P., Halbwegs, J.-L., Hambly, N. C., Harrison, D. L., Hernández, J., Hestroffer, D., Hodgkin, S. T., Hutton, A., Jasniewicz, G., Jean-Antoine-Piccolo, A., Jordan, S., Korn, A. J., Krone-Martins, A., Lanzafame, A. C., Lebzelter, T., Löffler, W., Manteiga, M., Marrese, P. M., Martín-Fleitas, J. M., Moitinho, A., Mora, A., Muinonen, K., Osinde, J., Pancino, E., Pauwels, T., Petit, J.-M., Recio-Blanco, A., Richards, P. J., Rimoldini, L., Robin, A. C., Sarro, L. M., Siopis, C., Smith, M., Sozzetti, A., Süveges, M., Torra, J., van Reeve, W., Abbas, U., Abreu Aramburu, A., Accart, S., Aerts, C., Altavilla, G., Álvarez, M. A., Alvarez, R., Alves, J., Anderson, R. I., Andrei, A. H., Anglada Varela, E., Antiche, E., Antoja, T., Arcay, B., Astraatmadja, T. L., Bach, N., Baker, S. G., Balaguer-Núñez, L., Balm, P., Barache, C., Barata, C., Barbato, D., Barblan, F., Barklem, P. S., Barrado, D., Barros, M., Bartholomé Muñoz, L., Bassilana, J.-L., Becciani, U., Bellazzini, M., Berihuete, A., Bertone, S., Bianchi, L., Bienaymé, O., Blanco-Cuaresma, S., Boch, T., Boeche, C., Bombrun, A., Borrachero, R., Bouquillon, S., Bourda, G., Bragaglia, A., Bramante, L., Breddels, M. A., Brouillet, N., Brüsemeister, T., Brugaletta, E., Bucciarelli, B., Burlacu, A., Busonero, D., Butkevich, A. G., Buzzzi, R., Caffau, E., Cancelliere, R., Cannizzaro, G., Carballo, R., Carlucci, T., Carrasco, J. M., Casamiquela, L., Castellani, M., Castro-Ginard, A., Charlot, P., Chemin, L., Chiavassa, A., Cocozza, G., Costigan, G., Cowell, S., Crifo, F., Crosta, M., Crowley, C., Cuypers, J., Dafonte, C., Damerdj, Y., Dapergolas, A., David, P., David, M., & de Laverny, P. (2018). Gaia Data Release 2. Observational Hertzsprung-Russell diagrams. *A&A*, 616, A10. [41](#)
- Gaia Collaboration, Prusti, T., de Bruijne, J. H. J., Brown, A. G. A., Vallenari, A., Babusiaux, C., Bailer-Jones, C. A. L., Bastian, U., Biermann, M., Evans, D. W., Eyer, L., Jansen, F., Jordi, C., Klioner, S. A., Lammers, U., Lindegren, L., Luri, X., Mignard, F., Milligan, D. J., Panem, C., Poinignon, V., Pourbaix, D., Randich, S., Sarri,

G., Sartoretti, P., Siddiqui, H. I., Soubiran, C., Valette, V., van Leeuwen, F., Walton, N. A., Aerts, C., Arenou, F., Cropper, M., Drimmel, R., Høg, E., Katz, D., Lattanzi, M. G., O'Mullane, W., Grebel, E. K., Holland, A. D., Huc, C., Passot, X., Bramante, L., Cacciari, C., Castañeda, J., Chaoul, L., Cheek, N., De Angeli, F., Fabricius, C., Guerra, R., Hernández, J., Jean-Antoine-Piccolo, A., Masana, E., Messineo, R., Mowlavi, N., Nienartowicz, K., Ordóñez-Blanco, D., Panuzzo, P., Portell, J., Richards, P. J., Riello, M., Seabroke, G. M., Tanga, P., Thévenin, F., Torra, J., Els, S. G., Gracia-Abril, G., Comoretto, G., Garcia-Reinaldos, M., Lock, T., Mercier, E., Altmann, M., Andrae, R., Astraatmadja, T. L., Bellas-Velidis, I., Benson, K., Bertier, J., Blomme, R., Busso, G., Carry, B., Cellino, A., Clementini, G., Cowell, S., Creevey, O., Cuypers, J., Davidson, M., De Ridder, J., de Torres, A., Delchambre, L., Dell'Oro, A., Ducourant, C., Frémat, Y., García-Torres, M., Gosset, E., Halbwachs, J.-L., Hambly, N. C., Harrison, D. L., Hauser, M., Hestroffer, D., Hodgkin, S. T., Huckle, H. E., Hutton, A., Jasniewicz, G., Jordan, S., Kontizas, M., Korn, A. J., Lanzafame, A. C., Manteiga, M., Moitinho, A., Muinonen, K., Osinde, J., Pancino, E., Pauwels, T., Petit, J.