



UNIVERSIDAD  
DE LA REPÚBLICA  
URUGUAY

UNIVERSIDAD DE LA REPÚBLICA

FACULTAD DE CIENCIAS

DEPARTAMENTO DE ASTRONOMÍA



FACULTAD DE  
**CIENCIAS**

UDELAR | [fcien.edu.uy](http://fcien.edu.uy)

INICIACIÓN A LA INVESTIGACIÓN

---

# Estudio de la producción de estrellas RR Lyrae de edad intermedia por evolución binaria

---

Autor:  
Bruno Domínguez

Tutor:  
Prof. Dra. Cecilia Mateu

20 de diciembre de 2021

## Resumen

Las RR Lyrae (RRL) son estrellas pulsantes de la rama horizontal que, según la teoría canónica de evolución estelar, sólo aparecen en poblaciones viejas ( $>10$  Ga) y pobres en metales ( $[Fe/H] \leq -0,5$ ). Sin embargo, resultados recientes señalan la posibilidad de la existencia de un canal que genere RRL de edad intermedia (1 – 8 Ga) y que ese canal puede ser la evolución de sistemas binarios con eventos de transferencia de masa. En este trabajo se utilizaron simulaciones de síntesis de poblaciones estelares con sistemas binarios para evaluar la producción de RRL por evolución binaria (RRL-BEP) en poblaciones de edad intermedia (1 – 8 Ga) en un rango amplio de metalicidades ( $-2,30 \leq [Fe/H] \leq +0,18$ ).

Se determinó la Distribución de Desfase Temporal (DTD por sus siglas en inglés) de las RRL-BEP en las diferentes metalicidades estudiadas, concluyéndose que a edades intermedias (6 – 8 Ga) los sistemas binarios pueden ser capaces de producir suficientes RRL-BEP ( $\sim 1$  RRL/ $10^5 M_{\odot}$ ) para explicar la observación en la Nube Grande de Magallanes de [Sarbadhicary et al. \(2021\)](#), pero a edades jóvenes (1 – 5 Ga) se predice un déficit de un orden de magnitud aproximadamente. Al estudiar las trayectorias evolutivas se identificaron dos escenarios astrofísicos para la producción de RRL-BEP a una cierta edad: un canal principal (98,17%) con estrellas con mayor masa que el *Turn Off* (TO) que sufren grandes pérdidas de masa que retrasan la evolución de la estrella (para edades jóvenes e intermedias,  $t \leq 8$  Ga); y un canal secundario (1,73%) con estrellas de menor masa que el TO que sufren una transferencia de masa de su compañera acelerando su evolución (principalmente en edades intermedias,  $6 \text{ Ga} \leq t \leq 8 \text{ Ga}$ ). Nuestros resultados arrojan que en la mayoría de los casos la compañera de la RRL-BEP fue engullida en un episodio de coalescencia.

# Agradecimientos

A mi tutora Cecilia por todo lo que me enseñó, por la paciencia que me tuvo, y por siempre emocionarse y festejar con los diferentes avances del trabajo.

A Gonzalo Tancredi y Julio Fernández por leer este trabajo, corregirlo y hacerle comentarios importantes.

A Paula por siempre acompañarme y estar ahí para escucharme, ayudarme, incentivar me y apoyarme en todo lo que necesite.

A mi madre por haberme inculcado siempre buscar el por qué de las cosas abriéndome el camino hacia la investigación, y por siempre haberme ayudado a estudiar de una u otra manera.

A mis amigos de facultad Vale, Mauro, Rafa, Santiago y Matías por todos los prácticos hechos, exámenes pasados, y charlas y salidas tenidas.

A Gianca, Manuel, Camila, Peba, Pedu y demás amigos de la vida por todos los momentos vividos, bancarme hablarles sobre temas de astronomía y otros, y apoyarme en todo lo que hago.

# Índice

<b>1. Introducción</b>	<b>4</b>
1.1. Estrellas RRL . . . . .	4
1.2. Indicios de la existencia de RRL de edad intermedia . . . . .	6
1.3. Antecedentes del estudio de la producción de RRL por evolución binaria . . . . .	8
1.4. Motivación y objetivos . . . . .	10
<b>2. Simulaciones de la producción de RRL por evolución binaria</b>	<b>11</b>
2.1. Modelo de síntesis de poblaciones estelares HB13 . . . . .	11
2.2. Diagramas HR . . . . .	12
2.3. DTD . . . . .	16
2.4. Estado evolutivo de la compañera de la RRL-BEP . . . . .	20
<b>3. Análisis y Discusión</b>	<b>22</b>
3.1. DTD y comparación con S21 . . . . .	22
3.2. Trayectorias evolutivas de las RRL-BEP . . . . .	25
3.3. Estados evolutivos y comparación con K17 . . . . .	31
3.4. Características observacionales esperadas para las RRL-BEP . . . . .	34
<b>4. Conclusiones</b>	<b>36</b>
<b>A. Estado evolutivo de las compañeras</b>	<b>40</b>
<b>B. Modificaciones en las prescripciones de binary_c</b>	<b>47</b>

# Lista de siglas y acrónimos

En este trabajo se decidió utilizar la convención de siglas en inglés porque son las consistentemente usadas en la literatura.

