

Isocronas Teóricas para la Fotometría de GAIA

Autora: *Camila Damia Rincón*

Director: *Dr. Jorge Alejandro Panei*

Codirectora: *Dra. Mariela Alejandra Corti*

Tesis de Licenciatura en Astronomía



Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas
Universidad Nacional de La Plata

Firma y aclaración de director y codirectora:

Jorge Alejandro Panei

Mariela Alejandra Corti

Firma y aclaración de jurado:

María Alejandra De Vito

11 de Marzo de 2024

A mis familiares y amigos, que fueron mi soporte en este largo recorrido; a Jorge y Mariela, por la buena predisposición y disponibilidad continua; y a todos los que me enseñaron e impulsaron a lo largo del camino, sin los que esto no hubiera sido posible.

Índice general

1. Introducción	1
2. Herramientas Computacionales	6
2.1. El Código de Evolución Estelar	6
2.1.1. Planteo del Problema de Estructura Estelar	6
2.1.2. Física del Código de Evolución	11
3. Diagrama de Hertzsprung-Rusell	14
4. Cálculos Previos	20
4.1. Calibración en metalicidad y parámetro de longitud de mezcla	20
4.2. Construcción de Secuencias Evolutivas	23
5. Cómputo de Isocronas	27
6. Transformación al Plano Observacional	31
6.1. La Metalicidad	31
6.2. Las Magnitudes	32
7. Aplicación a los Datos Observacionales	35
7.1. Caracterización de la región	35
7.2. Método de ajuste de modelos teóricos y análisis de datos	37
8. Resultados	40
9. Conclusiones	47
10. Trabajo a Futuro	49
Bibliografía	53

Capítulo 1

Introducción

Las estrellas son objetos de los que se puede extraer mucha información. Individualmente, pueden encontrarse como anfitrionas de ricos sistemas planetarios y progenitoras de algunos de los más espectaculares transitorios en el Universo lejano. En conjunto, son las encargadas de transformar el estado del Universo, y nos dan indicios de la formación de las galaxias y su evolución.

La interpretación de estos sistemas y fenómenos depende de nuestra comprensión de la física estelar y la correcta calibración de los modelos de evolución estelar para un amplio rango de masas, metalicidades y estados evolutivos (Choi et al., 2016).

La teoría de la evolución estelar describe cómo las propiedades observables de las estrellas cambian con el paso del tiempo. Las escalas de tiempo que estamos acostumbrados a utilizar en la vida cotidiana e incluso en la historia humana son sumamente cortas comparadas con los tiempos característicos en los que se producen los cambios en las estrellas (con excepciones, como son los efectos que se observan en estrellas variables, las explosiones de algunas estrellas, algunos eventos solares, entre otros).

Las hipótesis necesarias para generar esta teoría son:

- Si suponemos estrellas idénticas, una foto del cielo revela la misma secuencia de estrellas que hubiera sido obtenida observando la historia de una estrella particular;
- Las estrellas tienen un espectro de masas, y nacen del gas interestelar, cuya composición depende de la posición y los eventos físicos sucedidos en el tiempo.

La clave de la evolución estelar está en los cambios químicos producidos por las reacciones nucleares. Las estrellas homogéneas que mediante reacciones nucleares están transformando hidrógeno en helio en sus núcleos se ubican en la Secuencia Principal (MS, por sus siglas en inglés), mientras que las estrellas que muestran inhomogeneidades pueden caer en otros lugares del Diagrama de Hertzsprung-Rusell (o Diagrama HR), como por ejemplo en la región de las gigantes rojas. El agotamiento del hidrógeno en una fracción suficiente del centro estelar (i.e.: 10 – 20 %, Clayton 1983) produce que la estrella se mueva en el Diagrama de HR desde la MS hacia la región de las gigantes.

Los cúmulos estelares son grupos de estrellas ligadas por la atracción gravitatoria mutua y que participan de un movimiento común dentro de la galaxia. Las distancias entre las estrellas miembro son mucho menores que sus distancias a la Tierra, por lo que puede considerarse que todas las estrellas componentes de un mismo cúmulo están igual de lejos de la misma.

Los Diagramas HR de cúmulos estelares ofrecen un número de importantes oportunidades para el estudio de la evolución estelar. Dado que las estrellas en estos cúmulos están esencialmente a la misma distancia del observador, sus luminosidades relativas pueden ser medidas con alta precisión. La luminosidad absoluta de cada estrella del cúmulo puede ser determinada con sólo encontrar la luminosidad absoluta de una estrella, y así corregir las luminosidades de las demás estrellas por el módulo de distancia. La distancia puede ser determinada usando la magnitud aparente de un tipo de estrella característico cuya magnitud absoluta es conocida.

Otra ventaja de los cúmulos es que para todas las estrellas se asume que tienen la misma edad, ya que se supone que se formaron en el mismo momento en el Medio Interestelar.

Los Diagramas HR de cúmulos estelares se destacan de los correspondientes a las estrellas de campo (que pueden encontrarse distribuidas por todo el Diagrama HR), los cuales difieren entre sí. Esto nos provee pistas importantes para la determinación de la historia de la galaxia.

Las estrellas más brillantes de un sistema generalmente muestran una relación directa con su geometría. En la mayoría de las asociaciones galácticas las estrellas más brillantes son las gigantes azules de tipo O y B, mientras que en los cúmulos globulares son las gigantes rojas luminosas y en los cúmulos abiertos, dependiendo de su edad, las gigantes rojas o las estrellas de la parte superior de la MS.

Un efecto similar es encontrado en las galaxias: los tipos espectrales de las estrellas más brillantes de las galaxias espirales son O y B, mientras que en las elípticas los

miembros más luminosos son gigantes rojas.

Además, se encuentra una correlación directa entre la edad y la velocidad espacial promedio respecto al Centro Galáctico, lo cual refleja el estado inicial de nuestra galaxia. Las estrellas en las vecindades solares pueden ser arbitrariamente divididas en dos grupos: uno de altas velocidades y uno de bajas. Los cúmulos abiertos tienen velocidades relativas bajas, propias de las del gas interestelar del que se formaron, mientras que los cúmulos globulares tienen velocidades relativas altas y se mueven en grandes órbitas alrededor del Centro Galáctico. La velocidad espacial promedio también está relacionada con la distancia promedio al plano galáctico (Clayton, 1983).

La interpretación de un vasto arreglo de observaciones astronómicas, desde la fotometría y espectroscopía de galaxias y cúmulos estelares, hasta estrellas binarias e individuales, y la detección de exoplanetas, requiere de precisos sets de cálculos de modelos estelares, cubriendo todos los principales estados evolutivos y un amplio rango de masas y composiciones químicas iniciales (Hidalgo et al., 2018).

Una librería confiable de modelos de evolución estelar usados para calcular poblaciones estelares debe satisfacer al menos tres criterios principales:

1. Que la física esté actualizada y los tratamientos de los procesos físicos sean adecuados y lo más precisos posible;
2. Que el set de modelos sea homogéneo, en el sentido de que todas las fases de evolución y composiciones químicas iniciales tienen que ser calculadas con el mismo código de evolución y el mismo marco físico;
3. Que los modelos reproduzcan tantas condiciones empíricas como sea posible (Pietrinferni et al., 2004).

La curva que se genera en el Diagrama HR cuando se representa una población estelar simple (miembros de igual edad y composición química inicial) recibe el nombre de isocrona.

Las isocronas teóricas son herramientas muy útiles en astrofísica. Históricamente, han sido usadas para atribuir edades aproximadas y distancias a cúmulos estelares observados en al menos dos filtros, con el proceso tradicional de ajuste de isocronas (siendo un ejemplo de ello el trabajo de Demarque & McClure 1977). En las últimas décadas, su uso se ha expandido de muchas maneras. Desde Charlot & Bruzual A (1991), se considera la base del método de isocronas para la síntesis espectro-fotométrica de evolución de poblaciones, que ha revolucionado la interpretación de los espectros

y fotometría de galaxias distantes. También han sido muy utilizadas en los métodos más complejos de ajuste de Diagramas Color-Magnitud de galaxias cercanas y cúmulos estelares (Dolphin, 2002), cuyo objetivo fue derivar medidas cuantitativas de su formación estelar e historia de su enriquecimiento químico (Marigo et al., 2017).

La forma y dimensión de nuestra galaxia, a la que nos referimos comúnmente como Vía Láctea, es difícil de apreciar desde nuestra perspectiva. La distancia a objetos individuales es una de las piezas de información más valiosa que tenemos para reconstruir la estructura general de la Vía Láctea.

Entre la variedad de objetos astronómicos con los que podemos derivar distancias, los cúmulos estelares tienen la ventaja de abarcar un amplio rango de edades, desde unos pocos millones de años (trazando episodios de formación estelar reciente) hasta muchos Giga años (tan antiguos como el Disco Galáctico), que pueden ser estimadas con mayor precisión que las de estrellas individuales (Cantat-Gaudin et al., 2020).

Los cúmulos abiertos son sistemas estelares homogéneos que se formaron bajo las mismas condiciones físicas en el plano galáctico, que es rico en gas y polvo (Yontan et al., 2019). Estos nacen y evolucionan en el plano de la Vía Láctea. En ellos está impresa la historia del Disco Galáctico, incluyendo la evolución de su composición química y su dinámica (Gaia Collaboration et al., 2018). Contienen desde decenas hasta unos pocos miles de estrellas localizadas a distancias muy similares de la Tierra, teniendo edad y composición química similar. Por esta razón, son laboratorios ideales para estudiar la formación y evolución estelar y pueden ser usados para generar y testear las teorías de evolución estelar (Yontan et al., 2019).

El tercer relevamiento de datos de la Agencia Espacial Europea (ESA, por sus siglas en inglés) misión *Gaia* (DR3) es el *survey* astrométrico y fotométrico más profundo de todo el cielo. Este nos otorga una visión panóptica del Disco Galáctico y su población de cúmulos Estelares. La astrometría (movimientos propios y paralaje) de *Gaia* permite identificar los miembros de cúmulos y nuevos objetos. Combinando con su fotometría, permite mejorar la distancia estimada a los cúmulos por medio del valor de la paralaje y conocer sus edades y extinciones con mucha precisión (Gaia Collaboration et al., 2022).

El catálogo *Gaia* DR3 contiene la misma lista de fuentes, posiciones celestes, movimientos propios, paralajes y fotometría en las bandas G_{mag} , G_{BP} y G_{RP} , del *Early Third Data Release Gaia* EDR3. Incluye posiciones, paralaje y movimientos propios de alrededor de 1468 millones de fuentes, con magnitudes límite de $G_{\text{mag}} \sim 21$ y $G_{\text{mag}} \sim 3$, referido al *ICRS* de la época J2016.0 (Paíz et al., 2023, actualmente en proceso de

arbitraje).

La estimación de los principales parámetros (edad, módulo de distancia, extinción y metalicidad) de un cúmulo estelar es usualmente llevada a cabo mediante el ajuste de isocronas: un modelo teórico de la secuencia trazada por un grupo coetáneo de estrellas en un Diagrama Color-Magnitud bidimensional, realizado a la distribución observada de estrellas (Cantat-Gaudin et al., 2020).

Las asociaciones OB son grupos de estrellas jóvenes, no-ligadas gravitacionalmente, que contienen un alto porcentaje de estrellas OB y numerosas estrellas poco masivas. Sus bajas densidades espaciales ($< 0,1 \text{ M}_{\odot}\text{pc}^{-3}$) hacen que sean dinámicamente inestables a las fuerzas de marea de la galaxia, por lo cual, con el paso del tiempo, son disgregadas. Son un trazador importante de la distribución de estrellas jóvenes y los procesos de formación estelar (Wright, 2020).

En este trabajo, nos enfocaremos en la estimación de edad, metalicidad y enrojecimiento del cúmulo abierto *Collinder 421* de la región *Cygnus OB2*.

Cygnus OB2 es la asociación más masiva conocida en nuestra galaxia, con al menos 50 estrellas de tipo O y una masa total de $\sim 16500 \text{ M}_{\odot}$ (Wright et al., 2015).

Nuestro cúmulo de estudio, *Collinder 421*, es un cúmulo cuya metalicidad es de tipo solar (Fu et al., 2022). Analizaremos sus principales parámetros mediante el ajuste de nuestras isocronas, calculadas a partir de nuestro código de evolución estelar, que describiremos más adelante. Compararemos nuestros resultados con las isocronas de PARSEC v1.2S (Bressan et al., 2012).

Capítulo 2

Herramientas Computacionales

2.1. El Código de Evolución Estelar

2.1.1. Planteo del Problema de Estructura Estelar

Las ecuaciones diferenciales que describen la estructura estelar para una estrella aislada y esféricamente simétrica en equilibrio hidrostático y en ausencia de campos magnéticos son las siguientes:

$$\frac{\partial r}{\partial m} = \frac{1}{4\pi r^2 \rho} \quad (2.1)$$

$$\frac{\partial P}{\partial m} = -\frac{Gm}{4\pi r^4} \quad (2.2)$$

$$\frac{\partial l}{\partial m} = \epsilon_n - \epsilon_\nu - C_P \frac{\partial T}{\partial t} + \frac{\delta}{\rho} \frac{\partial P}{\partial t} \quad (2.3)$$

$$\frac{\partial T}{\partial m} = -\frac{GmT}{4\pi r^4 P} \nabla \quad (2.4)$$

$$\frac{\partial X_i}{\partial t} = \frac{m_i}{\rho} \left(\sum_j r_{ji} - \sum_k r_{ik} \right), i = 1, \dots, I. \quad (2.5)$$

Donde:

- **2.1** describe el comportamiento espacial de la función $r(m, t)$, donde r es la distancia radial desde el centro estelar y m es la masa contenida en una esfera de radio r en el instante t .

- **2.2** es la ecuación de movimiento en el caso de equilibrio hidrostático, donde $\frac{\partial P}{\partial m}$ es el gradiente de presión y G es la constante de gravitación universal.

Esta ecuación tiene un término adicional $-\frac{\partial^2 \Gamma}{\partial t^2} (4\pi r^2)^{-1}$ en el caso de que no se cumpla la condición de equilibrio hidrostático.

- **2.3** es la ecuación de conservación de la energía, donde $l(r)$ es la energía neta por segundo que atraviesa una esfera de radio r , ϵ_n es la energía nuclear liberada por unidad de masa por segundo, ϵ_ν es la energía tomada por unidad de masa por segundo del material estelar en forma de neutrinos.

En esta ecuación, $\delta \equiv -\left(\frac{\partial \ln \rho}{\partial \ln T}\right)_P$.

- **2.4** es la ecuación de transporte, donde $\frac{\partial T}{\partial m}$ es el gradiente de temperatura.

Además, $\nabla \equiv \frac{d \ln T}{d \ln P}$, y se debe considerar que:

- Si el transporte de energía es debido a radiación (y conducción), se debe reemplazar ∇ por $\nabla_{rad} = \frac{3}{16\pi acG} \frac{\kappa l P}{m T^4}$.
- Si el transporte de energía es debido a convección, ∇ tiene que ser reemplazado por el valor obtenido por una teoría de convección adecuada.

- **2.5** es un set de I ecuaciones (una de las cuales puede ser reemplazada por la condición de conservación $\sum_i X_i = 1$) para el cambio de las fracciones de masa X_i de los $i = 1, \dots, I$ núcleos relevantes con masas m_i . En general, un elemento i puede ser afectado simultáneamente por muchas reacciones, algunas que los crean (r_{ji}) y otras que los destruyen (r_{ik}).

Hay una serie de condiciones bajo las cuales podemos llevar a cabo simplificaciones en nuestro sistema de ecuaciones:

1. Si la evolución de la estrella es gobernada por equilibrio térmico (*thermal adjustment*) o reacciones nucleares ($\tau_{KH} \gg \tau_{hydr}$ y $\tau_n \gg \tau_{hydr}$, donde: τ_{KH} es el tiempo característico de la escala de Kelvin-Helmholtz $\tau_{KH} := \frac{|E_g|}{L} \approx \frac{E_i}{L}$, con E_i

la energía interna del gas, E_g la energía gravitacional y L la luminosidad de la estrella; $\tau_n := \frac{E_n}{L}$ es la escala de tiempo nuclear, con E_n el reservorio de energía nuclear; y $\tau_{hydr} \approx \left(\frac{R^3}{GM}\right)^{1/2}$ es la escala de tiempo hidrostático). Bajo estas hipótesis, la ecuación de equilibrio hidrostático 2.2 es apropiada. Entonces, la estrella evoluciona atravesando una secuencia de estados de equilibrio hidrostático. En esta aproximación, las funciones $s(m, t_0)$ (que representa la entropía) y $X_i(m, t_0)$ tienen que ser especificadas.

2. Si la estrella evoluciona en la escala de tiempo $\tau_n \gg \tau_{KH}$, las derivadas temporales en la ecuación de la energía pueden ser despreciadas y 2.3 se reduce a:

$$\frac{\partial l}{\partial m} = \epsilon_n - \epsilon_\nu. \quad (2.6)$$

En este caso, la estrella evoluciona atravesando una secuencia de estados en los que no solo está en equilibrio hidrostático, sino también en equilibrio térmico. Llamamos a esto equilibrio completo. Los únicos valores que deben darse en este caso son los $X_i(m, t_0)$.