-M., Recio-Blanco, A., Robin, A. C., Sarro, L. M., Siopis, C., Smith, M., Smith, K. W., Sozzetti, A., Thuillot, W., van Reeven, W., Viala, Y., Abbas, U., Abreu Aramburu, A., Accart, S., Aguado, J. J., Allan, P. M., Allasia, W., Altavilla, G., Álvarez, M. A., Alves, J., Anderson, R. I., Andrei, A. H., Anglada Varela, E., Antiche, E., Antoja, T., Antón, S., Arcay, B., Atzei, A., Ayache, L., Bach, N., Baker, S. G., Balaguer-Núñez, L., Barache, C., Barata, C., Barbier, A., Barblan, F., Baroni, M., Barrado y Navascués, D., Barros, M., Barstow, M. A., Becciani, U., Bellazzini, M., Bellei, G., Bello García, A., Belokurov, V., Bendjoya, P., Berihuete, A., Bianchi, L., Bienaymé, O., Billebaud, F., Blagorodnova, N., Blanco-Cuaresma, S., Boch, T., Bombrun, A., Borrachero, R., Bouquillon, S., Bourda, G., Bouy, H., Bragaglia, A., Breddels, M. A., Brouillet, N., Brüsemeister, T., Bucciarelli, B., Budnik, F., Burgess, P., Burgon, R., Burlacu, A., Busonero, D., Buzzi, R., Caffau, E., Cambras, J., Campbell, H., Cancelliere, R., Cantat-Gaudin, T., Carlucci, T., Carrasco, J. M., Castellani, M., Charlot, P., Charnas, J., Charvet, P., Chassat, F., Chiavassa, A., Clotet, M., Coccozza, G., Collins, R. S., Collins, P., & Costigan, G. (2016). The Gaia mission. *A&A*, 595, A1. [5, 26](#)

Gaia Collaboration, Vallenari, A., Brown, A. G. A., Prusti, T., de Bruijne, J. H. J., Arenou, F., Babusiaux, C., Biermann, M., Creevey, O. L., Ducourant, C., Evans, D. W., Eyer, L., Guerra, R., Hutton, A., Jordi, C., Klioner, S. A., Lammers, U. L., Lindgren, L., Luri, X., Mignard, F., Panem, C., Pourbaix, D., Randich, S., Sartoretti, P., Soubiran, C., Tanga, P., Walton, N. A., Bailer-Jones, C. A. L., Bastian, U., Drimmel, R., Jansen, F., Katz, D., Lattanzi, M. G., van Leeuwen, F., Bakker, J., Cacciari, C., Castañeda, J., De Angeli, F., Fabricius, C., Fouesneau, M., Frémat, Y., Galluccio, L., Guerrier, A., Heiter, U., Masana, E., Messineo, R., Mowlavi, N., Nicolas, C., Nienartowicz, K., Pailler, F., Panuzzo, P., Riclet, F., Roux, W., Seabroke, G. M., Sordo,

- R., Thévenin, F., Gracia-Abril, G., Portell, J., Teyssier, D., Altmann, M., Andrae, R., Audard, M., Bellas-Velidis, I., Benson, K., Berthier, J., Blomme, R., Burgess, P. W., Busonero, D., Busso, G., Cánovas, H., Carry, B., Cellino, A., Cheek, N., Clementini, G., Damerdj, Y., Davidson, M., de Teodoro, P., Nuñez Campos, M., Delchambre, L., Dell’Oro, A., Esquej, P., Fernández-Hernández, J., Fraile, E., Garabato, D., García-Lario, P., Gosset, E., Haignon, R., Halbwegs, J.-L., Hambly, N. C., Harrison, D. L., Hernández, J., Hestroffer, D., Hodgkin, S. T., Holl, B., Janßen, K., Jevardat de Fombelle, G., Jordan, S., Krone-Martins, A., Lanzafame, A. C., Löffler, W., Marchal, O., Marrese, P. M., Moitinho, A., Muinonen, K., Osborne, P., Pancino, E., Pauwels, T., Recio-Blanco, A., Reylé, C., Riello, M., Rimoldini, L., Roegiers, T., Rybizki, J., Sarro, L. M., Siopis, C., Smith, M., Sozzetti, A., Utrilla, E., van Leeuwen, M., Abbas, U., Abraham, P., Abreu Aramburu, A., Aerts, C., Aguado, J. J., Ajaj, M., Aldea-Montero, F., Altavilla, G., Álvarez, M. A., Alves, J., Anders, F., Anderson, R. I., Anglada Varela, E., Antoja, T., Baines, D., Baker, S. G., Balaguer-Núñez, L., Balbinot, E., Balog, Z., Barache, C., Barbato, D., Barros, M., Barstow, M. A., Bartolomé, S., Bassilana, J.