- BEP: *Binary Evolution Pulsator* o Pulsador de Evolución Binaria
- CHeB: *Core Helium Burning* o Quemando Helio en su núcleo
- COWD: *Carbon-Oxygen White Draft* o Enana Blanca de Carbono-Oxígeno
- Diagrama HR: Diagrama de Hertzsprung-Russell
- DTD: *Delay-Time Distribution* o Distribución de Desfase Temporal
- EHB: *Extreme Horizontal Branch* o Rama Horizontal Extrema
- $[Fe/H]$ : Orden de magnitud de metalicidad con respecto a la metalicidad solar:  $\log_{10} \left( \frac{(Fe/H)}{(Fe_{\odot}/H_{\odot})} \right)$
- HB: *Horizontal Branch* o Rama Horizontal
- HeWD: *Helium White Draft* o Enana Blanca de Helio
- IS: *Instability Strip* o Franja de Inestabilidad
- $k_w$ : Palabra clave para estado evolutivo
- LMC: *Large Magellanic Cloud* o Nube Grande de Magallanes
- MS: *Main Sequence* o Secuencia Principal
- PTD: *Present-Time Distribution* o Distribución de Tiempo Presente
- RGB: *Red Giant Branch* o Rama de las Gigantes Rojas
- RLOF: *Roche Lobe Over-Flow* o Desbordamiento del Lóbulo de Roche
- RRL: RR Lyrae
- RRL-BEP: RR Lyrae por evolución binaria
- SGB: *Sub-Giant Branch* o Rama de las Sub-Gigantes
- SN: Supernova
- TO: *Turn Off*
- TPAGB: *Thermally Pulsing Asymptotic Giant Branch* o Rama Gigante Asintótica Pulsante Térmicamente
- Z: Metalicidad
- ZAMS: *Zero Age Main Sequence* o Secuencia Principal de Edad Cero

# Capítulo 1

## Introducción

Las estrellas RR Lyrae (RRL) son estrellas pulsantes de la rama horizontal (HB por sus siglas en inglés), las cuales, según la teoría canónica, solo aparecen en poblaciones viejas ( $>10$  Ga) y pobres en metales ( $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -0,5$ ). Sin embargo, en resultados recientes (Iorio & Belokurov, 2021; Sarbadhicary et al., 2021) y a partir de métodos totalmente independientes, se señala la posibilidad de la existencia de un canal que genere estrellas RR Lyrae de edad intermedia (1 – 8 Ga) y que ese canal puede ser la evolución de sistemas binarios con eventos de transferencia de masa. En este trabajo se evalúa la producción de este tipo de estrellas por evolución binaria en un rango amplio de metalicidades con el objetivo de confirmar si este puede o no ser un canal para su producción.

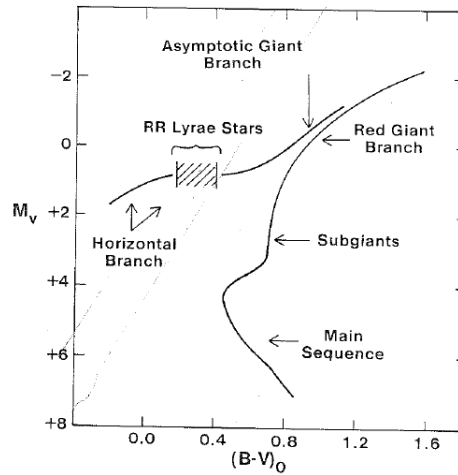
### 1.1. Estrellas RRL

Las RRL son estrellas gigantes A – F que pulsan radialmente con períodos en el rango de los 0,2 – 1,2 días y amplitudes de luz desde los 0,2 mag a 2 mag en V. Son estrellas de baja masa (típicamente entre 0,6 – 0,8  $M_{\odot}$ ) pertenecientes a la HB, es decir en la etapa evolutiva de quema de Helio en el núcleo, con radios típicamente entre 4 – 6  $R_{\odot}$ . El tiempo que pasan en esta etapa es de alrededor de  $\sim 100$  Ma<sup>1</sup>. En la Figura 1.1 se puede observar un esquema donde se indica la posición de las RRL en el diagrama color-magnitud (Smith, 1995).

A diferencia de las Cefeidas, que sólo se encuentran en el plano de la Galaxia, las RRL se pueden encontrar en todas las componentes galácticas. Las RRL de campo se pueden encontrar tanto en el halo, como en el disco grueso, así como en el bulbo galáctico y en los cúmulos globulares (Smith, 1995). Por estas razones se concluye que las Cefeidas pertenecen a estrellas de Población I, mientras que las RRL a Población II.