En equilibrio completo, las ecuaciones básicas de la estructura estelar son divididas en dos partes:

- Las “Ecuaciones de Estructura”: 2.1, 2.2, 2.4 y 2.6, que solo tienen derivadas espaciales.
- Las “Ecuaciones Químicas”: 2.5, que solo tienen derivadas temporales.

De esta forma, si a un dado tiempo $t = t_0$ son dadas las $X_i(m, t_0)$, las ecuaciones de estructura pueden ser tomadas como un set de cuatro ecuaciones diferenciales ordinarias, que describen la estructura de la estrella a t_0 .

El equilibrio completo es una buena aproximación para estrellas en varias etapas evolutivas importantes, como por ejemplo, las estrellas de la Secuencia Principal. Pero incluso sin equilibrio completo, el sistema de ecuaciones suele ser separado en dos partes:

- Una parte espacial, que se resuelve como un problema de condiciones de borde para una dada composición química $X_i(m, t_0)$.

- Una parte que representa los cambios químicos, que es un problema de valores iniciales dependiente del tiempo.

Estas dos partes se resuelven en dos pasos diferentes que se alternan, con diferentes esquemas numéricos.

Hay dos condiciones de borde para el centro, definido por $m = 0$, que pueden darse inmediatamente: $r = 0$ (ya que la densidad ρ tiene que tender a un valor finito y constante cerca del centro) y $l = 0$ (ya que las fuentes de energía también deben permanecer finitas).

Para los valores centrales de presión (P_c) y temperatura (T_c), es útil saber el comportamiento de las cuatro funciones r , l , P y T en las vecindades del centro $m \rightarrow 0$, para un dado tiempo $t = t_0$.

Integrando la ecuación de continuidad 2.1 para un valor constante $\rho = \rho_c$ y valores pequeños de m y r , obtenemos:

$$r = \left(\frac{3}{4\pi\rho_c} \right)^{1/3} m^{1/3}, \quad (2.7)$$

que puede ser considerado el primer término de una expansión en serie de r alrededor de $m = 0$. Integrando análogamente la ecuación de la energía 2.3, tenemos:

$$l = (\epsilon_n - \epsilon_\nu + \epsilon_g)_c m. \quad (2.8)$$

Integrando la Ecuación Hidrostática 2.2 obtenemos:

$$P - P_c = \frac{3G}{8\pi} \left(\frac{4\pi}{3} \rho_c \right)^{4/3} m^{2/3}. \quad (2.9)$$

En el caso de la temperatura, se integra por separado el caso radiativo, resultando:

$$T^4 - T_c^4 = -\frac{1}{2ac} \left(\frac{3}{4\pi} \right)^{2/3} \kappa_c (\epsilon_n - \epsilon_\nu + \epsilon_g)_c \rho_c^{4/3} m^{2/3}, \quad (2.10)$$

y el caso de convección adiabática, donde obtenemos:

$$\ln(T) - \ln(T_c) = -\left(\frac{\pi}{6} \right)^{1/3} G \frac{\nabla_{\text{ad},c} \rho_c^{4/3}}{P_c} m^{2/3}. \quad (2.11)$$

Las condiciones en la superficie son más complicadas de establecer.

Una estimación cruda podría ser la condición de que cuando $m \rightarrow M$: $P \rightarrow 0$ y $T \rightarrow T_{\text{sup}}$. Esta al menos refleja correctamente el hecho de que, en la región más externa de la estrella, P y T se vuelven muy pequeñas comparadas con las del interior.

Pero, en la realidad, hay una transición gradual a los valores finitos de P y T del medio interestelar difuso.

El siguiente paso es encontrar una esfera que pueda llamarse razonablemente “superficie” de la estrella y que defina el radio estelar total $r = R$. La teoría de atmósferas estelares sugiere el uso de la Fotósfera, desde donde la mayor parte de la radiación es emitida al espacio, y que es encontrada donde la profundidad óptica $\tau := \int_R^\infty \kappa \rho dr$ de las capas contiguas toma el valor $2/3$. Con estas consideraciones, podemos obtener:

$$P_{r=R} = \frac{GM}{R^2} \frac{2}{3} \frac{1}{\bar{\kappa}}, \quad (2.12)$$

donde definimos un valor medio de la opacidad κ , promediada sobre la atmósfera estelar.

La temperatura en la Fotósfera es igual a la temperatura efectiva $T_{r=R} = T_{\text{eff}}$ de la estrella, definida por:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{\text{eff}}^4, \quad (2.13)$$

donde $\sigma = ac/4$ es la constante de radiación de Stefan-Boltzmann, con lo que T_{eff} es la temperatura que tendría un cuerpo negro con el mismo Flujo de Energía Superficial que la estrella.

Como generalmente tenemos información detallada de la opacidad, se puede tener en cuenta la dependencia de la presión (o la densidad) y la temperatura con κ . Una aproximación utilizada usualmente es la de Eddington:

$$T^4(\tau) = \frac{3}{4} (L/4\pi R^2 \sigma) \left(\tau + \frac{2}{3} \right), \quad (2.14)$$

y si además utilizamos la opacidad media de Rosseland, podemos obtener la llamada “aproximación de atmósfera gris de Eddington” ([Kippenhahn et al., 2012](#)), que es la utilizada en este trabajo.

La integración de las cuatro ecuaciones que describen la estructura de una estrella es realizada aplicando un método de Newton-Raphson clásico. La estructura es dividida en dos partes: una interna incluyendo la mayor parte de la masa (usualmente el 95%) y una envoltura que incluye la restante fracción de la masa.

Debemos encontrar las dos ecuaciones para las condiciones de contorno, que son las dos primeras ecuaciones lineales de la matriz de Heney, que resuelve el interior.

Para ello, vamos a utilizar el método matemático de los triángulos, empleado por

Kippenhahn et al. (1967), calculados sobre el Diagrama HR y que indica si un punto es interior o exterior a un dado triángulo.

Integramos tres envolturas a partir de los datos obtenidos en cada uno de sus vértices. De esta forma, obtenemos las relaciones que dan $R = R(L, T_{\text{eff}})$, $P = P(L, T_{\text{eff}})$ y $T = T(L, T_{\text{eff}})$ en la base de la envoltura, que son necesarias para cerrar el sistema.

La transición entre las soluciones del interior y la envoltura es realizada a un cierto valor de la masa llamada “*fitting mass*” (m_F), que debe estar lo suficientemente lejos para asegurar que las ecuaciones del interior sean todavía válidas allí y lo suficientemente cerca de M para, por simplicidad, poder usar siempre el equilibrio térmico de las soluciones exteriores con $l = L$ (constante). Cuanto menor sea $M - m_F$, menos energía podrá ser guardada o liberada en las capas externas (Kippenhahn et al., 2012).

Por debajo de la atmósfera, las tres ecuaciones (dR/dP , dM/dP y dT/dP) son integradas con un método de Runge-Kutta de cuarto orden.

2.1.2. Física del Código de Evolución

Los cálculos realizados en esta tesis han sido resultado de nuestro código de evolución estelar, el cual utiliza un esquema del tipo de Henyey (Kippenhahn et al., 1967). El mismo fue desarrollado íntegramente en el Observatorio de La Plata (Benvenuto, 1988) y ha sido modificado y actualizado a lo largo de los años. El código utilizado en este trabajo es una actualización del mencionado (para más detalles ver Panei et al. 2007).

Este código de evolución utiliza las opacidades radiativas OPAL (Iglesias & Rogers, 1996) las que tienen en cuenta composiciones ricas en carbono y oxígeno. Hacia bajas temperaturas se utilizan las opacidades moleculares de Alexander & Ferguson (1994). Para el caso de altas densidades se emplean las opacidades conductivas de Itoh et al. (1994) y demás referencias citadas en él.

Para la tasa de emisión de neutrinos consideramos los trabajos de Itoh & Kohyama (1983) y Itoh et al. (1983, 1984c,a,b, 1987, 1989, 1992, 1994).

La ecuación de estado para bajas densidades tiene en cuenta ionización parcial para el hidrógeno y el helio, presión de radiación y contribución iónica. En el régimen de altas densidades se tienen en cuenta presión de electrones parcialmente degenerados e interacciones coulombianas. Además, a pesar de no reproducir en esta tesis las etapas finales de la evolución de las enanas blancas, el código también tiene incorporada la ecuación de estado de Magni & Mazzitelli (1979).

La red nuclear utilizada en el código es de 16 elementos, los cuales son: ^1H , ^2H , ^3He , ^4He , ^7Li , ^7Be , ^{12}C , ^{13}C , ^{14}N , ^{15}N , ^{16}O , ^{17}O , ^{18}O , ^{19}F , ^{20}Ne y ^{22}Ne . El número de reacciones termonucleares involucradas es 34, y están listadas en la Tabla (2.1).

$^7\text{Be} + e^- \rightarrow ^7\text{Li} + \nu$	$p + p + e^- \rightarrow d + \nu$
$p + p \rightarrow d + e^+ + \nu$	$p + d \rightarrow ^3\text{He} + \gamma$
$p + ^3\text{He} \rightarrow ^4\text{He} + \gamma$	$^3\text{He} + ^4\text{He} \rightarrow ^7\text{Be} + \gamma$
$p + ^7\text{Be} \rightarrow ^4\text{He} + ^4\text{He}$	$p + ^7\text{Li} \rightarrow ^4\text{He} + ^4\text{He}$
$^4\text{He} + ^4\text{He} \rightarrow p + p + ^4\text{He}$	$p + ^{12}\text{C} \rightarrow (^{13}\text{N} + \gamma$
	$/ ^{13}\text{N} \rightarrow) ^{13}\text{C} + e^+ + \nu$
$p + ^{13}\text{C} \rightarrow ^{14}\text{N} + \gamma$	$p + ^{14}\text{N} \rightarrow (^{15}\text{O} + \gamma$
	$/ ^{15}\text{O} \rightarrow) ^{15}\text{N} + e^+ + \nu$
$p + ^{15}\text{N} \rightarrow ^{16}\text{O} + \gamma$	$p + ^{15}\text{N} \rightarrow ^4\text{He} + ^{12}\text{C}$
$p + ^{16}\text{O} \rightarrow (^{17}\text{F} + \gamma$	$p + ^{17}\text{O} \rightarrow (^{18}\text{F} + \gamma$
$/ ^{17}\text{F} \rightarrow) ^{17}\text{O} + e^+ + \nu$	$/ ^{18}\text{F} + e^- \rightarrow) ^{18}\text{O} + \nu$
$p + ^{17}\text{O} \rightarrow ^4\text{He} + ^{14}\text{N}$	$p + ^{18}\text{O} \rightarrow ^4\text{He} + ^{15}\text{N}$
$p + ^{18}\text{O} \rightarrow ^{19}\text{F} + \gamma$	$p + ^{19}\text{F} \rightarrow ^{20}\text{Ne} + \gamma$
$p + ^{19}\text{F} \rightarrow ^4\text{He} + ^{16}\text{O}$	$^4\text{He} + ^4\text{He} (\rightarrow ^8\text{Be}$
	$/ ^8\text{Be}) + ^4\text{He} \rightarrow ^{12}\text{C} + \gamma$
$^4\text{He} + ^{12}\text{C} \rightarrow ^{16}\text{O} + \gamma$	$^4\text{He} + ^{16}\text{O} \rightarrow ^{20}\text{Ne} + \gamma$
$^4\text{He} + ^{14}\text{N} \rightarrow ^{18}\text{O}$	$^4\text{He} + ^{15}\text{N} \rightarrow ^{19}\text{F} + \gamma$
$^4\text{He} + ^{20}\text{Ne} \rightarrow ^{24}\text{Mg} + \gamma$	$^4\text{He} + ^{17}\text{O} \rightarrow p + ^{20}\text{Ne}$
$^{12}\text{C} + ^{12}\text{C} \rightarrow ^{24}\text{Mg} + \gamma$	$^{12}\text{C} + ^{12}\text{C} \rightarrow ^4\text{He} + ^{20}\text{Ne}$
$^4\text{He} + ^{13}\text{C} + \gamma \rightarrow n + ^{16}\text{O}$	$^4\text{He} + ^{18}\text{O} \rightarrow ^{22}\text{Ne} + \gamma$
$^4\text{He} + ^{22}\text{Ne} \rightarrow n + ^{25}\text{Mg}$	$^4\text{He} + ^{22}\text{Ne} \rightarrow ^{26}\text{Mg} + \gamma$

Tabla 2.1: Reacciones nucleares consideradas en el código de evolución.

La teoría de convección empleada es la desarrollada por Grossman, Narayan & Arnett (GNA) (Grossman et al. 1993; Grossman & Taam 1996). Esta teoría es la conocida como “Teoría de *Mixing-length* Doble Difusiva”. El concepto de la convección doble difusiva se refiere a que en la mezcla los efectos de los gradientes térmicos y de la composición química compiten para determinar la estabilidad del fluido. Empleando dicha teoría se pueden determinar las regiones donde domina la radiación (estabilidad), convección, semiconvección y “*salt-finger*”¹.

Para modelar la pérdida de masa se emplea la fórmula propuesta por de Jager et al. (1988). Estos autores proveen una forma de calcular el viento estelar para estrellas

¹El fenómeno “*salt-finger*” es una inestabilidad secular que ocurre cuando se encuentran burbujas de composición química homogénea, pero distinta que la de su entorno. De acuerdo al equilibrio mecánico, sus temperaturas también diferirán de la de sus alrededores y en consecuencia del balance de las presiones, se hundirán o se elevarán, debido a sus cambios en densidad.

desde el tipo espectral O hasta M. Para tal efecto utilizan una fórmula de interpolación, como una función de la temperatura efectiva T_{eff} y la luminosidad L . La región en donde se utiliza dicha ley de pérdida de masa se muestra en la Figura (2.1).

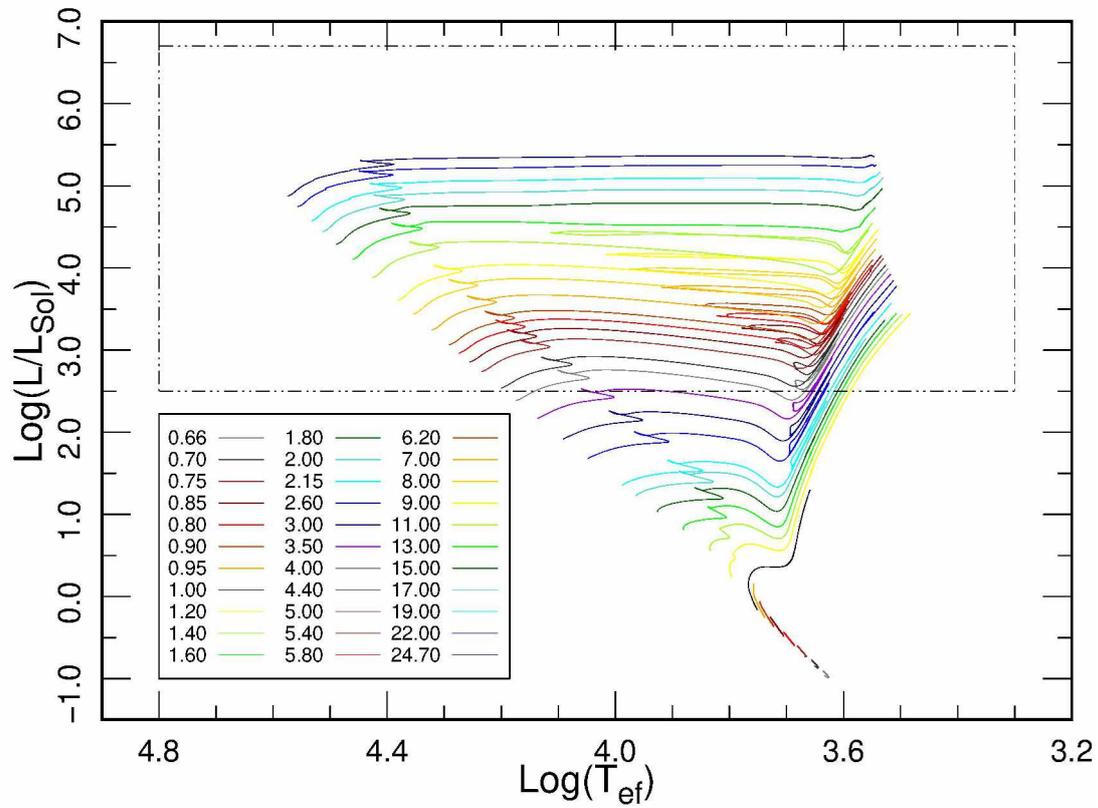


Figura 2.1: Diagrama HR para algunas de las secuencias evolutivas calculadas con nuestro código. Se muestra la región de pérdida de masa en el esquema de de Jager. Los números en el recuadro representan las masas de cada secuencia en M_{\odot} .

Capítulo 3

Diagrama de Hertzsprung-Rusell

Los cúmulos estelares son identificados como un grupo de estrellas que tienen una atracción gravitatoria mucho más fuerte entre ellas que con las estrellas de campo no-miembros. El número de estrellas en un cúmulo varía desde $\sim 10^5$ para los más poblados hasta unas pocas estrellas para los grupos más pobres.