-L., Bauchet, N., Becciani, U., Bellazzini, M., Berihuete, A., Bernet, M., Bertone, S., Bianchi, L., Binnenfeld, A., Blanco-Cuaresma, S., Blaze-re, A., Boch, T., Bombrun, A., Bossini, D., Bouquillon, S., Bragaglia, A., Bramante, L., Breedt, E., Bressan, A., Brouillet, N., Brugaletta, E., Bucciarelli, B., Burlacu, A., Butkevich, A. G., Buzzi, R., Caffau, E., Cancelliere, R., Cantat-Gaudin, T., Carballo, R., Carlucci, T., Carnerero, M. I., Carrasco, J. M., Casamiquela, L., Castellani, M., Castro-Ginard, A., Chaoul, L., Charlot, P., Chemin, L., Chiamida, V., Chiavassa, A., Chornay, N., Comoretto, G., Contursi, G., Cooper, W. J., Cornez, T., Cowell, S., Crifo, F., Cropper, M., Crosta, M., Crowley, C., Dafonte, C., Dapergolas, A., David, M., David, P., de Laverny, P., De Luise, F., & De March, R. (2023). Gaia Data Release 3. Summary of the content and survey properties. *A&A*, 674, A1. [98](#)
- Geller, A. M. & Mathieu, R. D. (2012). WIYN Open Cluster Study. XLVIII. The Hard-binary Population of NGC 188. *AJ*, 144(2), 54. [122](#)
- Gieles, M., Athanassoula, E., & Portegies Zwart, S. F. (2007). The effect of spiral arm passages on the evolution of stellar clusters. *MNRAS*, 376(2), 809–819. [17](#)
- Gieles, M. & Baumgardt, H. (2008). Lifetimes of tidally limited star clusters with different radii. *MNRAS*, 389(1), L28–L32. [16](#), [21](#), [22](#)
- Gieles, M., Heggie, D. C., & Zhao, H. (2011). The life cycle of star clusters in a tidal field. *MNRAS*, 413(4), 2509–2524. [12](#)
- Gieles, M. & Portegies Zwart, S. F. (2011). The distinction between star clusters and associations. *MNRAS*, 410(1), L6–L7. [15](#)

- Giersz, M. & Heggie, D. C. (2011). Monte Carlo simulations of star clusters - VII. The globular cluster 47 Tuc. *MNRAS*, 410(4), 2698–2713. [21](#)
- González, J. F. & Lapasset, E. (2000). Radial Velocities, Binarity, and Kinematic Membership in the Open Cluster NGC 2516. *AJ*, 119(5), 2296–2302. [34](#), [36](#), [45](#)
- González, J. F. & Levato, H. (2006). Separation of composite spectra: the spectroscopic detection of an eclipsing binary star. *A&A*, 448(1), 283–292. [36](#), [197](#)
- González, J. F., Martínez, C. I., & Alejo, A. (2024). Detection of faint secondary companions in spectroscopic binaries. *A&A*, 690, A124. [91](#), [92](#)
- González, J. F. (2000). Velocidades radiales, binaridad y probabilidad de pertenencia en cúmulos abiertos con candidatos a “Blue Stragglers”. Tesis doctoral, Universidad Nacional de Córdoba (UNC). Doctorado en Astronomía. [45](#)
- González, P. S. (2022). Desarrollo de software para el cálculo de probabilidades de pertenencias astrométricas en cúmulos estelares. Trabajo final de licenciatura, Universidad Nacional de San Juan (UNSJ). Licenciatura en Astronomía. [136](#)
- Goodwin, S. P. & Bastian, N. (2006). Gas expulsion and the destruction of massive young clusters. *MNRAS*, 373(2), 752–758. [15](#), [22](#), [127](#)
- Grice, N. A. & Dawson, D. W. (1990). The Open Cluster NGC 6716. *PASP*, 102, 881. [105](#)
- Gruner, D., Hainich, R., Sander, A. A. C., Shenar, T., Todt, H., Oskinova, L. M., Ramachandran, V., Ayres, T., & Hamann, W.-R. (2019). The extreme O-type spectroscopic binary HD 93129A. A quantitative, multiwavelength analysis. *A&A*, 621, A63. [3](#)
- Heggie, D. C. (1975). Binary evolution in stellar dynamics. *MNRAS*, 173, 729–787. [3](#), [19](#), [159](#)
- Heggie, D. C. (2001). Escape in hill’s problem. In B. A. Steves & A. J. Maciejewski (Eds.), *The Restless Universe* (pp. 109–128). Dordrecht: Springer. [11](#)