---

<sup>1</sup>1 Ma =  $10^6$  años



**Figura 1.1:** Esquema cualitativo de un diagrama color-magnitud de un cúmulo globular típico. Las RRL son estrellas de la HB que cruzan la franja de inestabilidad. Extraído de [Smith \(1995\)](#).

Las pulsaciones de las RRL no se deben a que son inestables sino que son oscilaciones entorno a un punto de equilibrio que no cambia significativamente en una escala de tiempo humana y que se puede caracterizar a través de propiedades físicas promedio (ver Tabla 1.1):

- *Magnitud absoluta:* Debido a que el brillo de las diferentes RRL varía en un pequeño rango, conociendo su magnitud absoluta (alrededor de +0,6 en el visual), se las puede utilizar como estándares de luminosidad para la determinación de distancias.
- *Temperatura:* Las RRL se encuentran confinadas dentro de límites bien definidos en el diagrama HR, las más calientes (tipo RRc) tienen una temperatura cercana a los 7250 K, mientras que las más frías (tipo RRab) tienen una cercana a los 6000 K ([Catelan, 2004](#)).
- *Metalicidad:* Como las RRL son estrellas de baja masa, estas no producen elementos pesados durante su vida, por lo que sus abundancias químicas reflejan las abundancias químicas de la nube de gas interestelar en la que se formaron. Las RRL se utilizan como trazadoras de la historia química. Las RRL más ricas en metales (pertenecientes al bulbo), tienen una metalicidad de  $[Fe/H] \simeq 0,0$ , mientras que las más pobres en metales tienen una metalicidad de  $[Fe/H] \simeq -2,5$ . En cúmulos globulares el número de RRL es bajo para poblaciones ricas en metales, alto para poblaciones moderadamente pobres en metales  $[Fe/H] \simeq -1,5$  y bajo de nuevo para las más pobres en metales como se muestra en el panel derecho de la Figura 1.2.
- *Edad:* Las RRL son estrellas de baja masa evolucionadas, por lo que para que sus progenitoras alcancen esta etapa se tuvieron que haber formado hace por lo menos 10 Ga<sup>2</sup> ([Smith, 1995](#)).

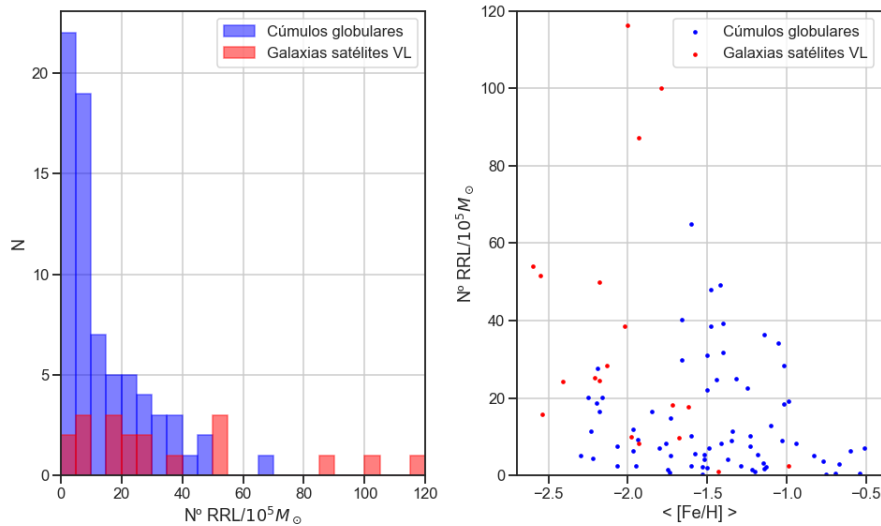
**Tabla 1.1:** Características físicas medias de las RRL. Extraído de [Smith \(1995\)](#)

Propiedades de las RRL	
P (días)	0,2 – 1,2
$\langle M_V \rangle$ (mag)	+0,6 ± 0,2
$\langle T_{eff} \rangle$ (K)	6000 – 7250
$\langle \log g \rangle$	2,5 – 3,0
[Fe/H]	-2,5 – 0,0
M ( $M_{\odot}$ )	0,6 – 0,8
R ( $R_{\odot}$ )	4 – 6

<sup>2</sup>1 Ga = 10<sup>9</sup> años

Se cree que típicamente las RRL comienzan en la secuencia principal (MS por sus siglas en inglés) como estrellas de  $M \approx 0,8 M_{\odot}$  (Smith, 1995). Una vez que alcanzan la rama horizontal de edad cero su posición depende de su masa total ( $0,6 - 0,8 M_{\odot}$ ), la masa de su núcleo y su composición química; de todas formas se espera que todas tengan una composición química y masa de núcleo similares, por lo que según la teoría convencional la secuencia de color a lo largo de la HB implica una secuencia de masas (a menor masa, mayor temperatura). Como la etapa post-MS es muy rápida en comparación a la de MS, la masa de las estrellas de la HB debería ser muy similar a la masa del TO, por lo que la diferencia de masas (o de color) que se observa en la HB es debido a diferentes cantidades de pérdida de masa previo a la HB (típicamente pierden  $\sim 0,1 M_{\odot}$ ).