Los cúmulos globulares son los más ricos. Son masivos (con masas típicas del orden de $2 \times 10^5 M_\odot$), compactos, intrínsecamente muy brillantes (para el más brillante, i.e.: ω Centauri, $M_V = -10,4$ mag, mientras que para los más débiles que han sido detectados $M_V \cong -3$ mag) y con marcada simetría esférica. Contienen típicamente 10^5 estrellas de Población II (i.e.: viejas y con baja metalicidad). Su distribución en la galaxia es aproximadamente esférica, centrada en el centro galáctico, alrededor del cual poseen órbitas elípticas (ver Figura 3.1). Las distancias a estos cúmulos se determinan usualmente utilizando las magnitudes aparentes de las estrellas variables *RR Lyrae*, que son características de los mismos. Sus densidades aumentan hacia el centro, donde son muy altas (entre 10^3 y 10^4 estrellas por pc^{-3}). Son sistemas dinámicamente muy estables y muy antiguos. Como tienen muy poco material interestelar (gas y polvo), no tienen formación estelar, por lo que representan la mejor aproximación a una población estelar simple.

Los cúmulos abiertos son grupos más irregulares, formados por un número reducido de estrellas ($\sim 10^3$) de Población I (i.e.: jóvenes y de alta metalicidad). Son poco compactos, brillantes ($M_V \sim -9$ mag), con baja densidad estelar ($\sim 0,1 \text{ pc}^{-3}$) y pueden encontrarse desde radios de ~ 6 pc para los más pequeños a ~ 80 pc para los más masivos de nuestra galaxia (como se encuentran, por ejemplo, en [Hunt & Reffert 2023](#)).

Orbitan a velocidades bajas dentro del plano galáctico y en los brazos espirales, en el Disco Galáctico, por lo que son también llamados “cúmulos galácticos” (en contraste con los cúmulos globulares, que se encuentran lejos del plano galáctico).

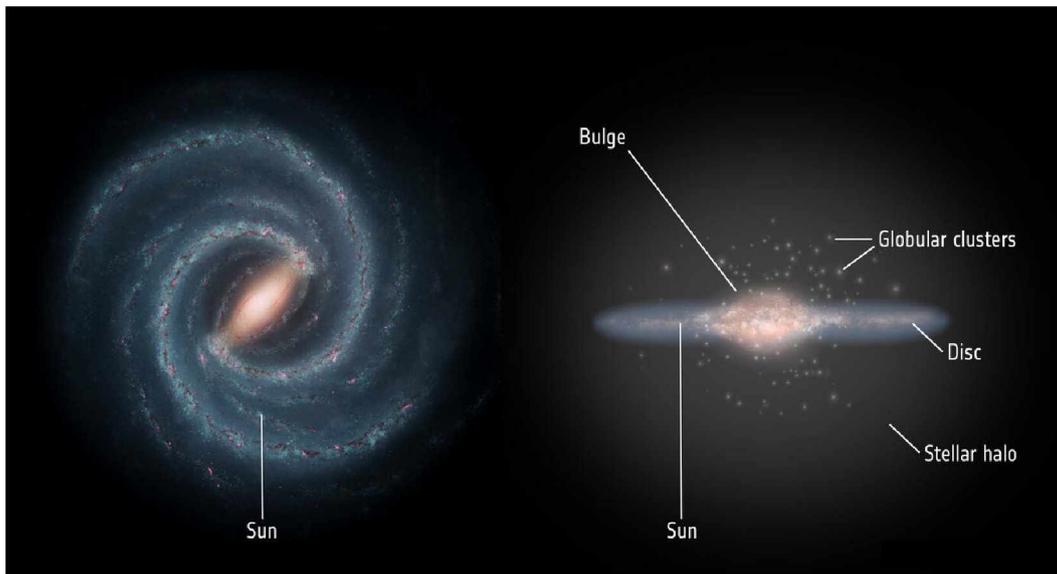


Figura 3.1: Representación esquemática de la Vía Láctea extraída de https://www.esa.int/ESA_Multimedia/Images/2016/09/Anatomy_of_the_Milky_Way. Se destacan posiciones típicas de los cúmulos globulares y la posición del Disco Galáctico donde se observan los brazos espirales y se encuentran los cúmulos abiertos. El diámetro de nuestra galaxia es de $\approx 180000\text{AL}$ (López-Corredoira et al., 2018).

El astrónomo danés E. Hertzsprung en 1911 encuentra una correlación fundamental entre las propiedades estelares cuando grafica magnitudes aparentes versus colores de estrellas de un cúmulo estelar. El astrónomo estadounidense H. N. Rusell hace una investigación similar en 1913 de las magnitudes absolutas de estrellas en las vecindades solares. Se le llama Diagrama de Hertzsprung-Rusell o Diagrama HR al gráfico de una cantidad que mide la luminosidad de estrellas (luminosidad, magnitud absoluta bolométrica, magnitud aparente visual, etc) versus la temperatura efectiva superficial (o el índice de color¹ o el tipo espectral) (Clayton, 1983).

Hay distintos tipos de estos diagramas:

- **Diagrama HR clásico:** utiliza como parámetros el tipo espectral y la magnitud absoluta bolométrica.
- **Diagrama Color-Magnitud:** utiliza como parámetros el índice de color y la magnitud absoluta.

¹El índice de color es la diferencia entre las magnitudes de un objeto medidas con dos filtros distintos (como por ejemplo $(B - V)$).

-
- **Diagrama HR teórico:** utiliza como parámetros la temperatura efectiva y la luminosidad de la estrella.
 - Otras variantes.

Para cúmulos estelares lejanos, es común utilizar como parámetros la magnitud aparente (m_V) versus el índice de color. Luego debe realizarse la conversión a magnitud absoluta² vs. T_{eff} (Clayton, 1983).

La Secuencia Principal es una banda con una clara tendencia diagonal, donde se ubica un gran porcentaje de estrellas. Representa el 80–90 % de las estrellas observadas y consiste en estrellas que generan su fuente de energía mediante las reacciones nucleares de transformación del hidrógeno en sus núcleos.

En esa región, los objetos más brillantes del Diagrama HR son los que tienen las temperaturas superficiales más altas y son más azulados. Los objetos más tenues están enrojecidos y caen en la parte derecha y baja de la MS (ver Figura 3.2).

Las gigantes rojas son estrellas que aparecen por encima (i.e.: hacia luminosidades mayores) y a la derecha (i.e.: hacia temperaturas efectivas menores) de la MS, en el Diagrama HR. Estas estrellas tienen una magnitud absoluta bolométrica cercana a cero, pero son muy rojas en comparación con las estrellas de MS de la misma luminosidad. Este enrojecimiento se debe a su mayor radio. Las gigantes rojas no son tan frecuentes; representan solo un pequeño porcentaje de estrellas, pero son fácilmente diferenciadas por su gran luminosidad (esta clase es más notoria visualmente que en número).

Un menor número de estrellas se encuentran en cúmulos viejos, delineando una curva en el Diagrama HR, desde la parte más baja de la MS hasta la región de las Gigantes. Estas son las llamadas subgigantes, cuyas envolturas se están expandiendo mientras sus núcleos de helio se contraen, hasta el punto donde el helio empieza a producir energía por reacciones nucleares. También se observan estrellas en una rama horizontal, a la izquierda de la región de las gigantes. Estas se encuentran en distintas fases de la quema de helio.

Las supergigantes son estrellas muy luminosas ($L \approx 10^4 L_{\odot}$) de colores rojo, amarillo o azul, que forman una línea horizontal a lo largo de la parte superior del Diagrama HR. Estas están en etapas avanzadas de la evolución estelar y están acercándose al final de su tiempo de vida de generación de energía nuclear.

²Para realizar esta conversión se utiliza la Ley de Pogson, que describiremos en más detalle en la sección 6.2.

Las enanas blancas son estrellas que se observan en la parte inferior izquierda del Diagrama HR, por debajo de la MS. Poseen radios mucho más pequeños que el del Sol, aunque muchas de ellas tienen masas que son comparables a la del mismo. En consecuencia, sus densidades son muy altas. Tienen temperaturas efectivas muy elevadas, siendo de aspecto azul o blanco. Constituyen aproximadamente el 10% de todas las estrellas. Representan el producto final de la evolución estelar para estrellas con masas $M_{\star} \lesssim 8 M_{\odot}$. Estas estrellas poseen núcleos degenerados (i.e.: altas densidades y temperaturas bajas) con altas presiones internas capaces de soportar su estructura, lo que se debe a que los electrones se encuentren degenerados. Brillan gracias a la energía irradiada, proveniente del calor almacenado en los núcleos de los isótopos a lo largo de su vida previa. Esta energía residual es gradualmente radiada al espacio. Por lo tanto, se irán enfriando hasta convertirse en enanas negras.

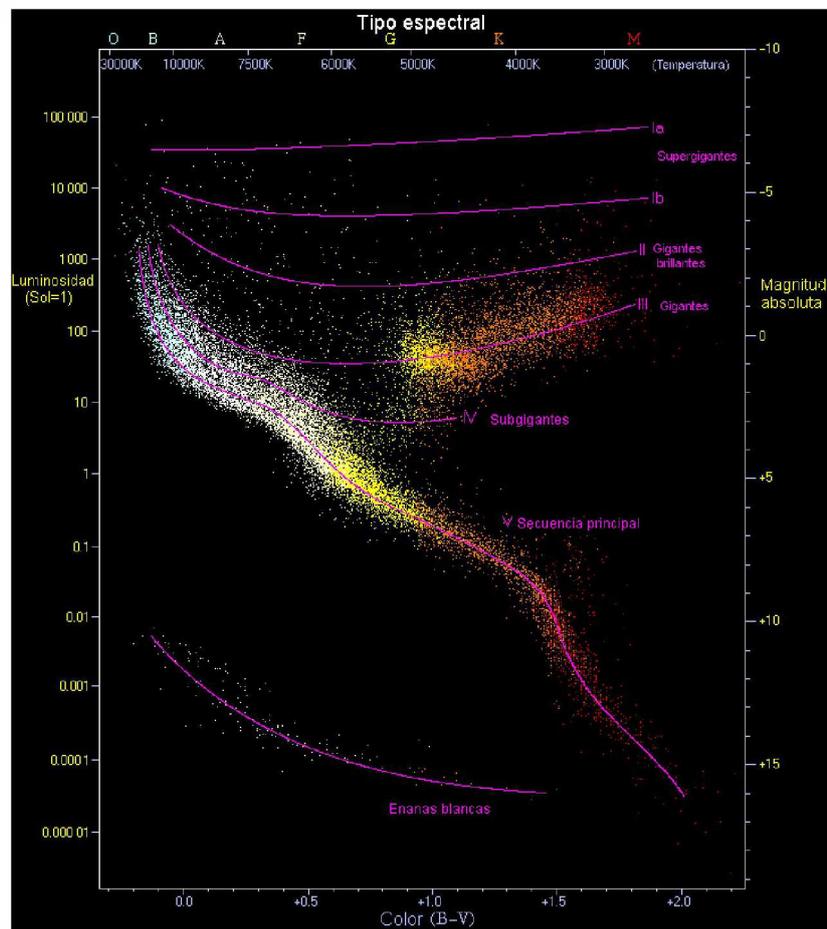


Figura 3.2: Ejemplo de Diagrama HR de un cúmulo estelar. Incluye una representación esquemática de áreas muy pobladas. Un alto porcentaje de las estrellas pertenece a la Secuencia Principal. Los siguientes grupos más poblados son las enanas blancas y las gigantes. Las ramas horizontal y de las subgigantes son importantes en los grupos estelares con gran número de gigantes, como por ejemplo los cúmulos globulares.

La posición de una estrella en el Diagrama HR es principalmente dada por su masa inicial, composición química y edad, pero efectos como la rotación, los vientos estelares, los campos magnéticos, detalladas abundancias químicas, *over-shooting* y equilibrio térmico no-local, también pueden modificarla. Entonces, los detalles de las características del Diagrama HR son importantes para precisar la estructura estelar y los estudios evolutivos, así como el modelado de la atmósfera estelar (Gaia Collaboration et al., 2018).

La teoría de evolución estelar confirma la escala de edades encontrada para los cúmulos estelares. Los cálculos realizados sobre el tiempo requerido por las estrellas para evolucionar proveen otra relación entre la estructura que presentan los cúmulos estelares en el Diagrama HR y la división de estos en poblaciones. En los cúmulos estelares viejos, la parte superior de la MS no es observada, sino que se encuentra un punto característico denominado “punto de Turn-off” (TOP³, por sus siglas en inglés), que resulta, entonces, ser un indicador de la edad del cúmulo.

Cuando las estrellas se forman, están compuestas principalmente de hidrógeno. Las primeras estrellas en evolucionar fuera de la MS son las más masivas del cúmulo, que son también las más luminosas (ver Figura 3.3). Estas agotan el 10 % de su hidrógeno mucho más rápido que las estrellas de menores masas.

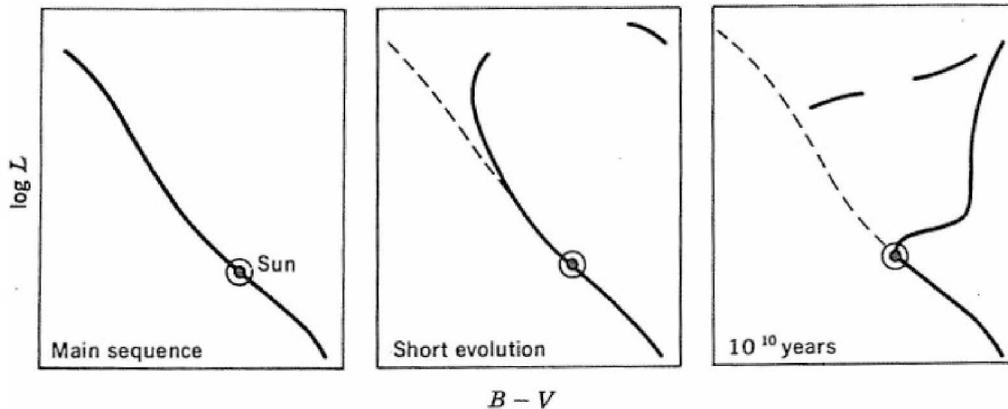


Figura 3.3: Representación esquemática del Diagrama HR de un cúmulo estelar en tres épocas distintas (Clayton, 1983). La primera figura corresponde al momento de formación del cúmulo y la última representa el cúmulo luego de un gran lapso de tiempo (digamos, 10^{10} años); en este último caso, su apariencia recuerda a la de un cúmulo globular.

En algunos Diagramas Color-Magnitud (CM) de cúmulos estelares nos encontramos con estrellas que parecen anormalmente jóvenes, extendiendo la MS en una región donde la mayoría de sus compañeras de igual masa y edad ya han evolucionado. Estas

³El TOP resulta ser el punto más azul de una dada isocrona.

estrellas aparecen más brillantes y azuladas que el TOP de la población estelar donde son observadas, por lo que reciben su nombre característico: *Blue Straggler Stars* (BSSs, por sus siglas en inglés).

Una explicación de por qué se las encuentra como “rezagadas” en el diagrama HR, con respecto a sus compañeras del cúmulo, se la puede encontrar en un trabajo recientemente publicado de Rain, Pera, Perren, Benvenuto, Panei, De Vito, Carraro & Villanova ([Rain et al., 2024](#)). En dicho trabajo sus autores demuestran, que dicha ubicación en el Diagrama HR es debido a la evolución de sistemas binarios en los que ocurre transferencia de masa por desborde del lóbulo de Roche y como resultado de la composición de brillos de ambas componentes.

Capítulo 4

Cálculos Previos

4.1. Calibración en metalicidad y parámetro de longitud de mezcla

Los modelos solares estándar son modelos evolutivos unidimensionales de estrellas de $1 M_{\odot}$, comenzando por un modelo homogéneo en la pre-secuencia principal hasta la edad actual del Sol. A esa edad, el modelo tiene que satisfacer tres condiciones observacionales: la luminosidad y radio actuales y el cociente de las fracciones de metales e hidrógeno $(Z/X)_{\odot}$. Tres parámetros libres son calibrados para cumplir estas condiciones: el parámetro de longitud de mezcla α_{MLT} que controla la eficiencia de la convección en la teoría de longitud de mezcla y las fracciones iniciales de He (Y) y metales (Z). Las abundancias relativas de metales individuales se asumen iguales para una dada $(Z/X)_{\odot}$. La abundancia de hidrógeno inicial es determinada por la conservación $X + Y + Z = 1$ (Bergemann & Serenelli, 2014).

En la práctica, utilizamos nuestro código aplicado a estrellas de masa solar con distintas fracciones iniciales de He y metales (listados en Tabla 4.1), y los siguientes valores del parámetro de longitud de mezcla: 1,40, 1,50, 1,60, 1,61, 1,70, 1,80, 1,90 y 2,00.

Computamos esos modelos desde la fase de pre-secuencia principal, empleando la teoría de convección GNA (descrita brevemente en la subsección 2.1.2) y comparamos con la posición del Sol en el Diagrama HR, con $\log(L/L_{\odot}) = 0$ y $T_{\text{eff}} = 5777\text{K}$ (Pavlenko et al., 2012). Además utilizamos el requisito de que su edad sea cercana a

la estimada por [Desch et al. \(2023\)](#), a saber: $4568,4 \pm 0,2$ Myr. Obtenemos el mejor ajuste para fracciones iniciales de metales: $Z = 0,019000$, y He: $Y = 0,282320$, y valor del parámetro de longitud de mezcla 1,40 (ver Figuras 4.1 y 4.2), con una edad aproximada de 4755,02 Myr ($|\Delta t/t| \approx 0,04$) y una temperatura efectiva $T_{\text{eff}} \approx 5778,35$ K ($|\Delta T_{\text{eff}}/T_{\text{eff}}| \approx 0,0002$).