- Heggie, D. C., Trenti, M., & Hut, P. (2006). Star clusters with primordial binaries - I. Dynamical evolution of isolated models. *MNRAS*, 368(2), 677–689. [18](#), [159](#)
- Hesser, J. E., McClure, R. D., Hawarden, T. G., Cannon, R. D., von Rudloff, R., Kruger, B., & Egles, D. (1984). A new color-magnitude diagram for the peculiar star cluster E3 = C 0921-770. *PASP*, 96, 406–418. [117](#)
- Hills, J. G. (1980). The effect of mass loss on the dynamical evolution of a stellar system - Analytic approximations. *ApJ*, 235, 986–991. [22](#)

- Hunt, E. L. & Reffert, S. (2024). Improving the open cluster census. III. Using cluster masses, radii, and dynamics to create a cleaned open cluster catalogue. *A&A*, 686, A42. [33](#), [39](#), [60](#), [65](#), [70](#), [76](#), [80](#), [83](#), [94](#), [99](#), [101](#), [109](#), [117](#), [125](#), [196](#)
- IJspeert, L. W., Tkachenko, A., Johnston, C., Garcia, S., De Ridder, J., Van Reeth, T., & Aerts, C. (2021). An all-sky sample of intermediate- to high-mass OBA-type eclipsing binaries observed by TESS. *A&A*, 652, A120. [98](#)
- Jerabkova, T., Boffin, H. M. J., Beccari, G., de Marchi, G., de Bruijne, J. H. J., & Prusti, T. (2021). The 800 pc long tidal tails of the Hyades star cluster. Possible discovery of candidate epicyclic overdensities from an open star cluster. *A&A*, 647, A137. [21](#)
- Kalirai, J. S., Hansen, B. M. S., Kelson, D. D., Reitzel, D. B., Rich, R. M., & Richer, H. B. (2008). The Initial-Final Mass Relation: Direct Constraints at the Low-Mass End. *ApJ*, 676(1), 594–609. [14](#)
- Katz, D., Sartoretti, P., Guerrier, A., Panuzzo, P., Seabroke, G. M., Thévenin, F., Cropper, M., Benson, K., Blomme, R., Haigron, R., Marchal, O., Smith, M., Baker, S., Chemin, L., Damerdji, Y., David, M., Dolding, C., Frémat, Y., Gosset, E., Janßen, K., Jasniewicz, G., Lobel, A., Plum, G., Samaras, N., Snaith, O., Soubiran, C., Vanel, O., Zwitter, T., Antoja, T., Arenou, F., Babusiaux, C., Brouillet, N., Caffau, E., Di Matteo, P., Fabre, C., Fabricius, C., Fragkoudi, F., Haywood, M., Huckle, H. E., Hottier, C., Lasne, Y., Leclerc, N., Mastrobuono-Battisti, A., Royer, F., Teyssier, D., Zorec, J., Crifo, F., Jean-Antoine Piccolo, A., Turon, C., & Viala, Y. (2023). Gaia Data Release 3. Properties and validation of the radial velocities. *A&A*, 674, A5. [39](#), [40](#)
- Kharchenko, N. V., Piskunov, A. E., Schilbach, E., Röser, S., & Scholz, R.-D. (2013). Global survey of star clusters in the Milky Way. II. The catalogue of basic parameters. *A&A*, 558, A53. [60](#)
- Kharchenko, N. V., Scholz, R.-D., Piskunov, A. E., Röser, S., & Schilbach, E. (2007). Astrophysical supplements to the ASCC-2.5: Ia. Radial velocities of ~55000 stars and mean radial velocities of 516 Galactic open clusters and associations. *Astronomische Nachrichten*, 328(9), 889. [101](#)
- Kim, J. S., Clarke, C. J., Fang, M., & Facchini, S. (2016). Proplyds around a b1 star: 42 orionis in ngc 1977. *Astrophysical Journal Letters*, 826(1), L15. [76](#)
- Kim, J. S., Fang, M., Clarke, C. J., Facchini, S., Pascucci, I., Apai, D., & Bally, J. (2017). Young stellar objects & photoevaporating protoplanetary disks in the orion's sibling ngc 1977. *Memorie della Società Astronomica Italiana*, 88, 790. Conference proceeding; includes multi-wavelength YSO analysis. [76](#)

- Kroupa, P. (1995). Inverse dynamical population synthesis and star formation. *MNRAS*, 277, 1491. [133](#)