En la Figura 1.2 se muestra el número de RRL por unidad de masa estelar de la población para los cúmulos globulares ( $\sim 10 \text{ RRL}/10^5 M_{\odot}$ ) y galaxias satélites ( $\sim 20 \text{ RRL}/10^5 M_{\odot}$ ) de la Vía Láctea y cómo este varía con la metalicidad. Para los cúmulos globulares se utilizó el catálogo de Clement (2017) del número de RRL en cúmulos globulares combinado con el catálogo con las masas actuales y metalicidades de diferentes cúmulos globulares de Kruijssen et al. (2019), mientras que para las galaxias satélites se combinó la recolección de RRL hecha por Baker & Willman (2015), con masas tomadas del catálogo de McConnachie (2012). Las dos galaxias satélites que presentan los mayores cocientes de número de RRL entre masa corresponden a las galaxias ultra-débiles Boötes II y Segue II, por lo que estos altos valores en realidad se deben a sus bajas masas y no a un alto número de RRL (cada una presenta una sola RRL según Baker & Willman (2015)).



**Figura 1.2:** En el panel de la izquierda se muestra el histograma del número de RRL por unidad de masa estelar, en el de la derecha la relación entre el número de RRL por unidad de masa estelar y la metalicidad de la población. Se utilizaron 72 cúmulos globulares (Clement, 2017; Kruijssen et al., 2019) y 19 galaxias satélites (Baker & Willman, 2015; McConnachie, 2012).

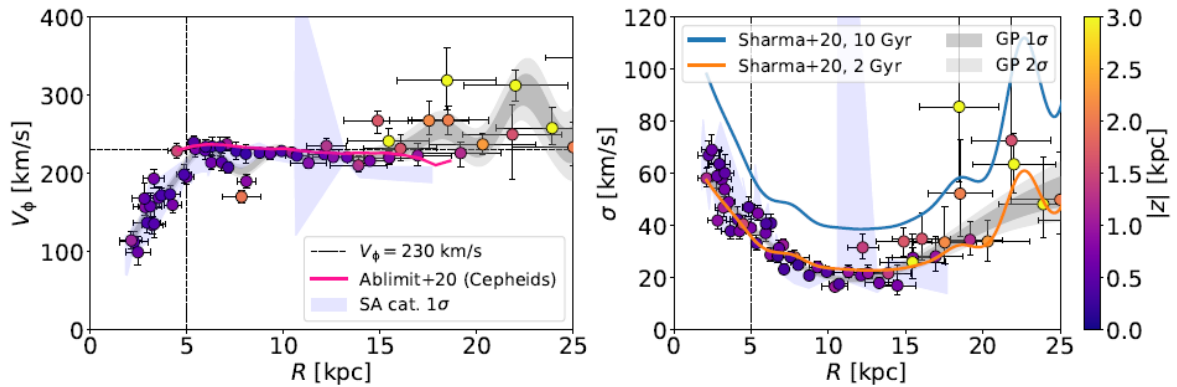
## 1.2. Indicios de la existencia de RRL de edad intermedia

A pesar de que la amplia mayoría de las RRL son pobres en metales, es sabido que una pequeña muestra rica en metales existe, las cuales basándose en la cinemática se asocian a los discos (Layden, 1995) y al bulbo de la Galaxia (Kunder & Chaboyer, 2009). En estudios previos (Marsakov et al., 2018, 2019) se ha demostrado la existencia de una población de RRL ricas en metales con cinemática de la porción más joven del disco delgado, en la vecindad solar. Esta situación es difícil de comprender con la teoría convencional, ya que para lograrlo la estrella debería perder cantidades de masa mayores a lo típicamente aceptado ( $> 1 M_{\odot}$ , Bono et al., 1997a,b).



Comparando las propiedades de las RRL ricas en metales con las pobres, [Chadid et al. \(2017\)](#) concluye que las RRL ricas en metales no se acomodan en la teoría de evolución estelar actual tradicional. Sin embargo, esto podría explicarse a través de la evolución de sistemas binarios: Pulsadores de Evolución Binaria (BEP por sus siglas en inglés) los cuales serían objetos pertenecientes a sistemas binarios que tendrían todas propiedades de una RRL pero que no lo son en el sentido convencional del concepto.

