



UNIVERSIDAD DE LA REPUBLICA
FACULTAD DE CIENCIAS
Instituto de Física
Departamento de Astronomía

Búsqueda y caracterización de nuevos grupos estelares móviles y jóvenes en el entorno solar

Monografía de la unidad curricular Introducción a la Investigación

Por: **Rafael Bertolotto**

Instituto de Física, Departamento de Astronomía, UdelaR

Tutor: Dr. Juan José Downes (Instituto de Física, Departamento de Astronomía & CURE, UdelaR)

Montevideo, 2021

Resumen

En las últimas décadas se encontraron grupos de estrellas coetáneas jóvenes (edades < 100 Maños) y co-móviles en el entorno solar ($d < 200pc$) conocidos como los Nearby Young Moving Groups (NYMG). Si bien se realizaron grandes avances en el estudio de los NYMG se desconoce si los sondeos actuales son completos.

Basados en la información astrométrica, cinemática y fotométrica del sondeo Gaia DR2 (Gaia Collaboration et al., 2018): (i) Se realizó una estimación del nivel de completitud de los sondeos de los NYMG conocidos a partir de la comparación de su Función de Masa Inicial (FMI) observada con la predicha por Salpeter (1955) y Hennebelle & Chabrier (2008). (ii) Se desarrolló e implementó un método de detección de NYMG basado en la búsqueda de Estrellas Masivas (EM) de la Secuencia Principal (SP) con edades necesariamente menores a 100Maños. (iii) Una vez caracterizadas estas EM, se buscaron estrellas de su entorno del espacio de fase con indicadores de juventud de diferentes sondeos, que describieran una secuencia consistente con una isocrona de menos de 100Maños de edad en las regiones de mayor masa de la SP y de menor masa de la pre-SP en el Diagrama Color-Magnitud.

Así, se encontraron los siguientes resultados: (i) Existen claros indicios de incompletitud y de contaminación en los sondeos actuales. (ii) Se detectaron 19 EM con edades menores a 100Maños de las cuales 4 pertenecen a agrupaciones ya conocidas. (iii) Se demostró que el método desarrollado permite re-detectar las agrupaciones de las 4 EM de NYMG conocidas. (iv) Se detectaron nuevos candidatos a miembros de NYMG en el entorno del espacio de fase de 7 EM (entre 180 y 300). (v) Se encontraron grupos de estrellas masivas asociadas cinemáticamente a 3 EM que no están asociadas a un candidato a NYMG. (vi) Se encontraron 6 EM que no presentan indicios de estar acompañadas por estrellas jóvenes. (vii) Se detectó un nuevo candidato a NYMG en el entorno del espacio de fase de 2 EM (40 estrellas candidatas).

Agradecimientos

A mi tutor Juan José, por sus enseñanzas, sus consejos, su paciencia y su constante apoyo y entendimiento. Por haberme iniciado al mundo de la investigación científica, por haberme escuchado, por haberme ayudado a construir ideas propias y por supuesto por haberme permitido ser parte de este trabajo.

A Tabaré Gallardo y Julio Fernández, por el tiempo y el esfuerzo que invirtieron en leer, corregir y comentar este trabajo.

Al Instituto de Física y al Departamento de Astronomía, por haberme dado acceso a la carrera de Astronomía y a excelentes docentes e investigadores de los cuales tanto he aprendido y espero aprender, sin quienes no hubiera podido entender ni participar de esta enriquecedora experiencia.

A mis padres Fernando y Lucía y mis hermanos Nicolás y Ricardo. Por su constante e incondicional apoyo, por siempre creer en mí y por ser los pilares de mi educación, de mi formación y de mi persona.

A Romina por siempre escuchar, discutir e interesarse de y por mi trabajo. Por siempre estar presente, por las largas conversaciones y por su forma de pensar que ayudaron a construir ideas presentes en este trabajo. Por su constante apoyo emocional como práctico y sus sabios consejos.

A mis amigos y compañeros de Astronomía Mauro, Santiago, Bruno, Matías y tantos otros compañeros de facultad, con quienes he compartido tantas horas de estudio y de discusión. Por las risas, comidas y pasillos de facultad compartidos.

A Mateo, Román, Gaspar, Guillermo, Diego, Iaron, Natalia, Victoria, Iván, Josefina, Juliana y mis demás amigos. Por siempre creer en mí y por su apoyo. Por las risas, lágrimas y locuras compartidas.

Contenido

Resumen	I
Agradecimientos	II
1. Las estrellas jóvenes del entorno solar	3
1.1. Los grupos estelares móviles, jóvenes y cercanos al sol	3
1.1.1. Descubrimiento, propiedades y motivaciones científicas	3
1.1.2. Métodos de detección, ventajas y desventajas observacionales	6
1.2. Los sondeos de estrellas jóvenes del entorno solar	10
1.2.1. Los sondeos SASY y BANYAN	10
1.2.2. Sondeos de estrellas masivas en el entorno solar	10
1.3. Evolución esquemática de estrellas de diferentes masas	12
1.3.1. Las etapas pre-SP, SP y post-SP	12
1.3.2. Relaciones M-L y tiempos de permanencia en la pre-SP y SP	16
1.4. Preguntas abiertas y objetivos del trabajo	16

1.4.1.	Algunas preguntas abiertas	16
1.4.2.	Objetivos	18
2.	Detección de grupos estelares cercanos en la era de Gaia	19
2.1.	Datos de Gaia y otros sondeos	20
2.2.	Indicios de incompletitud en los sondeos disponibles	24
2.3.	Selección de candidatas a estrellas jóvenes masivas	29
2.3.1.	Selección fotométrica de las estrellas masivas	31
2.3.2.	Caracterización de las candidatas a estrellas masivas	33
2.3.3.	Comparación cinemática de las EM con NYMG y RFE conocidos	35
2.4.	La función de selección de compañeras menos masivas	38
2.4.1.	Idea y diseño del algoritmo para la detección de NYMG	38
2.4.2.	Contaminación y sesgos en el DCM	41
2.4.3.	El DCM de las estrellas $M > 1,7M_{\odot}$ de un NYMG	42
2.4.4.	Validación de la función de selección	44
2.5.	Resultados de la función de selección	54
2.5.1.	Resultados para cada EM	55
3.	Análisis de resultados y conclusiones	61
3.1.	Resumen de resultados y conclusiones	61
3.2.	Recomendaciones y trabajo futuro	65

A. Apéndices	67
A.1. Cálculo analítico de la FMI	67
A.2. El límite superior de la región permitida del diagrama η vs. ζ	68
A.3. Diagramas del espacio de Fase	70

Lista de acrónimos

- NYMG: Nearby Young Moving Group
- FS: Función de Selección
- ϖ : paralaje en mas
- mp : movimientos propios
- V_{rad} : velocidad radial heliocéntrica
- M : masa
- L : luminosidad
- T_{eff} : temperatura efectiva
- Z : metalicidad
- SpT : tipo espectral
- M_G : magnitud absoluta en la banda G de Gaia
- FMI (o IMF): Función Inicial de Masa
- CIMF: continuidad-IMF
- FMG: Función de Masa del Grupo
- FL: Función de Luminosidad
- FLS: FL del sistema
- FLG: FL del grupo
- RFE: región de formación estelar
- EM: estrella masiva
- DCM: diagrama color-magnitud

- pc: parsec
- Maño: millón de año
- SP: Secuencia Principal
- M_{\odot} : masa solar
- RUWE: re-normalized unit weight error

Capítulo 1

Las estrellas jóvenes del entorno solar

1.1. Los grupos estelares móviles, jóvenes y cercanos al sol

Se conocen como *grupos estelares co-móviles, jóvenes y cercanos* (NYMG, del inglés *Nearby Young Moving Groups*) a conjuntos de estrellas jóvenes del entorno solar con cinemática similar. La literatura es ambigua en cuanto a la juventud y cercanía de estos grupos. En este trabajo se estudian grupos más jóvenes que 100 Maños ubicados a menos de 200 pc del sol¹.

1.1.1. Descubrimiento, propiedades y motivaciones científicas

A finales de la década de 1970, Herbig (1978) presentó una lista de estrellas candidatas a ser estrellas T-Tauri y post T-Tauri distribuidas por la vecindad solar, lo que permitió el descubrimiento del primer NYMG en 1992 a partir de la información cinemática de varias de estas estrellas con lo que se demostró que algunas formaban grupos cinemáticamente coherentes (e.g. Torres et al., 2008). Este descubrimiento impulsó una serie de estudios y sondeos para la búsqueda de grupos de estrellas jóvenes y co-móviles en la vecindad solar con los cuales se logró encontrar a la fecha aproximadamente 35 agrupaciones jóvenes y co-móviles de las cuales 19 cumplen nuestros criterios (e.g. Gagné & Faherty, 2018). La Figura 1.1 muestra

¹1Maños = 10^6 años y $pc \approx 3,1 \times 10^{16}m$

Tabla 1.1: Propiedades generales de los NYMG conocidos a la fecha con datos de Gagné & Faherty (2018) y Torres et al. (2008). El número de miembros es el de aquellos con probabilidad de membresía $P > 0,9$ según Gagné & Faherty (2018). Las últimas dos columnas indican las posiciones y velocidades cartesianas galácticas medias calculadas en el presente trabajo.

Nombre	Edad [Maños]	Distancia promedio [pc]	Miembros [#]	(X, Y, Z) [pc]	(U, V, W) [km ⁻¹]
β Pictoris	24	30	251	(20.2,-4.1,-17.8)	(-10.2,-15.5,-9.4)
118 TAU	10	100	12	(4.5,20.2,-4.1)	(-10.2,-15.5,-9.4)
CAR	45	60	134	(9.2,-72.6)	(-11.8,-22.0,-3.7)
COL	42	50	189	(-37.6,-44.3,-37.8)	(-13.0,-21.9,-5.3)
CRA	5	139	25	(145.8,-0.2,-46.8)	(-8.0,-17.4,-8.4)
EPSC	3.7	102	40	(49.9,-85.4,-26.1)	(-10.6,-19.2,-10.2)
IC2391	50	149	27	(1.9,-150.8,-18.3)	(-23.6,-14.5,-5.6)
IC2602	46	146	25	(49.3,-140.5,-13.0)	(-8.2,-20.0,-1.0)
LCC	15	110	436	(59.6,-94.6,13.6)	(-8.5,-20.4,-6.3)
OCT	35	130	122	(-8.8,-109.8,-60.0)	(-14.5,-3.1,-10.2)
PL8	60	130	26	(14.3,-132.4,-16.2)	(-10.9,-23.0,-3.8)
ROPH	2	131	118	(130.8,-16.1,39.8)	(-5.8,-15.2,-9.4)
USCO	13	130	130	(131.2,-21.2,49.4)	(-4.3,-16.7,-6.4)
TAU	2	120	243	(-121.8,11.1,-38.9)	(-14.2,-10.3,-9.6)
THA	45	46	212	(6.8,-24.9,-35.7)	(-10.0,-20.7,-0.7)
THOR	22	96	29	(-84.2,-24.8,-22.4)	(-12.1,-19.9,-8.9)
TWA	10	60	59	(18.9,-49.0,23.7)	(-9.5,-34.2,1.0)
UCL	16	130	554	(109.6,-63.3,31.5)	(-5.6,-19.6,-5.2)
UCRA	10	147	14	(145.1,-0.8,-38.5)	(-4.1,-17.0,-8.2)

la distribución en el cielo de los NYMG y sus propiedades generales se resumen en la Tabla 1.1.

El número de miembros conocidos de cada NYMG varía entre unas pocas decenas y unos centenares de estrellas (e.g. Gagné & Faherty, 2018; Torres et al., 2008). Es importante entender que actualmente se desconoce si se han hallado todos los miembros de los NYMG conocidos e incluso si se han detectado todos los NYMG existentes. Esta posible incompletitud es un problema central en el estudio de los NYMG ya que puede ser fuente de sesgos y restricciones en su caracterización física. La incompletitud en el número de miembros de algunos NYMG conocidos será discutida en la Sección 2.2 y, como veremos, la presencia de estrellas masivas en el entorno solar y no asociadas a grupos conocidos pudiera indicar la existencia de NYMGs todavía no detectados.

Los NYMG contienen estrellas T-Tauri y post T-Tauri las cuales todavía están colapsando hacia la Secuencia Principal (SP) y estrellas masivas que, dependiendo de su edad y masa, se encuentran ya en la SP o incluso en la fase post-SP. Algunos miembros pudieran poseer discos circumstelares en distintas etapas evolutivas mientras que otros ya los habrían disipado totalmente (e.g. Pawellek et al., 2021). Así, la cercanía y juventud de los NYMG hace de sus estrellas candidatas observacionales ideales para estudiar la formación y evolución planetaria, estelar y de discos circumstelares. Para ilustrar este punto, la Figura

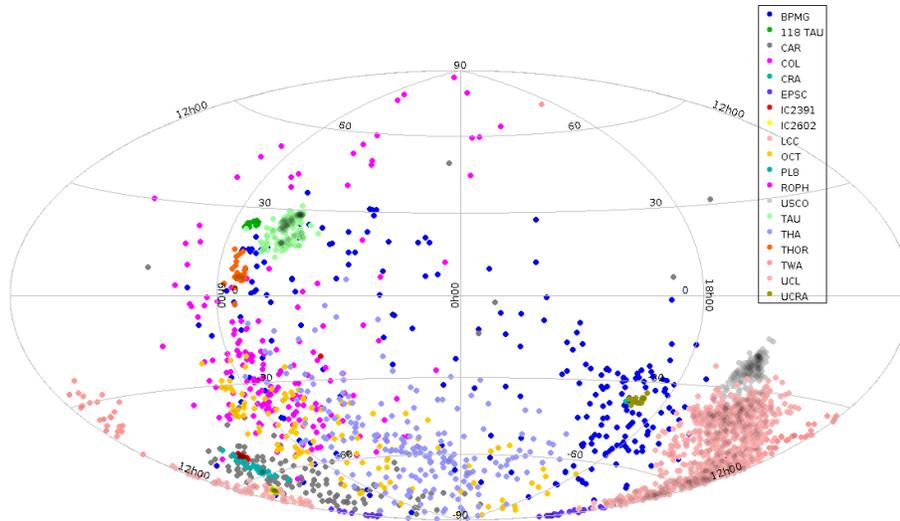


Figura 1.1: Distribución en el cielo y en coordenadas ecuatoriales de los NYMG conocidos (proyección aitoff).

1.2 muestra la imagen *directa* de un exoplaneta orbitando la estrella β -Pictoris de la asociación del mismo nombre. Actualmente una imagen de este tipo solamente se puede obtener de objetos cercanos al sol.

Los NYMG son relevantes también al estudio de la historia de formación, la estructura y la dinámica de la galaxia. Por ejemplo, a partir de las trayectorias y velocidades de los miembros de los NYMG es posible estimar el lugar donde estos se formaron, según explica Makarov (2007), quien calculó las trayectorias y edades de 101 estrellas T-Tauri, post T-Tauri y otras estrellas jóvenes de la SP encontrando que varias estrellas parecen haberse formado en las RFE Lupus y Corona Australis. Más recientemente, Quillen et al. (2020) integraron en el tiempo las órbitas de los NYMG con menos de 70 *Maños* de edad del catálogo de Gagné & Faherty (2018) con el objetivo de inferir su origen espacial. Encontraron que varios NYMG estudiados parecen haberse originados en regiones del disco galáctico más internas que la vecindad solar mientras que los grupos Argus y Octans parecerían provenir de regiones del disco más externas. Hallaron además que las regiones en las cuales estos grupos parecen haberse formado corresponden a zonas corrugadas del disco que pudieran ser generadas por ondas de densidad que se propagan en el disco de la galaxia (Shu, 2016). Aunque el origen de muchos NYMG sigue siendo un misterio, son candidatos observacionales ideales para estudiar el proceso por el cual las estrellas que nacen en regiones de formación estelar (RFE)

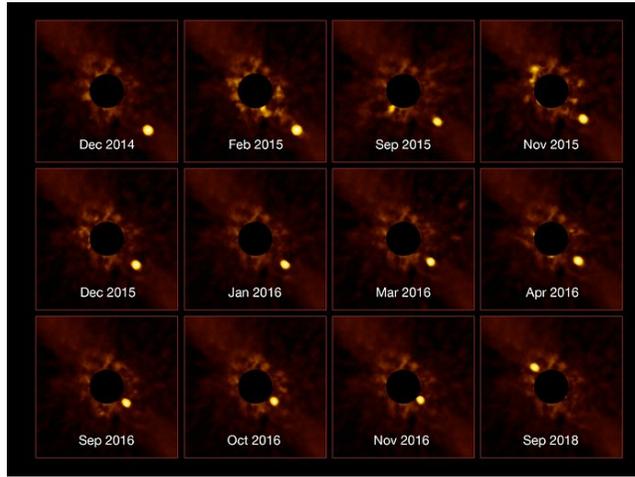


Figura 1.2: Imagen directa de un exoplaneta orbitando la estrella β Pictoris perteneciente al NYMG β -Pictoris. Creditos: ESO/Lagrange/SPHERE consortium.

pueblan el disco de la galaxia, para estudiar la propagación de ondas de densidad por el disco y estudiar localmente el potencial gravitatorio de la galaxia.

En resumen, los NYMG son relevantes en el estudio de procesos astrofísicos fundamentales como la evolución estelar temprana, evolución de discos circunestelares, formación planetaria y estructura y dinámica galáctica.

1.1.2. Métodos de detección, ventajas y desventajas observacionales

Las estrellas de masas $M \lesssim 1M_{\odot}$ ² que todavía se encuentran en la pre-SP son conocidas como T-Tauri. Estas son las estrellas jóvenes más abundantes y representan excelentes trazadoras de la presencia de NYMG. En la etapa T-Tauri las estrellas no fusionan H de manera estable en sus núcleos y su energía proviene principalmente de la energía térmica generada durante su colapso gravitatorio camino a la SP (Prialnik, 2000). En este período son capaces de fusionar en su centro Li , D e incluso trazas de H y, como las estrellas de baja masa son enteramente convectivas (Prialnik, 2000) todo el material pasará por las zonas centrales fusionando estos elementos y el resultado será observable cuando la misma convección haga que el material aflore a la superficie. Así, se observa el paulatino decaimiento de la abundancia de algunos

² $1M_{\odot} \approx 2 \times 10^{30} kg$

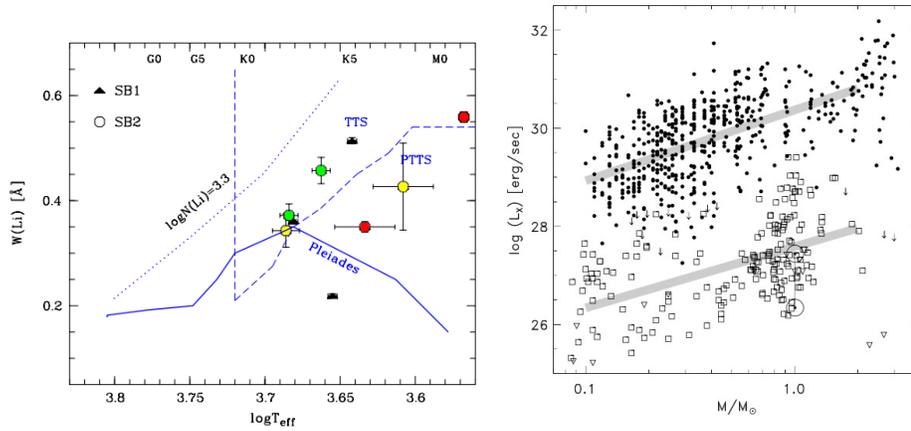


Figura 1.3: **Izquierda:** Ancho equivalente del Li W_{Li} como función de T_{eff} para estrellas binarias detectadas por el sondeo FEROS (Covino et al., 2005). La curva punteada representa las estrellas del sondeo. Los puntos indican estrellas T-Tauri y post T-Tauri conocidas. La recta vertical a trazos indica el valor máximo $T_{eff} = 5250K$ para el cual el Li es revelador de la edad. Para T_{eff} menores la curva a trazos indica la separación entre estrellas post T-Tauri y estrellas T-Tauri. La curva sólida indica la distribución promedio para estrellas de las Pléyades. Gráfico tomado de Covino et al. (2005). **Derecha:** Luminosidad de rayos-X como función de la masa estelar. Cuadros abiertos indican estrellas viejas del campo y los puntos oscuros indican estrellas jóvenes. Gráfico tomado de Preibisch (2007).

elementos mediante la atenuación de sus correspondientes líneas de absorción. En el caso del Li , el proceso es muy notorio y se conoce como *decaimiento del Li*. Por ejemplo, en el caso de una estrella de $\sim 0,8M_{\odot}$, este proceso acaba con el Li de la estrella en un período de ~ 60 *Maños* (Basri, 1998). Así, si una estrella de esa masa muestra Li necesariamente tiene una edad menor que ~ 60 *Maños*.

El panel izquierdo de la Figura 1.3 muestra el ancho equivalente W_{Li} de la línea $Li6707$ (que es un proxy de la porción de luminosidad del continuo absorbida por el Li) como función del tipo espectral SpT para estrellas de distintas edades. Este diagrama permite distinguir estrellas jóvenes de baja masa a partir de la intensidad de la absorción de Li siguiendo el siguiente razonamiento: El cúmulo de las Pléyades tiene ~ 100 *Maños* y se asume que sus estrellas son coetáneas. Las estrellas más masivas no son enteramente convectivas en ninguna etapa evolutiva por lo que su Li no indica su edad. Así, se puede determinar una masa límite tal que para masas mayores el decaimiento de Li se deja de observar y esa masa corresponde en la SP a una temperatura efectiva $T_{eff} = 5250K$ (Martin & Montes, 1997). De esta manera, el W_{Li} es indicador de edad únicamente si $T_{eff} < 5250K$ tal que estrellas con esas T_{eff} tendrán edades de menores a ~ 100 *Maños* si su W_{Li} es mucho mayor que para estrellas de la misma T_{eff} en las Pléyades.

Otra característica de las estrellas pre-SP de baja masa es la fuerte emisión en longitudes de onda de los rayos-X como muestra el panel derecho de la Figura 1.3. Según explican Feigelson et al. (2007), las estrellas más jóvenes presentan campos magnéticos multipolares muy complejos, en los que ocurren frecuentes conexiones y desconexiones de líneas de campo. Esto permite transformar energía potencial electromagnética en energía cinética al acelerar partículas cargadas que son así expulsadas a velocidades relativistas. Las desconexiones ocurren debido a la presión del gas y a la aceleración centrífuga generada por la rotación de la estrella, las cuales producen eyecciones de plasma de electrones y rayos-X. A su vez, cuando dos líneas de campo magnético entran en contacto de forma tangencial, estas son susceptibles de re-conectarse en nuevos patrones. Este cambio en la topología de las líneas de campo es, al igual que la desconexión, un fenómeno que permite acelerar partículas y liberar altas cantidades de energía en forma de rayos-X. Así, la detección de intensas líneas de emisión en rayos-X permite detectar estrellas T-Tauri.

Los dos métodos anteriores permiten estimar la edad de estrellas individuales pero es posible que por limitaciones observacionales no se puedan observar ni las líneas de Li ni las emisiones de rayos-X. En esos casos se aplican métodos cinemáticos en los que se dice que una estrella será joven si su posición y velocidad son similares a las de una población de estrellas jóvenes conocida. Este método sumado al análisis de la posición de la estrella en el diagrama H-R permite confirmar su juventud o, al menos, considerarla como buena candidata a estrella joven. En todo caso, es importante destacar que existen otros métodos de detección de estrellas T-Tauri, como la detección de actividad cromosférica, excesos infrarrojos (IR) debidos a la presencia de discos circumestelares de polvo y emisiones intensas de líneas como $H\alpha$ asociadas a la acreción de gas desde el disco circumestelar hacia la estrella.

Ventajas y desventajas de la observación de los NYMG

La observación de los NYMG posee ventajas y desventajas que son principalmente consecuencia de dos propiedades: su cercanía ($d < 200pc$) y la baja extinción ($A_V \lesssim 0,2$) del medio interestelar a esas distancias al Sol. Ambas propiedades ofrecen las siguientes ventajas observacionales:

1. Cercanía: intensifica los brillo aparentes lo que aumenta la señal a ruido (SNR) típica de las observaciones, esto hace que todos los miembros, incluso aquellos con masas casi planetarias sean detectables y que los movimientos propios (μ_α, μ_δ) sean más pronunciados y medibles con precisión aceptable en períodos de tiempo cortos. Además la cercanía produce paralajes ϖ mayores que son más fáciles

de medir. El cálculo preciso de ϖ es crucial para el cálculo de las distancias necesarias para calcular posiciones y velocidades rectangulares y magnitudes absolutas.

2. Brillo intenso: permite observar las estrellas en un amplio rango de longitudes de onda y realizar fotometría, astrometría y espectroscopía de alta precisión. Esto facilita la medida de velocidades radiales (V_{rad}), (μ_α, μ_δ) , abundancias químicas y emisiones no estelares como las provenientes de los discos circumestelares o planetas extrasolares.
3. Baja extinción: asegura una mínima atenuación de las emisiones estelares.

La cercanía ofrece también desventajas observacionales importantes. La más importante es que dadas las dimensiones típicas de los NYMG, su cercanía hace que su proyección en la esfera celeste ocupe extensas regiones del cielo (Figura 1.1) con las siguientes implicaciones:

1. Para realizar un estudio completo en número de los NYMG se necesitan sondeos y observaciones de todo el cielo, lo cual es observacionalmente muy costoso.
2. Se necesitan observaciones individuales de cada estrella para realizar estudios fotométricos, astrométricos o espectroscópicos ya que estas estrellas no se encuentran concentradas en un área pequeña del cielo que permita su observación simultánea.
3. Las estrellas más masivas y brillantes se vuelven más difíciles de estudiar ya que sus brillos aparentes son tan intensos que saturan las imágenes de la mayoría de los sondeos, incluso aquellos que emplean tiempos de integración breves.

Finalmente una limitación observacional fundamental es que los NYMG se mezclan cinemáticamente entre sí y con la población vieja del campo de manera que en una muestra típica de estrellas los miembros de un NYMG son generalmente una fracción muy pequeña. Esto hace muy difícil su distinción entre otras poblaciones estelares.

1.2. Los sondeos de estrellas jóvenes del entorno solar

1.2.1. Los sondeos SASY y BANYAN

En el año 2000, se inició el sondeo SASY (Search for Association Containing Young stars) que tenía como objetivo encontrar nuevos NYMG (Torres et al., 2008). El resultado principal es un catálogo de 2093 estrellas que cumplen tres condiciones: (i) poseen fuertes líneas de emisión en rayos-X detectadas en el ROSAT All Sky Bright Source Catalogue, (ii) tienen medidas de ϖ y de (μ_α, μ_δ) del catálogo TYCHO, el cual es producto del sondeo HIPPARCOS y (iii) son estrellas con S_pT más tardíos que G0 por lo que las líneas de absorción de Li son indicadoras de juventud. Es importante remarcar que aunque es uno de los sondeos más importantes de NYMGs, se realizó *únicamente en el hemisferio sur*, lo que explica en parte por qué la mayoría de las poblaciones presentadas en la Figura 1.1 se encuentran en ese hemisferio.

El proyecto BANYAN (Bayesian Analysis to identify Nearby Young AssociationNs; Gagné et al., 2013) es uno de los proyectos más importantes en el estudio de los NYMG. Los autores desarrollaron y aplicaron un método estadístico bayesiano que permite inferir probabilidades de membresía de estrellas del entorno solar a los NYMG *previamente conocidos* (Gagné et al., 2013). El algoritmo se basa en (μ_α, μ_δ) e información fotométrica y astrométrica de los catálogos 2MASS y WISE. Posteriormente, Gagné & Faherty (2018) extendieron el catálogo empleando los (μ_α, μ_δ) , V_{rad} , (α, δ) y ϖ del sondeo Gaia (Gaia Collaboration et al., 2018) hallando 898 nuevos miembros con altas probabilidades de membresía a partir del estudio de 695.952 estrellas. Aunque el proyecto BANYAN permitió elevar considerablemente el nivel de completitud de los NYMG conocidos, hemos encontrado indicios claros de incompletitud y contaminación en sus catálogos, lo cual discutiremos en la Sección 2.2.