- Kroupa, P. (2001). On the variation of the initial mass function. *MNRAS*, 322(2), 231–246. [7](#), [8](#), [49](#)
- Kruijssen, J. M. D. (2012). On the fraction of star formation occurring in bound stellar clusters. *MNRAS*, 426(4), 3008–3040. [21](#)
- Krumholz, M. R., McKee, C. F., & Bland-Hawthorn, J. (2019). Star Clusters Across Cosmic Time. *ARA&A*, 57, 227–303. [15](#)
- Lada, C. J. & Lada, E. A. (2003). Embedded Clusters in Molecular Clouds. *ARA&A*, 41, 57–115. [5](#), [15](#)
- Langer, N. (2012). Presupernova Evolution of Massive Single and Binary Stars. *ARA&A*, 50, 107–164. [14](#)
- Leigh, N. & Geller, A. M. (2012). Small-N collisional dynamics: pushing into the realm of not-so-small N. *MNRAS*, 425(3), 2369–2377. [2](#)
- Leigh, N. W. C. & Geller, A. M. (2013). The dynamical significance of triple star systems in star clusters. *MNRAS*, 432(3), 2474–2479. [2](#)
- Leigh, N. W. C., Geller, A. M., & Toonen, S. (2016). Interrupted Binary Mass Transfer in Star Clusters. *ApJ*, 818(1), 21. [20](#)
- Levenhagen, R. S. & Leister, N. V. (2004). Physical Parameters of Southern B- and Be-Type Stars. *AJ*, 127(2), 1176–1180. [98](#)
- Liu, R., Shao, Z., & Li, L. (2025). Mass-dependent Radial Distribution of Single and Binary Stars in the Pleiades and Their Dynamical Implications. *ApJL*, 982(2), L43. [18](#), [19](#)
- Lorenz, R., Mayer, P., & Drechsel, H. (2005). The early-type eclipsing binary V1331 Aql\*. *MNRAS*, 360(3), 915–920. [115](#)
- Lynga, G. (1995). VizieR Online Data Catalog: Open Cluster Data 5th Edition (Lynga 1987). *VizieR Online Data Catalog*, (pp. VII/92A). [6](#)
- Magrini, L., Viscasillas Vázquez, C., Spina, L., Randich, S., Romano, D., Franciosini, E., Recio-Blanco, A., Nordlander, T., D’Orazi, V., Baratella, M., Smiljanic, R., Dantas, M. L. L., Pasquini, L., Spitoni, E., Casali, G., Van der Swaelmen, M., Bensby, T., Stonkute, E., Feltzing, S., Sacco, G. G., Bragaglia, A., Pancino, E., Heiter, U., Biazzo, K., Gilmore, G., Bergemann, M., Tautvaišienė, G., Worley, C., Hourihane,

- 
- A., Gonneau, A., & Morbidelli, L. (2023). The Gaia-ESO survey: Mapping the shape and evolution of the radial abundance gradients with open clusters. *A&A*, 669, A119. [1](#)
- Maíz Apellániz, J., Sana, H., Barbá, R. H., Le Bouquin, J.-B., & Gamen, R. C. (2017). A close encounter of the massive kind. *MNRAS*, 464(3), 3561–3567. [3](#)
- Marks, M. & Kroupa, P. (2012). Inverse dynamical population synthesis. Constraining the initial conditions of young stellar clusters by studying their binary populations. *A&A*, 543, A8. [18](#)
- Marks, M., Kroupa, P., & Oh, S. (2011). An analytical description of the evolution of binary orbital-parameter distributions in N-body computations of star clusters. *MNRAS*, 417(3), 1684–1701. [18](#)
- Martínez, C. I. & González, J. F. (2025). BiSpeD: Binary Spectral Disentangling applied to binary low-mass star searches. *A&A*, 694, A32. [36](#), [110](#)
- Meingast, S., Alves, J., & Rottensteiner, A. (2021). Extended stellar systems in the solar neighborhood. V. Discovery of coronae of nearby star clusters. *A&A*, 645, A84. [21](#), [22](#)
- Mermilliod, J.-C. (1982). Stellar content of young open clusters. I. Blue stragglers. *A&A*, 109, 37–47. [98](#)
- Meynet, G. & Maeder, A. (2003). Stellar evolution with rotation. X. Wolf-Rayet star populations at solar metallicity. *A&A*, 404, 975–990. [14](#)