Fracción de metales inicial (Z)	Fracción de He inicial (Y)	Fuente
0.020100	0.248500	Anders & Grevesse (1989)
0.017900	0.248500	Grevesse & Noels (1993)
0.016900	0.248500	Grevesse & Sauval (1998)
0.013300	0.237700	Lodders (2003)
0.012200	0.248500	Asplund, Grevesse & Sauval (2005)
0.014100	0.246900	Lodders, Palme & Gail (2009)
0.013400	0.248500	Asplund, Grevesse, Sauval & Scott (2009)
0.015240	0.275627	Bressan, Marigo & Girardi (2012)
0.019000	0.282320	Este trabajo

Tabla 4.1: Fracciones iniciales de metales (Z) y helio (Y) dadas por distintos autores. En los últimos dos casos ([Bressan et al. 2012](#) y la utilizada en este trabajo), se calcula la fracción inicial de helio (Y) a partir de la fracción inicial de metales (Z) utilizando la relación dada por [Bressan et al. \(2012\)](#), a saber: $Y = 0,2485 + 1,78 \times Z$. Los restantes valores fueron extraídos de los datos para la fotosfera expuestos en la tabla 4 de [Asplund et al. \(2009\)](#).

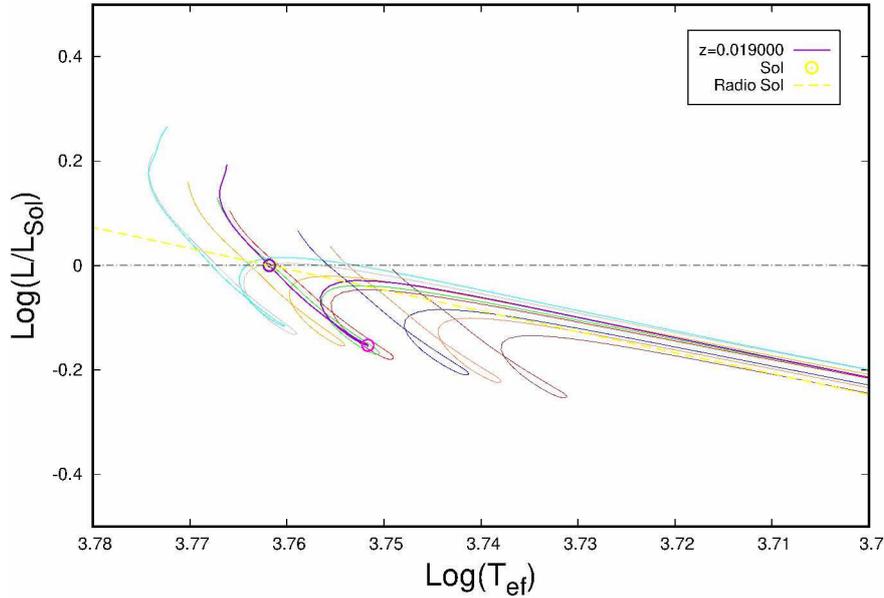


Figura 4.1: Secuencias evolutivas de estrellas de $1 M_{\odot}$ y metalicidades listadas en Tabla 1, desde pre-secuencia principal hasta alcanzar una edad de 10^3 Myr. Se incluye la posición en el Diagrama HR del Sol (círculo amarillo) con $\log(L/L_{\odot}) = 0$ y $T_{\text{eff}} = 5777$ K ([Pavlenko et al., 2012](#)), la recta de radio solar (en color amarillo), el punto con $\log(L/L_{\odot}) = 0$ sobre la secuencia de metalicidad $Z = 0,019000$ (en violeta) y el punto ZAMS (de sus siglas en inglés “Zero Age Main Sequence”) sobre la misma secuencia (círculo magenta). Notar que el círculo amarillo no se aprecia en este diagrama, debido a que el ajuste del punto Sol en nuestra secuencia de $Z = 0,019000$ (círculo violeta) queda por encima.

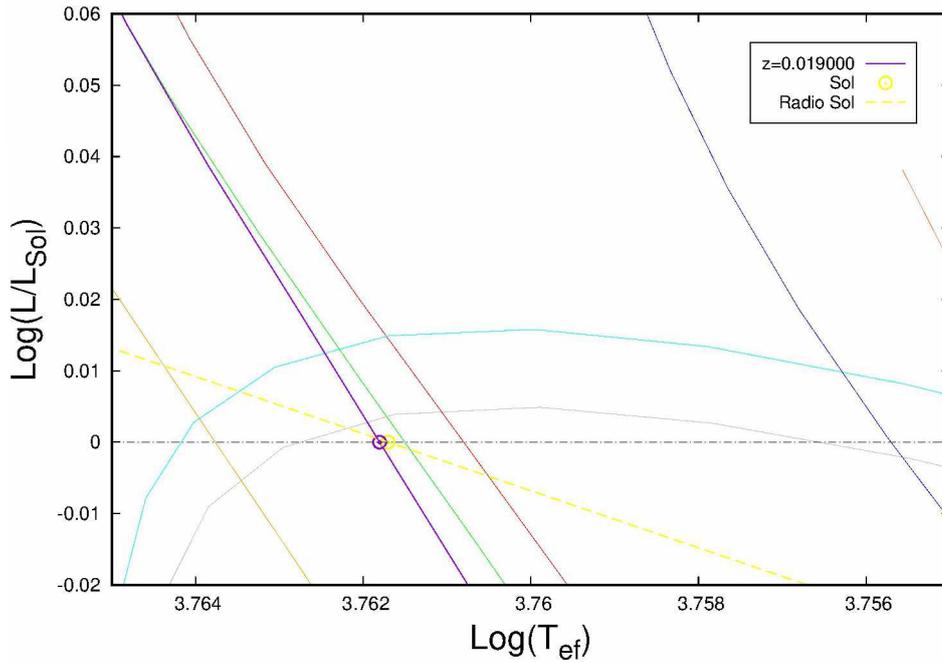


Figura 4.2: Ampliación de la Figura 1, donde puede apreciarse mejor el ajuste de la secuencia de metalicidad $Z = 0,019000$ (en violeta). El círculo violeta sobre esta secuencia representa la posición con $\log(L/L_{\odot}) = 0$ en la misma. Puede apreciarse la proximidad con la posición del Sol (círculo amarillo) según los valores $\log(L/L_{\odot}) = 0$ y $T_{\text{eff}} = 5777\text{K}$ (Pavlenko et al., 2012).

Nuestra estimación de fracción de metales solar $Z = 0,019000$ está de acuerdo con la obtenida por von Steiger & Zurbuchen (2015), quienes derivaron un valor de la metalicidad de $Z = 0,0196 \pm 0,0014$, utilizando datos de la composición de los vientos solares de los agujeros coronales cerca de los polos del Sol.

4.2. Construcción de Secuencias Evolutivas

Con nuestro código de evolución estelar hemos calculado alrededor de 200 secuencias evolutivas para estrellas en un amplio rango de masas ($0,66M_{\odot} \leq M_{\star} \leq 24,70M_{\odot}$), utilizando paso variable, con fracciones iniciales de metales $Z = 0,019000$ e hidrógeno $X = 0,698680$, y para un parámetro de longitud de mezcla $\alpha_{MLT} = 1,40$ (ver Figura 4.3).

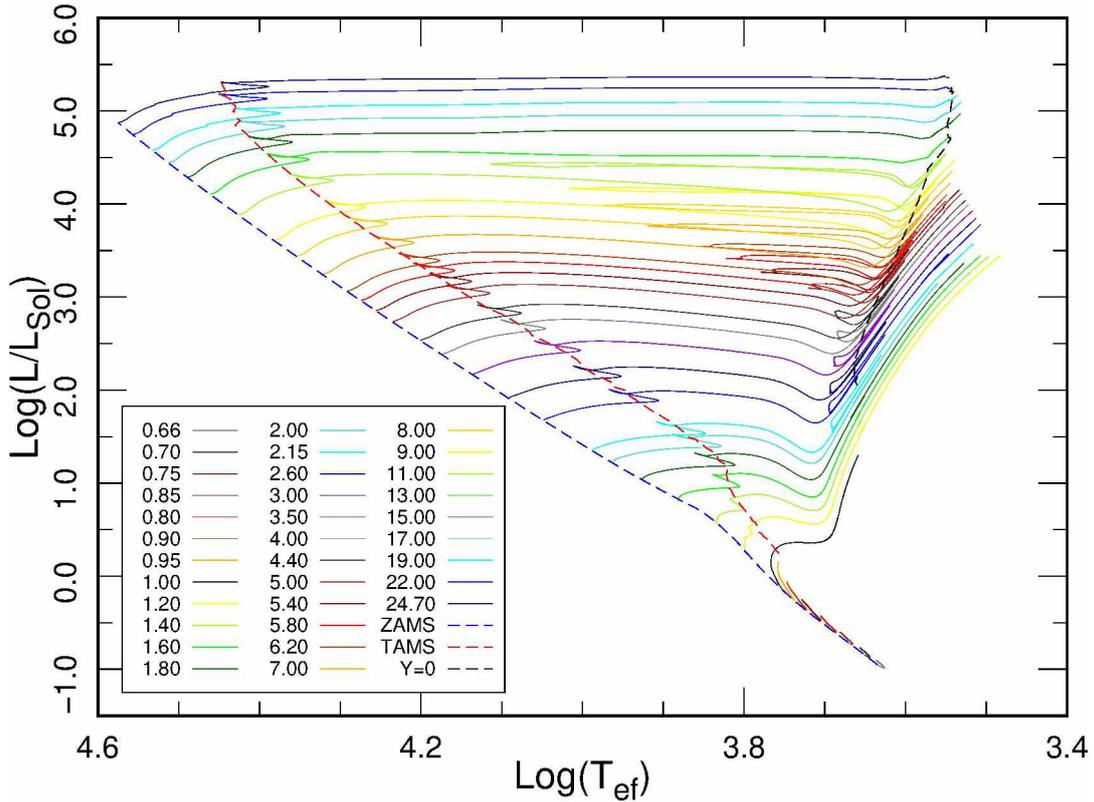


Figura 4.3: Diagrama HR teórico para los mismos modelos de la Figura (4.4), calculados desde la ZAMS y hasta etapas avanzadas de la evolución. Se muestran en curvas segmentadas la ZAMS (línea de trazos azul), la TAMS (de sus siglas en inglés “*Terminal Age Main Sequence*”, en línea de trazos roja) y cuando los modelos agotan la abundancia central de He (línea de trazos negra).

Los pasos adoptados según sea el rango de masas son los siguientes:

- Entre $0,66 M_{\odot} \leq M_{\star} \leq 0,99 M_{\odot}$ se toma un paso de $0,01M_{\odot}$;
- Entre $1,00 M_{\odot} \leq M_{\star} \leq 1,98 M_{\odot}$ se toma un paso de $0,02M_{\odot}$;
- Entre $2,00 M_{\odot} \leq M_{\star} \leq 2,95 M_{\odot}$ se toma un paso de $0,05 M_{\odot}$;
- Entre $3,00 M_{\odot} \leq M_{\star} \leq 3,80 M_{\odot}$ y $4,00 M_{\odot} \leq M_{\star} \leq 4,90 M_{\odot}$ se toma un paso de $0,10 M_{\odot}$;

- Entre $5,00 M_{\odot} \leq M_{\star} \leq 16,80 M_{\odot}$ se toma un paso de $0,20 M_{\odot}$;
- Los modelos restantes ya no son calculados con un paso fijo; estos son: $2,08 M_{\odot}$, $2,09 M_{\odot}$, $2,11 M_{\odot}$, $2,12 M_{\odot}$, $17,00 M_{\odot}$, $17,40 M_{\odot}$, $18,40 M_{\odot}$, $18,50 M_{\odot}$, $19,00 M_{\odot}$, $19,50 M_{\odot}$, $20,00 M_{\odot}$, $20,50 M_{\odot}$, $21,20 M_{\odot}$, $21,30 M_{\odot}$, $22,00 M_{\odot}$, $22,50 M_{\odot}$ y $24,70 M_{\odot}$.

Todos los modelos fueron calculados desde la etapa de la pre-secuencia. En la Figura (4.4) se muestran las secuencias evolutivas desde la zona de inestabilidad de Hayashi y hasta la ZAMS¹, es decir, el estado de pre-secuencia, para algunos de los modelos que hemos calculado.

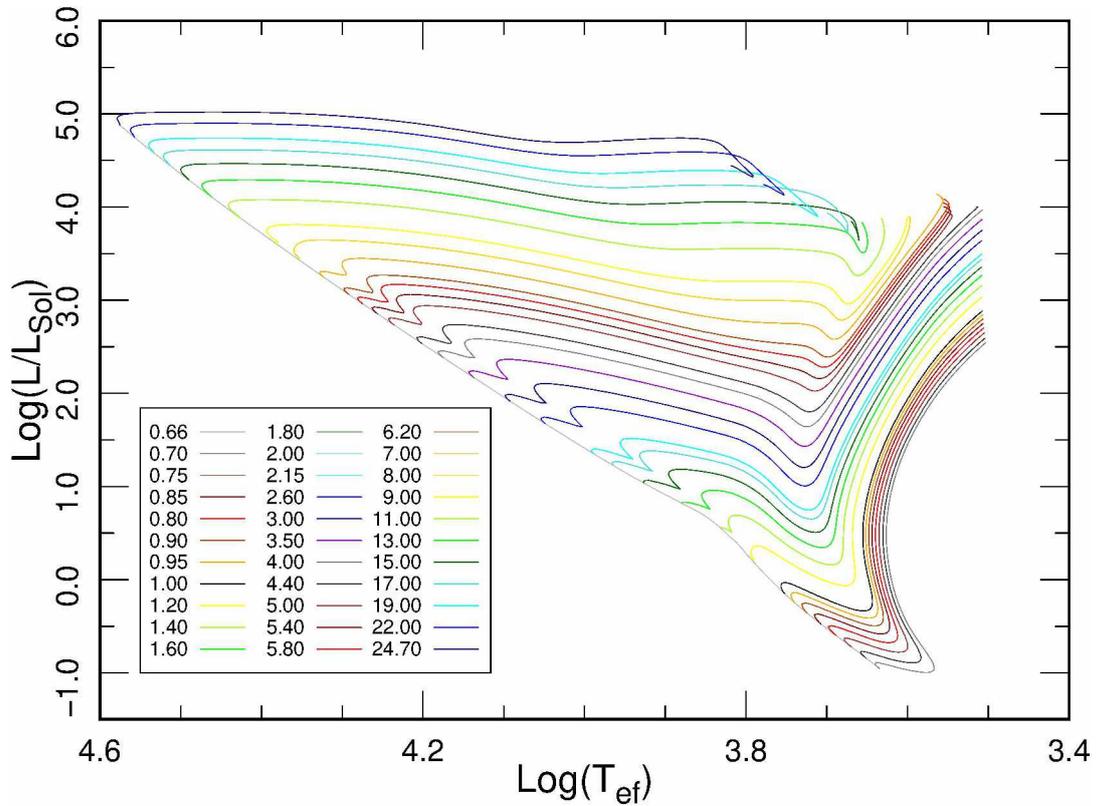


Figura 4.4: Diagrama HR teórico donde se presentan las secuencias evolutivas calculadas desde la pre-secuencia y hasta la ZAMS para modelos estelares con masas en el rango de $0,66 M_{\odot} \leq M_{\star} \leq 24,70 M_{\odot}$. Los números en el recuadro son las masas iniciales para las secuencias mostradas en unidades de M_{\odot} . En gris, se muestra la ZAMS que recorre en diagonal la figura de izquierda a derecha y de arriba hacia abajo.

En la Figura (4.3), se muestran las secuencias evolutivas a partir de la ZAMS, para

¹Lugar del Diagrama HR donde se ubican las estrellas al comienzo de sus vidas como tales (i.e.: cuando comienzan a consumir el H en sus núcleos, suponiendo modelos estelares químicamente homogéneos, en equilibrio completo.)

los modelos cuyas masas (en unidades M_{\odot}) se indican en el recuadro negro. Se muestra la ZAMS (línea de trazos azul), la TAMS² (línea de trazos roja) y donde se agota el He central (línea de trazos negra). Esto último ocurre para estrellas con masas iniciales mayores a $2,15 M_{\odot}$. Los modelos con masas entre $0,66 M_{\odot} \leq M_{\star} \leq 1,00 M_{\odot}$ fueron evolucionados hasta la edad del universo.

En la Figura (4.5) representamos la evolución de la región central desde la ZAMS, indicando en el eje de las abscisas la densidad central en g/cm^3 , y en el eje de las ordenadas la temperatura central en unidades de millones de grados Kelvin (T_6). Observar cómo a medida que la estrella evoluciona se degenera la región central: como la presión de un gas de electrones no-degenerado varía linealmente con la densidad, con el aumento de ρ habrá un punto donde la presión del gas de electrones degenerados se volviera dominante. El límite entre estos dos regímenes en el plano $\rho - T$ se da cuando $\frac{\rho}{\mu_e} > 2,4 \times 10^{-8} T^{3/2} g/cm^3$ (Clayton, 1983), donde μ_e es el peso molecular del gas de electrones no-degenerados. El valor de μ_e es ≈ 2 , excepto que el gas contenga una cantidad considerable de H.