1.2.2. Sondeos de estrellas masivas en el entorno solar

En el proyecto "GEMINI NICI Planet-Finding Campaign", dirigido a medir la frecuencia de planetas gigantes en torno a estrellas de distintas masas, Nielsen et al. (2013) realizaron un sondeo de estrellas de tipos B y A a menos de ~ 175 pc del sol. Basados en un catálogo inicial de 1353 estrellas, seleccionaron candidatos a estrellas de tipo A y B que cumplen alguna de las siguientes tres condiciones: (i) pertenece a un NYMG conocido, (ii) posee un disco de escombros y (iii) pertenece al catálogo Hipparcos. Así, el

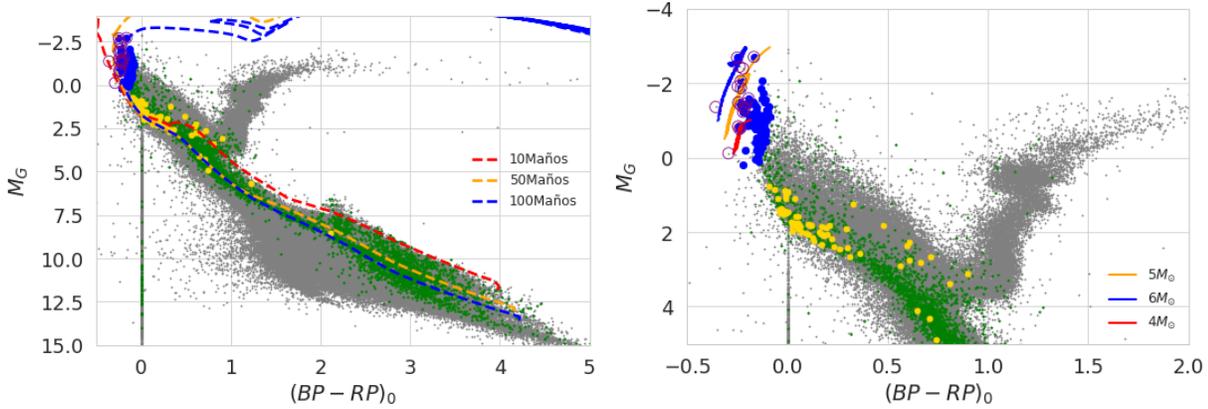


Figura 1.4: Diagrama color-magnitud absoluta corregido por extinción de todas las estrellas del catálogo StarHorse (Anders et al., 2019) en un volumen esférico de 200 pc de radio centrado en el Sol (puntos grises). Puntos verdes: contrapartes en el catálogo de miembros conocidos de los NYMG. Puntos azules: 86 contrapartes de StarHorse en el catálogo de estrellas masivas de Bouy & Alves (2015). Puntos amarillos: 65 contrapartes en el catálogo de estrellas masivas de Nielsen et al. (2013). Circunferencias violetas: 19 candidatas a estrellas masivas obtenidas en éste trabajo a partir del catálogo StarHorse (Capítulo 2). El panel izquierdo muestra el diagrama completo con isocronas de 10, 50 y 100 Maños de edad y metalicidad solar (curvas punteadas) y el panel derecho la región de las estrellas masivas con trayectorias evolutivas de estrellas de 4, 5 y 6 M_{\odot} (curvas sólidas).

catálogo resultante de contiene 70 estrellas de tipo A y B de las cuales 8 son miembros de NYMG conocidos extraídos de la literatura por Biller et al. (2013). Es importante remarcar que solamente seleccionaron estrellas detectables por el sondeo GEMINI NICI, esto es, estrellas con declinaciones $\delta > +20^{\circ}$.

Otra fuente importante de estrellas de SpT O y B proviene de Bouy & Alves (2015) cuyo resultado principal fue un mapa tridimensional de las estrellas O y B a menos de 500 pc del sol. Su búsqueda partió de un catálogo de 117.955 estrellas de HIPPARCOS construido por van Leeuwen (2007) con distancias calculadas a partir de los ϖ de HIPPARCOS. De las estrellas encontradas a menos de 500 pc, seleccionaron todas las estrellas con SpT O y B y con errores en ϖ menores al 25%. Así, hallaron 3523 estrellas de las cuales 927 poseen paralajes $\varpi \geq 5mas$ ³. Por otro lado, de esas 3523 estrellas sólo 2649 se encuentran en Gaia DR2 (Gaia Collaboration et al., 2018) y de esas 705 poseen ϖ de Gaia tal que $\varpi \geq 5mas$. Análogamente, sólo 696 estrellas de las 3523 figuran en el catálogo StarHorse (Anders et al., 2019) con distancias menores a 200pc. Si bien la motivación de Bouy & Alves (2015) era detectar RFE, el catálogo incluye estrellas O y B espacialmente dispersas y a menos de 200 pc. La Figura 1.4 muestra la distribución

³Asumiendo que la distancia $d [pc] = 1000/\varpi$, entonces $\varpi \geq 5mas$ equivale $d \leq 200pc$.

de las estrellas O y B del entorno solar y miembros de los NYMG en un diagrama color-magnitud absoluta. En la Sección 1.3 explicamos el porqué de esta distribución.

1.3. Evolución esquemática de estrellas de diferentes masas

Dependiendo de su masa las estrellas de un mismo NYMG pueden encontrarse en la SP, post-SP o pre-SP. Es fundamental entender la evolución de estrellas de distintas masas para entender sus observables, más precisamente su posición en diagramas color-magnitud. Las siguientes secciones resumen las propiedades de estrellas de distintas masas en la pre-SP, SP y post-SP, siguiendo la construcción de Prialnik (2000). Llamaremos *estrellas de baja masa* a aquellas cuya masa $M/M_{\odot} < 1$, *estrellas de masa intermedia* a aquellas con $1 \leq M/M_{\odot} < 3$ y *estrellas de alta masa* a aquellas con $M/M_{\odot} \geq 3$.

1.3.1. Las etapas pre-SP, SP y post-SP

La etapa pre-SP

Cuando una porción de una nube interestelar de gas y polvo empieza a colapsar bajo el efecto de su autogravedad, se puede considerar que las partículas se encuentran en caída libre. A medida que la densidad y la temperatura aumentan el gas en la zona de colapso se vuelve cada vez más opaco hasta que su interior deja de ser visible. El aumento de temperatura produce también la disociación del H_2 y a mayores temperaturas la ionización de H y finalmente del He . En este punto, la presión del gas ya es suficiente para enlentecer el colapso y permitir que este prosiga en un estado de cuasi-equilibrio hidrostático. Cuando esto ocurre, se dice que la porción de la nube que colapsó es ahora una protoestrella. Esta primera etapa de la formación es breve comparada con la vida total de la estrella pero cuanto mayor sea la masa inicial de la protoestrella, más intensa será su autogravedad y más corto será el tiempo de colapso.

Aunque parte de la energía gravitacional es transformada en radiación, en esta etapa la mayor parte es utilizada para la disociación del H_2 y la ionización del H y del He . Por este motivo, es una buena aproximación asumir que toda la energía es empleada en la disociación e ionización del gas. En base a dicha aproximación, se puede ver que cuando se llega a la etapa protoestelar, el interior de la *protoestrella de baja*

Tabla 1.2: Tiempos de permanencia en las etapas pre-SP, SP y post-SP como función de la masa (Prialnik, 2000)

M [M_{\odot}]	Tiempo de vida en la pre-SP [años]	Tiempo de vida en la SP [años]	Tiempo de vida en la post-SP [años]
15	$4,6 \times 10^4$	10^7	$1,9 \times 10^6$
9	$1,2 \times 10^5$	2×10^7	5×10^6
5	$4,5 \times 10^5$	7×10^7	$2,2 \times 10^7$
3	$1,7 \times 10^6$	2×10^8	10^8
1.5	$1,3 \times 10^7$	2×10^9	$> 7,3 \times 10^8$
1.25	$2,7 \times 10^7$	4×10^9	$> 1,7 \times 10^9$
1	$5,0 \times 10^7$	10^{10}	$> 5,8 \times 10^9$
0.5	$1,6 \times 10^8$

masa alcanza temperaturas medias del orden de $6 \times 10^4 K$ (vease ecuación 8.16 de Prialnik, 2000). A estas temperaturas, la opacidad de la protoestrella es muy alta, por lo cuál impide la transferencia radiativa de energía y, sumado a las diferencias de temperatura y presión entre las distintas capas internas de la protoestrella, se genera la transferencia de energía mediante desplazamientos de materia en celdas convectivas. De este análisis, se puede asumir como buena aproximación que las estrellas de baja masa son en las primeras etapas de su vida completamente convectivas. Por ello, la protoestrella sigue su colapso manteniendo su temperatura efectiva constante, lo cual implica una disminución de su luminosidad, hasta que el núcleo alcanza las condiciones de presión y temperaturas necesarias para iniciar la fusión del H a una tasa cuasi constante. El inicio de la fusión provoca un aumento de la temperatura interna y efectiva de la estrella hasta un valor constante, el cual marca su llegada a la SP. Este fenómeno se traduce en el diagrama H-R en una trayectoria vertical y luego horizontal hacía la SP, dicha trayectoria es conocida como *trayectoria de Hayashi*. Las estrellas menos masivas colapsan más lentamente que las más masivas, por lo que necesitan más tiempo para iniciar reacciones nucleares y alcanzar la SP. Dichas protoestrellas de baja masa, conocidas como estrellas T-Tauri, seguirán las trayectorias de Hayashi puramente convectivas hasta llegar a la SP. La trayectoria se muestra en la Figura 1.5 para la estrella de $0,2M_{\odot}$.

Las estrellas de alta masa no siguen trayectorias de Hayashi. Su alta masa induce un colapso más rápido ya que la presión del gas no logra frenar el colapso de manera eficiente como lo hace el gas de las estrellas menos masivas. Esto permite a la estrella iniciar muy rápidamente reacciones nucleares en su núcleo dónde las condiciones de presión y temperatura vuelven las probabilidades de fusión del H cada vez más altas. Esto permite a las estrellas masivas alcanzar la SP muy rápidamente como se muestra en la Figura 1.5 para el caso de una estrellas de masa $M/M_{\odot} > 6$ que alcanza la SP antes del millón de años.

En conclusión, las estrellas de menor masa inicial convergen a la SP muy lentamente y de manera

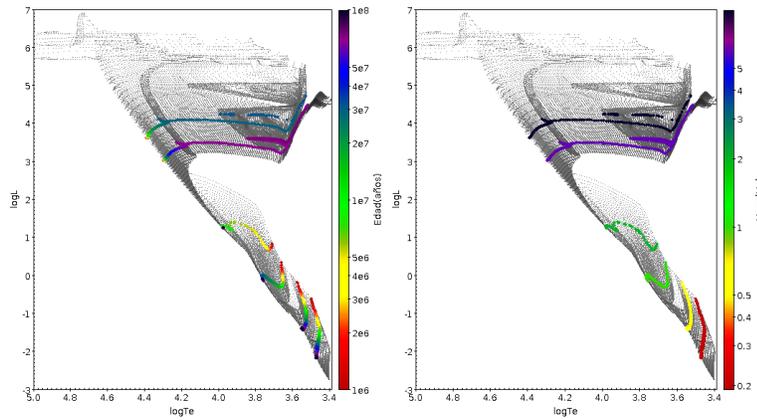


Figura 1.5: Trayectorias evolutivas para estrellas de distintas masas y edades menores a 100 *Maños* realizadas con los modelos de Parsec-Colibri (Marigo et al., 2017). Los mapas de colores indicad la edad en años (izquierda) y la masa en M_{\odot} (derecha).

vertical describiendo las trayectorias de Hayashi, mientras que las estrellas más masivas convergen hacia la SP muy rápidamente y siguiendo trayectorias horizontales. Los tiempos de vida en la etapa pre-SP para estrellas de diferente masa estimados por Prialnik (2000) se muestran en la Tabla 1.2.

Las etapas SP y post-SP

Una vez alcanzadas en el núcleo estelar las condiciones de presión y temperatura necesarias, se inicia la fusión estable del H , la cual marca el ingreso de la estrella a la SP dónde pasará la mayor parte de su existencia. La SP es la etapa más estable de la vida de la estrella. La tasa cuasi constante de fusión nuclear induce un aumento de la temperatura, que a su vez aumenta la presión del gas que se equilibra con la auto-gravedad de la estrella. Así, se alcanza el equilibrio hidrostático en la estrella y el equilibrio térmico en su superficie (Prialnik, 2000). De esta manera T_{eff} y L de una estrella en la SP se mantienen cuasi constantes. Estas condiciones de equilibrio, junto a que la generación de energía termonuclear es altamente dependiente de M garantizan la existencia de una fuerte correlación entre la T_{eff} , L y M que da lugar a la famosa SP del diagrama H-R donde pares de valores (T_{eff}, L) determinan de manera cuasi unívoca la masa de una estrella. Existen distintos modelos para determinar esta correlación, los cuales discutiremos en la Sección 1.3.2.

La fusión del H deja lugar progresivamente a un núcleo de He cuya masa continúa creciendo a medida

que se fusiona más H . La tasa de fusión del H es entonces cada vez menos eficiente en el núcleo y cada vez más eficiente en una capa que rodea al núcleo de He y que separa a este último de las capas externas de la estrella. Al no ocurrir más reacciones nucleares en el núcleo de He , es razonable despreciar los flujos de calor y asumir que el núcleo es isotérmico. En dichas condiciones existe una masa crítica del núcleo a partir de la cual este se vuelve inestable y colapsa debido a su auto-gravedad (Prialnik, 2000). Cuando se alcanza esta masa crítica y ocurre la inestabilidad, el equilibrio térmico se pierde y comienza una pérdida de calor del núcleo inducida por la liberación de energía gravitacional dada por el colapso. Esta pérdida de calor induce un aumento de la temperatura de la capa envolvente donde ocurre la fusión del H , la cual ocurre a través del ciclo CNO (Carbono, Nitrógeno y Oxígeno) en el que la energía liberada es proporcional a T^{16} (Prialnik, 2000). Así, un pequeño aumento en la temperatura induce un drástico aumento de la producción de energía que a su vez induce un aumento de la presión de radiación que genera la expansión de las capas externas de la estrella. La expansión produce una disminución de la T_{eff} y un aumento de la luminosidad que se traduce en el diagrama H-R en un desplazamiento de la estrella desde la SP hacia la derecha y hacia arriba describiendo la llamada rama de las sub-gigantes como se muestra en la Figura 1.5.

La temperatura sigue aumentando en la capa de combustión de H que rodea al núcleo y en el propio núcleo hasta que se vuelve a alcanzar el equilibrio térmico. Durante este proceso, la combustión del H permite el aumento en masa del núcleo de He y un aumento de energía que se traduce en un aumento progresivo de L . Por otro lado la alta opacidad de las capas externas más frías impide una transferencia radiativa eficiente lo que inicia la transferencia por convección. De esta manera, las capas externas se transforman en zonas de convección que aumentan L manteniendo T_{eff} constante. Ésto explica el último tramo vertical de la trayectoria mostrada en la Figura 1.5 denominado la rama de las gigantes rojas.

El proceso por el cual una estrella se desplaza de la SP hacia la rama de las gigantes atravesando la rama de las sub-gigantes ocurre en un período de tiempo muy corto y por lo tanto es difícil de observar. Por otro lado, la masa tiene nuevamente un papel crucial en todo este proceso ya que esta es completamente dependiente de la masa del núcleo cuasi isotérmico de He que se forma. Esto significa que estrellas de alta masa (en las que las condiciones de presión y temperatura para la fusión del H son alcanzadas mucho más rápidamente) logran generar un núcleo de He más rápido que las estrellas de más baja masa. En la Tabla 1.2 se presentan los tiempos de permanencia en las etapas pre-SP, SP y post-SP calculados por Prialnik (2000).

1.3.2. Relaciones M-L y tiempos de permanencia en la pre-SP y SP

En este trabajo emplearemos magnitudes absolutas y colores fotométricos para detectar estrellas de alta masa en la fase SP en el entorno solar y cuya edad sea menor que 100Maños . Como se verá en la Sección 2.3, necesitaremos hallar cuál es la masa de una estrella que sale de la SP a los 100Maños de edad y con ello definir el locus en un diagrama color-magnitud que ocupan todas las estrellas de la SP con masas mayores. Para ello emplearemos modelos de estructura, evolución y atmósferas estelares que nos permitan determinar esa masa mínima y establecer para una dada edad la magnitud absoluta en una dada banda fotométrica. Dicha relación se conoce como *relación Masa-Luminosidad* (M-L).

Empleamos los modelos de Baraffe et al. (2015) para masas $0,015 < M/M_{\odot} < 1,4$ y los modelos de Marigo et al. (2017) para masas $0,8 < M/M_{\odot} < 60$. Ambos incluyen isocronas de la SP, pre-SP y post-SP y predicen isocronas similares en el intervalo de masas $0,8 < M/M_{\odot} < 1,4$ que comparten (Suárez et al., 2019). Las isocronas utilizadas fueron construidas asumiendo metalicidad solar, por lo que se supone en este trabajo que las estrellas del entorno solar tienen una metalicidad similar a la del Sol.

Estos modelos permiten estimar la edad de una estrella de magnitud absoluta y color conocidos asumiendo que la edad será la de la isocrona más cercana a dicha estrella en un diagrama color-magnitud. De esta manera, estos modelos no solamente nos permiten relacionar la masa con la magnitud, sino también con la edad, lo cual es crucial para este trabajo.

1.4. Preguntas abiertas y objetivos del trabajo

En esta sección, introducimos y comentamos algunas de las preguntas abiertas que reflejan los problemas y motivaciones científicas actuales en el estudio de los NYMG. Luego, presentamos los objetivos del trabajo motivados también por estas preguntas.

1.4.1. Algunas preguntas abiertas

Veamos algunas preguntas científicas concretas que motivan el estudio de los NYMG.

¿Cuál es el nivel de completitud de las muestras disponibles?

El problema central en el estudio de los NYMG es que desconocemos la completitud en número y masa estelar de los sondeos disponibles. Es decir, desconocemos si todos los NYMG han sido detectados y si han sido detectados todos los miembros de cada NYMG conocido. Las incompletitudes pueden sesgar las conclusiones científicas y por eso es importante conocerlas, caracterizarlas e incluirlas en el análisis.

¿Son los NYMG remanentes de poblaciones estelares que se están disgregando?

Es plausible que algunos miembros de una población de estrellas que se formaron juntas se hayan desligado gravitatoriamente de la población, y esta haya quedado dividida en un conjunto de estrellas con cinemáticas similares, que actualmente observamos como un NYMG más un conjunto de estrellas dispersas que perdieron la huella cinemática del grupo original. Si este fuera el caso, es natural preguntarse dónde se encuentran las estrellas perdidas por los grupos y si estas son las estrellas jóvenes dispersas que se observan en el entorno solar y que carecen de una membresía clara a un NYMG. Esto se relaciona con la incompletitud de los sondeos, pues si este fuera el escenario físico, los sondeos pudieran haber encontrado todos los miembros de cada NYMG pero no todos los miembros de las poblaciones originales a las que dichos NYMG pertenecían.

¿Son los NYMG representantes del mecanismo general por el cual las estrellas se dispersan desde las RFE para poblar el disco de la galaxia?

Han surgido en los últimos años indicios de que algunos NYMG pudieran provenir de una misma RFE (RFE Makarov, 2007). Esto nos lleva a plantearnos varias interrogantes importantes: ¿De dónde provienen todos los NYMG conocidos? ¿Se observan estructuras equivalentes a los NYMG en las cercanías de RFE más lejanas? ¿Es completa la FL resultante de la unión de los NYMG conocidos de una misma edad? ¿Permiten los NYMG medir la eficiencia con que se puebla el disco de la galaxia con estrellas recién formadas? ¿Pueden poblaciones de distintas edades provenir de una misma RFE? Esto último podría dar cuenta de la historia de formación estelar de la región, es decir que se podría estimar en qué momento se formaron los distintos grupos de estrellas que pueblan actualmente a la vecindad solar.

1.4.2. Objetivos

El objetivo general de este trabajo es desarrollar e implementar un método de detección de nuevos NYMG y de nuevos miembros de NYMG ya conocidos, basado en la búsqueda, detección y caracterización de estrellas masivas ubicadas en la SP. Para cumplir con este objetivo general, es necesario cumplir con los siguientes objetivos específicos:

1. Estimar el nivel de completitud de los catálogos disponibles de miembros de los NYMG mediante un algoritmo basado en el cálculo de la función de luminosidad (FL) de cada grupo.
2. Detectar candidatas fotométricas a estrellas masivas de la SP con una edad menor que 100 Maños en un volumen esférico de 200 *pc* de radio y centrado en el Sol en base a su distribución en diagramas color-magnitud predicha por los modelos de atmósferas estelares.
3. Caracterizar la muestra resultante en términos de su completitud y de las propiedades cinemáticas, fotométricas y de multiplicidad de las estrellas individuales
4. Identificar aquellas candidatas a estrellas masivas que son: miembros previamente conocidos de los NYMG, nuevos miembros de NYMG conocidos o potenciales trazadores de nuevos NYMG
5. Detectar en el mismo volumen las estrellas menos masivas que muestren cinemática y distribución en el diagrama H-R consistentes con las candidatas masivas
6. Validar los métodos de detección de candidatos a NYMG verificando que los grupos ya conocidos son re-detectados y que las edades estimadas de dichos grupos por las isocronas de los modelos de corresponden a las edades previamente reportadas.
7. Explorar la presencia en bases de datos públicas de indicadores espectroscópicos de juventud en las estrellas seleccionadas

Capítulo 2

Detección de grupos estelares cercanos en la era de Gaia

En este capítulo se presenta un estudio de la completitud de los sondeos disponibles para cada NYMG mediante la comparación de la FL predicha a partir de una función de masa estándar y la FL observada. Luego se determina el locus del diagrama color-magnitud en el que se encuentran las estrellas de la SP con edades menores a 100Maños para así seleccionar todas las estrellas del catálogo StarHorse (Anders et al., 2019) que se encuentran en ese locus y dentro de una esfera de 200pc de radio centrada en el sol. Las candidatas a estrellas masivas cercanas así seleccionadas fueron caracterizadas según su SpT, multiplicidad, posiciones y velocidades cartesianas galácticas heliocéntricas con información proveniente de los catálogos Gaia DR2 (Gaia Collaboration et al., 2018), RAVE (Steinmetz et al., 2020) y Simbad con lo que se determinó su posible pertenencia a algún NYMG conocido. Finalmente se muestra la estrategia y resultados de la búsqueda de estrellas menos masivas con cinemáticas similares a las de las estrellas masivas detectadas y que pudieran conformar posibles nuevos NYMG.

2.1. Datos de Gaia y otros sondeos

Para la detección de candidatas a estrellas masivas (EM) del entorno solar y de posibles nuevas agrupaciones, se utilizaron datos públicos, fotométricos y astrométricos, de los siguientes sondeos:

El catálogo de los NYMG

Catálogo de 7994 estrellas con membresía probable a algún NYMG resultado de la compilación (Downes, J. J., comunicación privada) de los catálogos de: Gagné & Faherty (2018); Torres et al. (2006); Viana Almeida et al. (2009); da Silva et al. (2009); De Silva et al. (2013); Elliott et al. (2014); Malo et al. (2013, 2014); Malo et al. (2014); Gagné et al. (2015); Cruz et al. (2009); Dawson et al. (2013); Kraus et al. (2014); Murphy & Lawson (2015); Ducourant et al. (2014); Galvez-Ortiz et al. (2010, 2014); Makarov & Urban (2000); Moor et al. (2013); Riedel et al. (2014); Shkolnik et al. (2012); Zuckerman & Song (2004).

Gaia DR2 (Gaia Collaboration et al., 2018)

El catálogo Gaia DR2 es el resultado de 5 años (2013-2018) de mediciones fotométricas y astrométricas realizadas por el satélite Gaia (e.g. Gaia Collaboration et al., 2018) en las bandas fotométricas G , G_{BP} y G_{RP} que cubren el rango de longitudes de onda $300 < \lambda/nm < 1100$. Este catálogo es una herramienta revolucionaria en la historia de la astronomía y fundamental para este trabajo principalmente porque provee de medidas muy precisas de ϖ , mp , V_{rad} y magnitudes de un gran número de estrellas. Incluye información fotométrica y astrométrica para más de 10^{10} estrellas con brillos de hasta $G \sim 22$ y en todo el cielo (Gaia Collaboration et al., 2018) de las cuales 5,108,289 se encuentran a menos de $200pc$ del sol, lo cual hace a este catálogo el más completo del entorno solar en la actualidad. A pesar de ello, encontramos que solo 365,415 estrellas poseen V_{rad} medidas por Gaia, es decir un 7% de la muestra total del entorno solar.

En este trabajo empleamos los siguientes datos del catálogo de Gaia: G , G_{BP} , G_{RP} , ϖ , mp , V_{rad} y la variable RUWE¹ que da una medida de la calidad de la solución astrométrica de 5 parámetros que puede ser considerada buena si $RUWE \leq 1,4$ (Lindgren, 2018). Como se verá en la Sección 2.3.2, esta cantidad es

¹Del inglés *Re-normalized Unit Weight Error*, que se define como el χ^2 astrométrico normalizado por el número de observaciones realizadas por Gaia

útil para la detección de candidatos a sistemas múltiples no resueltos para los cuales $RUWE > 1,4$ debido a la dispersión introducida por el movimiento de los componentes de los sistemas (Lindegren, 2018).

El catálogo de Gaia de estrellas jóvenes del entorno solar (Zari et al., 2018)

Con información de Gaia DR2, Zari et al. (2018) construyeron un mapa con las distribuciones espaciales 3D de las estrellas jóvenes a menos de $500pc$ del Sol. Utilizaron la G corregida por extinción, ϖ^2 y (α, δ) . Basados en las isocronas sintéticas de Bressan et al. (2012) para $Z = Z_{\odot}$, definieron el locus de la SP en el diagrama G vs. $BP - RP$ y la correspondiente secuencia de las binarias. Clasificaron como pre-SP a 43719 estrellas con errores de ϖ menores al 20% y con valores de G entre la secuencia de las binarias y $G = 4$. Adicionalmente, clasificaron 86102 estrellas como estrellas jóvenes de la SP superior (con SpT O, B y A) a todas las estrellas con colores intrínsecos $BP - RP \leq 0,4mag$ y $M_G \leq 3,5mag$.

Aunque Zari et al. (2018) no orientaron su trabajo hacia el estudio de NYMGs sino al de la distribución espacial de RFE en el entorno solar, es una referencia importante sobre la distribución espacial y caracterización de estrellas jóvenes con Gaia y sus datos son útiles para identificar estrellas jóvenes que pudieran ser trazadoras de NYMG. Como se verá en la Sección 2.3 todas nuestras candidatas a EM fueron clasificadas por Zari et al. (2018) como estrellas de la SP superior.

StarHorse (Anders et al., 2019)

En base a los paralajes y a la fotometría de Gaia DR2, PanSTARRS-1, 2MASS y AllWISE, Anders et al. (2019) calcularon las distancias y extinciones de más de 265×10^6 estrellas de todo el cielo utilizando un método de inferencia Bayesiana. Anders et al. (2019) aseguran que sus resultados alcanzan una precisión con un error medio de 5% en el cálculo de distancias para más de 137×10^6 estrellas. Un total de 1,472,482 estrellas del catálogo se encuentran a menos de $200pc$ del sol, lo que corresponde al 25% de la muestra total de Gaia en el entorno solar. Se utilizaron de este catálogo M_G y el color intrínsecos $BP - RP$.

Como se indicó en la Sección 1.4.2, un objetivo del trabajo es desarrollar y validar un método de detección de NYMG a partir de EM. Para ello se decidió trabajar con el catálogo StarHorse que garantiza

²Donde ϖ es el paralaje medido en mas

que las EM tengan V_{rad} y A_V precisas.

RAVE (Steinmetz et al., 2020)

El catálogo RAVE³ DR6 es el resultado de 10 años (2003-2013) de mediciones espectroscópicas de alta resolución en el rango de longitudes de onda $8410 < \lambda / \text{Å} < 8795$ de 518,387 estrellas con brillos $9 < I_C < 12$, elegidas estocásticamente en todo el hemisferio sur (Steinmetz et al., 2020). De este sondeo, empleamos las V_{rad} y los indicadores de actividad cromosférica. Se encontró que 45,486 de las estrellas de este catálogo se encuentran a menos de $200pc$ del sol y en el catálogo de Gaia ($\sim 1\%$ de la muestra de Gaia en el entorno solar y $\sim 8\%$ del catálogo RAVE).