- Moeckel, N. & Clarke, C. J. (2011). Collisional formation of very massive stars in dense clusters. *MNRAS*, 410(4), 2799–2806. [2](#)
- Moitinho, A., Alves, J., Huélamó, N., & Lada, C. J. (2001). NGC 2362: A Template for Early Stellar Evolution. *ApJL*, 563(1), L73–L76. [87](#)
- Moyano Loyola, G. R. I. & Hurley, J. R. (2013). Stars on the run: escaping from stellar clusters. *MNRAS*, 434(3), 2509–2528. [18](#)
- Naufal, A., Arifyanto, M. I., & Aprilia (2020). Analysis of binary star cluster candidates with Gaia DR2. In *Journal of Physics Conference Series*, volume 1523 of *Journal of Physics Conference Series* (pp. 012013).: IOP. [106](#)
- Nazé, Y., Rauw, G., Czesla, S., Smith, M. A., & Robrade, J. (2022). Velocity monitoring of  $\gamma$  Cas stars reveals their binarity status. *MNRAS*, 510(2), 2286–2304. [98](#)

- 
- Nguyen, C. T., Costa, G., Girardi, L., Volpato, G., Bressan, A., Chen, Y., Marigo, P., Fu, X., & Goudfrooij, P. (2022). PARSEC V2.0: Stellar tracks and isochrones of low- and intermediate-mass stars with rotation. *A&A*, 665, A126. 46
- Oh, S. & Kroupa, P. (2018). Very massive stars in not so massive clusters. *MNRAS*, 481(1), 153–163. 2, 3
- Pöder, S., Benito, M., Pata, J., Kipper, R., Ramler, H., Hütsi, G., Kolka, I., & Thomas, G. F. (2023). A Bayesian estimation of the Milky Way’s circular velocity curve using Gaia DR3. *A&A*, 676, A134. 10
- Pabst, C. H. M., Goicoechea, J. R., Teyssier, D., & et al. (2020). Expanding bubbles in orion a: [c ii] observations of m42, m43, and ngc 1977. *Astronomy & Astrophysics*, 643, A16. 76
- Pang, X., Wang, Y., Tang, S.-Y., Rui, Y., Bai, J., Li, C., Feng, F., Kouwenhoven, M. B. N., Chen, W.-P., & Chuang, R.-j. (2023). Binary Star Evolution in Different Environments: Filamentary, Fractal, Halo, and Tidal Tail Clusters. *AJ*, 166(3), 110. 19
- Parker, R. J., Goodwin, S. P., Kroupa, P., & Kouwenhoven, M. B. N. (2009). Do binaries in clusters form in the same way as in the field? *MNRAS*, 397(3), 1577–1586. 19
- Pavlík, V. & Vesperini, E. (2022). Mass segregation and dynamics of primordial binaries in star clusters with a radially anisotropic velocity distribution. *MNRAS*, 515(2), 1830–1838. 18
- Perren, G. I., Pera, M. S., Navone, H. D., & Vázquez, R. A. (2023). The Unified Cluster Catalogue: towards a comprehensive and homogeneous data base of stellar clusters. *MNRAS*, 526(3), 4107–4119. 6
- Pinfield, D. J., Jameson, R. F., & Hodgkin, S. T. (1998). The mass of the Pleiades. *MNRAS*, 299(4), 955–964. 10, 128
- Plevne, O. & Akbaba, F. (2025). Estimating the Initial Mass of the GaiaEnceladus Dwarf Galaxy with a Chemical Evolution Model. *ApJ*, 991(2), 207. 1
- Plummer, H. C. (1911). On the problem of distribution in globular star clusters. *MNRAS*, 71, 460–470. 6, 192
- Portegies Zwart, S. F., Hut, P., McMillan, S. L. W., & Makino, J. (2004). Star cluster ecology - V. Dissection of an open star cluster: spectroscopy. *MNRAS*, 351(2), 473–486. 2, 18

- 
- Portegies Zwart, S. F., McMillan, S. L. W., & Gieles, M. (2010). Young Massive Star Clusters. *ARA&A*, 48, 431–493. [5](#), [13](#), [14](#), [15](#), [17](#), [19](#), [122](#), [159](#), [163](#), [164](#)
- Portegies Zwart, S. F., McMillan, S. L. W., Hut, P., & Makino, J. (2001). Star cluster ecology - IV. Dissection of an open star cluster: photometry. *MNRAS*, 321(2), 199–226. [2](#), [18](#)