[Iorio & Belokurov \(2021\)](#), a diferencia de trabajos previos que estudian solo la vecindad solar, comprueban la presencia de RRL ricas en metales con cinemática de disco en toda la extensión del disco ( $3 \text{ kpc} < R < 30 \text{ kpc}$ ). Para esto utilizan el catálogo entero de estrellas clasificadas como RRL en *Gaia* DR2 ([Gaia Collaboration et al., 2018](#)). Tras procesar los datos utilizando un modelo de mezcla Gaussiana, los autores determinan que de las 72.973 RRL de la muestra, 3.126 ( $\approx 4\%$ ) muestran una cinemática como la del disco. Considerando solo estas RRL, se puede graficar su velocidad de rotación y dispersión y compararla con otras observaciones conocidas como se muestra en la Figura 1.3.



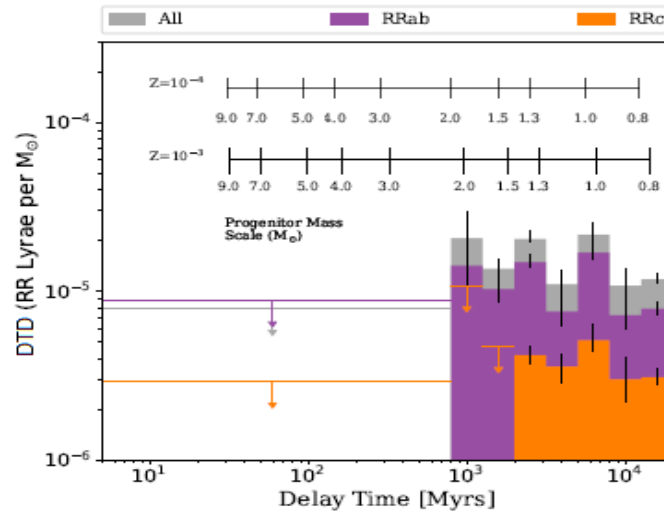
**Figura 1.3:** Velocidad acimutal (izquierda) y dispersión de velocidad (derecha) - asumiendo isotropía - de las RRL de la muestra rotante (disco). La línea vertical punteada indica el radio al cual la barra empieza a tener un efecto relevante. La línea magenta en el panel izquierdo indica la curva de velocidad medida por [Ablimit et al. \(2020\)](#) utilizando Cefeidas, y las líneas naranja y azul en el panel derecho muestran la media de la combinación de la dispersión de velocidades radial y tangencial para 2 Ga y 10 Ga modelado por [Sharma et al. \(2020\)](#). Extraído de [Iorio & Belokurov \(2021\)](#)

Al comparar la curva de velocidad de rotación de las RRL de la componente rotante con la de las Cefeidas éstas prácticamente coinciden  $\sim 230$  km/s, eliminando cualquier duda sobre la naturaleza de las RRL de rotación rápida. Esta coincidencia está más allá de las posibles incertidumbres, ya que si estas RRL pertenecieran en realidad al disco grueso deberían tener una velocidad de rotación mucho más lenta de  $\sim 180$  km/s. Luego, al comparar la dispersión de velocidades con las dispersiones aproximadas obtenidas por [Sharma et al. \(2020\)](#) se observa que coincide con la de una población joven de  $\sim 2$  Ga (Figura 1.3, panel derecho), mientras que la dispersión para una población de la edad típica de una RRL (10 Ga) es casi el doble. Por esto, [Iorio & Belokurov \(2021\)](#) concluye que la población de RRL de la componente rotante es dominada por una población relativamente joven del disco delgado. Para finalizar, concluyen que la existencia de las estrellas RRL jóvenes y ricas en metales en el disco delgado no es compatible con el modelo de evolución de estrellas aisladas: Los progenitores jóvenes ricos en metales requerirían una pérdida de masa fuera de lo típico. Lo que sugieren los autores es que estas RRL jóvenes pueden ser impostoras producidas por transferencia de masa en sistemas binarios.

En otro trabajo, casi simultáneo, [Sarbadhicary et al. \(2021, S21\)](#) determina la Distribución de Desfase Temporal (DTD por sus siglas en inglés) de las RRL en la Nube Grande de Magallanes (LMC por sus siglas en inglés) utilizando el catálogo de [Soszyński et al. \(2014\)](#) de RRL del sondeo *Optical Gravitational Microlensing Experiment* ([Udalski et al., 2015, OGLE-VI](#)), y el mapa de historia de formación estelar de la LMC construido por [Harris & Zaritsky \(2009, HZ09\)](#). La DTD es el número de un cierto objeto astronómico que hay en una población a un cierto intervalo de edad, por unidad de masa

estelar inicial. Ésta limita la escala de tiempo evolutiva y la eficacia de la formación de los progenitores de los objetos. Las DTDs teóricas son predicciones comunes de modelos de síntesis de población estelar, es decir, teniendo de antemano la DTD se puede predecir la ocurrencia de un cierto tipo de objeto (en este caso las RRL) en función del tiempo transcurrido después de un brote de formación estelar.