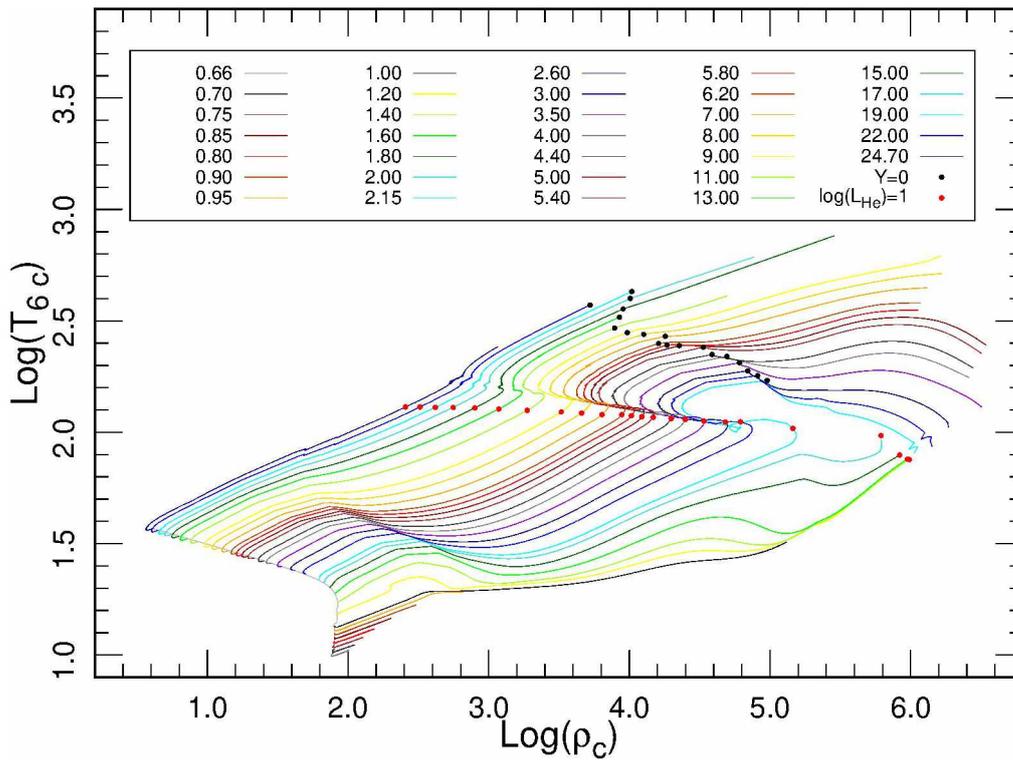


Figura 4.5: Diagrama de la evolución de la región central. Los puntos rojos representan el lugar en el diagrama densidad-temperatura donde la luminosidad del He central toma un valor de 10 erg/s y los puntos negros cuando se agotó el He central.

²Lugar del Diagrama HR donde se ubican las estrellas al terminar de quemar el H en sus núcleos.

Los puntos rojos muestran para qué valores de la densidad y la temperatura centrales se enciende el He en el núcleo de la estrella. Los puntos negros representan el lugar geométrico en el plano $\text{Log}(\rho_c)$ vs $\text{Log}(T_{6c})$ donde el He central se agota.

Capítulo 5

Cómputo de Isocronas

Una vez obtenidas las secuencias evolutivas para cada modelo, debemos calcular las isocronas. Para ello, empleamos el mecanismo utilizado en [Pietrinferni et al. \(2004\)](#), que consiste en elegir ciertos puntos característicos sobre la secuencia denominados “*key points*” (KPs). Estos puntos pueden estar asociados a condiciones físicas del correspondiente estado evolutivo o simplemente representar un aspecto morfológico de la secuencia en el diagrama HR. En las Figuras 5.1 y 5.2 encontramos ejemplos de la selección de KPs para secuencias evolutivas de estrellas de 2,7, 4,0 y 8,0 M_{\odot} .

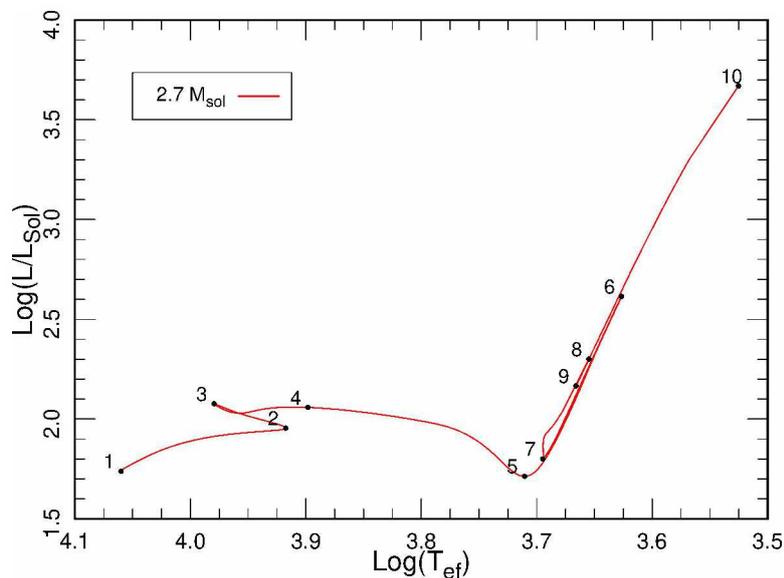


Figura 5.1: Diagrama HR donde se muestran los KPs a lo largo de la secuencia evolutiva de un modelo de 2.7 M_{\odot} .

La elección y número de KPs tienen que cumplir dos condiciones:

- i) Las principales fases evolutivas tienen que ser descriptas adecuadamente, y
- ii) El número de KPs tiene que ser suficiente como para permitir una muestra adecuada de la morfología de la secuencia. Un valor adecuado de puntos puede estar entre 10 y 20 KPs, pero no ser menor que el límite inferior dado.

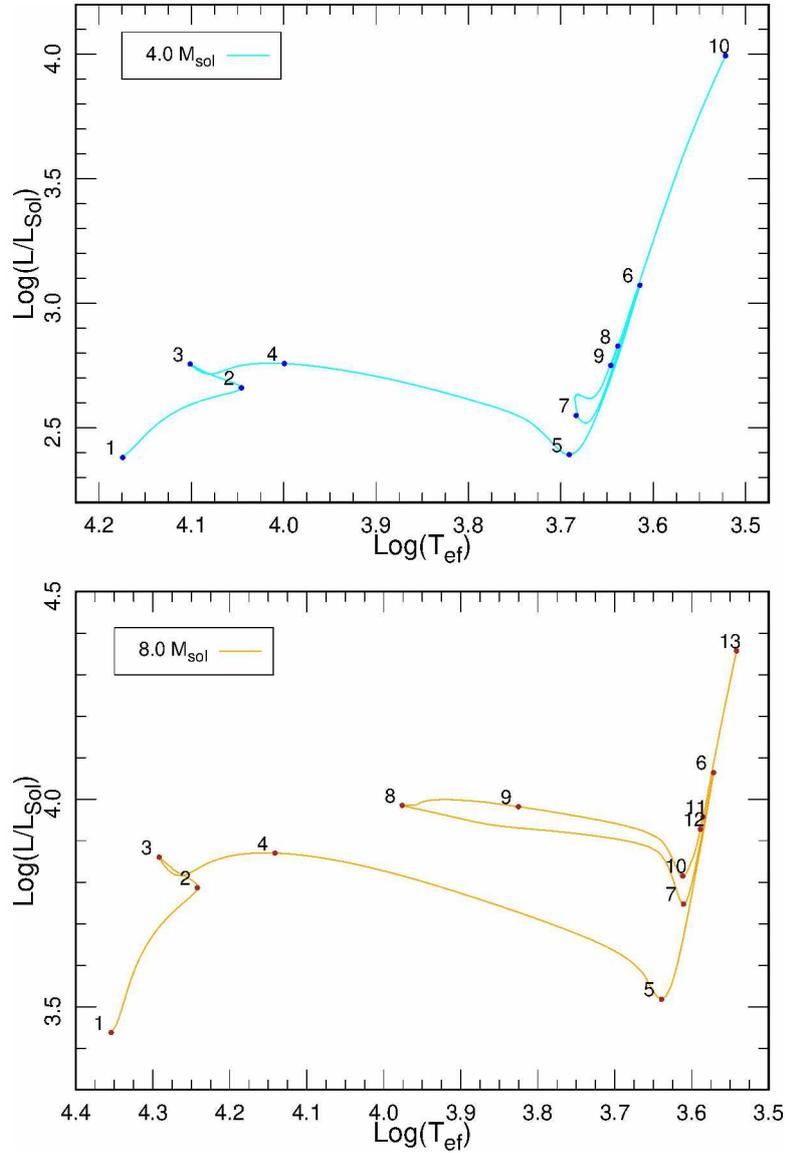


Figura 5.2: Idem Figura (5.1) para un modelo de $4 M_{\odot}$ (arriba) y de $8 M_{\odot}$ (abajo).

Como es bien sabido, cuando observamos las secuencias de estrellas con núcleos radiativos durante la fase de quema central de hidrógeno y las estrellas más masivas con núcleos convectivos, la morfología cambia significativamente. Por lo tanto, es impor-

tante elegir en forma adecuada los KPs considerando las etapas en diferentes estados evolutivos y estructurales del modelo.

Los KPs elegidos y el número de puntos entre dos KPs consecutivos están listados en la Figura 5.3. Notar que para ciertos modelos el número de KPs puede ser diferente, pero sí es importante que el número total de puntos sea el mismo para todas las secuencias. En este caso se han tomado 871 puntos, a lo largo de cada secuencia. Los significados de los encabezados se indican en la Tabla 5.1.

Siglas	Significado
ZAMS	Punto inicial de la secuencia
$dlog(T_{\text{eff}})$	Se tomó cierto $\Delta \text{Log}(T_{\text{eff}})$ respecto del KP previo
MS-min T_{eff}	Valor mínimo en $\text{Log}(T_{\text{eff}})$ en la MS
MS-max T_{eff}	Valor máximo en $\text{Log}(T_{\text{eff}})$ en la MS
HB-max L	Valor máximo en $\text{Log}(L/L_{\odot})$ en la HB
HB-min L	Valor mínimo en $\text{Log}(L/L_{\odot})$ en la HB (base de la GB)
GB-max L	Valor máximo en $\text{Log}(L/L_{\odot})$ en la GB
GB-min L	Valor mínimo en $\text{Log}(L/L_{\odot})$ en la GB
$dlog(L)$	Se tomó cierto $\Delta \text{Log}(L/L_{\odot})$ respecto del KP previo
$Y = 0/\text{maxL.lp}$	Cuando $Y = 0$ en el centro o máximo $\text{Log}(L/L_{\odot})$ en el loop
MinL-loop	Valor mínimo en $\text{Log}(L/L_{\odot})$ en el loop
MaxTeff-loop	Valor máximo en $\text{Log}(T_{\text{eff}})$ en el loop
$dlog(T_{\text{eff}}) \text{ lp}$	Se tomó cierto $\Delta \text{Log}(T_{\text{eff}})$, en el loop, respecto del KP previo
MaxL AGB	Valor máximo en $\text{Log}(L/L_{\odot})$ en la AGB
Max T_{eff} AGB	Valor máximo en $\text{Log}(T_{\text{eff}})$ en la AGB
Final Point	Punto final de la secuencia

Tabla 5.1: Significados de los rótulos de los KPs detallados en la Figura 5.3.

Para el cálculo de isocronas se utilizó un paquete de rutinas desarrollado por J. Panei (Panei & Baume, 2016), el cual está basado en el esquema de Pietrinferni et al. (2004).

Una vez obtenidas las isocronas teóricas, debemos pasarlas al Diagrama Color-Magnitud según la fotometría elegida. Nuestro programa puede obtener isocronas en los sistemas fotométricos que se detallan a continuación: Sloan Digital Sky Survey (SDSS), del Telescopio Espacial Hubble en alta resolución (High Resolution Channel) y en campo amplio (Wide Field Channel), en los sistemas de Strömgren, de 2MASS, las bandas de Landolt, UBVRIJHKL de Bergeron, UBVRIJHKL de Kurucz y *Gaia* (DR2 y DR3). El código empleado es una actualización del usado en Rohrmann (2001). Con dicho código resolvemos la atmósfera en equilibrio termodinámico local. Tiene en cuenta equilibrio hidrostático y equilibrio radiativo-convectivo.

Msun	1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	suma
0.65-0.74	1	15	100	25	30	150	200	50	50	250	871
0.75-0.96	1	15	100	25	30	150	200	50	50	250	871
0.97-0.97	1	15	100	25	30	150	200	50	50	250	871
0.98-0.98	1	15	100	25	30	150	200	50	50	250	871
0.99-0.99	1	15	100	25	30	150	200	50	50	250	871
1.00-1.00	1	15	100	25	30	150	200	50	50	250	871
1.02-1.02	1	15	100	25	30	150	200	50	50	250	871
1.05-1.14	1	15	100	25	30	150	200	50	50	250	871
1.18-1.24	1	15	100	25	30	150	200	50	50	250	871
1.32-1.48	1	15	100	25	30	150	200	50	50	250	871
1.55-2.05	1	15	100	25	30	150	200	50	50	250	871
ZAMS		dlog(Teff)	MS-minTeff	MS-maxTeff	HB-maxL	HB-minL	GB-maxL	GB-minL	dlog(L)	Final Point	
ZAMS	MS-minTeff	MS-maxTeff	MS-minL	MS-maxL	HB-minL	HB-maxL	GB-minL	GB-maxL	Y=0/maxL.jp	MinL-loop	Final Point
ZAMS	1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	suma
2.15-3.00	1	80	35	25	150	150	100	120	60	150	871
ZAMS	MS-minTeff	MS-maxTeff	MS-minL	MS-maxL	HB-minL	HB-maxL	GB-minL	GB-maxL	Y=0/maxL.jp	MinL-loop	Final Point
3.20-5.00	1	80	35	25	150	150	100	120	60	150	871
ZAMS	MS-minTeff	MS-maxTeff	MS-minL	MS-maxL	HB-minL	HB-maxL	GB-minL	GB-maxL	MaxTeff-loop	dlog(Teff).jp	MinL-loop
Msun	1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11
5.20-7.80	1	80	20	35	150	80	50	150	35	110	30
8.00-11.40	1	80	20	35	150	80	50	150	35	110	30
ZAMS	MS-minTeff	MS-maxTeff	MS-minL	MS-maxL	HB-minL	HB-maxL	GB-minL	GB-maxL	Y=0/maxL.jp	MinL-loop	Final Point
Msun	1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	suma
11.60-12.80	1	150	40	80	90	90	90	90	90	150	871
13.00-14.20	1	150	40	80	90	90	90	90	90	150	871
14.40-20.00	1	150	40	80	90	90	90	90	90	150	871
20.60-24.70	1	150	40	80	90	90	90	90	90	150	871
ZAMS		dlog(Teff)	MS-minTeff	MS-maxTeff	HB-maxL	HB-minL	GB-maxL	GB-minL	dlog(L)	Final Point	
ZAMS	MS-minTeff	MS-maxTeff	MS-minL	MS-maxL	HB-minL	HB-maxL	GB-minL	GB-maxL	Y=0/maxL.jp	MinL-loop	Final Point
ZAMS	1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11
MaxTeffAGB											12
MaxTeffAGB											13
MaxTeffAGB											14
MaxTeffAGB											15
MaxTeffAGB											16
MaxTeffAGB											17
MaxTeffAGB											18
MaxTeffAGB											19
MaxTeffAGB											20
MaxTeffAGB											21
MaxTeffAGB											22
MaxTeffAGB											23
MaxTeffAGB											24
MaxTeffAGB											25
MaxTeffAGB											26
MaxTeffAGB											27
MaxTeffAGB											28
MaxTeffAGB											29
MaxTeffAGB											30
MaxTeffAGB											31
MaxTeffAGB											32
MaxTeffAGB											33
MaxTeffAGB											34
MaxTeffAGB											35
MaxTeffAGB											36
MaxTeffAGB											37
MaxTeffAGB											38
MaxTeffAGB											39
MaxTeffAGB											40
MaxTeffAGB											41
MaxTeffAGB											42
MaxTeffAGB											43
MaxTeffAGB											44
MaxTeffAGB											45
MaxTeffAGB											46
MaxTeffAGB											47
MaxTeffAGB											48
MaxTeffAGB											49
MaxTeffAGB											50
MaxTeffAGB											51
MaxTeffAGB											52
MaxTeffAGB											53
MaxTeffAGB											54
MaxTeffAGB											55
MaxTeffAGB											56
MaxTeffAGB											57
MaxTeffAGB											58
MaxTeffAGB											59
MaxTeffAGB											60
MaxTeffAGB											61
MaxTeffAGB											62
MaxTeffAGB											63
MaxTeffAGB											64
MaxTeffAGB											65
MaxTeffAGB											66
MaxTeffAGB											67
MaxTeffAGB											68
MaxTeffAGB											69
MaxTeffAGB											70
MaxTeffAGB											71
MaxTeffAGB											72
MaxTeffAGB											73
MaxTeffAGB											74
MaxTeffAGB											75
MaxTeffAGB											76
MaxTeffAGB											77
MaxTeffAGB											78
MaxTeffAGB											79
MaxTeffAGB											80
MaxTeffAGB											81
MaxTeffAGB											82
MaxTeffAGB											83
MaxTeffAGB											84
MaxTeffAGB											85
MaxTeffAGB											86
MaxTeffAGB											87
MaxTeffAGB											88
MaxTeffAGB											89
MaxTeffAGB											90
MaxTeffAGB											91
MaxTeffAGB											92
MaxTeffAGB											93
MaxTeffAGB											94
MaxTeffAGB											95
MaxTeffAGB											96
MaxTeffAGB											97
MaxTeffAGB											98
MaxTeffAGB											99
MaxTeffAGB											100

Figura 5.3: Tabla donde se listan los KPs. Los números a la derecha de los rótulos **Msun** indican el número de KP seleccionado en cada secuencia (como se muestra en los ejemplos de las Figuras 5.1 y 5.2). Debajo de estos se lista cuántos puntos intermedios se tomaron, para el rango de masa correspondiente, además del rótulo de dicho KP (ver sus significados en Tabla 5.1).