La base de datos Simbad

La base de datos Simbad es una herramienta fundamental del Observatorio Virtual que consiste en la compilación de numerosos catálogos astronómicos públicos. Se utilizó Simbad para obtener información sobre multiplicidad, variabilidad, SpT y V_{rad} de las estrellas estudiadas. Se encontró que 391,707 de las estrellas de esta base de datos se encuentran a menos de $200pc$ del sol y en el catálogo de Gaia, lo cual corresponde al $\sim 8\%$ de la muestra de Gaia del entorno solar.

Creación del catálogo maestro

Para centralizar la información, se construyó un catálogo maestro que incluye toda la información de los sondeos mencionados. Se utilizó el servicio de Marrese et al. (2019) para obtener los identificadores del catálogo de todas las estrellas de Gaia DR2 con paralajes $\varpi > 5mas$ presentes en el catálogo RAVE DR5 y en el catálogo de Bouy & Alves (2015). Para sumar la información de los catálogos restantes que están ausentes de Marrese et al. (2019) se desarrolló un código en R (R Core Team, 2020) que ejecuta instrucciones del software STILTS para encontrar los matches⁴. El software ejecuta el siguientes algoritmo:

³del inglés *RA*dial *V*elocity *E*xperiment

⁴Seguendo el argot de la astronomía observacional, llamamos *match* a la identificación de una misma fuente en distintos catálogos a partir de sus coordenadas y una dada tolerancia.

1. Se toma el catálogo con las 5,108,289 fuentes de Gaia en el volumen de $200pc$ y se identifican mediante los identificadores únicos de Gaia aquellas estrellas encontradas por Marrese et al. (2019) en RAVE DR5. Así se encontraron 45,486 con indicadores de actividad cromosférica y V_{rad} de RAVE. Las 5,108,289 no encontradas se mantienen en el catálogo para su búsqueda en otras bases de datos.
2. Mediante un procedimiento análogo se identificaron 7586 estrellas de Zari et al. (2018) clasificadas como pre-SP, 12,100 como estrellas de la SP superior y 720 estrellas de Bouy & Alves (2015).
3. A partir de (α, δ) y una tolerancia de $3''$ se identificaron 67 estrellas de Nielsen et al. (2013).
4. A partir de un procedimiento análogo al del paso anterior se identificaron 391,707 estrellas Simbad extrayéndose sus SpT y V_{rad} . Las estrellas no encontradas permanecieron en el catálogo resultante.
5. Análogamente se buscaron las estrellas del catálogo de NYMG conocidos. Se detectaron 6,670 estrellas y de estas se incluyó en el catálogo maestro su NYMG de pertenencia, edad del grupo y, en caso de tenerla, la probabilidad de pertenencia.
6. Se calcularon las coordenadas galácticas cartesianas heliocéntricas (X, Y, Z) a partir del paralaje ϖ y las coordenadas (α, δ) de Gaia. Como la selección del catálogo de partida se hizo en términos del paralaje, todas sus estrellas cuentan con paralaje y posiciones (X, Y, Z) .
7. Finalmente se calcularon las velocidades cartesianas galácticas heliocéntricas (U, V, W) de todas las estrellas con V_{rad} . Se emplearon (μ_α, μ_δ) , (α, δ) y ϖ de Gaia DR2 y para aquellas estrellas con más de una V_{rad} disponible (Gaia DR2, RAVE DR5 y/o Simbad) se empleó su valor promedio. Se calcularon así las velocidades (U, V, W) de 400,608 estrellas del entorno solar. Particularmente, se encontró que 3,468 del catálogo de 7,994 estrellas de los NYMG poseen al menos una V_{rad} (1,879 son V_{rad} de Gaia, 427 de RAVE DR5 y 3279 de Simbad).

Es importante remarcar que 399,383 estrellas de las 400,608 con (U, V, W) tienen errores fraccionales $\sigma_\varpi/\varpi \leq 0,2$ lo que justifica el uso de $d = 1000/\varpi$ para el cálculo de distancias (Bailer-Jones, 2015).

Tabla 2.1: Número de estrellas en los catálogos considerados

Catálogo	Total de estrellas	Estrellas encontradas en Gaia DR2	Estrellas con (U, V, W)
Compilación de NYMG	7.994	6.670	3.468
pre-MS de Zari et al. (2018)	43.719	7.586	1.426
SP superior de Zari et al. (2018)	86.102	12.100	6.877
Nielsen et al. (2013)	92	67	59
Bouy & Alves (2015)	3.533	720	616
RAVE DR5	518.387	45.486	45.486
Catálogo maestro	5.108.289	5.108.289	400.608

2.2. Indicios de incompletitud en los sondeos disponibles

Luego de los importantes avances en el estudio de los NYMG, es natural preguntarse: ¿El catálogo de todos los NYMG conocidos actualmente es completo en número y/o masa? o, en otras palabras, ¿se han descubierto todos los miembros de los NYMG conocidos? En esta sección desarrollamos y aplicamos un método para cuantificar los niveles de incompletitud y contaminación del catálogo. Empezaremos por introducir los conceptos de Función de Masa Inicial (FMI) y Función de Luminosidad (FL).

La Función de Masa Inicial

Se define a la FMI como la función de distribución de masas estelares de una población al momento de su formación. La FMI es una predicción importante de las teorías de formación estelar y un ingrediente fundamental en el estudio de la astronomía galáctica y extra-galáctica. Aunque no ha sido desarrollada todavía una teoría general de la FMI, existen en la actualidad modelos numéricos y analíticos construidos en base a estudios observacionales y/o teóricos. Los estudios observacionales en RFE (e.g. Suárez et al., 2019) sugieren que la FMI de una población con metalicidad solar sigue una distribución log-normal como la predicha por Hennebelle & Chabrier (2008) con un valor medio de $\sim \text{Log}_{10}(0,3)$ y con una desviación estándar $\sigma \sim 0,57$ para masas menores a $1,4M_{\odot}$. Sin embargo, para masas $M > M_{\odot}$ Suárez et al. (2019) encontraron que la FMI sigue una ley de potencia proporcional a $M^{-\beta}$ donde $\beta = 1,35$ es consistente con el parámetro determinado empíricamente por Salpeter (1955). Además, Suárez et al. (2019) hallaron que las distribuciones de Hennebelle & Chabrier (2008) y Salpeter (1955) son consistentes en la región $1 \leq M/M_{\odot} \leq 1,4$. Basados en estos resultados, se decidió utilizar como FMI normalizada la siguiente función de distribución $f(x)$ cuya deducción se muestra en el Apéndice A.1:

$$f(x) = \frac{1,03}{\sqrt{2\pi\sigma^2}} \left[e^{-\frac{(x-x_0)^2}{2\sigma^2}} H(-x) + \frac{e^{-\frac{x_0^2}{2\sigma^2}}}{10^{\beta x}} H(x) \right] \quad (2.2.1)$$

donde $x = \text{Log}_{10}(M/M_{\odot})$, M es la masa estelar en M_{\odot} , $\sigma = 0,57$ es la desviación estándar, $x_0 = \text{log}_{10}(0,3)$ la masa característica y $H(x)$ la función Heaviside.

Llamaremos *FMI* a la función de masa del grupo estelar del que se formó un dado NYMG y llamaremos *Función de Masa del Grupo (FMG)* a la distribución de masas observada de ese dado NYMG. Nótese que la FMI y la FMG no son necesariamente iguales. Por ejemplo, si la dispersión espacial y cinemática de las estrellas más sesgos observacionales evitara la identificación de algunas estrellas de la población, la muestra sería incompleta pues la FMG tendría menos estrellas que la FMI. Análogamente, si la muestra observada estuviera contaminada por estrellas que no son miembros de la población la FMI tendría menos estrellas que la FMG. Si suponemos que la FMI es universal y que sigue la forma dada por la Ecuación 2.2.1 podemos compararla con la FMG y evaluar el nivel de completitud o contaminación del catálogo del correspondiente NYMG.

El ejercicio anterior no es simple pues la masa no es un observable y en consecuencia tampoco lo es la FMG. Emplearemos entonces como un proxy a la Función de Luminosidad (FL), que es la función de distribución de magnitudes absolutas de las estrellas de una dada población. La obtenemos interpolando las masa extraídas de la FMI universal en una relación masa-luminosidad correspondiente a la edad y metalicidad del dado NYMG con lo que obtenemos las magnitudes absolutas y la FL correspondiente. La Función de Luminosidad del Grupo (i.e. el proxy de la FMG) se obtiene a partir de las magnitudes aparentes observadas, los ϖ y las A_V reportadas en StarHorse con lo que se pueden calcular las magnitudes absolutas.

A todo lo anterior se suma que en las observaciones pudiera haber sistemas estelares múltiples no resueltos por Gaia. En consecuencia, la FLG (observada) no correspondería a la FL de las *estrellas individuales* sino a la FL de los *sistemas estelares*, por esta razón se habla de una FL "del Sistema"(FLS). Análogamente, las FMI construidas por Hennebelle & Chabrier (2008) y Salpeter (1955) son las IMF de los *sistemas estelares*. Si asumimos que la FMI de los sistemas estelares es universal, podremos comparar la FLG observada con la FLS predicha por los modelos y así evaluar el nivel de completitud del catálogo de un dado NYMG.

El algoritmo de comparación

En resumen, se empleó el catálogo de NYMG descrito en la Sección 2.1 para comparar las FLG observadas de algunos NYMG con la FL predicha por la FMI de la Ecuación 2.2.1 y las relaciones masa-luminosidad de Baraffe et al. (2015) para $M < 0,8M_{\odot}$ y de Marigo et al. (2017) para $M > 0,8M_{\odot}$. Para ello, se diseñó y desarrolló un programa en lenguaje Python (Van Rossum & Drake Jr, 1995) que realiza el siguiente algoritmo para cada NYMG del catálogo e incluidas en la Tabla 1.1⁵:

1. Se seleccionan los NYMG del catálogo más jóvenes que 100 Maños y a menos de 200pc del sol.
2. Se rechazan NYMG más jóvenes que 10 Maños ya que pueden estar muy afectados por extinción.
3. Para cada NYMG se rechazan todos los miembros con probabilidades de pertenencia $P < 0,9$ estimadas por Gagné & Faherty (2018).
4. Se rechazan los NYMG con menos de 100 miembros conocidos pues el error de conte en la FL es elevado y se hace necesario un análisis estadístico más profundo.
5. Se calculan las extinciones medias A_G calculadas por Gaia para cada NYMG y se asigna el valor a todas las estrellas del grupo que no poseen A_G .
6. Se calculan M_G y $(BP - RP)_0$ a partir de A_G , $E(BP - RP)$ y ϖ para las estrellas de cada NYMG mediante $M_G = G + 5 - 5\log_{10}(1000/\varpi) - A_G$ y $(BP - RP)_0 = (BP - RP) - E(BP - RP)$.
7. Se construye para cada NYMG seleccionado la FLG (del sistema) observada en la banda R_P y el diagrama M_G vs. $(BP - RP)_0$.
8. Se genera para cada NYMG una población sintética de N estrellas con masas seleccionadas estocásticamente de la Ecuación 2.2.1 donde N es el numero de estrellas observadas en el NYMG. Se interpolan las masas en los modelos de Baraffe et al. (2015) y de Parsec-Colibri (Marigo et al., 2017) para una edad igual a la edad del NYMG y $Z = Z_{\odot}$ para obtener la M_G correspondiente. El ejercicio se repite 1000 veces y se calcula la media de la FMI sintética, de la correspondiente FL sintética y el diagrama color-magnitud M_G vs. $(BP - RP)_0$ sintético medio.

⁵Este algoritmo fue desarrollado en el marco del proyecto final del curso "Física Computacional" cursada en la Facultad de Ciencias en el semestre par del 2020 para luego ser empleado en este trabajo con el acuerdo del coordinador del curso.

9. Se calculan los residuos entre la FL sintética media y la FLG observada.
10. Finalmente se grafican para cada NYMG la FMI sintética media, el diagrama M_G vs. $(BP - RP)_0$ observado y sintético medio, la FL sintética media, la FLS observada y los residuos entre ambas. Un ejemplo de esta salida gráfica se muestra en la Figura 2.1.

Al aplicar el algoritmo a las 19 NYMG de la Tabla 1.1, se encontró que solamente los siguientes ocho grupos cumplían con los criterios de selección: BPMG, COL, THA, LCC, UCL, OCT, USCO y CAR pues la mayoría de las restantes agrupaciones tenían menos de 100 miembros. Como ejemplo, la Figura 2.1 muestra los resultados obtenidos para los 251 candidatos a miembros del grupo β -Pictoris presentes en el catálogo maestro. Se llega a ese número luego de excluir los candidatos con probabilidad de membresía menor al 90 %. Este grupo es uno de los NYMG más y mejor estudiados e ilustra muy bien la detección de contaminación e incompletitud mediante la comparación de las FL observada y simulada. Diremos que la observación en un dado bin de magnitudes es *incompleta* si el residuo $FL_{simulada} - FL_{observada}$ es positivo y mayor al error combinado de ambos conteos y diremos que está *contaminada* si el residuo es negativo y su modulo mayor al error combinado. Los resultados muestran que ambas FL son consistentes dentro de las incertidumbres lo que sugiere que la muestra de miembros es completa y poco contaminada excepto por la incompletitud en la región de estrellas más masivas con $0 < M_G/mag < 2,5$. Sin embargo, el DCM de la Figura 2.1 muestra que los miembros (puntos azules) describen dos secuencias en la región de bajas masas ($M_G \geq 9$): unos siguen la isocrona sintética de *24Maños* (puntos rojos) y otros siguen la SP. Esto indica que la muestra posee contaminación debida a estrellas viejas en la SP que es detectable en el DCM pero sorprendentemente *no lo es en las FL*. En otras palabras, los errores de conteo no nos permiten diferenciar la FL de una población estelar de la edad de β -Pictoris de la FL de esta misma población contaminada por estrellas viejas del entorno cinemático de β -Pictoris. Notamos dos posibles explicaciones de este fenómeno: (a) las estrellas consideradas que realmente son miembros de β -Pictoris representan una muestra representativa de la FMI de esta población y las estrellas viejas del campo conforman una FL similar a la de β -Pictoris, o (b) las estrellas de β -Pictoris consideradas no forman una muestra representativa de la FMI de esta población y las estrellas contaminantes tienen una distribución de brillos tal que la FL total parezca completa. Para disminuir esta incertidumbre, se ejecutó nuevamente el algoritmo después de eliminar las 120 estrellas (47 %) ubicadas en la SP donde la isocrona de β -Pictoris se separa claramente de la SP y los resultados se muestran en la Figura 2.2 que muestran claras incompletitudes y contaminaciones en distintos rangos de brillo.

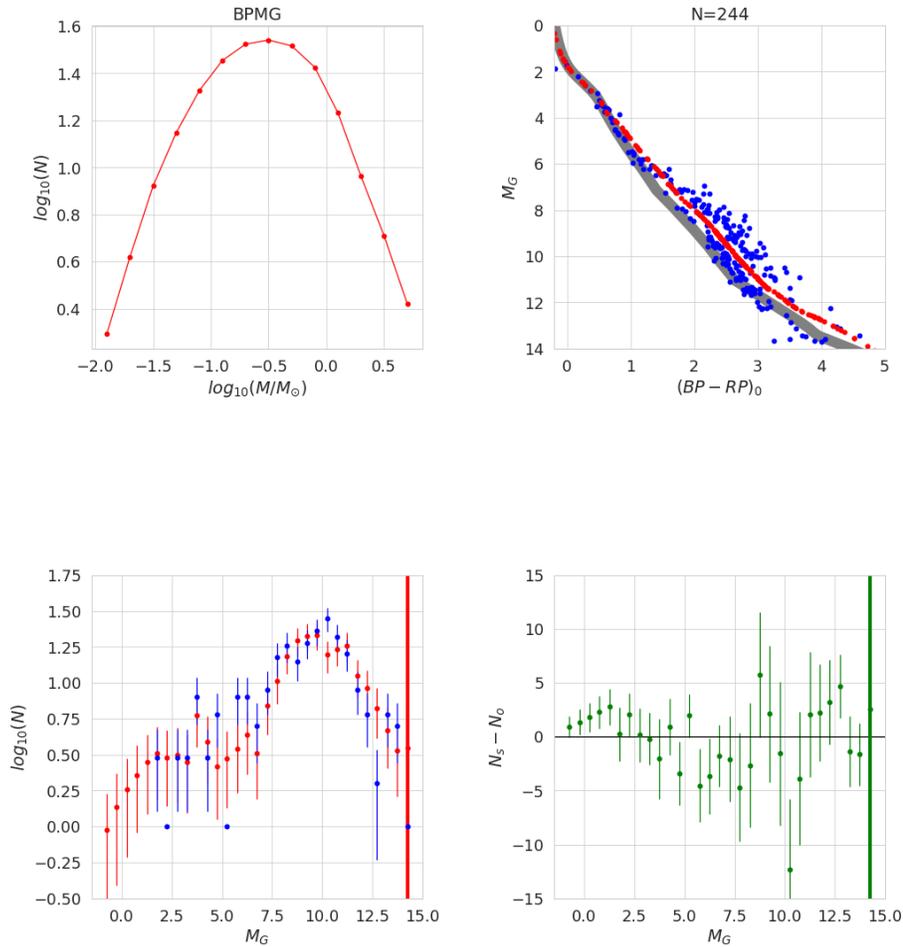


Figura 2.1: Análisis de la incompletitud en el catálogo disponible de miembros de β -Pictoris. **Superior izquierda:** FMI sintética con bins de $0,2dex$. **Superior derecha:** diagrama M_G vs. $(BP - RP)_0$ de los miembros conocidos de β -Pictoris (puntos azules), de la muestra sintética (puntos rojos), la banda gris indica el locus de la SP predicho por una isocrona de 100Maños generada con los modelos de Baraffe et al. (2015) y Marigo et al. (2017). **Inferior izquierda:** FL observada (azul) y FL simulada media de 1000 simulaciones (rojo) con bins de $0,5mag$ con errores poissonianos de conteo. **Inferior derecha:** Residuos entre la FL media simulada y la FL observada con bins de $0,5mag$ con errores poissonianos. N_s y N_o corresponden, respectivamente, al número de estrellas en cada bin en la FL sintética y la FL observada. Las líneas verticales roja y verde indican el valor de M_G de la estrella de menor masa predicha por los modelos de Marigo et al. (2017) a la edad de la población y marca el límite hasta el cual la comparación entre ambas FL es posible.

Observemos que el procedimiento propuesto no permite eliminar la posible contaminación entre las estrellas más masivas para las que la SP y la isocrona de $24Maños$ coinciden. En consecuencia, el método permitió disminuir la cantidad de estrellas contaminantes entre las estrellas menos masivas pero manteniendo constante la posible contaminación entre las estrellas masivas. Al haber disminuido el número de estrellas de la muestra, las incompletitudes en la región de las estrellas más masivas ($M_G \leq 2,5$) disminuyeron también, lo cual se observa en el gráfico de los residuos de la figura 2.2. Ahora, de esta última figura, notamos una fuerte incompletitud en la región de las estrellas menos masivas ($M_G \geq 10$) lo cual es aun más visible en el DCM donde se observa que dicha región se encuentra muy poco poblada. En consecuencia, la muestra de β -Pictoris es incompleta, por lo cual la explicación (b) es la más razonable.

Se encontraron resultados similares para THA, COL, OCT y CAR y en los casos de UCL, LCC y USCO se observó una fuerte incompletitud para las estrellas de baja masa y un exceso para las más masivas. Estas tres agrupaciones son las más jóvenes con edades un poco mayores a $10Maños$ mientras las restantes tienen edades superiores a los $20Maños$. Ahora, en los casos de UCL, LCC y USCO, es importante recordar que estas agrupaciones son sub-grupos de la asociación de Scorpio-Centauro por lo cual es esperable que estos tres NYMG se contaminen entre sí.

Resumiendo, hemos hallado que los catálogos actuales de los NYMG presentan estrellas contaminantes viejas de la SP pero incluso una vez que se remueven gran parte de esta contaminación se observan incompletitudes en las regiones de altas y bajas masas como lo muestran los casos de β -Pictoris, THA, COL, OCT y CAR. Luego, los casos de UCL, LCC y USCO sugieren que en ciertos casos algunas poblaciones jóvenes pudieran estar contaminando otras, este posible fenómeno se explora más en detalles en las secciones 2.3.3 y 2.4.4. Estas observaciones nos permiten concluir que los catálogos actuales de los NYMG son incompletos y poseen contaminaciones.

2.3. Selección de candidatas a estrellas jóvenes masivas

Confirmadas las incompletitudes y contaminaciones en los catálogos disponibles, la siguiente etapa del trabajo consiste en detectar estrellas masivas con edades menores a $100Maños$ que puedan ser miembros de NYMG conocidos o incluso trazadoras de posibles nuevos NYMG. Para ello es conveniente introducir las siguientes definiciones: Definiremos M_{100} como la masa teórica de una estrella que sale de la SP a una

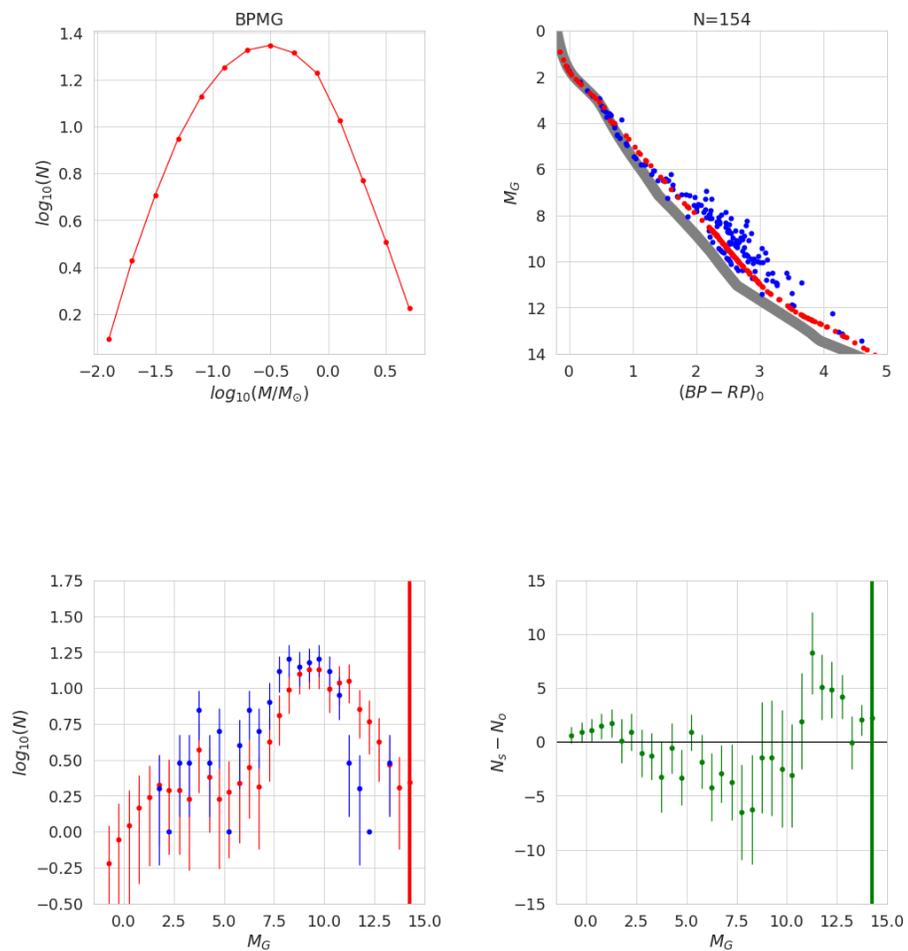


Figura 2.2: Análisis de la incompletitud y contaminación en los sondeos de β -Pictoris luego de eliminar estrellas de baja masa de la SP. Los elementos de los gráficos son iguales a los de la Figura 2.1.

edad de 100 *Maños* según un dado modelo de estructura y atmósfera estelar. Llamaremos estrellas masivas (EM) a las estrellas que se encuentran a menos de 200 *pc* del sol y cuya masa es mayor o igual a M_{100} . Llamaremos R_{EM} al locus de un dado diagrama color vs. magnitud absoluta donde se ubican las estrellas de la SP con masas mayores o iguales a M_{100} según un dado modelo de estructura y atmósfera estelar.

Cuanto mayor es la masa de una estrella, menor es su tiempo de vida en la pre-SP y SP y menor será su edad cuando sale de la SP. En consecuencia, las estrellas en la SP con $M \geq M_{100}$ tienen necesariamente edades menores o iguales a 100 *Maños*, lo cual las convierte en candidatos a miembros de NYMGs si no están asociadas a RFE. Esta es la base del método que se presenta.

2.3.1. Selección fotométrica de las estrellas masivas

Con el razonamiento anterior se presenta un proceso de selección de candidatas a EM dividido en las siguientes etapas: (i) Determinar de forma teórica M_{100} . (ii) En base a M_{100} determinar R_{EM} . (iii) Seleccionar todas las estrellas a menos de 200pc cuyas posiciones en un DCM se encuentren contenidas en R_{EM} . (iv) Caracterizar las estrellas candidatas a EM según su tipo espectral, sus propiedades de multiplicidad y de variabilidad para confirmar que dichas estrellas son efectivamente EM. (v) Comparar las propiedades cinemáticas de las EM con las de los NYMG y RFE conocidos.

Determinación de M_{100}

Para determinar M_{100} y R_{EM} se utilizó el simulador desarrollado por Marigo et al. (2017) basado en los modelos de estructura, evolución y atmósfera estelar de Parsec-Colibri para generar datos sintéticos de estrellas de distintas masas de isocronas con edades entre 1 y 100 *Maños* y $Z = Z_{\odot}$. El simulador calcula M , T_{eff} , edad, Z , L y magnitudes M_G , M_{GBP} y M_{GRP} de una muestra de estrellas.

Recordemos que una estrella empieza su salida de la SP cuando agota la cuasi-totalidad del H en su núcleo. En consecuencia, la T_{eff} , que se había mantenido cuasi-constante durante la SP empieza a disminuir. Podemos definir la salida de la SP como el instante en el que inicia esa disminución de T_{eff} . Así, la masa de una estrella para que T_{eff} comience a disminuir a los 100 *Maños* es M_{100} . La Figura 2.3 muestra la T_{eff} como función del tiempo para estrellas de distinta masa. Para una estrella de $M = M_{\odot}$ se ve un aumento

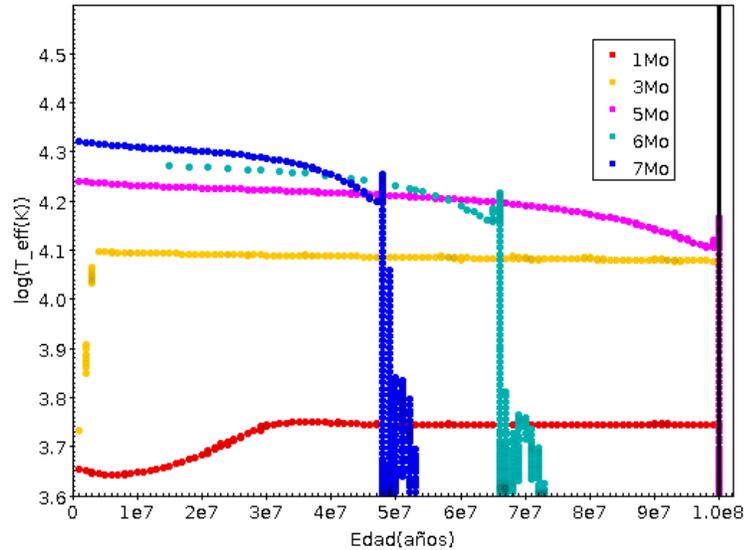


Figura 2.3: Primeros 100 *Maños* de evolución de T_{eff} para estrellas de distintas masas según modelos de Marigo et al. (2017).

progresivo de T_{eff} durante sus primeros 30 *Maños* (pre-SP) y luego T_{eff} se estabiliza (SP) por más de 100 *Maños* por lo que M_{100} debe ser mayor que M_{\odot} . Para estrellas $M > 6M_{\odot}$, sus tiempos de vida pre-SP son más breves que la resolución de los modelos (1 *Maños*) y en la SP muestran una pendiente ligeramente negativa que se acentúa con M . Definiremos M_{100} como la masa para la que T_{eff} presenta una primera caída drástica hasta $\log_{10}(T_{eff}/K) = 3,6$ en un intervalo de tiempo del orden del 1 *Maños*. En la Figura 2.3 vemos que estrellas con $6 < M/M_{\odot} < 7$ salen de la SP a edades entre 50 y 70 *Maños* mientras que una estrella de $5M_{\odot}$ lo hace a los 100 *Maños* de dónde concluimos que $M_{100} \approx 5M_{\odot}$.