Al determinar la DTD, Sarbadhicary et al. (2021) detectan RRL para edades mayores a 1,3 Ga de la población, con mayor detección en los intervalos de 2 – 3, 5 – 8 y >12 Ga. Alrededor del 46 % de las RRL de la LMC son producidas por poblaciones de edades mayores a los 10 Ga (es decir, el rango usual de edades para este tipo de estrellas) pero, sorprendentemente, observan que el 51 % de la señal de la DTD proviene de progenitores con edades entre 1,3 y 8 Ga incompatibles con los modelos de evolución estelar aislada.



**Figura 1.4:** DTD en unidades de RRL por  $M_{\odot}$  en función del tiempo en Ma. Arriba se muestra la escala de masas del *Turn Off* (TO) de la secuencia principal en  $M_{\odot}$  para dos metalicidades diferentes, lo cual sirve como proxy de la masa de las progenitoras las RRLs. Extraído de Sarbadhicary et al. (2021)

Sabiendo que las RRLs de la LMC son generalmente pobre en metales con  $[Fe/H] < -0,5$  y con un pico de  $[Fe/H] - 1,5$ ; Sarbadhicary et al. (2021) también verificaron si eran capaces de detectar señales de DTD por debajo de los 8 Ga bajo la suposición de que las RRLs de OGLE-IV fueran sólo producidas por la tasa de formación estelar de HZ09 pobre en metales. Determinaron que la señal persiste, por lo que aunque se asuma que todas las RRLs en la LMC son producidas por estrellas pobres en metales, de todas formas se necesitan progenitoras menores a 8 Ga para explicar su distribución. También verificaron si la DTD tradicional de las RRL (siempre mayor a 8 Ga) es consistente con la distribución espacial de RRLs observadas por OGLE-IV. Para hacer esto, generaron mapas de RRLs convolucionando mapas de historia de formación estelar con DTDs de este tipo para luego aplicar su método y recuperar la DTD. Concluyen que si las RRLs de OGLE-IV hubieran sido producidas exclusivamente por estrellas viejas del mapa de historia de formación estelar de HZ09, su método hubiera recuperado la correcta DTD sin señales en edades menores a 8 Ga, por lo que la señal de DTD a edades jóvenes es real o es debida a un error sistemático en la historia de formación estelar de HZ09.

### 1.3. Antecedentes del estudio de la producción de RRL por evolución binaria

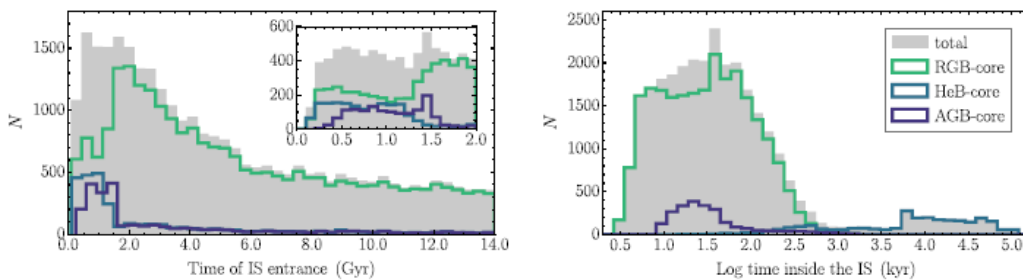
Las RRL tienen masas típicamente entre  $0,6 - 0,8 M_{\odot}$ , sin embargo se descubrió una estrella de baja masa ( $0,26 M_{\odot}$ ) que pulsa como una RRL en un sistema binario: OGLE-BLG-RRLYR-02792. Dada la edad del Universo, la evolución de estrellas aisladas no permite que estrellas de tan baja masa

hayan salido de la Secuencia Principal y, mucho menos, crucen la franja de inestabilidad (IS por sus siglas en inglés) en el correr de su vida. Según [Pietrzyński et al. \(2012, P12\)](#) esta RRL surgió de un episodio de transferencia de masa en el cual la componente inicialmente más masiva removió su envoltente y expuso su núcleo de Helio, colocándose en el rango de temperatura efectiva y luminosidad correspondiente a la IS de RRL, siendo este el primer y único pulsador de evolución binaria (BEP) descubierto hasta la fecha.

Los BEPs se definen, pues, como las componentes de sistemas binarios que experimentaron interacciones con su compañera en forma de transferencia de masa antes de entrar a la IS. Además, se debe cumplir que si la estrella aislada ya iba a cruzar la IS de todas formas, entonces para que se considere BEP, esta debe cruzar la IS después de la interacción con su compañera a una edad significativamente diferente que su versión aislada.