Capítulo 6

Transformación al Plano Observacional

Para poder hacer el cálculo de los parámetros fundamentales (edad, módulo de distancia, extinción y metalicidad) de un cúmulo de la literatura, lo primero que debemos hacer es transformar las magnitudes calculadas en magnitudes observadas.

6.1. La Metalicidad

En astronomía observacional, es muy utilizado el índice de metalicidad, que se obtiene a partir de los espectros estelares. Este se define utilizando las líneas de absorción del hierro relativas a las líneas de absorción del hidrógeno y luego haciendo la diferencia con las correspondientes al Sol, es decir, si N es el número de partículas:

$$[\text{Fe}/\text{H}] = \log \left(\frac{N_{\text{Fe}}}{N_{\text{H}}} \right)_{\star} - \log \left(\frac{N_{\text{Fe}}}{N_{\text{H}}} \right)_{\odot} \quad (6.1)$$

ya que $N_{\text{Fe}}/N_{\text{H}} = n_{\text{Fe}}/n_{\text{H}}$, donde $[N] = s/u^1$ y $[n] = cm^{-3}$ la densidad numérica de partículas.

Teniendo esto en cuenta, con el índice de metalicidad del Sol resulta que:

$$[\text{Fe}/\text{H}]_{\odot} = 0,0, \quad (6.2)$$

¹i.e.: “sin unidades”.

por lo que, cuando nos referimos a “metalicidad de tipo solar”, queremos indicar que el valor del índice de metalicidad es cercano a cero.

Esto implica que:

$$[Fe/H] = \log \left[\left(\frac{n_{Fe}}{n_H} \right)_{\star} / \left(\frac{n_{Fe}}{n_H} \right)_{\odot} \right] = \log \left[\left(\frac{n_{Fe}m_{Fe}}{n_Hm_H} \right)_{\star} / \left(\frac{n_{Fe}m_{Fe}}{n_Hm_H} \right)_{\odot} \right],$$

donde m_{Fe} y m_H representan las masas de las partículas de Fe y H , respectivamente. Expresándolo en función de las densidades volumétricas ρ_{Fe} y ρ_H , resulta:

$$[Fe/H] = \log \left[\left(\frac{\rho_{Fe}}{\rho_H} \right)_{\star} / \left(\frac{\rho_{Fe}}{\rho_H} \right)_{\odot} \right] = \log \left(\frac{\rho_{Fe}}{\rho_H} \right)_{\star} - \log \left(\frac{\rho_{Fe}}{\rho_H} \right)_{\odot}. \quad (6.3)$$

Si suponemos, además, que la proporción de partículas de hierro frente al hidrógeno es igual que la de metales (Z) frente al hidrógeno (lo cual es una hipótesis fuerte),

$$\frac{\rho_{Fe}}{\rho_H} \approx \frac{\rho_Z}{\rho_H}$$

como $\rho = n_Hm_H + n_{He}m_{He} + n_Zm_Z \approx \rho_H$, ya que el hidrógeno es el elemento más abundante.

$$\frac{\rho_Z}{\rho_H} \approx \frac{\rho_Z}{\rho} = Z$$

donde $Z = \rho_Z/\rho$. Luego:

$$[Fe/H] \approx \log \left(\frac{Z_{\star}}{Z_{\odot}} \right) \quad (6.4)$$

que será el índice de metalicidad que debemos tener en cuenta al pasar al plano observacional.

6.2. Las Magnitudes

Por otro lado, suponiendo que todas las estrellas de un cúmulo están a la misma distancia (d), la relación entre esta y sus magnitudes aparente (V) y absoluta (M_V) puede estudiarse empleando la Ley de Pogson:

$$M_V = V + 5 - 5\log(d) - A_V, \quad (6.5)$$

donde A_V representa la absorción, en este caso en el visual.

Esta expresión la utilizaremos para corregir las magnitudes absolutas de los datos de nuestras isocronas teóricas (M_G), de forma tal de poder compararlos con los datos observacionales de las magnitudes aparentes de las estrellas miembro de nuestro cúmulo de estudio, según el filtro que nos interese. En nuestro caso, será la banda G_{mag} del relevamiento *Gaia DR3*.

La absorción se puede obtener como:

$$A_V = R \cdot E(B - V) \quad (6.6)$$

donde R es un parámetro cuyo valor queda determinado según sean las características de los granos de polvo del Medio Interestelar, y varía de acuerdo a la región, por lo que debemos elegirlo considerando el sector que ocupa *Collinder 421* en la región de *Cygnus OB2* y $E(B - V)$ es el enrojecimiento o exceso de color.

Entonces, resulta:

$$G_{\text{mag}} = M_G + A_{G_{\text{mag}}} - 5 + 5\log(d). \quad (6.7)$$

Los valores de la absorción también deben ser transformados adecuadamente, dependiendo del filtro que queramos utilizar, considerando que conocemos A_V (lo calculamos según 6.6) y también los cocientes A_λ/A_V ² de la librería PARSEC v1.2S (Bressan et al., 2012) (ver Tabla 6.1).

Filtro	G_{mag}	G_{BP}	G_{RP}
A_λ/A_V	0.83627	1.08337	0.63439

Tabla 6.1: Datos de los cocientes de las absorciones en los filtros de interés, otorgados por la librería PARSEC v1.2S.

La expresión utilizada para calcular la extinción es la siguiente:

$$\begin{aligned} E(G_{\text{BP}} - G_{\text{RP}}) &= (G_{\text{BP}} - G_{\text{RP}}) - (G_{\text{BP}} - G_{\text{RP}})_0 = A_{G_{\text{RP}}} - A_{G_{\text{BP}}} \\ &= (1,08337 - 0,63439)A_V = 0,449A_V \\ &= 0,449R \times E(B - V). \end{aligned} \quad (6.8)$$

La distancia al cúmulo que utilizaremos será la estimada por Paíz et al. (2023)

²El sub-índice “ λ ” representa que debemos utilizar el del filtro que corresponda a nuestro caso.

(actualmente en proceso de arbitraje), a saber: $d = 1190 \pm 1$ pc.

Capítulo 7

Aplicación a los Datos Observacionales

7.1. Caracterización de la región

Las regiones masivas de formación estelar (SFRs, por sus siglas en inglés) contienen cientos a miles de estrellas OB y millones de estrellas de baja masa. El estudio de la formación y evolución de estas regiones es vital para comprender los factores que controlan la función inicial de masa y la estructura y evolución de nuestra galaxia (Wright & Drake, 2010).

Cygnus OB2 es la asociación OB más masiva a alrededor de 2 kpc del Sol, y la región de formación estelar más cercana en nuestra galaxia (ver Figuras 7.1 y 7.2).

Los cúmulos abiertos son sistemas estelares homogéneos que se formaron en las mismas condiciones físicas en el plano galáctico, que es rico en gas y polvo.

Dentro de los cúmulos pertenecientes a la región *Cygnus OB2*, encontramos a *Collinder 421* (*Cr421*) (ver Figura 7.3), un cúmulo abierto confirmado como miembro de esta asociación por Cantat-Gaudin & Anders (2020).

Nos resulta de interés analizar los parámetros principales (edad, extinción, módulo de distancia y metalicidad) de este cúmulo ya que tiene la característica de tener metalicidad de tipo solar, con un índice de metalicidad $[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{med}} = -0,02 \pm 0,04$ (Fu et al., 2022).

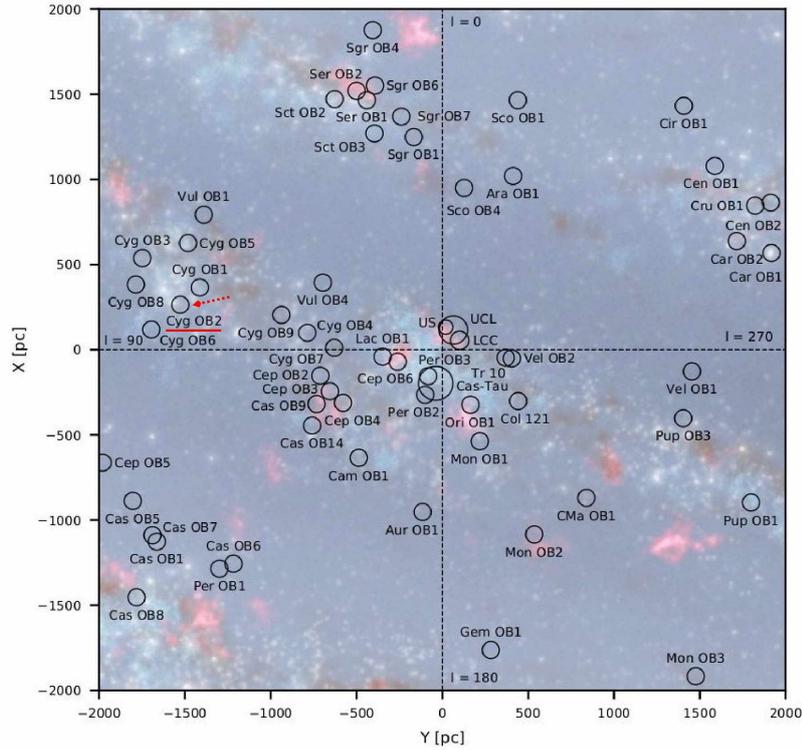


Figura 7.1: Distribución de las asociaciones OB conocidas en nuestra galaxia, ubicadas a alrededor de ~ 2 kpc de nuestro Sol, proyectadas en el plano galáctico, en el sistema de coordenadas $X - Y$ galáctico. El Sol está en la intersección de las líneas de trazos, dando la dirección principal de la longitud galáctica (ℓ). La distribución muestra claramente la presencia de los tres brazos espirales, que se representan artísticamente en la imagen de fondo; de arriba hacia abajo: el Brazo de Sagitario, el Brazo de Orión (donde se encuentra el Sistema Solar y la asociación *Cygnus OB2*, indicada en rojo) y el Brazo de Perseo. Imagen extraída de [Wright \(2020\)](#).



Figura 7.2: Asociación *Cygnus OB2* según el relevamiento 2MASS. Sus coordenadas centrales en el ICRS de la época J2000.0 son: $(\alpha, \delta) = (20^h 33^m 12.0^s, +41^\circ 19' 00'')$. Imagen tomada de la base de datos Aladin.

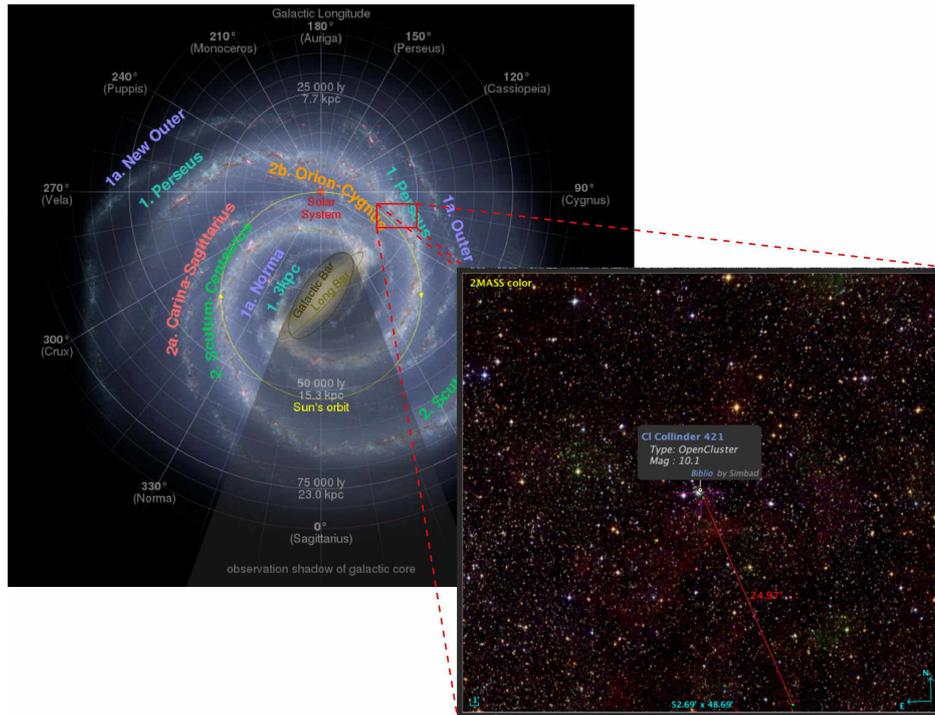


Figura 7.3: Representación esquemática de la ubicación del cúmulo abierto *Collinder 421* dentro de la región *Cygnus OB2* de nuestra galaxia. Sus coordenadas centrales en el ICRS de la época J2000.0 son: $(\alpha, \delta) = (20^h 23^m 19.0^s, +41^\circ 42' 04'')$. La imagen de *Cr421* fue tomada por el relevamiento 2MASS y se puede encontrar en la base de datos SIMBAD (<http://simbad.cds.unistra.fr/simbad/sim-id?Ident=C120Collinder20421>).

7.2. Método de ajuste de modelos teóricos y análisis de datos

Como todas las estrellas de un cúmulo se suponen aproximadamente de la misma edad y composición química inicial, deben ubicarse sobre la misma isocrona.

En este sentido, buscaremos la isocrona que mejor ajuste, haciendo una comparación de nuestras isocronas computadas de metalicidad $Z = 0,019000$ para distintas edades sobre el Diagrama CM de los objetos miembros de *Collinder 421*, para definir la edad de este cúmulo estelar.

Además, para mejorar el ajuste, podemos modificar los parámetros R y $E(G_{BP} - G_{RP})$. En nuestro caso, encontramos que los valores más adecuados son:

- $R = 2,85$, que se encuentra dentro del rango $R = 2,91 \pm 0,06$ dado por [Wright et al. \(2015\)](#);
- $E(B - V) = 0,75$, que concuerda con el valor $E(B - V) = 0,75 \pm 0,05$ dado por [Yontan et al. \(2019\)](#).

Al análisis fotométrico lo haremos usando las bandas (G_{mag} , G_{BP} y G_{RP}) del relevamiento *Gaia DR3*, corrigiendo las magnitudes (G_{mag}) y los índices de color ($G_{\text{BP}} - G_{\text{RP}}$) de las isocronas obtenidas en el plano observacional por módulo de distancia y exceso de color (de acuerdo a 6.7 y 6.8, respectivamente).

Los indicadores principales de la edad del cúmulo serán las estrellas de Secuencia Principal. Sin embargo, para generar un mejor ajuste tenemos la ventaja de que *Collinder 421* posee estrellas evolucionadas, que también podemos utilizar como referencia (ver Figura 7.4).