Selección de estrellas en el locus R_{EM}

Una vez determinada M_{100} se buscó en el catálogo StarHorse (Anders et al., 2019) todas las estrellas a distancias menores que 200 *pc* resultando ser 1,571,870. La Figura 2.4 muestra su distribución en el diagrama color magnitud (DCM) M_G vs. $(BP - RP)_0$ corregido por extinción junto a las trayectorias evolutivas de estrellas de $4M_{\odot}$, $5M_{\odot}$ y $6M_{\odot}$ de los modelos de Parsec-Colibri. Se definió el locus R_{EM} como la región violeta de la Figura 2.4 ubicada por encima de la recta violeta, que corresponde al mejor ajuste lineal de la trayectoria evolutiva de $4M_{\odot}$ de manera de incluir estrellas en la SP con $\sim 5M_{\odot}$ y que se encuentren ligeramente a la "derecha" de la trayectoria evolutiva de $5M_{\odot}$ debido a la dispersión fotométrica.

Se encontraron las 19 candidatas a EM indicadas en la Tabla 2.2 de las cuales 4 fueron clasificadas como miembros de NYMG conocidos por Gagné & Faherty (2018). Se trata de las estrellas EM11 (miembro de LCC), EM13, EM14 y EM15 (miembros de UCL). De las 19 candidatas a EM, 13 se encuentran en el catálogo de Bouy & Alves (2015) (68 %) y ninguna en el de Nielsen et al. (2013). Las estrellas de Nielsen et al. (2013) tienen SpT entre B tardío y A temprano y no son lo suficientemente masivas para cumplir el criterios de selección pues el locus R_{EM} cubre el rango de los SpT B tempranos. Las 6 candidatas a EM que no se encuentran en Bouy & Alves (2015) serán analizadas posteriormente y sugieren que es posible cierto grado de incompletitud de ese catálogo. Es posible que varias de las estrellas menos masivas de Bouy & Alves (2015) y Nielsen et al. (2013) sean más jóvenes que 100 *Maños* y de encontrarse en el entorno cinemático de las EM serían potenciales trazadoras de NYMG. Finalmente, las posiciones en el DCM de la mayoría de las EM son consistentes con edades del orden de 100 *Maños*.

2.3.2. Caracterización de las candidatas a estrellas masivas

Se revisó la literatura para hallar información sobre su multiplicidad, masas, variabilidad, SpT y edad de las candidatas a EM con el objetivo de evaluar la función de selección (FS). Para la mayoría de las estrellas se encontró información sobre edad y masa estimadas por otros autores principalmente por Tetzlaff et al. (2011), quiénes calculan las edades y masas de estrellas O y B a partir de la interpolación de magnitudes absolutas y T_{eff} en diversos modelos. En efecto, todas las candidatas a EM poseen edades menores a 100 *Maños*, $M > 5M_{\odot}$ y $SpT = B$. Estas medidas independientes confirman la eficiencia de la FS empleada. La Tabla 2.2 resume la información disponible.

Un total de 7 candidatas a EM son miembros de sistemas múltiples confirmados (EM1, EM3, EM4, EM11, EM12, EM15 y EM16), de las cuales sabemos que al menos una (EM11) no es resoluble por Gaia y que dos candidatas (EM5 y EM7) son posibles sistemas múltiples. Se encontró que 3 candidatas son variables (EM6, EM8 y EM17) sin edades reportadas en la literatura. En conclusión, si consideramos a EM5 y EM7 como sistemas múltiples entonces el 47 % de la muestra de candidatos a EM son sistemas múltiples lo cual es consistente con los resultados de Chini et al. (2013) (46 %) para estrellas masivas.

Como análisis alternativo de la multiplicidad la Figura 2.5 muestra el $ruwe$ de Gaia DR2 como función de G para las candidatas a EM, miembros conocidos de los NYMG y para todas las estrellas de StarHorse a menos de 200 *pc* del sol. Aunque según Lindegren (2018) un valor de $ruwe > 1,4$ es un indicio de

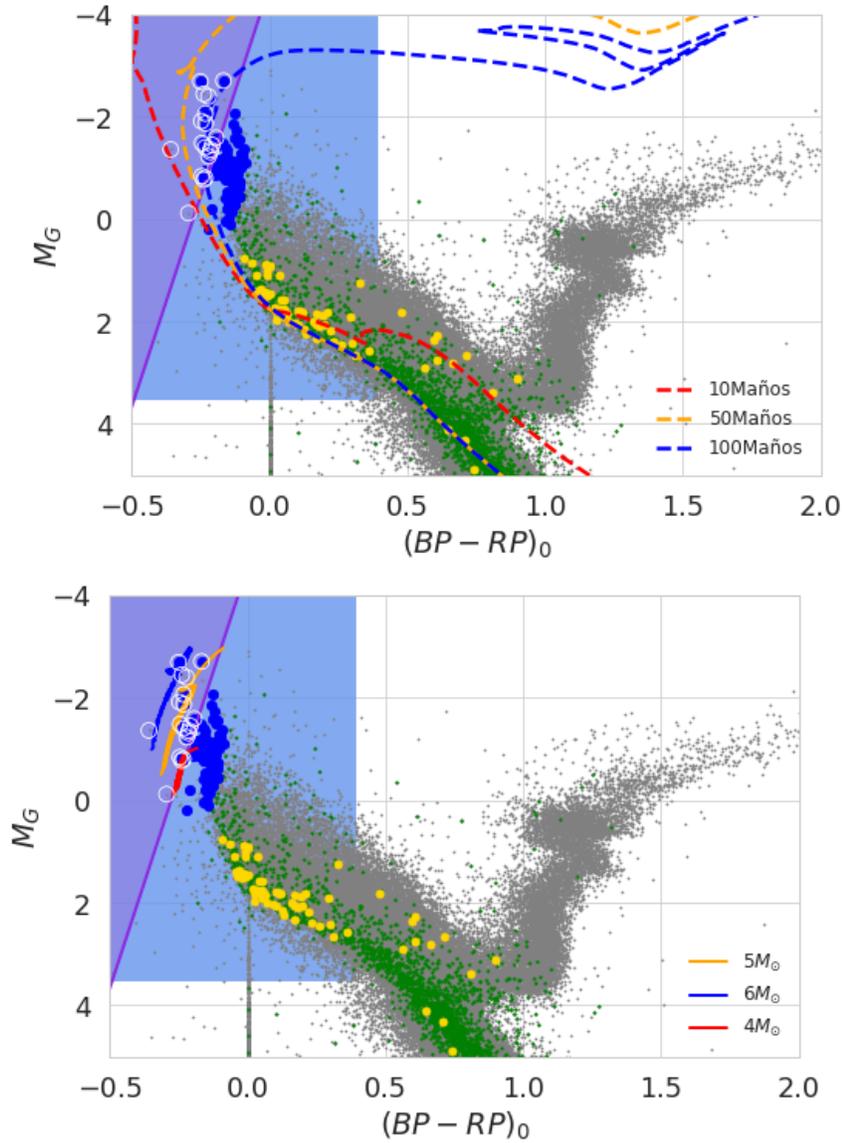


Figura 2.4: Diagrama color vs. magnitud absoluta de la muestra completa del catálogo de Starhorse (Anders et al., 2019) en un entorno de 200 pc centrado en el Sol (puntos grises). Circunferencias blancas: candidatas a EM seleccionadas en el locus R_{EM} . Puntos cian: estrellas de la SP superior de Zari et al. (2018) en StarHorse seleccionadas dentro del locus indicado con el rectángulo azul. Puntos azules y amarillos: estrellas de Bouy & Alves (2015) y Nielsen et al. (2013), respectivamente, encontradas en StarHorse a menos de 200pc del sol. Curvas punteadas: isocronas de (Marigo et al., 2017) para 10, 50 y 100 Maños y $Z = Z_\odot$. Curvas sólidas: trayectorias evolutivas de (Marigo et al., 2017) para 4, 5 y 6 M_\odot . Área violeta: locus R_{EM} definido por la recta (violeta) que mejor ajusta a la trayectoria de $4M_\odot$.

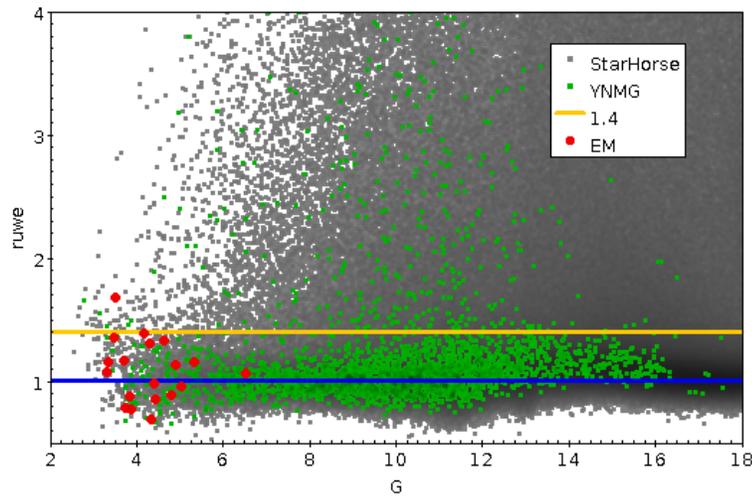


Figura 2.5: Indicador $ruwe$ de Gaia vs. G para todas las estrellas de StarHorse a menos de 200pc (grises), miembros conocidos de los NYMG (verde) y candidatas a EM (rojo). Las rectas azul y amarilla indican respectivamente $ruwe = 1$ y $ruwe = 1,4$.

multiplicidad, se encontró que únicamente EM1 posee un $ruwe > 1,4$ consistente con su multiplicidad reportada. En los casos de EM5, EM8, EM12 y EM14 que poseen valores $ruwe \lesssim 1,4$ y similares entre sí encontramos que EM5 y EM12 han sido reportadas como múltiples a diferencia de EM8 y EM14. Si bien $ruwe > 1,4$ puede indicar multiplicidad pudiera también deberse a algún problema en la solución astrométrica y bajos valores del $ruwe < 1,4$ pudiera obtenerse en sistemas múltiples en donde la componente masiva sufre perturbaciones menores debido a su compañera. Este primer análisis no es concluyente y un estudio más profundo del $ruwe$ está más allá de los objetivos del trabajo pero advertimos que pudiera ofrecer información útil sobre su aplicación del $ruwe$ al estudio de la multiplicidad de EM. Consideraremos aquí como múltiples los sistemas reportados en la literatura.

2.3.3. Comparación cinemática de las EM con NYMG y RFE conocidos

La Figura 2.6 muestra las posiciones (X, Y, Z) y velocidades (U, V, W) de las EM y de las 2,466 estrellas de los NYMG en el catálogo maestro que poseen V_{rad} y a las que se les pudo calcular (U, V, W) con el objetivo de comparar las posiciones y velocidades de las EM con las correspondientes de las RFE y NYMG conocidos. Encontramos que los NYMG forman estructuras compactas en el espacio (U, V, W) pero que sus distribuciones en (X, Y, Z) son muy dispersas y que varios NYMG se superponen en ambos

Tabla 2.2: Propiedades observacionales de las candidatas a EM en el entorno solar

EM	Simbad ID	α °	δ °	d pc	G	σ_G 10^{-3}	SpT	Tipo	Edad Ma	M M_\odot	(X,Y,Z) pc	(U,V,W) Km/s	Ref.
1	τ Ori	79.40155	-6.844449	163	-2.70	4	B6	BR	63	6.2	(-139,-75,-70)	(-9,-5,-25)	a,b
2	σ Tau	81.90871	21.936935	169	-1.30	3	B2.5	ES	22	7	(-170,-11,-21)	(-16,-8,-3)	a,c
3	HD 37098	84.28692	26.924376	175	-0.11	2	B9	BV	(-177,-2.2,-8)	(-9,-22,-1)	s,t
4	ν Ori	91.89306	14.768385	145	-1.39	4	B3	BE	26	6.7	(-143,-38,-7)	(-19,-21,-3)	a,b
5	ksi01 CMa	97.96401	-23.418396	198	-1.91	7	B0.7	PBE	11	14.2	(-119,-153,-50)	(-20,-17,-8)	d
6	b Pup	118.16098	-38.862797	157	-1.48	3	B2.5	VE	...	8	(-44,-152,-16)	(-13,-26,-7)	e
7	χ Car	119.19444	-52.982243	137	-2.44	3	B3	PBA	40	7	(-8,-136,-30)	(-23,-15,-16)	a,f
8	omi Vel	130.07310	-52.921818	150	-2.39	9	B3/5	VP	...	5.5	(1,-151,-17)	(-26,-16,-10)	g
9	f Car	131.67722	-56.769733	173	-1.58	5	B3	Be	32	7.1	(12,-172,-25)	(-10,-27,-4)	a,h
10	i Car	137.81932	-62.316914	159	-2.06	4	B3	ES	40	7	(28,-156,-27)	(-25,-20,-16)	a,i,j
11	σ Cen	187.00970	-50.230694	111	-1.22	3	B2	BENR	25	6.8	(53,-96,24)	(-10,-16,-7)	a,k,l
12	h Cen	208.30219	-31.927666	164	-1.44	3	B5	SC	(109,-99,82)	(-1,-13,-3)	m
13	ϕ Cen	209.56764	-42.100840	115	-1.35	7	B2	ES	18	8.5	(80,-77,38)	(-6,-16,-3)	a
14	ρ Lup	219.47159	-49.425953	97	-0.79	23	B5	ES	44	4.7	(74,-62,17)	(-4,-19,-4)	b,n
15	η Lup	240.03044	-38.396824	166	-2.68	5	B2.5	ST	40	7	(153,-59,32)	(-7,-25,-7)	a,b,o
16	ι Her	264.86615	46.006348	131	-1.86	4	B3	SC	38	6.7	(34,107,68)	(-7,-18,-5)	a,p
17	LV Dra	285.05704	50.533478	178	-0.83	1	B2.5	EV	(27,167,59)	(-8,-17,-11)	r
18	17 Vul	301.72260	23.614426	148	-0.76	2	B3	ES	11	6.1	(69,132,-12)	(-9,-5,-8)	a,b
19	b02 Cyg	302.35675	36.839676	184	-1.39	2	B2.5	Be	22	9.5	(52,181,7)	(-16,-10,5)	a,b,q

Clase: Binaria de componentes resolubles por Gaia (BR); Estrella Solitaria (ES); Binaria Visual (BV); Binaria Espectroscópica (BE); Posible Binaria Espectroscópica (PBE); Variable Elipsoidal (VE); Posible Binaria Astrométrica (PBA); Binaria Espectroscópica No Resulta por Gaia (BENR); Sistema Cuadruple (SC); Sistema Triple (ST); Variable Pulsante (VP); Estrella Be (Be), Estrella Variable (EV). Referencias: (a) Tetzlaff et al. (2011) (b) Mason et al. (2001) (c) Eggleton & Tokovinin (2008) (d) Shultz et al. (2017) (e) Pourbaix et al. (2004) (f) Frankowski et al. (2007) (g) Samus et al. (2009) (h) Touhami et al. (2011) (i) Neiner et al. (2015) (j) Levenhagen & Leister (2006) (k) Rizzuto et al. (2013) (l) Jilinski et al. (2006) (m) Levato et al. (1987) (n) David & Hillenbrand (2015) (o) Tokovinin (2008) (p) Dommanget & Nys (2002) (q) Baade et al. (2018) (r) Hohle et al. (2010) (s) Bouy & Alves (2015) (t) Malkov et al. (2012).

espacios. Lo anterior muestra claramente la dificultad de distinguir cinemáticamente los NYMG y que es necesario complementar el estudio cinemático con otro fotométrico para detectar candidatos a los NYMG de que pudieran formar parte las EM detectadas. La Tabla 2.3 muestra las dispersiones mínimas, medias y máximas de las distribuciones (X, Y, Z) y (U, V, W) .

En cuanto a las (X, Y, Z) y (U, V, W) de las candidatas fotométricas a EM, observemos que varia coinciden con las de NYMG conocidos. Sin embargo, recordemos que únicamente EM11, EM13, EM14 y EM15 son miembros confirmados de agrupaciones conocidas. Esto significa que algunas EM pudieran ser miembros no confirmados de agrupaciones conocidas. Por otro lado, las candidatas EM1, EM2, EM3, EM4, EM5, EM12, EM16, EM17, EM18 y EM19 se encuentran en regiones (X, Y, Z) dónde no se encuentra ningún NYMG conocido. De forma análoga, observamos que lo mismo ocurre en (U, V, W) para EM7, EM8, EM10 y EM19. Esto vuelve a estas estrellas particularmente interesantes pues pudieran ser trazadores de nuevos NYMG.

Finalmente, comparamos (X, Y, Z) de las candidatas a EM y de las RFE conocidas en el entorno solar. Se empleó el catálogo de 73 RFE cercanas al sol de Reipurth et al. (2008), el cual cuenta con la

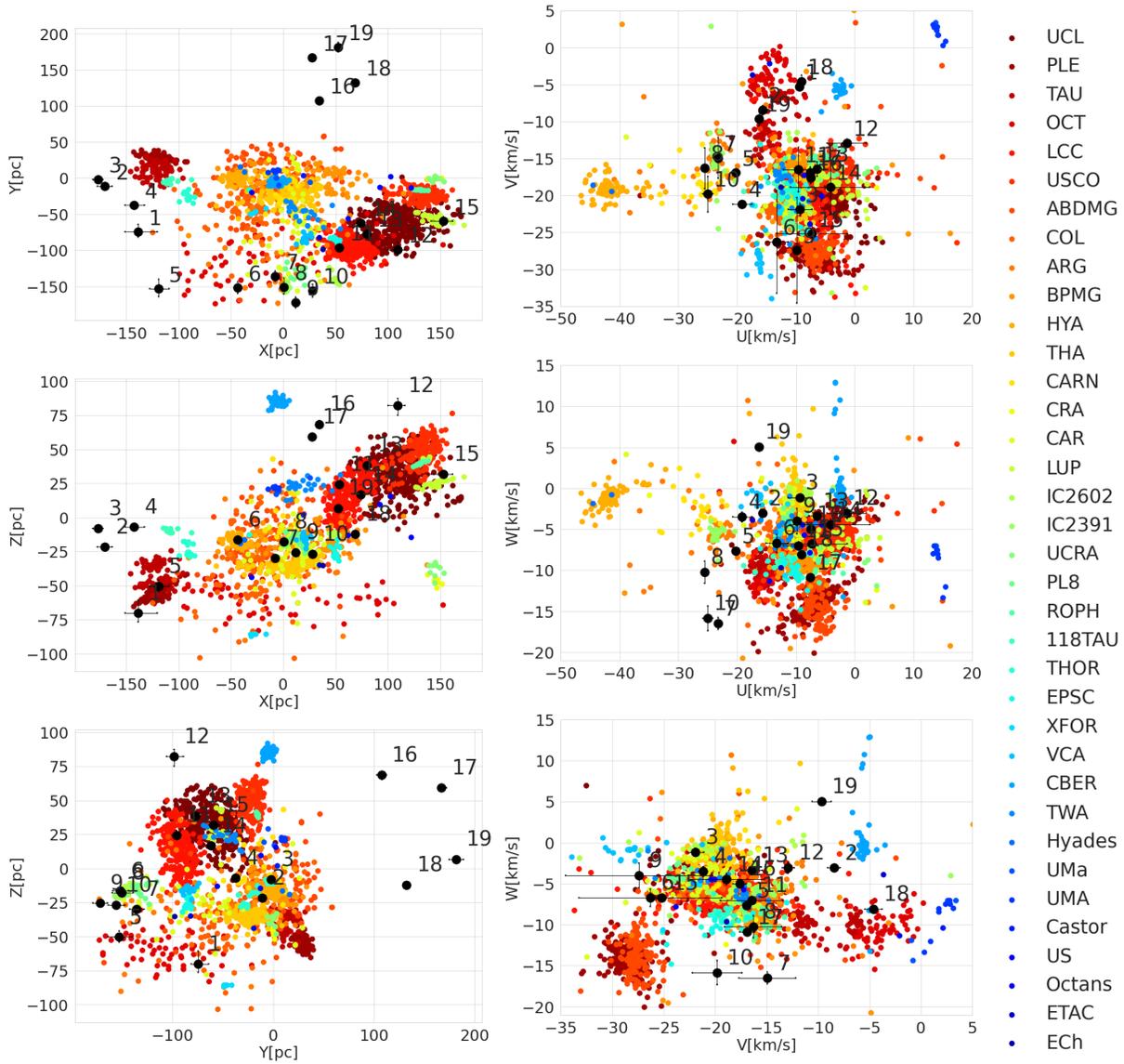


Figura 2.6: Distribuciones (X, Y, Z) (izquierda) y (U, V, W) (derecha) de las EM con errores de medición (puntos negros numerados) y de las estrellas de los NYMG conocidos (puntos de colores).

Tabla 2.3: Dispersiones mínima, promedio y máxima espaciales y cinemáticas de los NYMG conocidos

	X [pc]	Y [pc]	Z [pc]	U [km/s]	V [km/s]	W [km/s]	D [pc]	V [km/s]
σ_{min}	1.5	1.0	1.1	0.7	0.6	0.5	3.5	2.0
σ_{med}	14.7	14.8	8.7	2.9	3.0	2.2	23.8	5.0
σ_{max}	64.2	57.0	24.7	6.2	6.6	6.2	73.3	10.8

donde $D = \sqrt{\sigma_X^2 + \sigma_Y^2 + \sigma_Z^2}$ es la dispersión espacial total y $V = \sqrt{\sigma_U^2 + \sigma_V^2 + \sigma_W^2}$ es dispersión cinemática total.

longitud y latitud galácticas (l, b) medias y las distancias mínima d_{min} y máxima d_{max} al sol. Sólo nueve RFE cumplen con $d_{min} \leq 200$ pc. Se calcularon las posiciones medias (X, Y, Z) de cada una utilizando como distancia $\bar{d} = (d_{min} + d_{max})/2$ y se consideró la esfera de menor volumen que las pudiera contener, esto es, esferas de radio $r = (d_{max} - d_{min})/2$ centradas en \bar{d} . La Figura 2.7 muestra los resultados junto a las estrellas de Bouy & Alves (2015) y Nielsen et al. (2013) en el catálogo maestro. Las estrellas de Bouy & Alves (2015) se concentran principalmente en una franja en el plano (X, Z) definida por la mayoría de las RFE y las estrellas de Nielsen et al. (2013) no parecen concentrarse en las RFE. Luego, se encontró que solo EM10 y EM12 coinciden espacialmente con RFE y no son miembros confirmados de NYMG conocidos.

2.4. La función de selección de compañeras menos masivas

En esta sección se presenta el diseño, validación y aplicación de la FS de estrellas menos masivas que pudieran formar NYMG con las EM detectadas.

2.4.1. Idea y diseño del algoritmo para la detección de NYMG

Como vimos en la Sección 2.3.3, el solapamiento de los NYMG en (X, Y, Z) y (U, V, W) dificulta la detección de NYMG y hace necesario también el análisis fotométrico. En la Sección 2.2 vimos que estrellas viejas de la SP en el entorno de los NYMG genera contaminación principalmente en la región superior de la SP. Así, la FS para detectar NYMG en el entorno de las EM debe considerar ambas dificultades.

Las EM detectadas permiten definir regiones de (X, Y, Z) y (U, V, W) en las cuales buscar estrellas

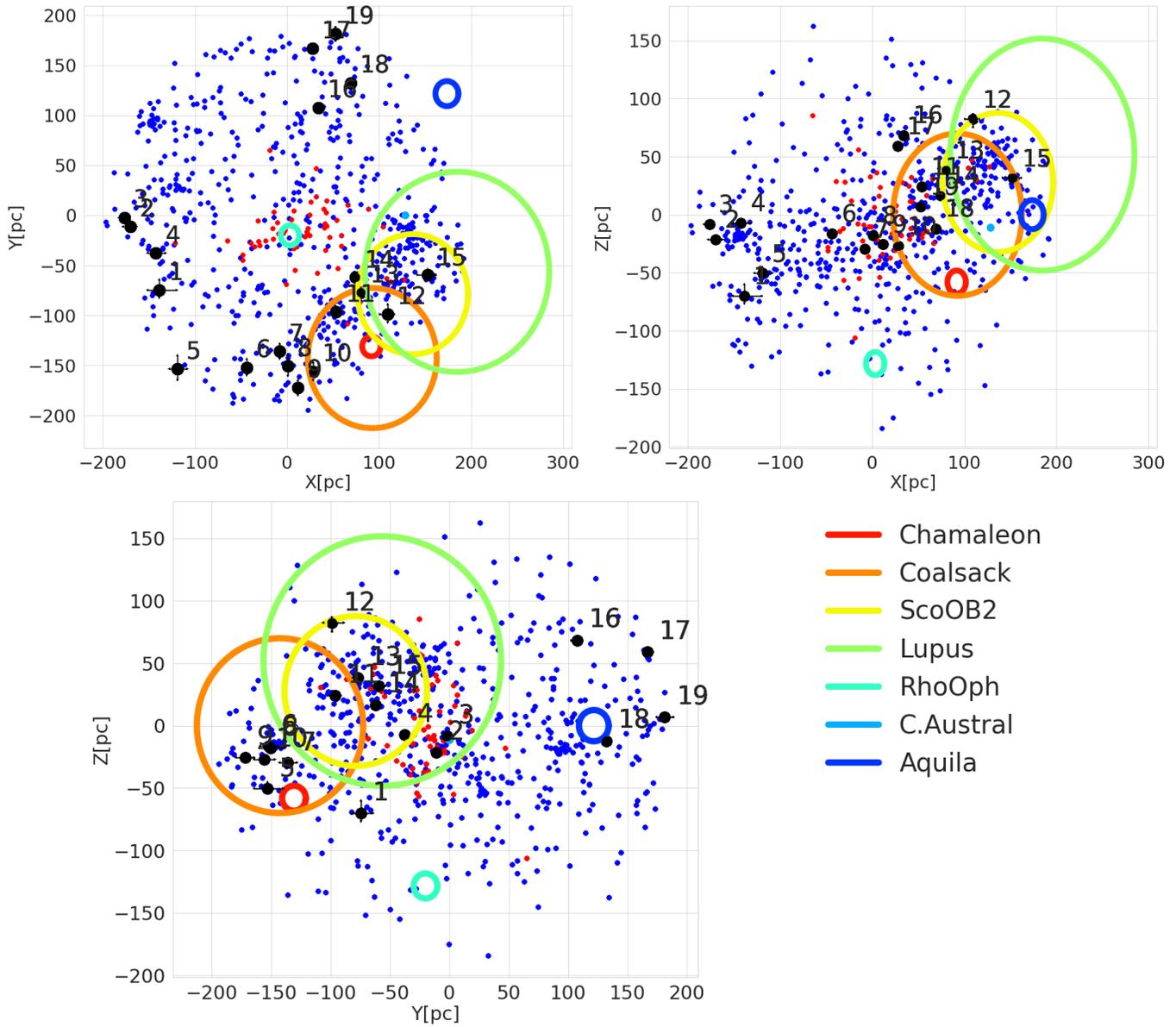


Figura 2.7: Distribución en (X, Y, Z) de las candidatas a EM (puntos numerados), las estrellas del catálogo de Bouy & Alves (2015) (puntos azules) y del catálogo de Nielsen et al. (2013) (puntos rojos). Los círculos de colores representan los bordes de las esferas de menor volumen que contienen las RFE conocidas del entorno solar.

menos masivas con cinemática común y cuya fotometría sea consistente con la de una agrupación cohetanea. La búsqueda se hizo sobre el conjunto de las 400,608 estrellas del catálogo maestro para las cuales se tienen (X, Y, Z) y (U, V, W) y cuyos paralajes cumplen $\sigma_{\varpi}/\varpi \leq 0,2$, lo cual ocurre para 399,383 estrellas. La FS se desarrolló en un código en el lenguaje R (R Core Team, 2020) que opera sobre cada una de las EM detectadas aplicando el siguiente algoritmo:

1. Se seleccionan todas las estrellas con (U, V, W) contenidas en un cubo centrado en las correspondientes $(U, V, W)_{EM}$ de la EM y cuyos lados tienen longitud v cuyo valor estableceremos más adelante.
2. De las estrellas seleccionadas se escogen aquellas con (X, Y, Z) contenidas en un cubo centrado en $(X, Y, Z)_{EM}$ y de lado l cuyo valor estableceremos más adelante.
3. Se identifican de las estrellas resultantes aquellas con indicadores de juventud, concretamente, con actividad cromosférica según RAVE DR5, clasificadas como pre-SP o SP superior por Zari et al. (2018) y/o estrellas de Nielsen et al. (2013) o Bouy & Alves (2015).
4. Se calculan los valores medios $(\bar{U}, \bar{V}, \bar{W})$ de las estrellas identificadas en el paso anterior y la longitud y orientación de los semi-ejes del elipsoide de menor volumen centrado en $(\bar{U}, \bar{V}, \bar{W})$ que contiene una cierta fracción p de éstas estrellas cuyo valor estableceremos más adelante.
5. Se seleccionan las estrellas incluidas en el cubo del primer paso que caen en el elipsoide.
6. Se construye el diagrama M_G vs. $(BP - RP)_{int}$ con las estrellas seleccionadas y la EM correspondiente. Las magnitudes absolutas M_G y los colores intrínsecos $(BP - RP)_{int}$ se calcularon a partir de G , $BP - RP$, ϖ y A_G de igual forma que en el algoritmo de la Sección 2.2). Para las estrellas sin extinciones, se asumió la extinción media de las que sí la poseen.