[Karczmarek et al. \(2017, K17\)](#) con el fin de entender qué tan frecuentemente se producen sistemas como el de P12, utiliza el código de síntesis de poblaciones estelares STARTRACK ([Belczynski et al., 2002, 2008](#)) para estudiar la producción de RRL-BEP en una población de metalicidad solar ( $Z = 0,02$ ). En este estudio, al comienzo de la transferencia de masa la componente donadora siempre es la más masiva, y se dan dos posibles escenarios: La componente que gana masa lo hace hasta que se revierte la relación de masas; o el sistema desarrolla una envoltente común, la eyecta y emerge un sistema binario cercano de enanas blancas o una fusión. Según P12 es esperado que los BEPs surjan del primer escenario.

[Karczmarek et al. \(2017\)](#) determina que la mayoría de los BEPs son originalmente la componente más masiva y tienen un pico en  $1 M_{\odot}$  (inicial), esta configuración de masas iniciales lleva al primer camino descrito. Sin embargo, hay un grupo de BEPs cuyas progenitoras son la componente menos masiva, también concentrándose alrededor de  $1 M_{\odot}$ , y su ruta evolutiva hacia BEP primero lleva a la formación de una envoltente común y luego a la fase de transferencia de masa. Los BEPs se forman en sistemas de todas las excentricidades y períodos. Alrededor del 50% de los cruces de la IS suceden para estrellas menores a 4 Ga, con los valores más frecuentes entre 0,5 y 2,5 Ga. Luego de los 6 Ga la frecuencia de entrada en la IS baja y se mantiene estable hasta el final de la simulación a los 14 Ga. El tiempo que estos objetos pasan en la IS es relativamente corto: Entre 100 ka y 120 Ma para los que están quemando He en su núcleo (RRL-BEP), ver Figura 1.5. Por lo tanto, K17 produce RRL-BEPs de edad intermedia, con la mayoría produciéndose a edades menores a 2 Ga, sin embargo no calcula su DTD.



**Figura 1.5:** Distribución de la edad de los BEP al entrar a la IS, el rango entre 0 – 2 Ga está magnificado por claridad (panel izquierdo). Duración de la fase BEP (panel derecho). En ambos paneles los colores representan el tipo de BEP. Extraído de [Karczmarek et al. \(2017\)](#)

## 1.4. Motivación y objetivos

En resumen, los trabajos de [Iorio & Belokurov \(2021\)](#) y [Sarbadhicary et al. \(2021\)](#) presentan, a través de caminos independientes, evidencia indirecta de la existencia de RRL de edad intermedia (1 – 8 Ga), proponiendo como hipótesis plausible para explicar sus resultados que estos objetos se formen mediante la evolución de sistemas binarios con eventos de transferencia de masa. Por su parte, [Karczmarek et al. \(2017\)](#) estudia la ocurrencia de BEPs en sistemas binarios mediante simulaciones, sin embargo solo lo hace para metalicidad solar ( $Z = 0,02$ ) y no determina la DTD.

El objetivo general de este trabajo es, entonces, estudiar la producción de RRL de edad intermedia (1 – 8 Ga) por evolución binaria utilizando simulaciones de síntesis de poblaciones estelares con sistemas binarios para metalicidades en el rango de  $-2,3 \lesssim [Fe/H] \lesssim +0,18$ . En particular, se determinará la DTD de las RRL-BEP para las diferentes metalicidades con el fin de comparar con los resultados observados en la LMC. Se estudiará también las condiciones y trayectorias evolutivas que dan origen a este tipo de estrellas y se compararán los resultados con los trabajos previos.

La exploración de un amplio rango de metalicidades representa una contribución relevante, por un lado, pues para comparar con los trabajos previos hay que estudiar tanto las RRL pobres en metales (como las de la LMC ([Sarbadhicary et al., 2021](#))) como las ricas en metales ([Karczmarek et al., 2017](#)), y por el otro, la HB donde viven las RRL es fuertemente afectada por la metalicidad de la población y se sabe que la fracción de binarias cercanas es mayor en sistemas pobres en metales ([Moe et al., 2019](#)).

La estructura del presente trabajo es la siguiente: En el Capítulo 2 se presentan las simulaciones utilizadas en este estudio junto con los resultados obtenidos; en el Capítulo 3 se los analiza y discute comparándolos con trabajos anteriores; y finalmente, en el Capítulo 4 se presentan las conclusiones del trabajo.

## Capítulo 2

# Simulaciones de la producción de RRL por evolución binaria

A continuación se describe la simulación de poblaciones estelares que se utiliza para evaluar la producción de RRL a edades intermedias por evolución binaria. Se comienza describiendo el código HB13 y los parámetros de las poblaciones simuladas en la Sección 2.1. Luego, se muestran los diagramas HR de los sistemas binarios para cada metalicidad en las edades de 1 a 8 Ga y a los 12 Ga, indicando cuáles estrellas se encuentran en la etapa de RRL en la Sección 2.2. En la Sección 2.3 se obtiene la DTD y el número de RRL-BEP por unidad de masa de binarias presente por intervalo de edad para cada metalicidad. Por último, en la Sección 2.4 se presenta la distribución de los estados evolutivos de las compañeras de las RRL-BEP.