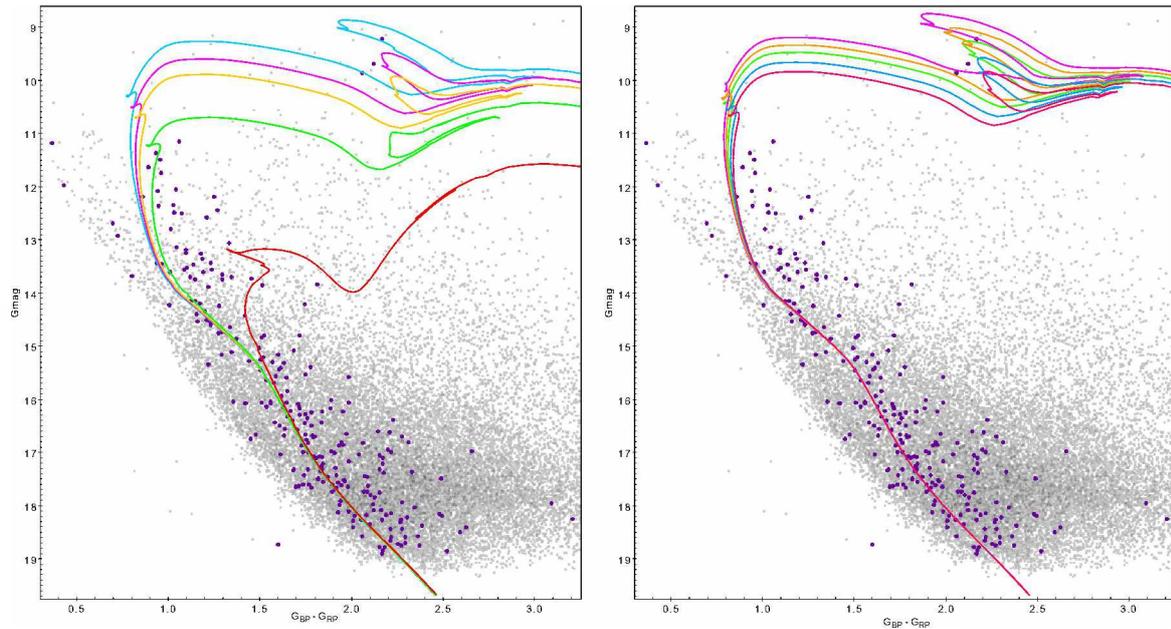


Figura 7.4: Algunas de nuestras isocronas calculadas con el código de [Panei & Baume \(2016\)](#), sobre los datos de *Collinder 421* (en círculos violetas) y las estrellas de campo (representadas con puntos grises). *A la izquierda:* Para las edades 100, 125, 150, 250 y 1150 Myr (de arriba hacia abajo), que son edades estimadas para *Cr421* por [Yontan et al. \(2019\)](#) (125 ± 25 Myr), [Maciejewski & Niedzielski \(2007\)](#) (250 Myr) y [Kharchenko et al. \(2005\)](#) (1150 Myr). *A la derecha:* Otras isocronas calculadas por nosotros, para edades 96, 105, 115, 130 y 145 Myr (de arriba hacia abajo).

Por otro lado, analizaremos estrellas identificadas como miembros del cúmulo que encontramos en posiciones especiales respecto a la MS, según los siguientes criterios:

- 1) Seleccionar estrellas que en el Diagrama CM se encuentren a la derecha de la Secuencia Principal, enrojecidas y muy alejadas.
- 2) Seleccionar estrellas que en el Diagrama CM se encuentren a la izquierda de la MS, en posiciones consideradas de interés por observarse más brillantes y azuladas que el TOP.

3) Seleccionar estrellas según el parámetro libre de enrojecimiento: $Q_{\text{NIR}} = (J - H) - 1,70(H - K_S)$ definido por [Negueruela et al. \(2007\)](#). Para esto, realizamos el cruce de los datos de *Collinder 421* con los obtenidos para las bandas (JHK) del infrarrojo cercano (NIR, por sus siglas en inglés) de la *Two Micron All Sky Survey* (2MASS) ([Skrutskie et al., 2006](#)). De acuerdo a la definición de [Negueruela et al. \(2007\)](#) y los lineamientos seguidos por [Borissova et al. \(2012\)](#) y [Messineo et al. \(2012\)](#), las separamos en tres grupos:

- a) Las estrellas con $-0,3 < Q_{\text{NIR}} < 0,5$ como estrellas de Secuencia Principal tempranas según [Borissova et al. \(2012\)](#).
- b) Las estrellas con $Q_{\text{NIR}} < -0,3$ como estrellas con perfiles de emisión o exceso en el infrarrojo, incluyendo estrellas de Pre-Secuencia Principal (PMS, por sus siglas en inglés) e YSOs (*Young Stellar Objects*).
- c) Las estrellas con $Q_{\text{NIR}} > 0,5$ son enrojeadas y tardías (frías).

Analizamos el parámetro Q_{NIR} también para las estrellas seleccionadas con los dos criterios anteriores.

Capítulo 8

Resultados

Realizamos el ajuste de nuestras isocronas y las de la librería PARSEC v1.2S (Bressan et al., 2012) a los datos del cúmulo *Collinder 421* proporcionados en comunicación privada por los autores del trabajo Paíz et al. (2023) debido a que la Dra. Corti es uno de ellos (ver Figura 8.2).

En el trabajo citado anteriormente, se ha investigado toda la región de *Cygnus OB2*, realizando un estudio de precisión de los cúmulos abiertos allí presentes, como es el caso de *Collinder 421*. La lista de miembros con la que trabajamos en esta tesis es la obtenida del análisis astrométrico (movimientos propios y paralaje) y fotométrico (magnitudes y colores *Gaia*), estudiando una región de 25' de radio alrededor de las coordenadas centrales del cúmulo $(\alpha_c, \delta_c) = (305.^\circ 844914, 41.^\circ 71045464)$ (Paíz et al., 2023).

La isocrona con la que conseguimos el mejor ajuste de todas las calculadas en este trabajo corresponde a una edad de 100 Myr (ver Figura 8.1), lo cual se encuentra en concordancia con el rango de edades dado para *Collinder 421* por Yontan et al. (2019) (ver Tabla 8.1, donde también se listan resultados obtenidos por otros autores para este mismo cúmulo).

Comparando con los datos extraídos de la librería PARSEC v1.2S Bressan et al. (2012) (ver Figura 8.2), encontramos diferencias que podrían deberse a las ecuaciones de estado y la teoría de convección utilizadas en los códigos de evolución. En el trabajo de estos autores se trata la convección utilizando la teoría de longitud de mezcla de Böhm-Vitense (1958), mientras que el código utilizado en esta tesis se basa en la teoría GNA descrita en Grossman et al. (1993) y Grossman & Taam (1996). Para las ecuaciones de

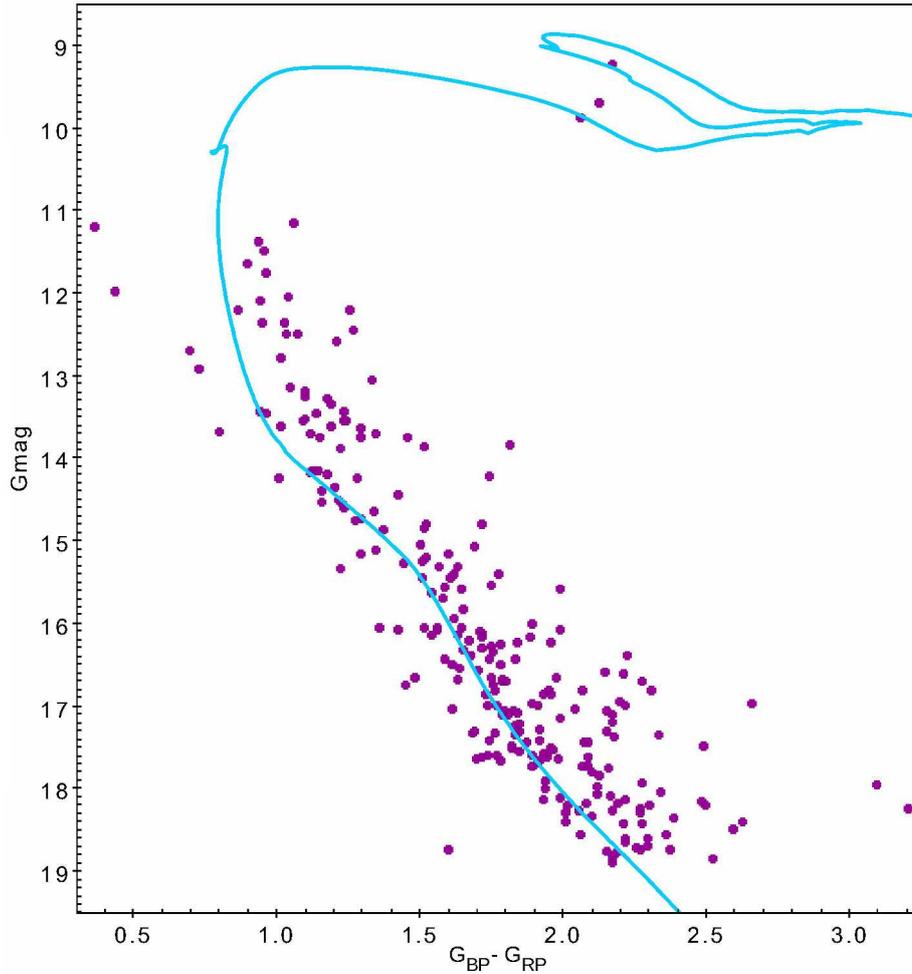


Figura 8.1: Ajuste de nuestra isocrona de 100 Myr (cyan) a los datos de los miembros de *Collinder 421* (Paíz et al., 2023, en proceso de arbitraje) (en círculos violetas).

d (pc)	r (pc)	t (Myr)	E(B-V) (mag)	[Fe/H] (dex)	Referencia
950	–	1150	0.1	–	(1)
1050 ± 550	–	250	0.64 ± 0.10	–	(2)
1245 ± 103	–	125	0.75 ± 0.05	-0.03 ± 0.10	(3)
1187	6	–	–	–	(4)
1178	20	204	–	–	(5)
1190 ± 1	9	–	–	–	(6)
1190 ± 1	–	100	0.75	-0.02 ± 0.04	(7)

Tabla 8.1: Datos de *Collinder 421* ($\alpha = 305^\circ.84$, $\delta = 41^\circ.68$), distancia, radio, edad, exceso color, metalicidad, de acuerdo a distintos autores: (1) Kharchenko et al. (2005); (2) Maciejewski & Niedzielski (2007); (3) Yontan et al. (2019); (4) Cantat-Gaudin & Anders (2020); (5) Hunt & Reffert (2023); (6) Paíz et al. (2023) (en proceso de arbitraje); (7) Este trabajo.

estado, en el trabajo de (Bressan et al., 2012) se utiliza el código FREEEOS actualizado a través de los años por Irwin y disponible públicamente bajo la Licencia Pública General de GNU. En nuestro caso, para las etapas evolutivas calculadas, la Ecuación de Estado tiene en cuenta lo siguiente:

- Para el régimen de bajas densidades incluye ionización parcial para composiciones de H y He, presión de radiación y contribución iónica.
- Para altas densidades, tiene en cuenta degeneración parcial para los electrones e interacciones Coulombianas.

En el caso de nuestro código, se utiliza la descripción física de las opacidades radiativas OPAL (Iglesias & Rogers, 1996) y las opacidades moleculares de Alexander & Ferguson (1994). El código de Bressan et al. (2012) también emplean las opacidades OPAL.

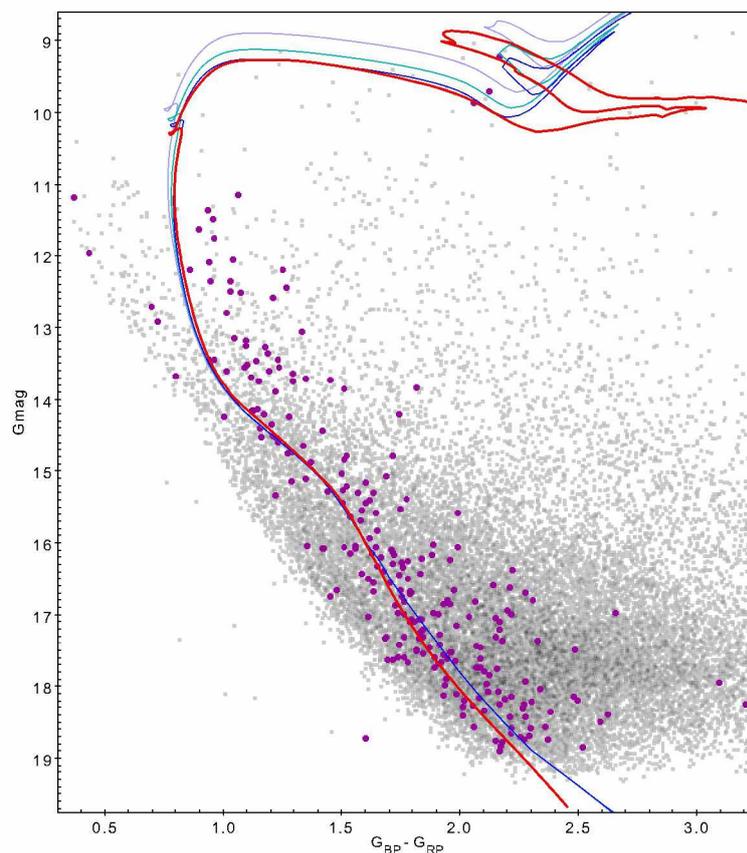


Figura 8.2: Ajuste de nuestra isocrona de 100 Myr (en rojo) a los datos de los miembros de *Collinder 421* (en círculos violetas) y comparación con las isocronas de la librería PARSEC v1.2S (Bressan et al., 2012) para 100, 115 y 125 Myr (en celeste, cyan y azul, respectivamente). Los puntos grises de la Figura representan las estrellas de campo.

Luego, seleccionamos estrellas que nos parecen de interés para hacer un mayor análisis (ver Figura 8.3).

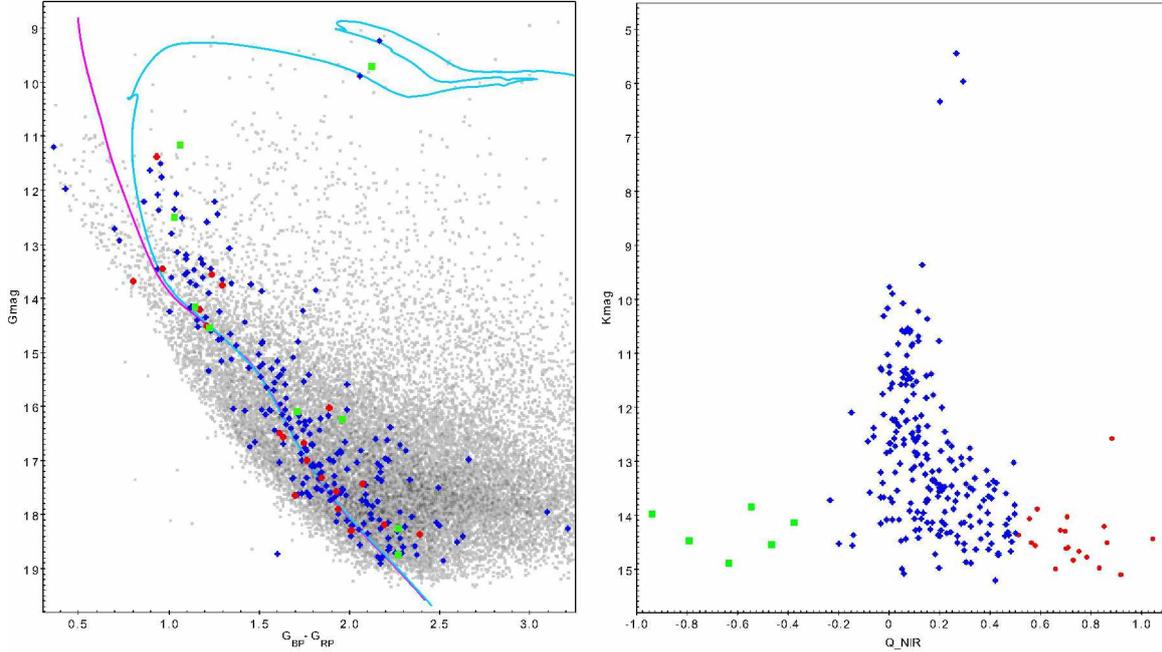


Figura 8.3: Diagramas donde se indica con círculos rojos los objetos con $Q_{NIR} > 0,5$, con rombos azules las estrellas con $-0,3 < Q_{NIR} < 0,5$ y con cuadrados verdes los miembros de *Collinder 421* con $Q_{NIR} < -0,3$. *A izquierda:* Ajuste de nuestra isocrona de 100 Myr (en cyan) a los datos de los miembros de *Collinder 421*, sobre las estrellas de campo (círculos grises). Destacamos la posición de la ZAMS (curva magenta) según nuestros cálculos. *A derecha:* Diagrama fotométrico del parámetro Q_{NIR} vs. K_S , para las estrellas miembro de *Collinder 421*.

Entre ellas encontramos, por inspección del Diagrama CM, 5 estrellas a la izquierda y en la zona más brillante de la Secuencia Principal (ver Figura 8.3, izquierda). Para estas analizamos la posibilidad de que resulten candidatas a Blue Straggler Stars, utilizando dos criterios:

- 1) Según la edad del cúmulo, como se explica en, por ejemplo, [Bof \(2015\)](#):

Las BSS se encuentran por encima del TOP y se pueden hallar en cúmulos de edad intermedia y viejos, en el rango de 0,5 a 8 Gyr.

- 2) Según la posición ocupada relativa a la ZAMS y la MS, como se trata en [Rain et al. \(2021\)](#):

Esta región está envuelta por el lado azul por la ZAMS y por el lado rojo por el límite dado por la recta de valor constante igual al índice de color del TOP.

Por un lado, con nuestra estimación de la edad del cúmulo por ajuste de isocronas establecimos una edad aproximada de 100 Myr, por lo que nos encontramos con un cúmulo joven, fuera del rango de edades dado en el ítem 1.

Por otro lado, realizamos el cálculo y ajuste de la ZAMS y comprobamos que tampoco se encuentran en la zona comprendida entre la ZAMS y la MS, como se explicó en el ítem 2.

Por lo tanto, pudimos corroborar mediante dos métodos que a esas estrellas no les correspondería la clasificación de BSSs.