- Price, D. J. & Bate, M. R. (2009). Inefficient star formation: the combined effects of magnetic fields and radiative feedback. *MNRAS*, 398(1), 33–46. [14](#)
- Prša, A., Conroy, K. E., Horvat, M., Pablo, H., Kochoska, A., Bloemen, S., Giammarco, J., Hambleton, K. M., & Degroote, P. (2016). Physics Of Eclipsing Binaries. II. Toward the Increased Model Fidelity. *ApJS*, 227(2), 29. [38](#)
- Rainer, M., Poretti, E., Mistò, A., Panzera, M. R., Molinaro, M., Cepparo, F., Roth, M., Michel, E., & Monteiro, M. J. P. F. G. (2016). The SpaceInn-SISMA Database: Characterization of a Large Sample of Variable and Active Stars by Means of Harps Spectra. *AJ*, 152(6), 207. [80](#)
- Rantala, A., Lahén, N., Naab, T., Escobar, G. J., & Iorio, G. (2025). FROST-CLUSTERS II. Massive stars, binaries, and triples boost supermassive black hole seed formation in assembling star clusters. *MNRAS*, 543(3), 2130–2158. [20](#)
- Reinoso, B., Leigh, N. W. C., Barrera-Retamal, C. M., Schleicher, D., Klessen, R. S., & Stutz, A. M. (2022). The mean free path approximation and stellar collisions in star clusters: numerical exploration of the analytic rates and the role of perturbations on binary star mergers. *MNRAS*, 509(3), 3724–3736. [2](#)
- Ricker, G. R., Winn, J. N., Vanderspek, R., Latham, D. W., Bakos, G. Á., Bean, J. L., Berta-Thompson, Z. K., Brown, T. M., Buchhave, L., Butler, N. R., Butler, R. P., Chaplin, W. J., Charbonneau, D., Christensen-Dalsgaard, J., Clampin, M., Deming, D., Doty, J., De Lee, N., Dressing, C., Dunham, E. W., Endl, M., Fressin, F., Ge, J., Henning, T., Holman, M. J., Howard, A. W., Ida, S., Jenkins, J. M., Jernigan, G., Johnson, J. A., Kaltenegger, L., Kawai, N., Kjeldsen, H., Laughlin, G., Levine, A. M., Lin, D., Lissauer, J. J., MacQueen, P., Marcy, G., McCullough, P. R., Morton, T. D., Narita, N., Paegert, M., Palle, E., Pepe, F., Pepper, J., Quirrenbach, A., Rinehart, S. A., Sasselov, D., Sato, B., Seager, S., Sozzetti, A., Stassun, K. G., Sullivan, P., Szentgyorgyi, A., Torres, G., Udry, S., & Villaseñor, J. (2015). Transiting Exoplanet Survey Satellite (TESS). *Journal of Astronomical Telescopes, Instruments, and Systems*, 1, 014003. [29](#)
- Röser, S., Schilbach, E., & Goldman, B. (2019). Hyades tidal tails revealed by Gaia DR2. *A&A*, 621, L2. [21](#)
-

- 
- Saffe, C., Alacoria, J., Alejo, A., Collado, A., Flores, M., Jaque Arancibia, M., Jofré, E., Calvo, D., Miquelarena, P., & González, E. (2025). Discovery of  $\lambda$  Boo stars in open clusters. *A&A*, 698, A137. 40
- Safi-Harb, S., Ribó, M., Butt, Y., Matheson, H., Negueruela, I., Lu, F., Jia, S., & Chen, Y. (2007). A Multiwavelength Study of 1WGA J1346.5-6255: A New  $\gamma$  Cas Analog Unrelated to the Background Supernova Remnant G309.2-00.6. *ApJ*, 659(1), 407–418. 94
- Salpeter, E. E. (1955). The Luminosity Function and Stellar Evolution. *ApJ*, 121, 161. 7, 49
- Sana, H., Le Bouquin, J.-B., Lacour, S., Berger, J.-P., Duvert, G., Gauchet, L., Norris, B., Olofsson, J., Pickel, D., Zins, G., Absil, O., de Koter, A., Kratter, K., Schnurr, O., & Zinnecker, H. (2014). Southern Massive Stars at High Angular Resolution: Observational Campaign and Companion Detection. *ApJS*, 215(1), 15. 3
- Sandage, A. R. (1953). The color-magnitude diagram for the globular cluster M 3. *AJ*, 58, 61–75. 20, 117
- Siegert, T. (2019). Vertical position of the Sun with  $\gamma$ -rays. *A&A*, 632, L1. 10
- Song, F., Esamdin, A., Hu, Q., & Zhang, M. (2022). Binary open clusters in the Gaia data. *A&A*, 666, A75. 126