Los pasos 1 al 5 permiten seleccionar estrellas con cinemática similar a cada EM y el paso 6 se hace con el fin de evaluar si las estrellas cinemáticamente coherentes con la EM forman además con ella una secuencia que pueda ser asociada a la isocrona de una población simple. Es muy importante subrayar que *el algoritmo construido es paramétrico* y los parámetros de los cuales depende son tres: l , v y p . Es entonces necesario establecer cuál es la dependencia entre los resultados del algoritmo con los valores de éstos parámetros lo cual haremos en la Sección 2.4.4 luego de entender algunos aspectos de la contaminación e incompletitud debidos a sesgos observacionales.

2.4.2. Contaminación y sesgos en el DCM

La isocrona de un NYMG posee dos puntos característicos relevantes a la presente discusión: el *Turn-off* o posición que ocupa la estrella más masiva en la SP y la posición que ocupa la estrella menos masiva de la SP, es decir, la última estrella que ha entrado a la SP. En analogía con el Turn-off llamaremos a este punto el *Turn-on*. Así, las estrellas de un NYMG seguirán siempre la isocrona de su edad pero estarán en la SP si su masa las ubica entre el Turn-on y el Turn-off.

Por otro lado, la población del campo es una mezcla de poblaciones viejas que abarcan un amplio rango de edades de hasta Gaños. Su Turn-on corresponde al límite sub-estelar de masa y posee un turn-off que corresponde al promedio de los turn-off de las poblaciones simples que lo componen. Así, entre el Turn-on del NYMG y el Turn-off del campo las estrellas de ambas poblaciones se superponen en un DCM. Para brillos mayores que el turn-off del campo, es poco probable hallar estrellas que no sean del NYMG y para brillos menores al turn-on del NYMG, se separan la pre-SP del NYMG de la SP del campo. Si llamamos M_G^{on} a la magnitud absoluta del turn-on del NYMG, en un DCM podremos distinguir las estrellas del campo si sus magnitudes cumplen con $M_G > M_G^{on}$ como vimos en la Sección 2.2. Análogamente, si llamamos M_G^{off} a la magnitud absoluta promedio del turn-off del campo entonces las estrellas con $M_G < M_G^{off}$ serán buenos candidatos a miembros de un NYMG. Entonces, es razonable asumir que la contaminación por estrellas viejas de campo es despreciable para las estrellas masivas del NYMG y que puede ocurrir contaminación por otros NYMG como vimos en la Figura 2.6.

Veamos ahora el sesgo en las estrellas de baja masa debido a la ausencia de V_{rad} . La Figura 2.8 muestra los histogramas de M_G de todas las estrellas del catálogo maestro y de aquellas con V_{rad} disponible a partir de distintas fuentes. Casi todas las estrellas del catálogo maestro con $M_G \lesssim 7$ poseen V_{rad} pero conforme aumenta M_G el número de fuentes sin V_{rad} aumenta exponencialmente. A partir de los modelos de Baraffe et al. (2015) y asumiendo una edad de 100 *Maños* y $Z = Z_{\odot}$, una estrella de la SP con $M_G > 7$ tiene una masa $M < 0,7M_{\odot}$. Así, la muestra estudiada con el algoritmo de la sección anterior puede ser considerada completa sólo hasta $M_G = 7$ equivalente en promedio a estrellas de masas $M = 0,7M_{\odot}$. Esto significa que los datos sobre los que opera el algoritmo no permiten realizar estudios completos de estrellas menos masivas que, según la FMI estándar, son las más abundantes.

En resumen: (i) podemos despreciar las contaminantes viejas en la región de altas masas (ii) podemos distinguir las contaminantes para $M_G > M_G^{on}$ (iii) no podemos distinguir fotométricamente la contamina-

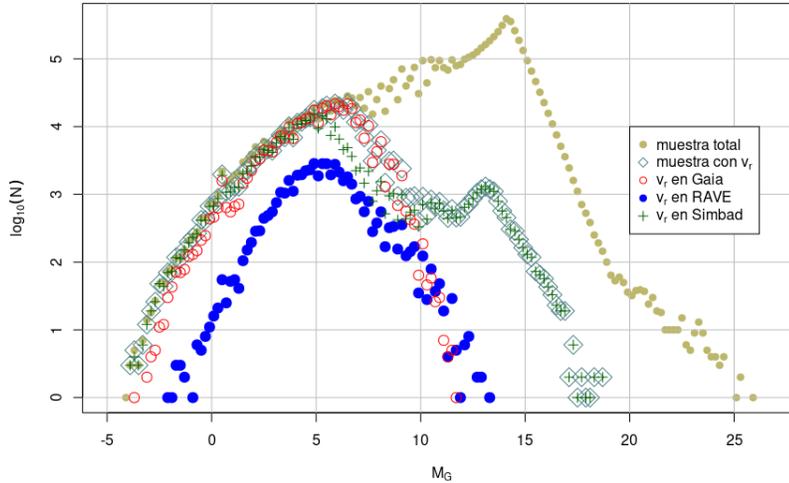


Figura 2.8: Histograma de M_G de la muestra total del catálogo maestro (puntos khaki), de las estrellas con V_{rad} (rombos verdes), de las estrellas con V_{rad} medidas *por lo menos* en Gaia (Círculos rojos), por lo menos por RAVE (puntos azules) o que se encuentren reportadas por lo menos en Simbad (cruces verdes).

ción para estrellas con $M_G^{off} < M_G < M_G^{on}$ y (*iv*) no podemos realizar estudios completos para estrellas con $M_G > 7$ debido a la ausencia de V_{rad} y que por lo tanto no pasarán los filtros cinemáticos del algoritmo.

2.4.3. El DCM de las estrellas $M > 1,7M_{\odot}$ de un NYMG

Como vimos, las estrellas masivas de la SP pueden resultar útiles para identificar fotométricamente NYMG debido a la ausencia de contaminación de estrellas viejas en la región que ocupan en el DCM. Sin embargo, debido a que en esa región se pueden superponer estrellas jóvenes de distintas poblaciones es importante estimar cuantitativamente cuál es su distribución esperada.

Una población estelar simple formará en el DCM una secuencia continua a lo largo de una isocrona pero una secuencia continua se observaría también si se superponen más de una población joven y necesitamos entonces una forma cuantitativa de establecer si la secuencia continua corresponde a un NYMG. A partir de los modelos de Marigo et al. (2017) se calculó que la distribución en el DCM de las estrellas con masas $1,7 < M/M_{\odot} < 5$ no varía durante los primeros 100 Maños y por lo tanto podemos comparar

su distribución con la de una población sintética de menos de 100 Maños. Así, si ambas distribuciones son similares y, además, las candidatas a estrellas de masas $M < 1,7M_{\odot}$ forman una secuencia coherente con una cierta isocrona entonces podremos decir que encontramos un candidato a NYMG. Para la comparación de las distribuciones se definieron las siguientes cuatro regiones en el DCM M_G vs. $(BP - RP)_O$:

- UMS_1 : región $BP - RP \leq -0,24$ y $M_G < 0,87$. Encierra a las estrellas más masivas $BP - RP \sim -0,24$ corresponde al turn-off a 100 Maños.
- UMS_2 : región $-0,24 < BP - RP \leq -0,088$ donde $BP - RP = -0,088$ corresponde al turn-on a 7 Maños ($2,3M_{\odot}$).
- UMS_3 : región $-0,088 < BP - RP \leq -0,005$, donde $BP - RP = -0,005$ corresponde al turn-on de la isocrona de 10 Maños ($2M_{\odot}$).
- UMS_4 : región $-0,005 < BP - RP \leq 0,12$, donde $BP - RP = 0,12$ corresponde al turn-on de 15 Maños ($1,7M_{\odot}$).

Se escogió un ancho en M_G de 4 magnitudes centrado en la SP. Los colores, edades y masas fueron estimados con los modelos de Marigo et al. (2017) para $Z = Z_{\odot}$.

El procedimiento de comparación fue como sigue: sea n_i el número de estrellas en el locus UMS_i y sea entonces $N_{ums} = n_1 + n_2 + n_3 + n_4$ la cantidad total de candidatas a estrellas masivas. Sea $f_i = n_i/N_{ums}$ con $N_{ums} > 0$ la fracción de estrellas masivas en UMS_i . Definimos t_i como el análogo de f_i para una población sintética de 100 Maños calculada como se hizo en la Sección 2.2. Numéricamente se encontró que $t_1 = 0,0034$, $t_2 = 0,51$, $t_3 = 0,23$ y $t_4 = 0,26$. Definimos las diferencias fraccionales $\xi_i = 1 - |t_i - f_i|/t_i$ que nos permiten ver la diferencia entre f_i y t_i relativas a t_i , lo cual es una medida de que tanto f_i se parece a t_i , es decir, que tanto la región UMS_i observada se parece a la predicha por una IMF estándar. Cuando $\xi_i \rightarrow 1$ más parecidas serán t_i y f_i y cuando $\xi_i < 1$ ambas diferirán. De aquí en adelante, diremos que una secuencia de candidatas a estrellas masivas en el DCM es continua-IMF (CIMF) si $\xi_i \sim 1$ para todo i lo que significará que la distribución de candidatas observadas a estrellas masivas es similar a la esperada a partir de una IMF estándar. Es importante notar que ξ_i no es la probabilidad de que la distribución de estrellas de UMS_i sea la de una población simple. Resumimos la información de todos los ξ_i en el parámetro escalar $\eta = \prod_{i=1}^4 \xi_i$ que mide el nivel de CIMF de la secuencia observada en el DCM. En la práctica $t_1 \sim 0$ es

decir que el número de estrellas en UMS_1 y el error Poissoneano afecta a esta región. Por ello re-definimos $N_{ums} = n_2 + n_3 + n_4$ y $\eta = \prod_{i=2}^4 \xi_i$ si $\xi_i > 0 \forall i$ y $\eta = 0$ si $\xi_i < 0$ para algún i . Finalmente, definimos el parámetro $\zeta = \inf\{\xi_i : i = 2, 3, 4\}$ que corresponde a la máxima cota inferior de los ξ_i . En consecuencia, cuanto mayor sea el valor de ζ mayor serán los valores de los ξ_i y las distribuciones en cada UMS_i se parecerán a las predichas por la IMF.

2.4.4. Validación de la función de selección

Recapitulando, para cada EM detectada aplicamos una FS dependiente de (l, v, p) con la cual se detectaron candidatas a estrellas jóvenes con $M > 0,7M_{\odot}$ (aquellas con V_{rad}) y se cálculo (ζ, η) para aquellas con $M > 1,7M_{\odot}$.

Para validar la FS primero nos preguntarnos cuál es la probabilidad de detectar poblaciones de estrellas $M > 1,7M_{\odot}$ a partir de la aplicación de la FS en volúmenes de (U, V, W) y (X, Y, Z) escogidos estocásticamente y ciertos valores de l y v . Para ello se diseño y desarrolló un programa en el lenguaje R (R Core Team, 2020) que reproduce el siguiente algoritmo:

1. Selección estocástica de un punto (X_o, Y_o, Z_o) a menos de 200 pc del sol y un punto (U_o, V_o, W_o) en un cubo de lado 50 km/s centrado en el origen.
2. Selección de todas las estrellas con $\sigma_{\varpi}/\varpi \leq 0,2$ con (U, V, W) contenidas en un cubo de lado v centrado en (U_o, V_o, W_o) .
3. De las estrellas anteriores se seleccionan aquellas con (X, Y, Z) contenidas en un cubo de lado l centrado en (X_o, Y_o, Z_o) .
4. Se calculan los parámetros $\xi_1, \xi_2, \xi_3, \xi_4, \eta$ y ζ del conjunto de estrellas resultante. El calculo se hace dos veces, la primera con los números medidos n_i de estrellas dentro de UMS_i y la segunda sumando a n_i los errores poissonianos $n_i + s\sqrt{n_i}$ con s un número elegido aleatoriamente en el intervalo $[-1, 1]$.
5. Se repite el proceso 10,000 veces.

$(l[pc], v[km/s])$	$N_{ums} > 0$	$\eta > 0$	$\zeta \geq 0$	$N_{ums}^{err} > 0$	$\eta^{err} > 0$	$\zeta^{err} \geq 0$
(25, 2)	93	1	11	111	0	23
(25, 3)	329	2	50	373	3	65
(25, 5)	1197	16	197	1236	12	210
(25, 10)	4679	402	937	4660	286	801
(75, 2)	1640	151	334	1588	30	298
(75, 3)	3430	357	840	3475	237	662
(75, 5)	6162	1265	1658	6113	1105	1493
(75, 10)	9362	3506	3645	9361	3327	3510
(100, 2)	2641	172	595	2611	133	596
(100, 3)	4669	734	1222	4653	600	1050
(100, 5)	7342	2073	2361	7255	1797	2063
(100, 10)	9767	4109	4202	9782	4061	4162

Tabla 2.4: Número de grupos de estrellas con $N_{ums} > 0$, $\eta > 0$ o $\zeta \geq 0$ seleccionados estocásticamente para distintas combinaciones de l y v en el entorno solar. El superíndice "err" indica la inclusión de errores poissonianos.

Este ejercicio nos permite estimar cuál es la probabilidad de obtener al azar en un DCM una secuencia de estrellas masivas del entorno solar que sea consistente con una población simple joven en función de los valores l y v . El siguiente paso fue aplicar el algoritmo para distintos valores de l y v . A partir de los valores de la Tabla 2.3 se decidió emplear las 12 combinaciones posibles de los valores: $l = 25, 75, 100 pc$ y $v = 2, 3, 5, 10 km/s$. Los resultados se muestran en la Tabla 2.4 donde las tres primeras columnas indican el número de veces que: el algoritmo detectó al menos una estrella masiva en alguna UMS_i , que obtuvo $\zeta \geq 0$ y que obtuvo $\eta > 0$. Las tres últimas columnas muestran las mismas cantidades considerando los errores de conteo. Cuando se incluyen los errores, las cantidades de las columnas para $\eta > 0$ y $\zeta \geq 0$ disminuyen, lo que significa que el algoritmo detecta un menor numero de conjuntos con estrellas en las UMS_i pero esas diferencias se vuelven despreciables cuando $v = 10km/s$. Observamos además que con $v = 10km/s$ se detectan porcentajes altos de conjuntos de estrellas con $\eta > 0$ en comparación con los demás casos de v . Esto significa que $v = 10km/s$ es una tolerancia muy laxa que permite dispersiones de velocidades comparables a las dispersiones medias del entorno solar. En consecuencia, sin importar los errores de conteo, la población de campo se vuelve indistinguible de posibles agrupaciones por lo cual el estudio de la CIMF mediante el cálculo de ζ y η no es posible para esta tolerancia.

Las Figuras 2.9 y 2.10 muestran ζ vs. η para $\zeta \geq 0$ con $l = 75pc$ con y sin errores de conteo respectivamente. Cada punto corresponde al par (ζ, η) hallado para un conjunto de estrellas seleccionada de forma aleatoria en el entorno solar y cuanto más cerca se encuentre de $(1, 1)$ el conjunto será más CIMF. Las curvas verdes y rojas las regiones permitidas del diagramas. Para entender esto, observemos que para un ζ dado tenemos $\zeta \leq \xi_i$ para todo i , luego el mínimo valor posible de η es ζ^3 lo cual corresponde a la curva roja. En cuanto a la curva verde, su deducción resulta más compleja y se construyó de forma numérica según

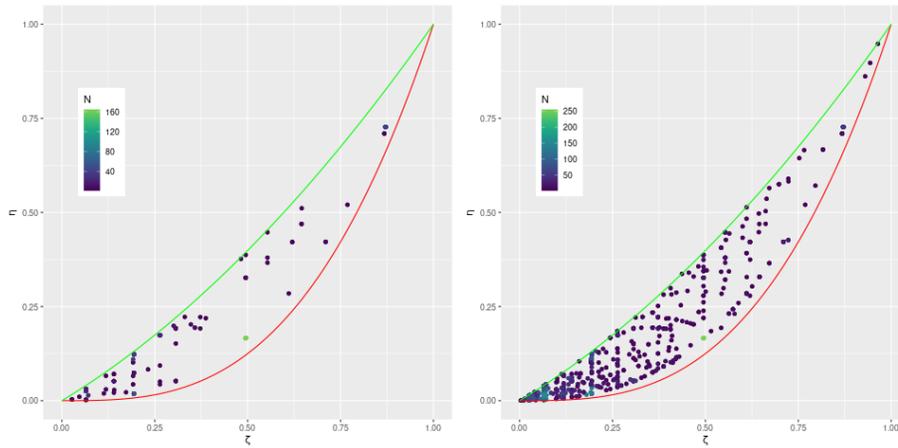


Figura 2.9: Plano de los parámetros η vs. ζ para los casos $\zeta \geq 0$ hallados por el algoritmo de la Sección 2.4.3 con $l = 75pc$ y $v = 3km/s$ (diagrama izquierdo) y con $l = 75pc$ y $v = 5km/s$ (diagrama derecho). El mapa de colores indica la densidad de puntos. Las curvas verdes y rojas son respectivamente las curvas definidas por $\eta(\zeta) = \zeta$ y $\eta(\zeta) = \zeta^3$ que separan las regiones prohibidas de las permitidas.

lo desarrollado en el apéndice A.2, sin embargo, se puede ver que la expresión $\eta = \zeta^{1,32}$ es una excelente aproximación de esta curva.

Consideremos ahora una dupla (ζ, η) tal que ζ es fija y η varía. Conforme η aumenta, el par se acerca a la curva verde y los valores de los ξ_i *no mínimos* asociados a (ζ, η) se acercan a sus máximos. En otras palabras, la distancia de un punto de este diagrama a la curva verde es una medida de que tanto las otras UMS_i no asociadas a ζ siguen distribuciones similares a las predichas por la IMF. Las observaciones anteriores muestran la utilidad de estos diagramas y de las curvas que delimitan los límites superior e inferior.

Finalmente, la región $\zeta > 0,8$ presenta una baja densidad de puntos en todos los casos, esto significa que la probabilidad que el algoritmo halle estrellas que sigan distribuciones CIMF en las tres regiones UMS_i es baja para cualquier combinación de l y v . Sin embargo, notemos que la densidad de puntos en la región de altos valores de ζ parece ser mayor cuando se consideran los errores de conteo. Esto significa que estos errores aumentan las probabilidades de detectar falsas agrupaciones mediante el estudio de la CIMF. Este resultado es razonable ya que las estrellas más masivas son las más afectadas por los errores de conteo.

En conclusión, hemos visto por un lado que los casos $v = 10km/s$ deben ser rechazados, ya que

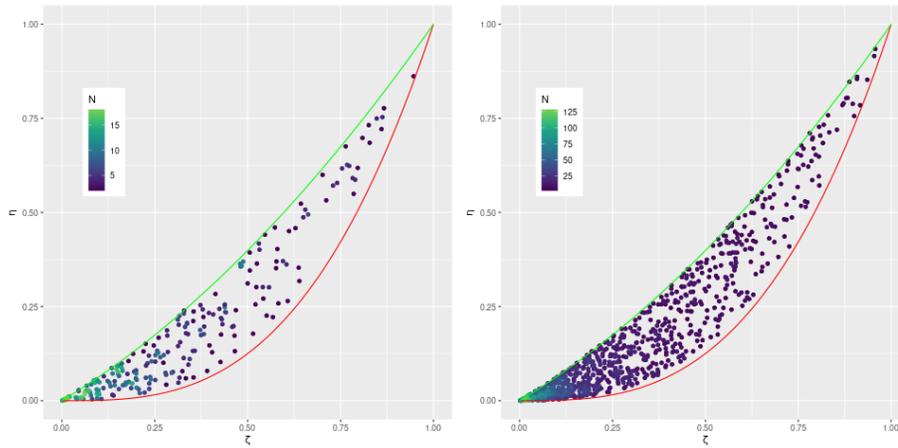


Figura 2.10: Plano de los parámetros η vs. ζ para los casos $\zeta \geq 0$ hallados por el algoritmo de la Sección 2.4.3 con $l = 75pc$ y $v = 3km/s$ (diagrama derecho) y con $l = 75pc$ y $v = 5km/s$ (diagrama izquierdo) incluyendo los errores de conteo. El mapa de colores indica la densidad de puntos. Las curvas verdes y rojas son respectivamente las curvas definidas por $\eta(\zeta) = \zeta$ y $\eta(\zeta) = \zeta^3$ que separan las regiones prohibidas de las permitidas.

para estos casos las posibles agrupaciones del entorno solar se vuelven indistinguible de la población de fondo. Por otro lado, mostramos que los errores de conteo aumentan la dispersión de los puntos (ζ, η) . Esto tiene como efecto neto una disminución de la probabilidad de detectar de forma aleatoria agrupaciones con estrellas masivas en las tres regiones UMS_i pero en un aumento de varios valores de η y ζ *no nulos*, lo cual significa que aumenta la probabilidad de confundir un conjunto de estrellas con η y ζ *no nulos* con un agrupación. Sin embargo, la baja frecuencia de puntos en la región superior del diagrama η vs. ζ tanto en el caso en el que se consideran los errores como en el que no, muestra que las probabilidades de encontrar conjuntos de estrellas $M > 1,7M_{\odot}$ formando secuencias CIMF es extremadamente baja. Esto significa que *no* hemos hallado evidencia que el método sea intrínsecamente insensible a la presencia de una poblaciones joven. Veamos ahora si el método permite detectar agrupaciones.

Para esto, ejecutamos el algoritmo para los casos de las EM que son miembros confirmados de NYMG conocidos (EM11, EM13, EM14 y EM15) para explorar la eficiencia de la FS como función de (l, v, p) . Se consideraron los valores de l y v de la sección anterior (exceptuando $v = 10km/s$) con $p = 0,5, 0,7, 0,9, 1$. La Tabla 2.5 muestra las EM para las cuales se detectaron grupos de estrellas con $\zeta > 0,8$ para distintas combinaciones de (p, l, v) . Se encontraron valores tan altos de ζ para 2 (EM14 y EM15) de las 4 EM consideradas. Sin embargo esto no necesariamente significa que el método no permite detectar agrupaciones

	EM2	EM3	EM7	EM9	EM14	EM15	EM18
$(p, l[pc], v[km/s])$	(0.9,75,3)	(0.7,75,5)	(0.9,100,3)	(0.9,75,5)	(1,100,2)	(0.7,100,5)	(0.5,75,5)
	(1,75,3)	...	(1,100,3)	(0.9,100,3)	(0.7,75,5)
	(1,75,5)	(0.7,100,5)

Tabla 2.5: EM en torno a las cuáles el algoritmo de la Sección 2.4 detectó conjuntos de estrellas con $\zeta > 0,8$ y las distintas combinaciones de (p, l, v) para las cuáles se cumple esta condición.

en torno a EM11 y EM13. Las Figuras 2.11, 2.12, 2.13 y 2.14 muestran los diagramas ζ vs. η y DCM obtenidos para las 4 EM y para las 36 combinaciones de los parámetros de p , l y v . El Apéndice A.3 muestra los diagramas del espacio de fase de los cuatro casos donde la posición y forma del elipsoide de U, V, W está dominado por las estrellas de los NYMG a los que pertenecen las cuatro EM estudiadas y que forman además sobre-densidades evidentes. Veamos los cuatro casos independientemente:

El caso de EM13

La Figura 2.11 muestra el diagrama ζ vs. η para las estrellas del entorno de la EM13 para las distintas combinaciones de los parámetros (p, l, v) y el DCM de las estrellas seleccionadas cuando $(p, l, v) = (0,7, 25 pc, 5 km/s)$ que presentan el máximo valor de $\eta \sim 0,47$. Se encontraron 127 estrellas de distintas masas cinemáticamente coherentes con la EM13. De estas, 75 son miembros de algún NYMG conocido con probabilidades de pertenencia mayores a 0,9 tal que 49 pertenecen a UCL (75 %, a la que pertenece EM13) y 26 a LCC (35 %). *Es entonces posible que los bajos valores de ζ y η sean consecuencia de la contaminación por parte de estrellas de LCC.* Los puntos se concentran muy cerca de la curva roja lo que significa que el algoritmo no halló distribuciones de estrellas $M > 1,7M_{\odot}$ consistentes con la IMF en ninguna de las tres UMS_i y para ninguna combinación de los parámetros l, p y v .

El DCM de la Figura 2.11 muestra una pre-SP muy poblada que sigue la isocrona de UCL y en la que muchas estrellas no fueron clasificadas como miembros por otros autores. Incluso algunas poseen indicadores de actividad cromosférica de RAVE. Esto significa que el algoritmo halló estrellas cinemáticamente coherentes y jóvenes en el entorno de EM13 que son nuevos candidatos a miembros de UCL o LCC pues las edades de ambas poblaciones son similares (15 y 16 Maños).

Se encuentra también gran cantidad de estrellas en la SP para $0,5 < BP - RP < 1$ que deben ser

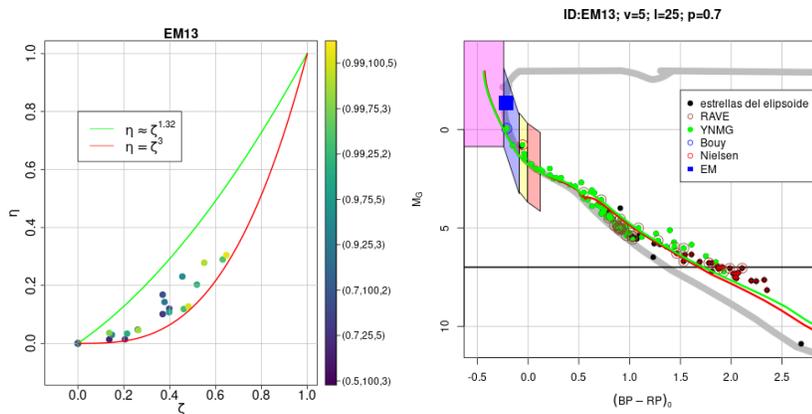


Figura 2.11: Candidatas en el entorno de la estrella EM13. Izquierda: η vs. ζ para distintos valores de p , $l[pc]$ y $v[km/s]$. Curvas verde y roja: límites superior e inferior del diagrama. Barra de colores: valores de (p, l, v) . Derecha: DCM G vs. $(BP - RP)_o$ de las estrellas seleccionados empleando $(p, l, v) = (0,7, 25 pc, 5 km/s)$ (puntos negros). Polígonos rosado, azul, amarillo y rojo: locus UMS_1 , UMS_2 , UMS_3 , y UMS_4 respectivamente. Cuadrado azul: EM13. Puntos verdes: estrellas de NYMG conocidos. Círculos marrones: estrellas con actividad cromosférica en RAVE. Círculos azules: estrellas del catálogo de Bouy & Alves (2015). Círculos rojos: estrellas del catálogo de Nielsen et al. (2013). Curvas roja, verde y gris: isocronas con la edad de EM13, UCL y 100 Maños respectivamente. La recta negra indica el límite de completitud $G = 7mag$. Las cruces rojas corresponden a estrellas de la pre-SP (0.7 magnitudes en M_G por arriba del locus teórico de la SP) en la región de colores que no contiene al Turn-off ni a la rama de las gigantes.

contaminantes más viejas de la SP con cinemática similar a la de ambos NYMG. Varias de estas contaminantes fueron reportadas como miembros de LCC o UCL con probabilidades de pertenencia mayores a 0.9. Este resultado es consistente con lo encontrado en los estudios de contaminación e incompletitud de los NYMG conocidos.