Realizamos un análisis más profundo de estos objetos buscando información en las bases de datos SIMBAD y VizieR. En particular, encontramos que:

- La estrella 1 (Figura 8.4) es presentada como una candidata a estrella variable de largo período según el trabajo de [Lebzelter et al. \(2023\)](#), ubicada a una distancia radial de 88,5" según la base de datos SIMBAD. Debido a la distancia radial a la que se encuentra, no podemos asegurar que se trate del mismo objeto que el de nuestro cúmulo de estudio.
- La estrella 2 (Figura 8.4) fue catalogada por [Kohoutek & Wehmeyer \(1999\)](#) como una estrella de emisión en H_{α} . Encontramos en la base de datos SIMBAD que el objeto parecería tener el mismo identificador según el catálogo de *Gaia DR3*, pero que se encuentra a una distancia radial de 83,01", por lo que no podemos confirmar que se trate del mismo objeto miembro de *Collinder 421*.

Para los tres objetos restantes no encontramos información relevante en la literatura.

Para los objetos de interés seleccionados según su parámetro Q_{NIR} (ver Figura 8.3, derecha¹) realizamos la búsqueda de información mediante las bases de datos VizieR y SIMBAD. De esta manera:

- Por sus valores de Q_{NIR} , encontramos 219 estrellas de MS que podemos clasificar como tempranas según el ítem 3a, 9 posibles objetos de PMS o YSOs según el ítem 3b y 20 estrellas de MS tardías de acuerdo al ítem 3c. Sin embargo, ese número se reduce a 217 en el primer caso y 8 en el segundo, ya que por el Diagrama CM encontramos tres objetos que podemos identificar como estrellas

¹Hay dos objetos más con parámetro $Q_{\text{NIR}} < -0,3$ que no se muestran en este esquema, ya que quedan por fuera del rango de la figura, con valores $Q_{\text{NIR}} = -2,92283$ y $Q_{\text{NIR}} = -5,08877$. Aunque no hayan sido representados con el objetivo de darle mayor claridad al diagrama, fueron investigados correspondientemente.

evolucionadas (posibles gigantes rojas), dos con Q_{NIR} según ítem 3a y una a la que le corresponde un valor de Q_{NIR} según el ítem 3b, lo cual sería un exceso en el IR característico de una estrella de este tipo.

Resulta de interés destacar que en el trabajo de Yontan et al. (2019) encuentran 146 miembros de MS y en el trabajo de Hunt & Reffert (2023) encuentran 277 estrellas como cantidad total de miembros de *Collinder 421*.

- Analizamos las dos estrellas con valores negativos extremos de Q_{NIR} , y no encontramos información de interés en la literatura.
- La estrella 3 (Figura 8.4) es identificada como una estrella de emisión en H_{α} por Fratta et al. (2021); sin embargo, encontramos que se ubica a una distancia radial de 106,32" de nuestro objeto, según la base de datos SIMBAD, por lo que resulta posible suponer que no se trata del mismo objeto.
- La estrella 4 (Figura 8.4), con $Q_{\text{NIR}} < -0,3$, es clasificada en la base de datos SIMBAD como candidata a *RR Lyrae*; pero no se encuentran referencias sobre esto, por lo que no podemos asegurar que al objeto de nuestro cúmulo le corresponda esta identificación.

Para los restantes objetos con $Q_{\text{NIR}} < -0,3$, no encontramos información de interés sobre su tipo espectral en la literatura, ya que los trabajos que involucran el objeto en cuestión son puramente astrométricos. Por esta razón, no podemos determinar si se trata de YSOs o estrellas de PMS.

Para muchos de estos objetos encontramos citados los siguientes trabajos:

- “*Structural parameters of 389 local open clusters*”, Tarricq et al. (2022);
- “*Clusters and mirages: cataloguing stellar aggregates in the Milky Way*”, Cantat-Gaudin & Anders (2020);
- “*Painting a portrait of the Galactic disc with its stellar clusters*”, Cantat-Gaudin et al. (2020);
- “*Hunting for open clusters in Gaia DR2: 582 new open clusters in the Galactic disc*”, Castro-Ginard et al. (2020).

Estos trabajos son relevamientos astrométricos y no resultaron de interés respecto a la información que buscábamos.

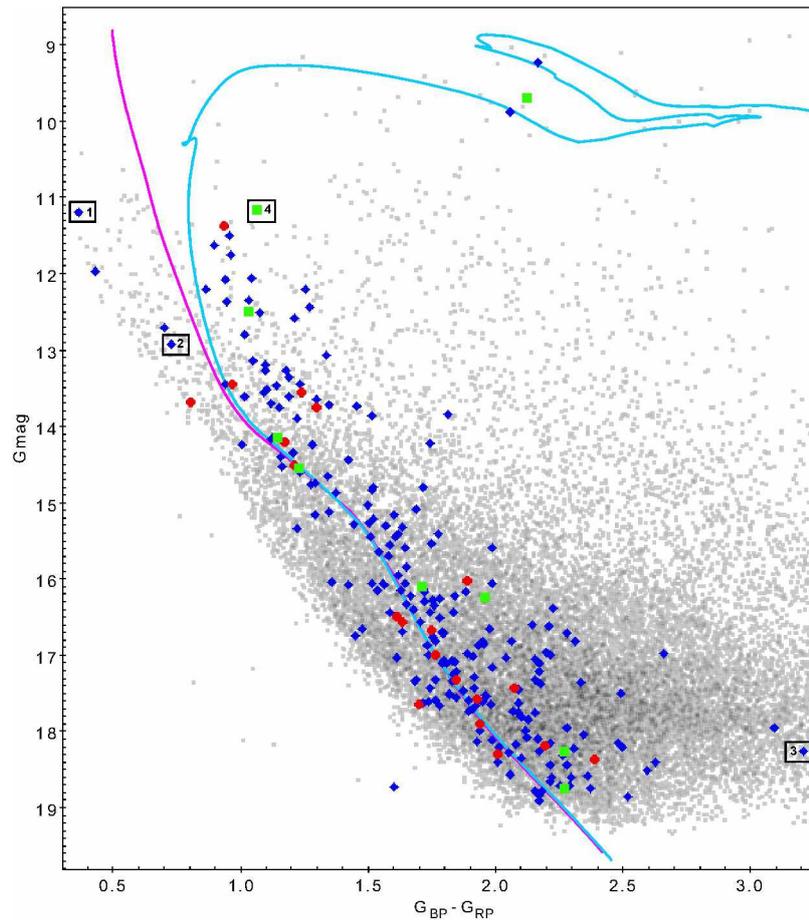


Figura 8.4: Idem Figura 8.2 (izquierda), pero destacando cuatro objetos de los cuales encontramos más información mediante la búsqueda en las bases de datos SIMBAD y VizieR. Los códigos de símbolos y colores son los mismos que los de dicha Figura.

Capítulo 9

Conclusiones

En esta tesis, hemos realizado:

- Nuestra calibración de los datos solares: temperatura efectiva y edad, a partir del valor de luminosidad solar $\log(L/L_{\odot}) = 0,0$. Encontramos valores aceptables en los errores relativos en ambas determinaciones ($|\Delta t/t| \approx 0,04$ y $|\Delta T_{ef}/T_{ef}| \approx 0,0002$), para un parámetro de longitud de mezcla $\alpha_{MLT} = 1,40$ y fracciones iniciales de metales $Z = 0,019000$ y helio $Y = 0,282320$.
- El cálculo de isocronas de metalicidad $Z = 0,019000$ y posterior ajuste a los datos del cúmulo *Collinder 421* de la región *Cygnus OB2*.
- El análisis del cúmulo con nuestras isocronas, con el cual encontramos para *Collinder 421* una edad aproximada de 100 Myr, utilizando valores $E(B - V) = 0,75$ para la extinción, $R = 2,85$ de acuerdo a la clase de polvo presente en la región y $d = 1190 \pm 1$ pc para la distancia.
- Nuestra isocrona para 100 Myr muestra buen ajuste con la correspondiente a 125 Myr de [Bressan et al. \(2012\)](#). Las diferencias tanto en la edad como en el “loop” podrían deberse a las diferentes teorías de convección empleadas, entre otros ingredientes físicos.
- Posteriormente realizamos el análisis de algunos objetos que consideramos de interés por sus posiciones en el Diagrama CM respecto a la MS y/o sus valores de Q_{NIR} .

-
- Mediante el Diagrama CM, identificamos tres estrellas evolucionadas, posibles gigantes rojas. Una de ellas tiene un valor de $Q_{\text{NIR}} < -0,3$, lo que indica un exceso en infrarrojo esperable para este tipo de objetos.
 - Del estudio del Diagrama fotométrico (Q_{NIR} vs. K_S), podemos decir que encontramos 217 estrellas de secuencia principal tempranas, 8 candidatas a PMS o YSOs y 20 de secuencia principal tardías.
 - Por último, empleando la literatura encontrada según las base de datos SIMBAD y VizieR, encontramos:
 - un candidato a estrella variable de largo período (Lebzelter et al., 2023);
 - dos candidatos a estrella con emisión en H_α (Kohoutek & Wehmeyer 1999, Fratta et al. 2021); y
 - un candidato a *RR Lyrae* (sin referencias).

Sin embargo, no contamos con información suficiente para confirmar ninguna de estas identificaciones para los objetos de nuestro cúmulo de estudio.

Capítulo 10

Trabajo a Futuro

- Teniendo exactamente los mismos KPs y la misma cantidad de puntos entre dos KPs consecutivos, todas las isocronas para cualquier edad y metalicidad tendrán el mismo número de puntos distribuidos consistentemente entre correspondientes etapas evolutivas. Esto nos permite producir fácilmente isocronas de metalicidades intermedias, interpolando punto a punto con las isocronas calculadas (Pietrinferni et al., 2004).

Por lo tanto, sería de interés construir utilizando el código empleado en esta tesis (Panei & Baume, 2016) una librería de isocronas para distintas metalicidades, considerando también diferentes valores de la longitud de mezcla para la MLT.

- Por otro lado, para los objetos con parámetro $Q_{\text{NIR}} < -0,3$ de los que no encontramos información sobre su tipo espectral en la literatura, sería de interés hacer un posterior análisis fotométrico en el infrarrojo mediano con los datos de las bandas WISE ($W1 = 3,4\mu\text{m}$, $W2 = 4,6\mu\text{m}$, $W3 = 12\mu\text{m}$ y $W4 = 22\mu\text{m}$) u otros filtros IR (por ejemplo, de Spitzer), para definir si puede tratarse de YSOs o PMS.
- Sería de interés incorporar a nuestro código de atmósferas las bandas fotométricas del telescopio espacial WISE.

Bibliografía

- 2015, Boffin, Carraro, Beccari, *Astrophysics and Space Science Library*, Vol. 413, Ecology of Blue Straggler Stars
- Alexander, D. R., & Ferguson, J. W. 1994, *ApJ*, 437, 879
- Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A. J., & Scott, P. 2009, *ARA&A*, 47, 481
- Benvenuto, O. G. 1988, PhD thesis, Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas - Universidad Nacional de La Plata
- Bergemann, M., & Serenelli, A. 2014, in *Determination of Atmospheric Parameters of B*, 245–258
- Böhm-Vitense, E. 1958, *ZAp*, 46, 108
- Borissova, J., Georgiev, L., Hanson, M. M., et al. 2012, *A&A*, 546, A110
- Bressan, A., Marigo, P., Girardi, L., et al. 2012, *MNRAS*, 427, 127
- Cantat-Gaudin, T., & Anders, F. 2020, *A&A*, 633, A99
- Cantat-Gaudin, T., Anders, F., Castro-Ginard, A., et al. 2020, *A&A*, 640, A1
- Castro-Ginard, A., Jordi, C., Luri, X., et al. 2020, *A&A*, 635, A45
- Charlot, S., & Bruzual A, G. 1991, *ApJ*, 367, 126
- Choi, J., Dotter, A., Conroy, C., et al. 2016, *ApJ*, 823, 102
- Clayton, D. D. 1983, *Principles of stellar evolution and nucleosynthesis*
- de Jager, C., Nieuwenhuijzen, H., & van der Hucht, K. A. 1988, *A&AS*, 72, 259
- Demarque, P., & McClure, R. D. 1977, *ApJ*, 213, 716

-
- Desch, S. J., Dunlap, D. R., Dunham, E. T., Williams, C. D., & Mane, P. 2023, *Icarus*, 402, 115607
- Dolphin, A. E. 2002, *MNRAS*, 332, 91
- FratTA, M., Scaringi, S., Drew, J. E., et al. 2021, *MNRAS*, 505, 1135
- Fu, X., Bragaglia, A., Liu, C., et al. 2022, *A&A*, 668, A4
- Gaia Collaboration, Babusiaux, C., van Leeuwen, F., et al. 2018, *A&A*, 616, A10
- Gaia Collaboration, Klioner, S. A., Lindegren, L., et al. 2022, *A&A*, 667, A148
- Grossman, S. A., Narayan, R., & Arnett, D. 1993, *ApJ*, 407, 284
- Grossman, S. A., & Taam, R. E. 1996, *MNRAS*, 283, 1165
- Hidalgo, S. L., Pietrinferni, A., Cassisi, S., et al. 2018, *ApJ*, 856, 125
- Hunt, E. L., & Reffert, S. 2023, *A&A*, 673, A114
- Iglesias, C. A., & Rogers, F. J. 1996, *ApJ*, 464, 943
- Itoh, N., Adachi, T., Nakagawa, M., Kohyama, Y., & Munakata, H. 1989, *ApJ*, 339, 354
- Itoh, N., Hayashi, H., & Kohyama, Y. 1994, *Electrical and Thermal Conductivities of Dense Matter in the Crystalline Lattice Phase. III. Inclusion of Lower Densities: Erratum*, doi:10.1086/174916
- Itoh, N., & Kohyama, Y. 1983, *ApJ*, 275, 858
- Itoh, N., Kohyama, Y., Matsumoto, N., & Seki, M. 1984a, *ApJ*, 280, 787
- . 1984b, *ApJ*, 285, 304
- . 1987, *ApJ*, 322, 584
- Itoh, N., Matsumoto, N., Seki, M., & Kohyama, Y. 1984c, *ApJ*, 279, 413
- Itoh, N., Mitake, S., Iyetomi, H., & Ichimaru, S. 1983, *ApJ*, 273, 774
- Itoh, N., Mutoh, H., Hikita, A., & Kohyama, Y. 1992, *ApJ*, 395, 622

-
- Kharchenko, N. V., Piskunov, A. E., Röser, S., Schilbach, E., & Scholz, R. D. 2005, *A&A*, 438, 1163
- Kippenhahn, R., Weigert, A., & Hofmeister, E. 1967, “Methods for Calculating Stellar Evolution”, in *Methods in Computational Physics, Vol. 7: Astrophysics*, Eds. Alder, Fernbach & Rotenberg, *JRASC*, 61, 387 (Academic Press, New York and London)
- Kippenhahn, R., Weigert, A., & Weiss, A. 2012, *Stellar Structure and Evolution*, doi:10.1007/978-3-642-30304-3
- Kohoutek, L., & Wehmeyer, R. 1999, *A&AS*, 134, 255
- Lebzelter, T., Mowlavi, N., Lecoœur-Taïbi, I., et al. 2023, *A&A*, 674, A15
- López-Corredoira, M., Allende Prieto, C., Garzón, F., et al. 2018, *A&A*, 612, L8
- Maciejewski, G., & Niedzielski, A. 2007, *A&A*, 467, 1065
- Magni, G., & Mazzitelli, I. 1979, *A&A*, 72, 134
- Marigo, P., Girardi, L., Bressan, A., et al. 2017, *ApJ*, 835, 77
- Messineo, M., Menten, K. M., Churchwell, E., & Habing, H. 2012, *A&A*, 537, A10
- Negueruela, I., Marco, A., Israel, G. L., & Bernabeu, G. 2007, *A&A*, 471, 485
- Panei, J., & Baume, G. 2016, *Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía La Plata Argentina*, 58, 138
- Panei, J. A., Althaus, L. G., Chen, X., & Han, Z. 2007, *MNRAS*, 382, 779
- Pavlenko, Y. V., Jenkins, J. S., Jones, H. R. A., Ivanyuk, O., & Pinfield, D. J. 2012, *MNRAS*, 422, 542
- Pietrinferni, A., Cassisi, S., Salaris, M., & Castelli, F. 2004, *ApJ*, 612, 168
- Rain, M. J., Ahumada, J. A., & Carraro, G. 2021, *A&A*, 650, A67
- Rain, M. J., Pera, M. S., Perren, G., et al. 2024, arXiv e-prints, arXiv:2402.14990
- Rohrman, R. D. 2001, *MNRAS*, 323, 699
- Skrutskie, M. F., Cutri, R. M., Stiening, R., et al. 2006, *AJ*, 131, 1163

-
- Tarricq, Y., Soubiran, C., Casamiquela, L., et al. 2022, A&A, 659, A59
- von Steiger, R., & Zurbuchen, T. H. 2015, The Astrophysical Journal, 816, 13
- Wright, N. J. 2020, New A Rev., 90, 101549
- Wright, N. J., & Drake, J. J. 2010, in Star Clusters: Basic Galactic Building Blocks Throughout Time and Space, ed. R. de Grijs & J. R. D. Lépine, Vol. 266, 551–554
- Wright, N. J., Drew, J. E., & Mohr-Smith, M. 2015, MNRAS, 449, 741
- Yontan, T., Bilir, S., Bostancı, Z. F., et al. 2019, Ap&SS, 364, 152