- Spitzer, Lyman, J. (1958). Disruption of Galactic Clusters. *ApJ*, 127, 17. 17
- Spitzer, L. (1987). *Dynamical Evolution of Globular Clusters*. Princeton, NJ: Princeton University Press. 12, 16, 21, 22, 133
- Steinmetz, M., Matijević, G., Enke, H., Zwitter, T., Guiglion, G., McMillan, P. J., Kordopatis, G., Valentini, M., Chiappini, C., Casagrande, L., Wojno, J., Anguiano, B., Bienaymé, O., Bijaoui, A., Binney, J., Burton, D., Cass, P., de Laverny, P., Fiegert, K., Freeman, K., Fulbright, J. P., Gibson, B. K., Gilmore, G., Grebel, E. K., Helmi, A., Kunder, A., Munari, U., Navarro, J. F., Parker, Q., Ruchti, G. R., Recio-Blanco, A., Reid, W., Seabroke, G. M., Siviero, A., Siebert, A., Stupar, M., Watson, F., Williams, M. E. K., Wyse, R. F. G., Anders, F., Antoja, T., Birko, D., Bland-Hawthorn, J., Bossini, D., García, R. A., Carrillo, I., Chaplin, W. J., Elsworth, Y., Famaey, B., Gerhard, O., Jofre, P., Just, A., Mathur, S., Miglio, A., Minchev, I., Monari, G., Mosser, B., Ritter, A., Rodrigues, T. S., Scholz, R.-D., Sharma, S., Sysoliatina, K., & RAVE Collaboration (2020). The Sixth Data Release of the Radial Velocity Experiment (RAVE). I. Survey Description, Spectra, and Radial Velocities. *AJ*, 160(2), 82. 25

- 
- Tang, S.-Y., Pang, X., Yuan, Z., Chen, W. P., Hong, J., Goldman, B., Just, A., Shukirgaliyev, B., & Lin, C.-C. (2019). Discovery of Tidal Tails in Disrupting Open Clusters: Coma Berenices and a Neighbor Stellar Group. *ApJ*, 877(1), 12. [21](#), [22](#)
- Tarricq, Y., Soubiran, C., Casamiquela, L., Castro-Ginard, A., Olivares, J., Miret-Roig, N., & Galli, P. A. B. (2022). Structural parameters of 389 local open clusters. *A&A*, 659, A59. [106](#), [126](#)
- Taylor, M. B. (2005). TOPCAT & STIL: Starlink Table/VOTable Processing Software. In P. Shopbell, M. Britton, & R. Ebert (Eds.), *Astronomical Data Analysis Software and Systems XIV*, volume 347 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series* (pp.29). [39](#)
- Torres, G., Andersen, J., & Giménez, A. (2010). Accurate masses and radii of normal stars: modern results and applications. *Astronomy and Astrophysics Review*, 18(1-2), 67–126. [3](#)
- van den Bergh, S. & McClure, R. D. (1980). Galactic distribution of the oldest open clusters. *A&A*, 88, 360–362. [17](#)
- van den Berk, J., Portegies Zwart, S. F., & McMillan, S. L. W. (2007). The formation of higher order hierarchical systems in star clusters. *MNRAS*, 379(1), 111–122. [20](#)
- VanderPlas, J. T. (2018). Understanding the Lomb-Scargle Periodogram. *ApJS*, 236(1), 16. [38](#)
- Vesperini, E., McMillan, S., & Portegies Zwart, S. (2009). Origin and dynamical evolution of young mass-segregated clusters. *Ap&SS*, 324(2-4), 277–282. [16](#)
- Viscasillas Vázquez, C., Magrini, L., Miret-Roig, N., Wright, N. J., Alves, J., Spina, L., Church, R. P., Tautvaišienė, G., & Randich, S. (2024). Gaia DR3 reveals the complex dynamical evolution within star clusters. *A&A*, 689, A268. [1](#)
- Weidner, C., Kroupa, P., & Pflamm-Altenburg, J. (2013). The  $m_{max}$ - $M_{ecl}$  relation, the IMF and IGIMF: probabilistically sampled functions. *MNRAS*, 434(1), 84–101. [129](#), [130](#), [131](#), [132](#)
- Zwicker, C., Geller, A. M., Childs, A. C., Motherway, E., & von Hippel, T. (2024). Investigating Mass Segregation of the Binary Stars in the Open Cluster NGC 6819. *ApJ*, 967(1), 44. [122](#)