El caso de EM11

La Figura 2.12 muestra los mismos diagramas que en la figura 2.11 pero para la estrella EM11. En este caso se considera $(p, l, v) = (0,7, 25pc, 5km/s)$ para el cual se obtuvo el máximo $\zeta \approx 0,76$. Así se halló 125 estrellas coherentes con EM11 de las cuales 68 son miembros de agrupaciones conocidas con probabilidades de membresía mayores a 0,9. De éstas, 63 pertenecen a LCC a la que también pertenece EM11. El diagrama ζ vs. η muestra que si bien varios puntos se encuentran cerca de la curva roja, varios otros se acercan a la curva verde lo que indica que en varios casos el algoritmo seleccionó estrellas consistentes con las distribuciones predichas por la IMF en dos de las tres UMS_i .

El DCM muestra una clara discontinuidad de estrellas en UMS_4 seguido de una secuencia continua de estrellas hasta EM11. En cuanto a UMS_1 , encontramos una estrella en esa región además de EM11 con un brillo mayor a esta última y que no corresponde a ninguna de las 19 EM. Aunque esto parece un error en realidad resulta de que esta estrella masiva no se encuentra en el catálogo StarHorse aunque se encuentra en el catálogo de Bouy & Alves (2015). Esto es importante pues muestra que existen estrellas de UMS_1 que no se encuentran en StarHorse. El resto del DCM muestra propiedades similares al caso de EM13: la presencia de estrellas pre-SP que siguen la isocrona de LCC, varias de las cuales no son miembros confirmados de grupos conocidos, lo cual les hace nuevos candidatos a miembros de LCC.

Es importante notar que sin el estudio de la CIMF el análisis del DCM *por sí sólo* pudiera habernos hecho descartar este caso dado la aparente discontinuidad en UMS_4 , lo cual muestra la importancia del estudio de la CIMF mediante (ζ, η) .

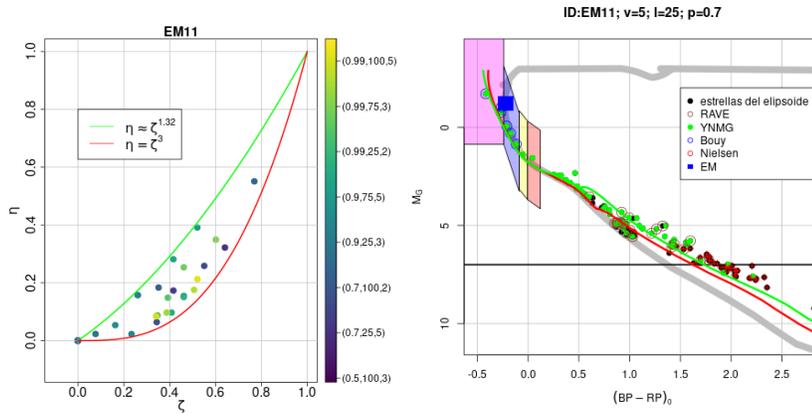


Figura 2.12: Diagramas análogos a los de la Figura 2.11 para el caso EM11.

El caso de EM14

Los resultados se muestran en la Figura 2.13. El diagrama ζ vs. η muestra un máximo en $\zeta > 0,8$ mientras los demás puntos no se concentran hacia la curva roja y por lo tanto difieren de lo predicho por la IMF solamente en una de las tres UMS_i . Para el caso $\zeta > 0,8$, el algoritmo seleccionó 330 estrellas en el entorno de EM14 con la combinación $(p, l, v) = (1, 100pc, 2km/S)$. De estas, 133 son miembros de algún NYMG conocido con probabilidades de pertenencia mayores a 0,9 de las cuales 98 pertenecen a UCL (74 %) y 29 a USCO (22 %). Otros tres puntos se encuentran entre $0,8 \gtrsim \zeta \gtrsim 0,7$. Estos valores de (ζ, η) indican que para varias combinaciones de p, v y l , el algoritmo seleccionó conjuntos de estrellas que presentan distribuciones CIMF.

En cuanto al DCM nuevamente se encontró gran número de estrellas en la pre-SP que son miembros de NYMG conocidos como también candidatos que no han sido reportados. La dispersión de los puntos en torno al locus de la isocrona de UCL es mucho mayor que en los casos de EM11 y EM13. También notamos la presencia de estrellas en la región $M_G < 5$ por encima del locus de la isocrona de UCL y de la SP. Finalmente, en UMS_1 , hay varias estrellas masivas con colores menores al de EM14 que se encuentran en el catálogo de Bouy & Alves (2015), varias de las cuales fueron catalogadas como miembros de UCL por otros autores. Esto significa que, como en el caso de EM11, hemos identificado estrellas masivas que se encuentran en Gaia DR2 pero no en StarHorse.

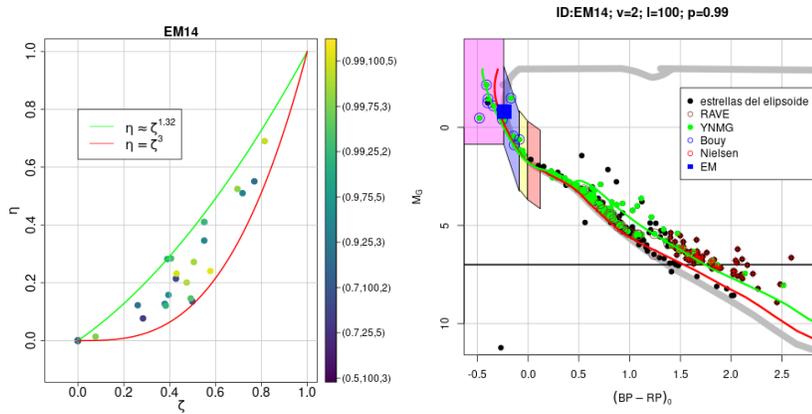


Figura 2.13: Diagramas análogos a los de la Figura 2.11 para el caso EM14.

El caso de EM15

Los resultados se muestran en la Figura 2.14. El diagrama ζ vs. η muestra 9 puntos con $\zeta > 0,6$ y la mayoría se aleja verticalmente de la curva roja de donde la selección halló conjuntos de estrellas que forman distribuciones CIMF para varias combinaciones de los parámetros. En el caso $(p, l, v) = (0,7, 100pc, 5km/s)$ el algoritmo seleccionó 380 estrellas de las cuales 150 son miembros de algún NYMG conocido con probabilidades de pertenencia mayores a 0,9 de las cuales 75 pertenecen a UCL (50 %) y 69 a LCC (46 %). Así, el algoritmo detectó un muestra constituida en partes casi iguales por dos poblaciones que combinadas generan una secuencia de e estrellas masivas CIMF.

El DCM muestra una vez más estrellas en la pre-SP que son miembros de NYMG conocidos como estrellas que no lo son. Algunas de estas últimas poseen indicadores de actividad cromosférica y otras se encuentran en la región $G > 7mag$. Se observan pocas estrellas seleccionadas por el algoritmo en el locus de la SP dónde esta se diferencia de la isocrona de UCL, lo cual significa que el nivel de contaminación de parte de estrellas más viejas de la SP parece ser bajo.

En cuanto a la región masiva, si bien notamos una secuencia continua en UMS_2, UMS_3 y UMS_4 , también notamos una aparente discontinuidad entre la secuencia y la posición de la EM15. Sin embargo, recordemos que en UMS_1 los errores de conteo pueden ser sumamente importantes (razón por la cual descartamos dicha región del estudio de la CIMF). Notamos además dos estrellas en UMS_1 más azules que

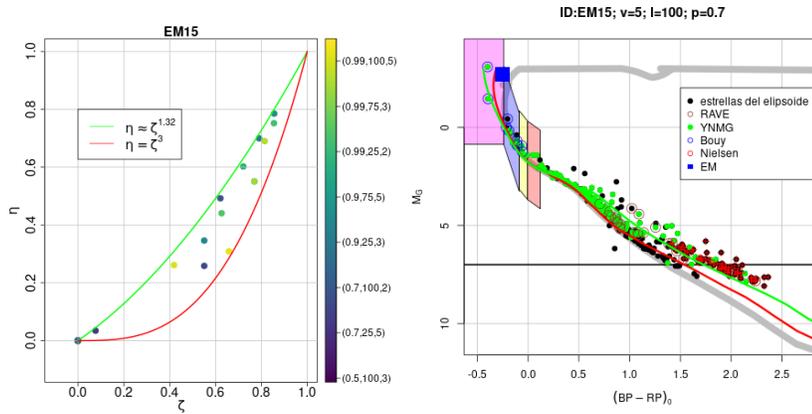


Figura 2.14: Diagramas análogos a los de la Figura 2.11 para el caso EM15.

EM15 que no están en StarHorse pero sí en el catálogo de Bouy & Alves (2015).

Sobre los cuatro casos

Del análisis anterior hemos confirmado que la FS es capaz de detectar NYMG. Además, hemos encontrado varias características consistentes en los cuatro casos que validan la FS por un lado y revelan algunos resultados científicos interesantes por otro. En resumen: (i) en los cuatro casos las estrellas de los NYMG asociados a las EM dominaban la posición, orientación y el tamaño del elipsoide en (U, V, W) produciendo una sobre-densidad evidente. (ii) La FS logra re-detectar NYMG en el entorno de las EM que se sabe que son miembros de NYMG. (iii) Se detectando estrellas que forman una secuencia consistente con las isocronas de las agrupaciones de las cuatro EM, varias de las cuales son miembros confirmados. (iv) Se encontraron en los cuatro casos estrellas de la pre-SP que corresponden a *nuevos* candidatos a miembros de las agrupaciones UCL y LCC. (v) El estudio de la CIMF y del DCM no son siempre suficientes *por separado* para detectar un candidato a NYMG sino que deben ser utilizados *en conjunto* como lo muestran los casos de EM11 y EM13. (vi) En todos los casos la FS es incapaz de diferenciar entre NYMG que comparten una misma región del espacio de fase y poseen edades similares. (vii) En los cuatro casos el algoritmo encontró ciertos niveles de contaminación que resultó menor para EM11 y EM13 que para EM14 y EM15. Ahora bien, los valores máximos (ζ, η) para EM11 y EM13 se alcanzaron para $l = 25pc$ y en los casos de EM14 y EM15 para $l = 100pc$. Esto significa que en (X, Y, Z) , las estrellas masivas de los

entornos de EM14 y EM15 están mucho más dispersas lo cual permite mayores niveles de contaminación. (viii) Finalmente, en cuanto a la contaminación debida a otros NYMG en los casos de UCL obtuvimos contaminaciones de LCC y viceversa. Esto puede ser explicado observando la Figura 2.6 en la cual se nota fácilmente que las poblaciones UCL, USCO y LCC se solapan tanto en el espacio de posición como de velocidad y más aún recordando que estas poblaciones son todas sub-grupos muy jóvenes de la asociación OB Scorpio-Centauro que es la más cercana al Sol como muestra la Figura 2.7.

2.5. Resultados de la función de selección

Hemos desarrollado y validado una FS para la detección de candidatos a NYMG. En esta sección se presentan los resultados generales de la aplicación de la FS a las 15 EM que no se les conoce membresía a ningún NYMG. La tabla 2.6 muestra las combinaciones (p, l, v) para las cuales se hallaron los máximos valores de ζ y el η asociado a dicho valor así como el número de combinaciones para las cuales se obtuvo $\zeta > 0$, $\zeta > 0,6$ y $\zeta > 0,8$. Sumando al análisis de ζ vs. η el análisis de los DCM y de los diagramas del espacio de fase se encontró que las EM estudiadas se ubican en uno de los siguientes 4 grupos:

- Grupo 1: EM cinemáticamente coherente con un grupo de estrellas masivas que forman una secuencia CIMF en el DCM. Estas estrellas no poseen asociación con NYMG previamente conocidos. Este es el caso de EM2, EM3 y EM18.
- Grupo 2: EM cinemáticamente coherente con varias decenas de estrellas de NYMG conocidos, las cuales producen una sobre-densidad evidente en (X, Y, Z) y/o una secuencia CIMF en el DCM. Este es el caso de EM6, EM9, EM11, EM12, EM13, EM14 y EM15.
- Grupo 3: EM cinemáticamente coherente con un grupo numeroso de estrellas de las cuales muy pocas son miembros conocidos de NYMG. Este es el caso de EM4, EM7 y EM8.
- Grupo 4: EM no asociada cinemáticamente a ningún conjunto de estrellas que forme una secuencia CIMF o que sea consistente con una isocrona en el DCM. Este es el caso de EM1, EM5, EM10, EM16, EM17 y EM19.

ID	ζ_{max}	$\eta_{\zeta_{max}}$	$(p, l[pc], v[km/s])_{\zeta_{max}}$	$N_{\zeta > 0}$	$N_{\zeta > 0,6}$	$N_{\zeta > 0,8}$
EM1	0.55	0.26	(0.9,100,5)	2	0	0
EM2	0.91	0.86	(1,75,3)	11	5	2
EM3	0.91	0.86	(0.7,75,5)	13	6	1
EM4	0.72	0.6	(0.9,75,5)	5	2	0
EM5	0.35	0.15	(0.7,100,5)	1	0	0
EM6	0.77	0.59	(0.9,100,5)	6	3	0
EM7	0.91	0.86	(1,100,3)	2	2	1
EM8	0.70	0.53	(0.7,100,5)	8	4	0
EM9	0.88	0.83	(0.9,75,5)	5	4	1
EM10	0.10	0.20	(1,100,5)	2	0	0
EM11	0.77	0.55	(0.7,25,5)	24	3	0
EM12	0.70	0.53	(1,75,5)	7	1	0
EM13	0.66	0.31	(1,100,5)	19	2	0
EM14	0.81	0.70	(1,100,2)	22	4	1
EM15	0.86	0.79	(0.7,100,5)	14	10	3
EM16	0.58	0.42	(0.9,100,5)	5	0	0
EM17	0.076	0.036	(0.9,75,5)	3	0	0
EM18	0.91	0.86	(0.5,75,5)	16	9	3
EM19	0	0	...	0	0	0

Tabla 2.6: Análisis de la muestra completa de EMs. Las columnas ζ_{max} y $\eta_{\zeta_{max}}$ muestran los máximos valores de ζ y el η alcanzados con las combinaciones (p, l, v) de la cuarta columna. Las tres últimas columnas muestran en numero de combinaciones de los parámetros para las cuales se obtuvo $\zeta > 0$, $\zeta > 0,6$ y $\zeta > 0,8$.

En la siguiente sección, estudiaremos a EM18 como ejemplo del Grupo 1, a EM12 como ejemplo del Grupo 2, a EM4, EM7 y EM8 del grupo 3 y a EM19 como ejemplo del Grupo 4.

2.5.1. Resultados para cada EM

EM18 del Grupo 1

En la Figura 2.15 se presentan los resultados del algoritmo para EM18. Para la combinación $(p, l, v) = (0,9,75 pc, 5 km/s)$ se obtuvo $\zeta = 0,72$ y se encontraron 286 estrellas cinemáticamente coherentes con EM4. El DCM muestra muy pocas estrellas pre-SP. La mayoría se encuentran sobre la isocrona de 100 Maños por lo que pudiera tratarse de un candidato a NYMG de esa edad. Encontramos varias estrellas masivas de las cuales sólo dos están en el catálogo de Bouy & Alves (2015). Por otro lado, observamos candidatas a estrellas de la rama de las gigantes lo que indica contaminación por estrellas de campo.

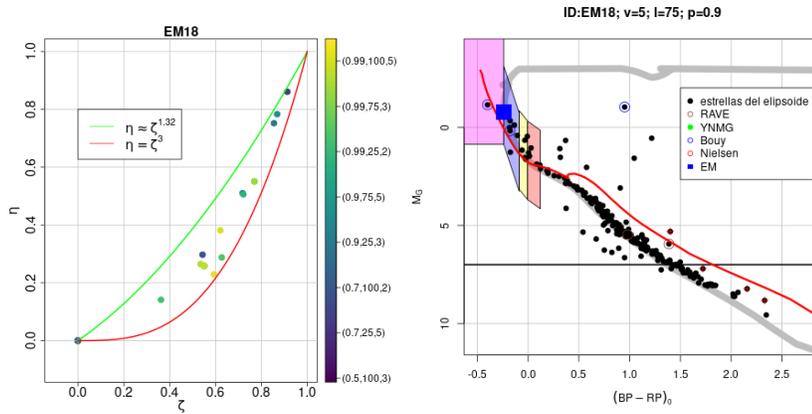


Figura 2.15: Diagramas análogos a los de la Figura 2.11 para el caso EM18. Izquierda: curvas gris y roja a trazos: isocronas de 100 y 11 Maños respectivamente.

EM12 del Grupo 2

La Figura 2.16 presenta los resultados para EM12. En el diagrama ζ vs. η se puede apreciar que todos los puntos poseen $\zeta < 0,6$ con la excepción de uno correspondiente a la combinación $(p, l, v) = (1, 75 \text{ pc}, 5 \text{ km/s})$ para la que se encontraron 156 estrellas con cinemática coherentes con EM12, de las cuales 61 son miembros confirmados de NYMG conocidos por otros autores (34 de UCL, 2 de LCC y 25 de USCO, todos parte de la asociación Scorpio-Centauro).

El DCM de esta combinación de parámetros muestra que los miembros confirmados de NYMG conocidos pueblan todo el locus que ocupan las isocronas de LCC, UCL y USCO (entre 13 y 16 Maños). También se detectaron en ese locus estrellas que no son miembros conocidos de NYMG y cinco estrellas en UMS_1 las cuales sí son miembros confirmados de UCL. Una vez más hemos hallado estrellas masivas que se encuentran en Gaia DR2, en el catálogo de Bouy & Alves (2015) pero no en StarHorse. Si bien para otras combinaciones de los parámetros de selección (p, l, v) no se obtuvieron valores altos de ζ , sí se encontró que se recuperaban estas estrellas masivas incluso para los casos de $v = 2 \text{ km/s}$, esto nos muestra entonces que estas estrellas masivas comparten una pequeña región del espacio de velocidad con EM12, lo cual parece ser un indicio que esta estrella es un candidato a miembro de UCL. Esto convierte a EM12 en un nuevo candidato a miembro masivo de Scorpio-Centauro y además que varias de las estrellas de la pre-SP encontradas pueden ser consideradas como candidatos a miembros de algún sub-grupo de esa asociación.

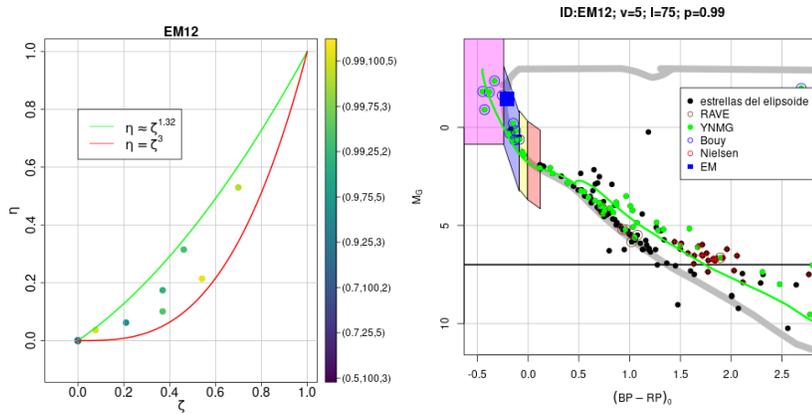


Figura 2.16: Diagramas análogos a los de la Figura 2.11 para el caso EM12. Izquierda: curvas gris y roja a trazos: isocronas de 100, 13 y 16 Maños respectivamente. La recta negra indica el límite $G = 7$.

Finalmente, los diagramas del espacio de fase de la Figura A.6 muestran claramente la sobre-densidad de puntos generados por estrellas de UCL, LCC y USCO en el entorno de la EM12.

Para EM6 y EM9, también del Grupo 2, se encontraron resultados similares aunque entre las agrupaciones conocidas en el entorno de estas estrellas, no se detectó una que predominara en número frente a las demás. Más explícitamente, se encontró que alrededor del 50 % de las estrellas de NYMG conocidos del entorno de EM9 pertenecen a LCC, el 30 % a PL8 y el 20 % a CAR. En el caso de la EM6 se encontró en las distintas combinaciones de los parámetros de selección que alrededor del 40 % de las estrellas de NYMG conocidas detectadas en el entorno de la EM6 pertenecen a PL8, el 30 a COL y el 30 % a CAR.

EM4 del Grupo 3

La Figura 2.17 presenta los resultados para la EM4. El caso de interés para esta EM corresponde al máximo de ζ que se obtuvo para $(p, l, v) = (0,9, 75 pc, 5 km/s)$. Con estos parámetros se encontraron 321 estrellas con posiciones coherentes con EM4 de las cuales 12 corresponden a miembros confirmados de NYMG conocidos. De estas, 5 pertenecen a a la asociación COL, 3 a TAU y 4 a THOR. El DCM muestra que la mayoría de las estrellas se concentran alrededor de la isocrona de 100 Maños. Notamos también la presencia de varias estrellas en la pre-SP incluso para brillos menores que el límite $M_G = 7$. Recordemos que se tiene un número muy bajo de estrellas del catálogo maestro con velocidades radiales en la región

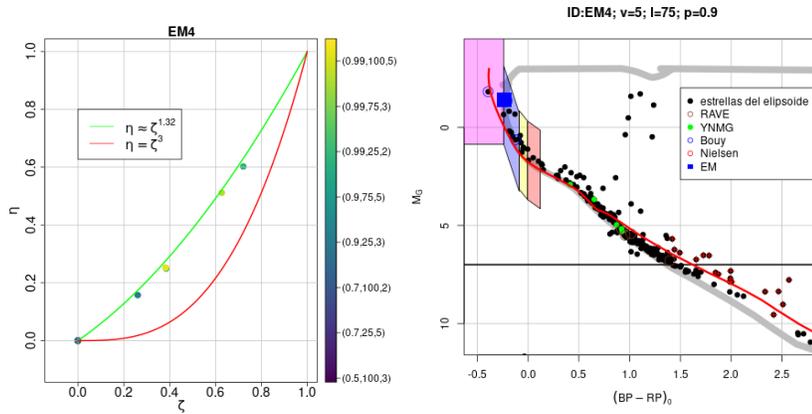


Figura 2.17: Diagramas análogos a los de la Figura 2.11 para el caso EM4. Izquierda: Curvas gris y roja: isocronas de 100 y 26 Maños respectivamente. La recta negra indica el límite $G = 7$.

$M_G > 7$, en consecuencia, pudieran haber más estrellas del entorno de EM4 con estas magnitudes que no se encuentran en la muestra estudiada. Nuevamente detectamos algunas candidatas a estrellas de la rama de las gigantes lo que indica que varias estrellas de la SP pudieran ser contaminantes del campo. Finalmente, no se observan sobre-densidades evidentes en los diagramas de posición de la Figura A.7.

EM8 del Grupo 3

La Figura 2.18 presenta los resultados para la EM8 para el caso $(p, l, v) = (0,99, 75 \text{ pc}, 5 \text{ km/s})$ con el que se obtuvo $\zeta = 0,69$. Con esta combinación se encontraron 432 estrellas con cinemática coherente con EM8, de las cuales 25 corresponden a miembros confirmados de ARG y 20 de IC2391. En el DCM notamos que todas las estrellas de estas agrupaciones se concentran en la SP pero observamos una segunda secuencia de 40 estrellas de la pre-SP que no han sido reportadas como miembros de una agrupación conocida y cuyo Turn-On se encuentra en $(M_G, BP - RP_0) \sim (5, 1)$ y cuya secuencia parece ser continua y se diferencia de la SP incluso en la zona de incompletitud del catálogo ($M_G > 7$). En UMS_2 detectamos un gran número de estrellas masivas del catálogo de Bouy & Alves (2015) que no fueron identificadas como miembros de NYMG conocidos. Como en el caso de la EM4, observamos varias estrellas de la rama de la gigantes.

La EM8 pudiera entonces ser parte de alguna de las dos agrupaciones jóvenes mencionadas, sin embargo, las distribuciones en el espacio de fase de las estrellas seleccionadas muestra dos sobre-densidades en

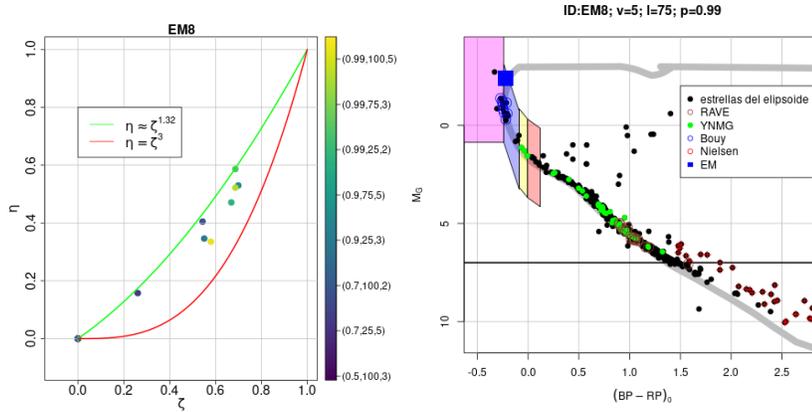


Figura 2.18: Diagramas análogos a los de la Figura 2.11 para el caso EM8. Izquierda: Curvas grises: isocrona de 100 Maños.

el espacio (U, V, W) fuertemente diferenciadas en W , una en torno a $(U, V, W) = (-27, -14, -13)km/s$ y la otra en torno a $(U, V, W) = (-25, -13, -6)km/s$. Si bien la segunda está fuertemente poblada por estrellas de NYMG conocidos, la primera no lo está. Ahora, si observamos el espacio de posición, encontramos que las estrellas de NYMG conocidos están dispersas en el entorno de la EM8 pero se observa que varias de las estrellas que no son miembros conocidos de NYMG conocidos se acumulan en $(X, Y, Z) \approx (-50, -180, 10)pc$ y en $(X, Y, Z) \approx (-10, -180, -30)pc$.

EM7 del Grupo 3

La Figura 2.19 presenta los resultados para EM7. El caso de interés corresponde a la combinación $(p, l, v) = (1, 100 pc, 5 km/s)$. Se encontraron 555 estrellas con cinemática coherentes con EM8 de las cuales 2 son miembros confirmados de OCT, 1 de ARG y 1 de EPSC. Estas estrellas no son suficientes para clasificar a EM7 como un miembro de alguna de estas agrupaciones.

El DCM muestra estrellas de la pre-SP en la zona de incompletitud $M_G > 5$ que parecen seguir la isocrona de 40Maños correspondiente a la edad de EM7. Al igual que en los casos de EM4 y EM8, notamos la presencia de estrellas contaminantes viejas.

Para EM7 son más interesante aún los diagramas de las Figuras A.8 y A.9 que muestran las distribuciones de las estrellas seleccionadas en el espacio de fase para las combinaciones $(p, l, v) = (1, 100 pc, 5 km/s)$

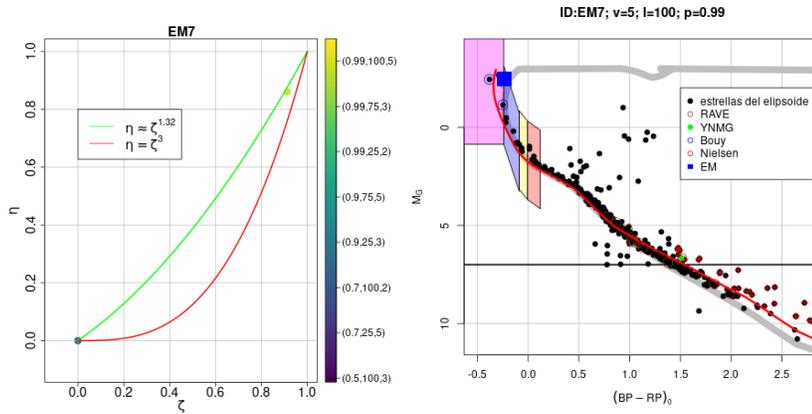


Figura 2.19: Diagramas análogos a los de la Figura 2.11 para el caso EM7. Izquierda: Curvas gris y roja: isocronas de 100 y 40 Maños.

y $(p, l, v) = (0, 9, 75 \text{ pc}, 5 \text{ km/s})$. La primera corresponde al caso del valor máximo alcanzado de ζ , sin embargo, la contaminación de las estrellas de campo no permite apreciar una clara sobre-densidad de puntos. Para la segundo figura muestra una clara sobre-densidad de puntos en $(U, V, W) \approx (-26, -15, -13) \text{ km/s}$. Se encontró que las estrellas de dicha región son las mismas que las estrellas que componen la sobre-densidad observada en los diagramas del espacio de posición en $(X, Y, Z) \approx (-50, -180, -30) \text{ pc}$. Luego, identificando 21 estrellas de la pre-SP del DCM de la Figura 2.19, se halló que estas se concentran en dicha región del espacio de fase y son un sub-copnjunto de las estrellas de la pre-SP detectadas en el caso de EM8.

EM19 del Grupo 4

Para EM19 encontramos $\zeta_{max} = 0$ lo que significa que para todas las combinaciones de los parámetros (p, l, v) se halló que por lo menos una de las regiones UMS_i no poseía estrellas. En consecuencia, EM19 no se encuentra en una región poblada por estrellas masivas. Sumado a esto, en todas las combinaciones de los parámetros de selección, las únicas estrellas (al rededor de una decena) que se hallaron en el entorno del espacio de fase de esta EM se encontraban todas en la SP. Estos resultados sugieren entonces que EM19 es un candidato a una estrella masiva solitaria.

Capítulo 3

Análisis de resultados y conclusiones

En los capítulos anteriores, se estudiaron las incompletitudes de los sondeos disponibles de los NYMG y se construyó una FS que nos permitió re-detectar NYMG conocidos, detectar nuevas estrellas candidatas a miembros de NYMG conocidos y encontrar posibles NYMG desconocidos. En este capítulo, analizamos y resumimos los resultados obtenidos y exploramos su posible impacto en el estudio de los NYMG.

3.1. Resumen de resultados y conclusiones

Nuevos candidatos a miembros de NYMG conocidos

La eficiencia de la FS desarrollada fue validada con la detección de miembros conocidos de NYMG asociados a las estrellas EM11 (LCC), EM13 (UCL), EM14 (UCL) y EM15 (UCL). Además se detectaron varias (entre 146 y 214) candidatas a estrellas pre-SP de baja masa con fotometría y cinemática consistentes con estos grupos pero que no figuraban en los catálogos de miembros conocidos lo que significa que se trata de *nuevos* candidatos a miembros de estos NYMG.

Se encontró que EM6, EM9 y EM12 son también nuevos candidatos a miembros de NYMG conocidos y que varias (entre 37 y 88) estrellas de sus respectivos entornos en el espacio de fase también lo son. En el caso de la EM12 se detectaron miembros de UCL, LCC y USCO, en el caso de EM9 miembros de LCC,

PL8 y CAR y en el caso de EM6 miembros de PL8, COL y CAR. Es importante notar que en estos casos la FS no nos permitió distinguir entre distintos NYMG que se encuentran en la misma región del espacio de fase y en consecuencia no es posible determinar a cuál NYMG pudieran pertenecer EM6 y EM9. Estos casos sumados a EM13, EM14 y EM15 mencionados más arriba confirman una de las mayores dificultades en el estudio de los NYMG: varios grupos se solapan parcial o casi totalmente en los espacios de posición y velocidad haciendo muy difícil su distinción cinemática.

Esta degeneración de la información cinemática pudiera ser relativamente fácil de romper para estrellas de baja masa pre-SP pero muy difícil de romper para estrellas de masa alta e intermedia en la SP. Si los NYMG involucrados poseen edades lo suficientemente diferentes, sus estrellas de baja masa en la pre-SP podrían ser distinguidas a partir de un estudio fotométrico que permita separarlas en DCM pues las estrellas de cada NYMG se distribuirán en torno de su correspondiente isocrona. Las estrellas de mayor masa en cambio ya se encuentran en la SP y las isocronas de distintas edades son esencialmente indistinguibles en los DCM. Otros métodos como la medida espectroscópica de las abundancias de *Li* aplican también únicamente para estrellas de baja masa. Así, distinguir entre estrellas de la SP pertenecientes a diferentes NYMG de cinemática común es una muy fuerte limitación en el estudio de estas poblaciones.

Estrellas masivas "solitarias" del entorno solar

Otro resultado importante ha sido el descubrimiento de grupos de estrellas masivas jóvenes con cinemática común para las cuales no se observan indicios de un grupo de estrellas jóvenes de baja masa asociado. Ese es el caso de las estrellas masivas del entorno de EM2, EM3 y EM18.

Para EM1, EM5, EM10, EM16, EM17 y EM19 no se logró identificar estrellas de ningún tipo en su entorno cinemático. En otras palabras, estas EM son estrellas masivas "solitarias" del entorno solar. Esto significa entonces que estas EM ya perdieron su cohesión cinemática con las demás estrellas masivas de su agrupación de origen. Es entonces natural hacernos la siguiente pregunta: ¿Por qué estas EM son solitarias y las EM2, EM3 y EM18 todavía poseen estrellas masivas en su entorno cinemático? Es claro que los resultados de este trabajo no nos permiten contestar esta pregunta y que se necesitaría un estudio dinámico para poder inferir los posibles fenómenos por los cuales las estrellas de alta masa logran separarse de forma individual o en grupo de sus poblaciones de origen. El presente trabajo pudiera ser una importante motivación observacional para este tipo de estudio teórico.

De todas éstas estrellas masivas solitarias sólo EM19 y EM17 se encuentran a distancias cercanas a los 200pc por lo que pudiera ocurrir que no se hayan detectados compañeras por encontrarse éstas fuera de la región del espacio estudiada en este trabajo. Las restantes estrellas solitarias están a distancias mucho menores de los 200 pc.

Nuevos candidatos a NYMG y casos particulares

Los casos de las EM4, EM7 y EM8 son de particular interés. La estrella EM4 se encuentra acompañada por una secuencia de estrellas masivas CIMF y por una secuencia de estrellas de baja masa en la pre-SP aunque los diagramas del espacio de fase no muestran una sobre-densidad evidente. En otras palabras, EM4 comparte una amplia región del espacio de fase con una población joven de estrellas. Observando que dichas estrellas parecen formar una misma secuencia en el DCM, podemos formular la siguiente pregunta: ¿Serán las estrellas que comparten cinemáticas con la EM4 originarias de una misma población simple (en su mayoría al menos) o serán estas estrellas parte de una población de estrellas jóvenes de campo? Es importante resaltar que las herramientas y resultados desarrollados en este trabajo no nos permiten contestar esta pregunta.

En cuanto a la estrella EM7, los casos en los que se encuentran una secuencia de estrellas masivas CIMF se obtuvieron para combinaciones de los parámetros de selección en los cuales, si bien se logra notar una sobre-densidad de puntos en los diagramas de velocidad, no logramos distinguir una en los de posición. Pero al considerar combinaciones más restrictiva de los parámetros de selección, se logra observar una sobre-densidad en los espacios de posición al precio de perder la CIMF en la distribución de estrellas masivas. Esto significa que las estrellas menos masivas de la pre-SP detectadas por el algoritmo en el entorno cinemático de EM7 se concentran en una cierta región del espacio de fase y que las estrellas masivas se encuentran en su periferia. Podemos entonces afirmar que las estrellas de la pre-SP y las estrellas masivas del entorno de la EM7 son claros indicios de la presencia de un candidato nuevo a NYMG. Al observar que las estrellas masivas del entorno de la EM7 se encuentran en los bordes de la sobre-densidad producida por este candidato a grupo, es razonable formular la siguiente hipótesis: tal vez las estrellas jóvenes del entorno de EM7 forman un grupo en proceso de disgregación en el cual las estrellas masivas tienden a separarse más fácilmente del grupo que el resto. Nuevamente, debemos insistir en que este trabajo no nos permite comprobar esta hipótesis pues es necesario un estudio dinámico.

Finalmente, en el caso de la estrella EM8, se encontró una secuencia de 40 estrellas jóvenes de la pre-SP (21 de las cuales se encontraron en el entorno de EM7) que no son miembros confirmados de NYMG conocidos que parecen distribuirse en el espacio de fase de forma bimodal, dónde una de las dos componentes comparte su locus con estrellas de NYMG conocidos y la otra no. En cuanto a la segunda componente, es claro que constituye un candidato nuevo a NYMG. Sin embargo, dado la cercanía de estas dos aglomeraciones de estrellas jóvenes en el espacio de fase, es natural hacerse la siguiente pregunta: ¿Serán estas estrellas sub-grupos de una misma población que está dividiéndose en dos o serán estos dos conjuntos de estrellas dos NYMG que comparten una misma región del espacio de posición? Una vez más, los resultados de este trabajo no nos permiten contestar esta pregunta y son necesarios estudios dinámicos para explorar si existen fenómenos que permitan generar tal división.

Resumiendo, las EM7 y EM8 presentan un nuevo candidato a NYMG y la EM4 presenta un caso particular interesante. Estos tres casos son entonces de gran interés para tratar de contestar una de las preguntas abiertas de la sección 1.4.1: ¿Son los NYMG representantes del procesos por el cual una población de estrellas se dispersa para poblar el disco galáctico desde las RFE?

Sobre la incompletitud de los NYMG conocidos

Del estudio fotométrico de los NYMG conocidos, hemos encontrado indicios de contaminaciones e incompletitudes en los sondeos actuales. Luego, una vez estudiada las distribuciones de estas agrupaciones en el espacio de fase, hemos visto que estas poblaciones conforman estructuras complejas que en varios casos se entrelazan, volviendo el análisis y la diferenciación de distintas agrupaciones una tarea difícil, lo cual explica en parte los niveles de contaminación e incompletitud por parte de estrellas jóvenes en los sondeos actuales basados en un análisis principalmente cinemático de estos grupos. Análogamente, hemos visto que la identificación de miembros a un NYMG mediante la combinación del análisis cinemático y fotométrico no es suficiente para obtener una muestra completa para estrellas de la SP dado a la presencia de estrellas viejas contaminantes de la SP. Finalmente, la detección aquí presentada de nuevos candidatos a miembros de NYMG conocidos confirma que los sondeos actuales son incompletos.

Conclusiones finales

De este trabajo concretamente podemos decir que: (i) Los sondeos actuales de los NYMG son incompletos, sea por la complejidad de la distribución de estos grupos en el espacio de fase o por el hecho que estas agrupaciones se están disgregando, (ii) Los sondeos actuales de los NYMG están contaminados por estrellas viejas, (iii) La FS diseñada ha sido validada con la detección de agrupaciones conocidas, (iv) Se detectaron estrellas que son nuevos candidatos a miembros de NYMG conocidos, (v) Se detectaron estrellas masivas jóvenes y grupos de estrellas masivas jóvenes que no están asociadas cinemáticamente a ningún candidato a NYMG y que no poseen estrellas de baja masa asociadas y (vi) Se detectó un nuevo candidato a NYMG que contiene entre 21 y 40 estrellas de la pre-SP.

3.2. Recomendaciones y trabajo futuro

Optimización de la función de selección

Uno de los trabajos inmediatos es la optimización de la FS. Como se vió en el Capítulo 2, el método es paramétrico y es dependiente de las distribuciones de estrellas jóvenes en el entorno de las EM. Se necesita para un análisis más preciso de estos grupos un algoritmo que nos permita detectar de forma no paramétrica sobre-densidades en el espacio de fase mediante, por ejemplo, el uso del algoritmo DBSCAN así como una herramienta más poderosa para la identificación de secuencias CIMF en el DCM como por ejemplo el test K-S.

Futuros trabajos con Gaia EDR3

Un resultado sorprendente de este trabajo es que detectamos EM en muy pocos NYMG conocidos. Como muchos de estos grupos se encuentran a distancias mucho menores de 200 pc es razonable suponer que sus miembros están contenidos en el volumen aquí estudiado. Así, nuestros resultados parecerían indicar que la mayoría de los NYMG conocidos no tienen estrellas masivas asociadas lo que pudiera ser una propiedad inherente a las poblaciones o resultados de la dispersión de las estrellas masivas. Esta segunda hipótesis es consistente con el hecho de que encontramos EM aisladas.

Sin embargo, es de suma importancia recordar que hemos utilizado el catálogo StarHorse (Anders et al., 2019) para la selección fotométrica de las EM. Este catálogo tiene la ventaja de incluir estimaciones de la extinción pero tiene el problema de ser incompleto para estrellas muy brillantes y, en consecuencia, algunas EM fueron excluidas de nuestra selección. Así, los resultados aquí presentados marcan una cota mínima de lo que se podría obtener del análisis de un catálogo más completo como Gaia EDR3 (Gaia Collaboration et al., 2018).

Por otro lado, si consideramos todas las estrellas de la SP del catálogo maestro con colores más azules que el de las estrellas de Bouy & Alves (2015) encontramos un total de 1671 estrellas, lo cual es más del doble de las estrellas de Bouy & Alves (2015) que se encuentran en Gaia DR2. Análogamente, se encontraron varias estrellas masivas en UMS_1 que no se encuentran en StarHorse pero sí en Gaia DR2. Esto significa que existen más estrellas masivas que son susceptibles del análisis que aquí se ha presentado.

Es entonces de gran interés aplicar la FS diseñada a los datos del Gaia EDR3 (Collaboration et al., 2020). Sin embargo, como se vió en el Capítulo 2, Gaia DR2 posee V_{rad} para un poco menos del 10 % de las estrellas del entorno solar. El siguiente paso consiste entonces en aplicar la FS a todo el catálogo de Gaia EDR3 (Collaboration et al., 2020) y complementarlo con V_{rad} de sondeos en desarrollo como Apogee-II del SDSS (Majewski et al., 2017). De esta manera, estimamos que podremos detectar más candidatos a miembros de NYMG conocidos y más candidatos a nuevos NYMG y podremos realizar una nueva estimación de las incompletitudes de los catálogos de los NYMG que pudieron surgir de Gaia EDR3.

Sobre los nuevos candidatos

Es de gran importancia realizar un estudio más profundo de los nuevos candidatos a NYMG para confirmar si se trata o no de nuevos grupos. Más concretamente, se necesita estudiar el nivel de juventud de las estrellas de la pre-SP detectadas mediante estudios espectroscópicos.

Luego, las hipótesis presentadas en las Secciones 3.1 y 3.1 motivan un estudio dinámico de los procesos mediante los cuales una población joven de estrellas se disgrega. Además, dicho estudio sería de gran interés para contestar algunas de las preguntas abiertas planteadas en la Sección 1.4.1.

Apéndice A

Apéndices

A.1. Cálculo analítico de la FMI

Definiendo $x = \log_{10}(m)$, supongamos que la FMI normalizada $f(x)$ de una población es descrita por la FMI de Hennebelle & Chabrier (2008) para masas menores a la masa solar y la FMI de Salpeter (1955) para masas mayores:

- $f|_{0 \leq m(x) \leq 1}(x) = f_1(x) = \frac{1}{\sqrt{2\pi\sigma^2}} e^{-\frac{((x-x_0))^2}{2\sigma^2}}$
- $f|_{1 < m(x)}(m(x)) = f_2(m) = \frac{A}{m(x)^{1,35}}$

Dónde $\sigma = 0,57$, $x_0 = \log_{10}(0,3)$ y A es una constante, entonces, observando que $m = 10^x$ es claro que:

- $f|_{-\infty < x \leq 0}(x) = f_1(x) = \frac{1}{\sqrt{2\pi\sigma^2}} e^{-\frac{((x-x_0))^2}{2\sigma^2}}$
- $f|_{0 < x < +\infty}(x) = f_2(x) = \frac{A}{10^{1,35x}}$

Luego, con la función Heaviside $H(x)$ definida como 0 si $x < 0$ y 1 si $0 \leq x$, es claro que:

$$f(x) = B[f_1(x)H(-x) + f_2(x)H(x)] = \frac{B}{\sqrt{2\pi\sigma^2}} e^{-\frac{((x-x_0))^2}{2\sigma^2}} H(-x) + \frac{AB}{10^{1,35x}} H(x)$$

Dónde B es una constante de normalización. Luego, se debe cumplir que $f(x)$ sea continua y que esté normalizada en \mathbb{R} , es decir que se cumplan las siguientes condiciones:

$$n) \int_{\mathbb{R}} f(x)dx = B \left[\int_{-\infty}^0 f_1(x)dx + \int_0^{+\infty} f_2(x)dx \right] = 1$$

$$c) f_1(0) = \lim_{x \rightarrow 0} f_2(x)$$

Estas condiciones nos permiten hallar los valores de A y B, de la condición de continuidad c):

$$A = \frac{1}{\sqrt{2\pi\sigma^2}} e^{-\frac{x_0^2}{2\sigma^2}}$$

Luego de n):

$$B \left[\int_{-\infty}^0 f_1(x)dx + \int_0^{+\infty} f_2(x)dx \right] = 1$$

$$\Rightarrow B \left[\int_{-\infty}^0 f_1(x)dx + \frac{A}{1,35\ln(10)} \right] = 1$$

Se puede ver numéricamente que la integral para $f_1(x)$ es aproximadamente igual a 0,82, entonces:

$$B = \frac{1,35\ln(10)}{0,82 \times 1,35\ln(10) + A} \approx 1,03$$

De dónde concluimos que:

$$f(x) = \frac{1,03}{\sqrt{2\pi\sigma^2}} \left[e^{-\frac{((x-x_0))^2}{2\sigma^2}} H(-x) + \frac{e^{-\frac{x_0^2}{2\sigma^2}}}{10^{1,35x}} H(x) \right]$$

A.2. El límite superior de la región permitida del diagrama η vs. ζ

Queremos resolver el siguiente problema: ¿Dado un cierto valor de ζ , cual es el máximo valor posible de η ?

Para esto, sea $i \in \{2, 3, 4\}$ el índice tal que $\xi_i = \zeta$. Teniendo esto, parecería natural pensar que el máximo valor de η se da cuando $\xi_j = \xi_k = 1$ dónde i, j, k son índices diferentes dos a dos. Entonces obtendríamos $\eta = \zeta$. Sin embargo este resultado es falso ya que se cumple los siguientes vínculos:

$$\begin{aligned} f_2 + f_3 + f_4 &= 1 \\ t_2 + t_3 + t_4 &= 1 \end{aligned} \tag{A.2.1}$$

En consecuencia, asumamos sin pérdida de generalidad que $\xi_2 = \zeta$ y $\xi_3 = \xi_4 = 1$, entonces esto significa por definición que $f_3 = t_3$ y $f_4 = t_4$, pero sustituyendo estos valores en A.2.1 se obtiene que $f_2 = t_2$ y entonces $\eta = 1$, lo cual no es siempre cierto. En conclusión, no se puede tener dos de los tres ξ iguales a 1 sin que el tercero también lo sea. Supongamos entonces que solamente uno de estos vale 1, más concretamente, sean $i, j, k \in \{1, 2, 3\}$ tales que $\xi_i = \zeta$, $\xi_j = 1$ el valor máximo de η dado un cierto ζ es entonces:

$$\eta = \zeta \xi_k = \zeta (1 - |f_k - t_k|/t_k) \tag{A.2.2}$$

El próximo paso consiste en hallar una expresión $\eta = \eta(\vec{t}, \zeta)$ dónde $\vec{t} = (t_i, t_j, t_k)$. Para esto, observemos por un lado que por definición del índice i :

$$\begin{aligned} \xi_i &= \zeta \\ \Rightarrow 1 - |f_i - t_i|/t_i &= \zeta \\ \Rightarrow |f_i - t_i| &= (1 - \zeta)t_i \end{aligned}$$

De dónde se concluye que:

$$f_i = \begin{cases} (2 - \zeta)t_i & \text{si } f_i \geq t_i \\ \zeta t_i & \text{si no} \end{cases}$$

Por otro lado, de la definición del índice j , tenemos trivialmente que $f_j = t_j$, sustituyendo estos resultados en el vínculo A.2.1 obtenemos:

$$f_k = \begin{cases} 1 - t_j - (2 - \zeta)t_i & \text{si } f_i \geq t_i \\ 1 - t_j - \zeta t_i & \text{si no} \end{cases}$$

Luego concluimos que:

$$\eta(\vec{t}, \zeta) = \begin{cases} \zeta (1 - |1 - t_j - (2 - \zeta)t_i - t_k|/t_k) & \text{si } f_i \geq t_i \\ \zeta (1 - |1 - t_j - \zeta t_i - t_k|/t_k) & \text{si no} \end{cases}$$

Observemos que esta expresión depende del valor de f_i , hallemos cuales f_i nos permiten maximizar η , para esto es útil definir $x = 1 - t_j - \zeta t_i - t_k$, luego:

$$\frac{1-t_j-(2-\zeta)t_i-t_k}{1-t_j-\zeta t_i-t_k} = \frac{x-2(1-\zeta)t_i}{x} < 1$$

$$\Rightarrow \zeta (1 - |1 - t_j - (2 - \zeta)t_i - t_k|/t_k) > \zeta (1 - |1 - t_j - \zeta t_i - t_k|/t_k)$$

Luego, los valores de f_i que maximizan η son aquellos que cumplen que $f_i \geq t_i$ y entonces:

$$\eta(\vec{t}, \zeta) = \zeta (1 - |1 - t_j - (2 - \zeta)t_i - t_k|/t_k) \tag{A.2.3}$$

Parecería entonces suficiente averiguar que valores de \vec{t} maximizan esta expresión, sin embargo, observemos que los valores de \vec{t} que la maximizan dependen del valor de ζ por lo que no podemos hallar una expresión analítica de esta curva. Consideremos entonces las posibles ternas de \vec{t} , las cuales corresponden a las filas de la matriz T:

$$T = \begin{pmatrix} t_2 & t_3 & t_4 \\ t_2 & t_4 & t_3 \\ t_3 & t_4 & t_2 \\ t_3 & t_2 & t_4 \\ t_4 & t_2 & t_3 \\ t_4 & t_3 & t_2 \end{pmatrix}$$

Luego, podemos averiguar para cada valor de ζ entre 0 y 1 que fila de T maximiza A.2.3. Esta tarea es sencilla de realizar para una computadora y se realizó con un paso de 10^{-4} para ζ . De esta forma se pudo construir numéricamente los límites superiores de los diagramas η vs. ζ . Sin embargo, se puede ver que la expresión $\eta = \zeta^{1,32}$ es una excelente aproximación de este límite.

A.3. Diagramas del espacio de Fase

En esta sección se presentan los diagramas del entorno del espacio de fase de algunas de las EM de interés seleccionadas por la función de selección diseñada para la búsqueda de NYMG en torno de las EM.

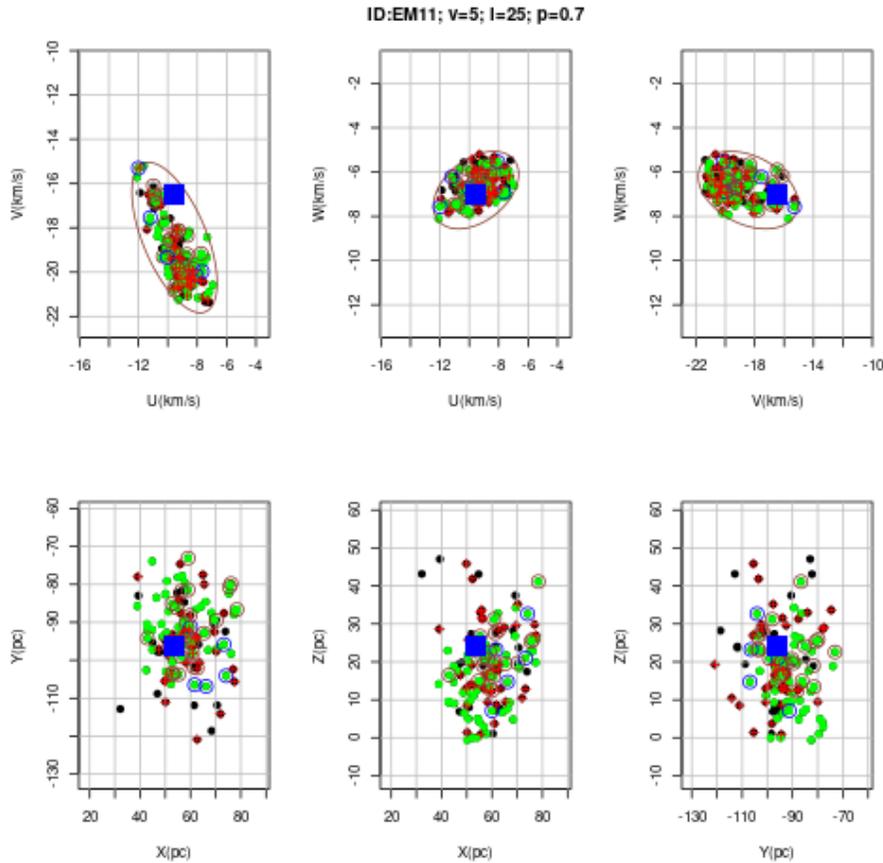


Figura A.1: Diagramas del espacio de fase de las estrellas seleccionadas por el algoritmo en el entorno de la EM11 con la combinación de los parámetros de selección $(l, p, v) = (25pc, 0,7, 5km/s)$. Los diagramas superiores e inferiores corresponden a las distribuciones de las estrellas en cuestión en el espacio de posición y en el espacio de velocidad respectivamente. Los colores y las formas de los puntos son los mismos que en los DCM de las secciones 2.4.4 y 2.5. Las elipses rojas de los diagramas de velocidad corresponden a las proyecciones del elipsoide construido para la selección cinemática de las estrellas según explicado en el algoritmo de la sección 2.4.1. Las cruces rojas corresponden a estrellas de la pre-SP (0.7 magnitudes en M_G por arriba del locus teórico de la SP) en la región de colores que no contiene al Turn-off ni a la rama de las gigantes.

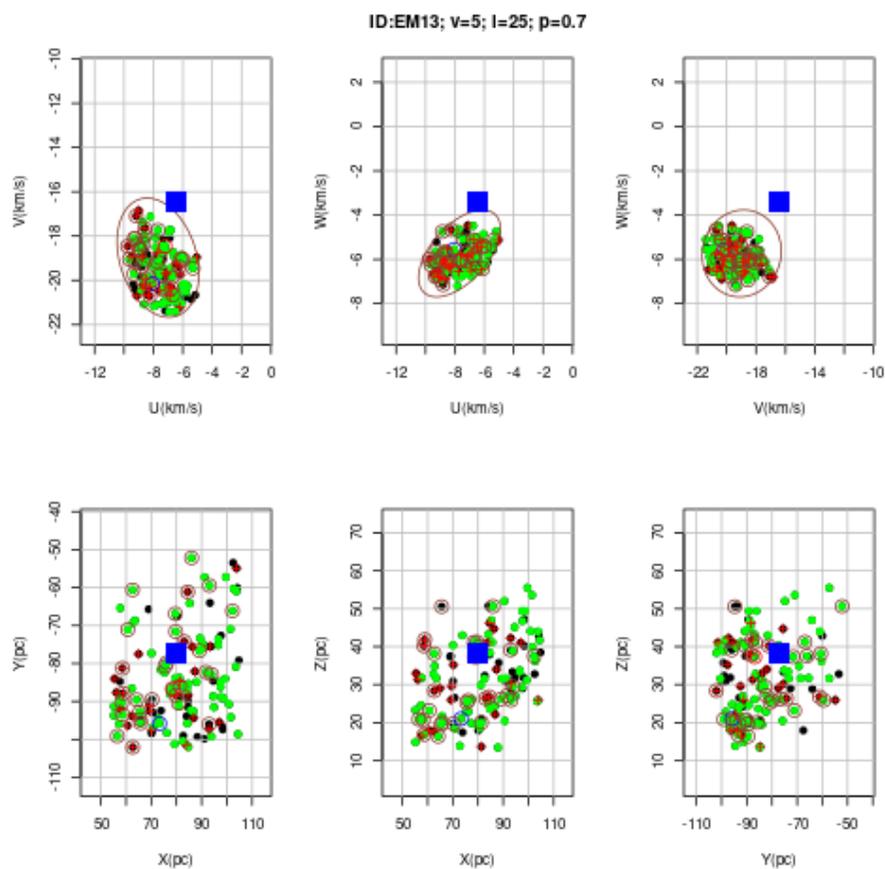


Figura A.2: Misma figura que la figura A.1 pero para la EM13 y con $(l, p, v) = (25pc, 0,7, 5km/s)$.

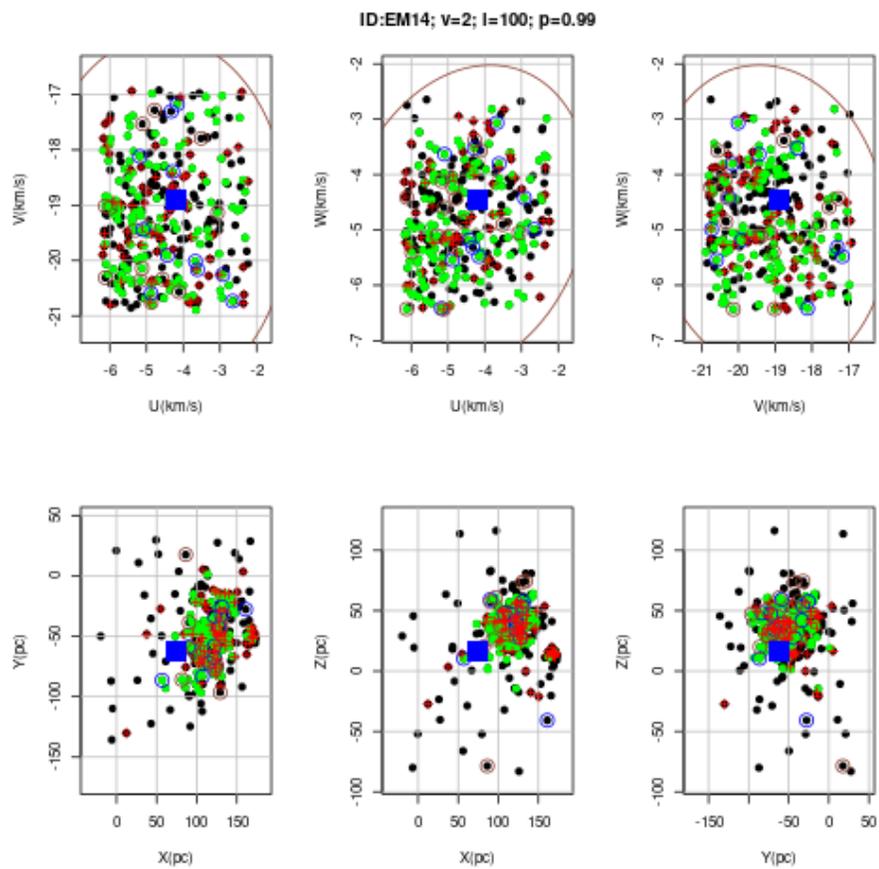


Figura A.3: Misma figura que la figura A.1 pero para la EM14 y con $(l, p, v) = (100pc, 1, 2km/s)$.

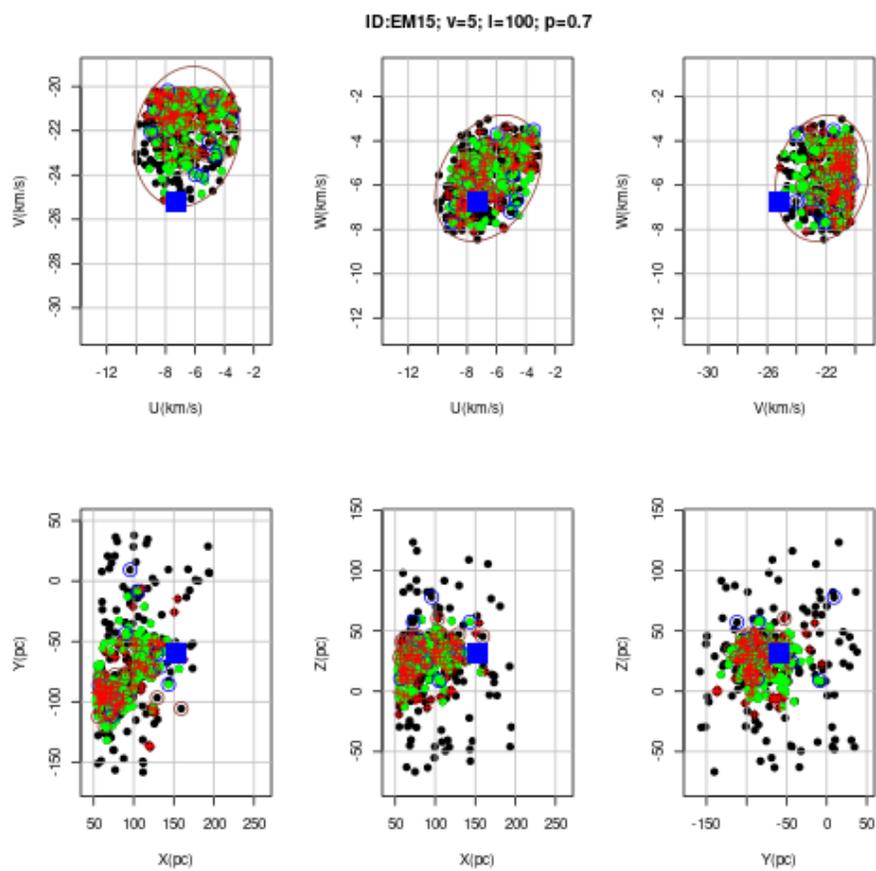


Figura A.4: Misma figura que la figura A.1 pero para la EM15 y con $(l, p, v) = (100pc, 0,7, 5km/s)$.

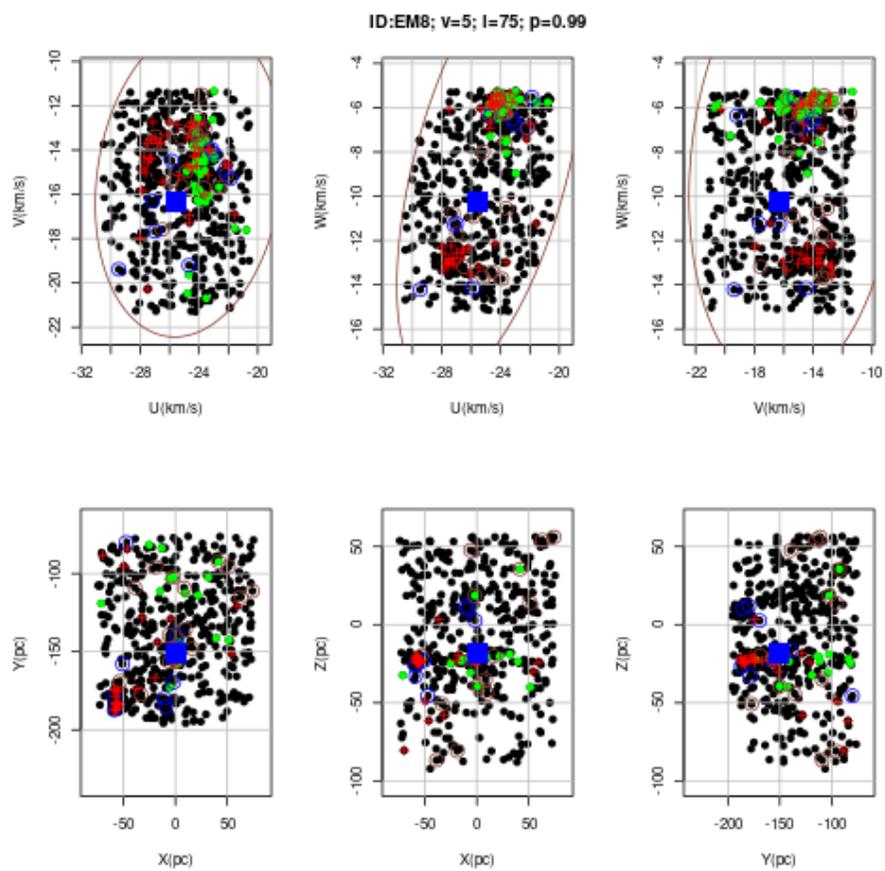


Figura A.5: Misma figura que la figura A.1 pero para la EM8 y con $(l, p, v) = (75pc, 1, 5km/s)$.

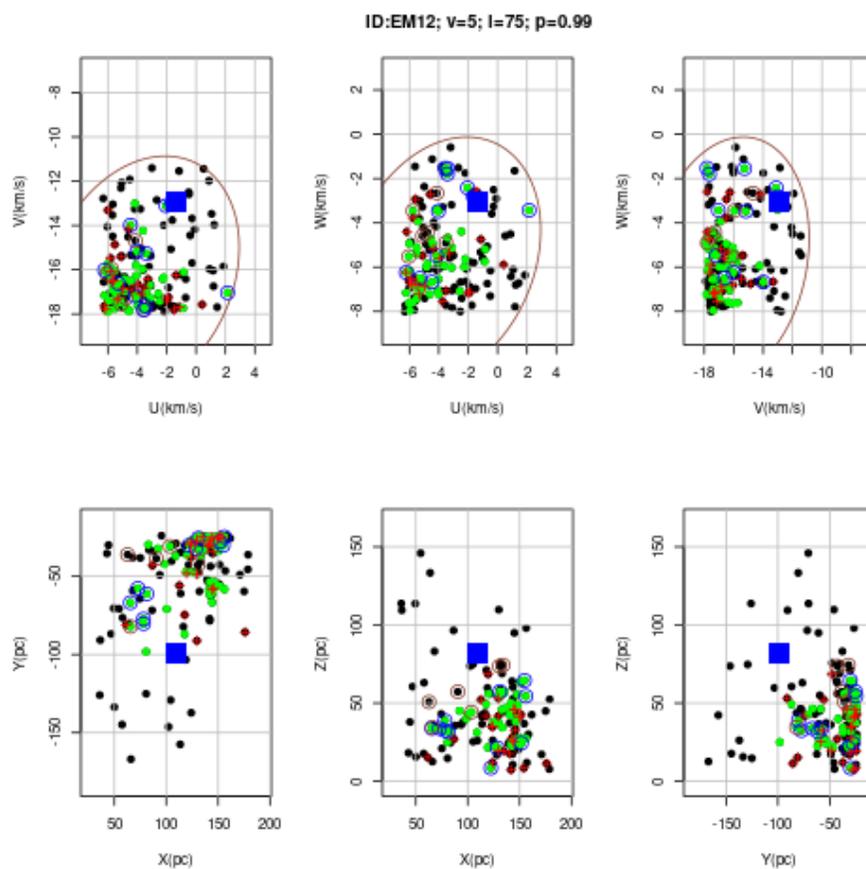


Figura A.6: Misma figura que la figura A.1 pero para la EM12 y con $(l, p, v) = (75pc, 1, 5km/s)$.

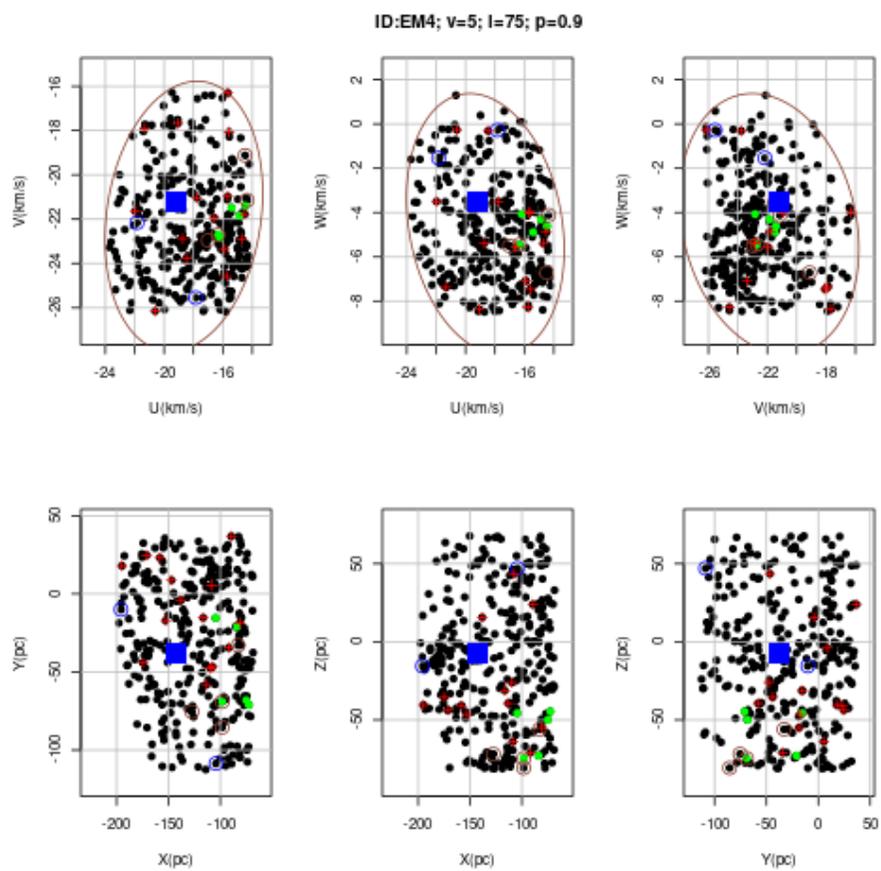


Figura A.7: Misma figura que la figura A.1 pero para la EM4 y con $(l, p, v) = (75pc, 0,9, 5km/s)$.

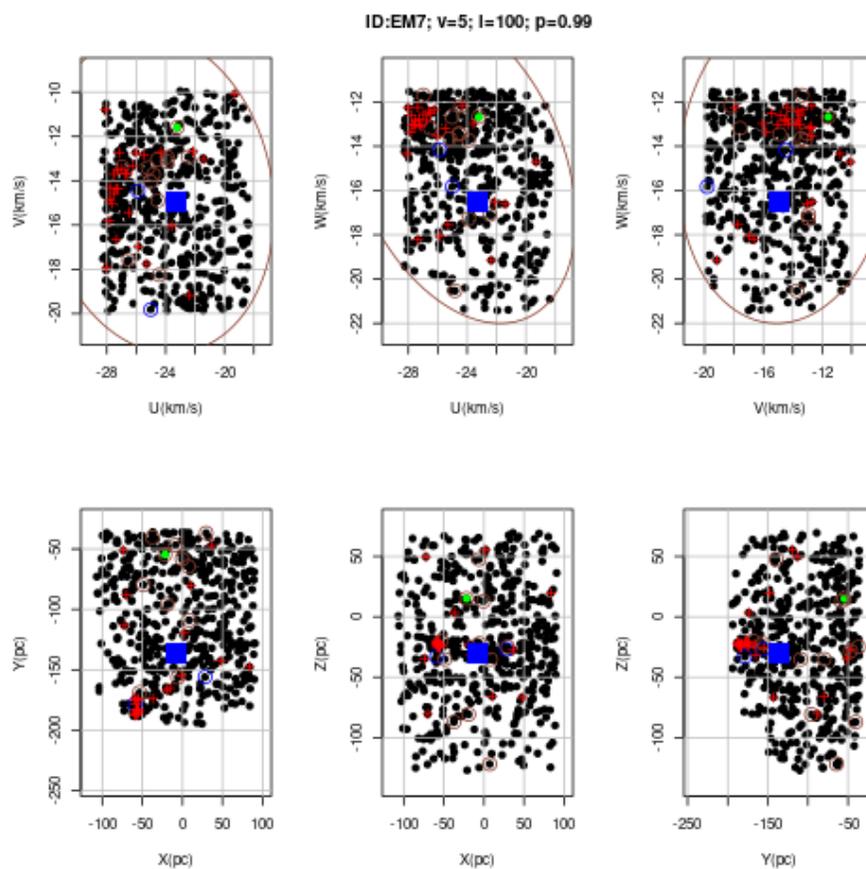


Figura A.8: Misma figura que la figura A.1 pero para la EM7 y con $(l, p, v) = (75pc, 0,9, 5km/s)$.

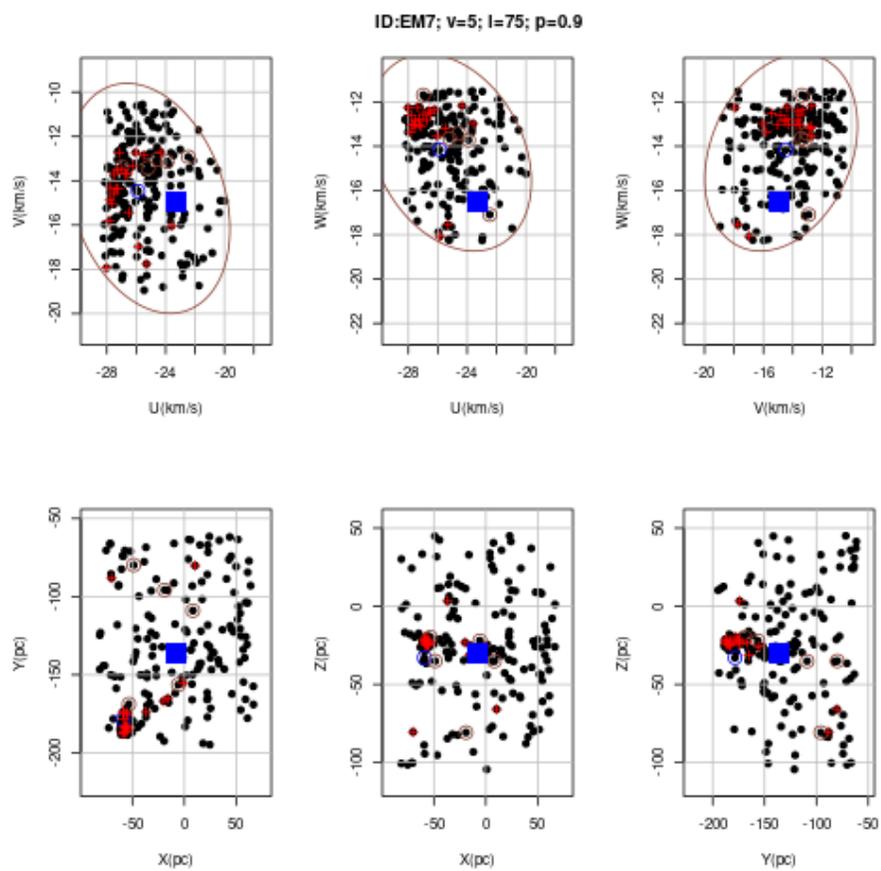


Figura A.9: Misma figura que la figura A.1 pero para la EM7 y con $(l, p, v) = (75pc, 0,9, 5km/s)$.

Bibliografía

Anders, F., et al. 2019, *A&A*, 628, A94

Baade, D., et al. 2018, *A&A*, 610, A70

Bailer-Jones, C. A. L. 2015, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 127, 994

Baraffe, I., Homeier, D., Allard, F., & Chabrier, G. 2015, *A&A*, 577, A42

Basri, G. 1998, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 134, *Brown Dwarfs and Extrasolar Planets* (R. Rebolo, E. L. Martin, & M. R. Zapatero Osorio), 394–+

Biller, B. A., et al. 2013, *ApJ*, 777, 160

Bouy, H., & Alves, J. 2015, *A&A*, 584, A26

Bressan, A., Marigo, P., Girardi, L., Salasnich, B., Dal Cero, C., Rubele, S., & Nanni, A. 2012, *MNRAS*, 427, 127

Chini, R., Nasserri, A., Dembsky, T., Buda, L. S., Fuhrmann, K., & Lehmann, H. 2013, in *EAS Publications Series*, Vol. 64, *EAS Publications Series*, ed. K. Pavlovski, A. Tkachenko, & G. Torres, 155–162

Collaboration, G., Brown, A. G. A., Vallenari, A., Prusti, T., de Bruijne, J. H. J., Babusiaux, C., & Biermann, M. 2020, *Gaia Early Data Release 3: Summary of the contents and survey properties*

Covino, E., Guenther, E. W., Esposito, M., Alcalá, J. M., Frasca, A., & Mundt, R. 2005, in *ESA Special Publication*, Vol. 560, *13th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems and the Sun*, ed. F. Favata, G. A. J. Hussain, & B. Battrick, 487

Cruz, K. L., Kirkpatrick, J. D., & Burgasser, A. J. 2009, *AJ*, 137, 3345

- da Silva, L., Torres, C. A. O., de La Reza, R., Quast, G. R., Melo, C. H. F., & Sterzik, M. F. 2009, *Astronomy and Astrophysics*, 508, 833
- David, T. J., & Hillenbrand, L. A. 2015, *ApJ*, 804, 146
- Dawson, P., Scholz, A., Ray, T. P., Marsh, K. A., Wood, K., Natta, A., Padgett, D., & Ressler, M. E. 2013, *MNRAS*, 429, 903
- De Silva, G. M., D’Orazi, V., Melo, C., Torres, C. A. O., Gieles, M., Quast, G. R., & Sterzik, M. 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 431, 1005
- Dommanget, J., & Nys, O. 2002, *VizieR Online Data Catalog*, I/274
- Ducourant, C., Teixeira, R., Galli, P. A. B., Le Campion, J. F., Krone-Martins, A., Zuckerman, B., Chauvin, G., & Song, I. 2014, *Astronomy and Astrophysics*, 563, A121
- Eggleton, P. P., & Tokovinin, A. A. 2008, *MNRAS*, 389, 869
- Elliott, P., Bayo, A., Melo, C. H. F., Torres, C. A. O., Sterzik, M., & Quast, G. R. 2014, *Astronomy and Astrophysics*, 568, A26
- Feigelson, E., Townsley, L., Güdel, M., & Stassun, K. 2007, in *Protostars and Planets V*, ed. B. Reipurth, D. Jewitt, & K. Keil, 313
- Frankowski, A., Jancart, S., & Jorissen, A. 2007, *A&A*, 464, 377
- Gagné, J., & Faherty, J. K. 2018, *ApJ*, 862, 138
- Gagné, J., Lafrenière, D., Doyon, R., Malo, L., & Artigau, É. 2015, *ApJ*, 798, 73
- Gagné, J., Lafrenière, D., Doyon, R., Malo, L., Faherty, J., & Artigau, É. 2013, *Mem. Societa Astronomica Italiana*, 84, 916
- Gaia Collaboration et al. 2018, *A&A*, 616, A1
- Galvez-Ortiz, M. C., et al. 2010, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 409, 552
- . 2014, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 439, 3890
- Hennebelle, P., & Chabrier, G. 2008, *ApJ*, 684, 395

- Herbig, G. H. 1978, Can Post-T Tauri Stars Be Found? (Mirzoyan, L. V.), 171
- Hohle, M. M., Neuhäuser, R., & Schutz, B. F. 2010, *Astronomische Nachrichten*, 331, 349
- Jilinski, E., Daflon, S., Cunha, K., & de La Reza, R. 2006, *A&A*, 448, 1001
- Kraus, A. L., Shkolnik, E. L., Allers, K. N., & Liu, M. C. 2014, *The Astronomical Journal*, 147, 146
- Levato, H., Malaroda, S., Morrell, N., & Solivella, G. 1987, *ApJS*, 64, 487
- Levenhagen, R. S., & Leister, N. V. 2006, *MNRAS*, 371, 252
- Lindgren, L. 2018, gAIA-C3-TN-LU-LL-124
- Majewski, S. R., et al. 2017, *AJ*, 154, 94
- Makarov, V. V. 2007, *ApJS*, 169, 105
- Makarov, V. V., & Urban, S. 2000, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 317, 289
- Malkov, O. Y., Tamazian, V. S., Docobo, J. A., & Chulkov, D. A. 2012, *A&A*, 546, A69
- Malo, L., Artigau, É., Doyon, R., Lafrenière, D., Albert, L., & Gagné, J. 2014, *ApJ*, 788, 81
- Malo, L., Doyon, R., Feiden, G. A., Albert, L., Lafrenière, D., Artigau, É., Gagné, J., & Riedel, A. 2014, *The Astrophysical Journal*, 792, 37
- Malo, L., Doyon, R., Lafrenière, D., Artigau, É., Gagné, J., Baron, F., & Riedel, A. 2013, *ApJ*, 762, 88
- Marigo, P., et al. 2017, *ApJ*, 835, 77
- Marrese, P. M., Marinoni, S., Fabrizio, M., & Altavilla, G. 2019, *A&A*, 621, A144
- Martin, E. L., & Montes, D. 1997, *A&A*, 318, 805
- Mason, B. D., Wycoff, G. L., Hartkopf, W. I., Douglass, G. G., & Worley, C. E. 2001, *AJ*, 122, 3466
- Moor, A., Szabó, G. M., Kiss, L. L., Kiss, C., Ábrahám, P., Szulágyi, J., Kóspál, Á., & Szalai, T. 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 1376
- Murphy, S. J., & Lawson, W. A. 2015, *MNRAS*, 447, 1267

- Neiner, C., Buysschaert, B., Oksala, M. E., & Blazère, A. 2015, *MNRAS*, 454, L56
- Nielsen, E. L., et al. 2013, *ApJ*, 776, 4
- Pawellek, N., Wyatt, M., Matrà, L., Kennedy, G., & Yelverton, B. 2021, *MNRAS*, 502, 5390
- Pourbaix, D., et al. 2004, *A&A*, 424, 727
- Preibisch, T. 2007, *Mem. Societa Astronomica Italiana*, 78, 332
- Prialnik, D. 2000, *An Introduction to the Theory of Stellar Structure and Evolution* (Cambridge University Press)
- Quillen, A. C., Pettitt, A. R., Chakrabarti, S., Zhang, Y., Gagné, J., & Minchev, I. 2020, *Birth Sites of Young Stellar Associations: Recent Star Formation in a Flocculent Corrugated Disk*
- R Core Team. 2020, *R: A Language and Environment for Statistical Computing*, R Foundation for Statistical Computing, Vienna, Austria
- Reipurth, B., Megeath, S. T., Bally, J., & Walawender, J. 2008, *The L1617 and L1622 Cometary Clouds in Orion* (Reipurth, B.), 782–+
- Riedel, A. R., et al. 2014, *The Astronomical Journal*, 147, 85
- Rizzuto, A. C., et al. 2013, *MNRAS*, 436, 1694
- Salpeter, E. E. 1955, *ApJ*, 121, 161
- Samus, N. N., Kazarovets, E. V., Durlevich, O. V., Kireeva, N. N., & Pastukhova, E. N. 2009, *VizieR Online Data Catalog*, B/gevs
- Shkolnik, E. L., Anglada-Escudé, G., Liu, M. C., Bowler, B. P., Weinberger, A. J., Boss, A. P., Reid, I. N., & Tamura, M. 2012, *The Astrophysical Journal*, 758, 56
- Shu, F. H. 2016, *ARA&A*, 54, 667
- Shultz, M., Wade, G. A., Rivinius, T., Neiner, C., Henrichs, H., Marcolino, W., & MiMeS Collaboration. 2017, *MNRAS*, 471, 2286
- Steinmetz, M., et al. 2020, *AJ*, 160, 82

- Suárez, G., Downes, J. J., Román-Zúñiga, C., Cerviño, M., Briceño, C., Petr-Gotzens, M. G., & Vivas, K. 2019, *MNRAS*, 486, 1718
- Tetzlaff, N., Neuhäuser, R., & Hohle, M. M. 2011, *MNRAS*, 410, 190
- Tokovinin, A. 2008, *MNRAS*, 389, 925
- Torres, C. A. O., Quast, G. R., da Silva, L., de La Reza, R., Melo, C. H. F., & Sterzik, M. 2006, *A&A*, 460, 695
- Torres, C. A. O., Quast, G. R., Melo, C. H. F., & Sterzik, M. F. 2008, *Young Nearby Loose Associations* (Reipurth, B.), 757–+
- Touhami, Y., Gies, D. R., & Schaefer, G. H. 2011, *ApJ*, 729, 17
- van Leeuwen, F. 2007, *A&A*, 474, 653
- Van Rossum, G., & Drake Jr, F. L. 1995, *Python reference manual* (Centrum voor Wiskunde en Informatica Amsterdam)
- Viana Almeida, P., Santos, N. C., Melo, C., Ammler-von Eiff, M., Torres, C. A. O., Quast, G. R., Gameiro, J. F., & Sterzik, M. 2009, *Astronomy and Astrophysics*, 501, 965
- Zari, E., Hashemi, H., Brown, A. G. A., Jardine, K., & de Zeeuw, P. T. 2018, *A&A*, 620, A172
- Zuckerman, B., & Song, I. 2004, *Annual Review of Astronomy & Astrophysics*, 42, 685