### 2.1. Modelo de síntesis de poblaciones estelares HB13

Para la simulación de las poblaciones estudiadas en este trabajo se utiliza el código HB13 (Hernández-Pérez & Bruzual, 2013), que a partir de la distribución de masa de las estrellas, la fracción de binarias, y la distribución de períodos y excentricidades de las órbitas de los sistemas binarios, genera una población estelar simple constituida por estrellas aisladas y sistemas binarios. Luego, cada sistema binario de la población inicial generada es evolucionado usando las trayectorias evolutivas de Hurley et al. (2002) que tiene en cuenta los eventos de pérdida y transferencia de masa del sistema para la evolución estelar de cada estrella. A continuación se describen las distribuciones de los parámetros que utiliza el código.

La distribución inicial de masa utilizada para la estrella primaria (la más masiva,  $M_1$ ) obedece a la función inicial de masa log-normal de Chabrier (2003). Cada estrella de masa  $M_1$  será la estrella primaria en un sistema binario a edad cero según una probabilidad dada en función del tipo espectral, según Lada (2006), de manera que cuanto más masiva sea la estrella más probabilidad hay de que pertenezca a un sistema binario. Para establecer la masa  $M_2$  de la estrella secundaria se supone una distribución uniforme del cociente de masas  $q = M_2/M_1$ , en base a lo observado por Milone et al. (2012).

Los períodos orbitales siguen una distribución Gaussiana en el logaritmo del período ( $\log P$ ), cuyos parámetros fueron obtenidos por Duquennoy & Mayor (1991). Siguiendo los trabajos de Zhang et al. (2004, 2005), a cada par binario se le asigna una excentricidad ( $e$ ) inicial de la órbita siguiendo una distribución uniforme. Esta distribución evoluciona con el tiempo debido a que, por efectos de fuerzas de marea y transferencia de masa, las órbitas tienden a ser circulares en sistemas con períodos menores a 10 días (Eggleton, 2006).

Una vez creada la población, incluyendo la estadística de los parámetros binarios, la herramienta HB13 utiliza el código de evolución estelar de Hurley et al. (2002) para obtener las trayectorias evoluti-

vas de las estrellas aisladas y en sistemas binarios, teniendo en cuenta la transferencia de masa de cada estrella a partir de los radios, masas y los parámetros orbitales en cada fase de su evolución. El código cubre desde la edad cero de la secuencia principal hasta los estados remanentes, considerando masas iniciales comprendidas entre las  $0,1 M_{\odot}$  y  $100 M_{\odot}$ , y metalicidades  $Z$  entre 0,0001 y 0,03 equivalente a  $[Fe/H]$  entre -2,3 y +0,18. Por otro lado, para tener en cuenta la posibilidad de formar estrellas en la rama horizontal extrema (EHB por sus siglas en inglés) a través de la fusión de sistemas de enanas blancas de He, [Hernández-Pérez & Bruzual \(2013\)](#) incorporan el modelo de [Han et al. \(2002\)](#) ya que [Hurley et al. \(2002\)](#) considera que estos sistemas se destruyen.

Así, el código HB13 permite generar tanto las trayectorias evolutivas de cada sistema binario individual, como la isocrona de la población total, a una edad dada, para una población de una cierta metalicidad y masa estelar total inicial.

## 2.2. Diagramas HR

Utilizando el código HB13 se hicieron simulaciones de una población de masa inicial  $\sim 10,3 \times 10^6 M_{\odot}$  lo que equivale a un número inicial de  $\sim 6,51 \times 10^6$  sistemas de binarias. Cada simulación se hizo con una metalicidad diferente, tomando todos los valores disponibles en HB13:  $[Fe/H] = -2,3; -1,7; -1,3; -0,7; 0,0$  o  $+0,18$ . Luego, se hicieron evolucionar estos sistemas tomando isocronas cada 1 Gaño desde 1 Ga hasta 12 Ga de edad, donde para cada una se obtienen los estados evolutivos ( $k_w$ ), masa actual, temperatura efectiva, luminosidad, radio estelar, período, separación y excentricidad de las estrellas pertenecientes a los sistemas binarios simulados.

A partir de los datos obtenidos por las simulaciones se construyó el diagrama HR de los sistemas binarios para cada una de las metalicidades y edades entre 1 y 8 Ga y para 12 Ga como referencia, ya que ésta es una edad típica en la que se producen estrellas las RRL de evolución aislada. Siguiendo a [Karczmarek et al. \(2017\)](#), en las simulaciones se identifica como RRL cualquier estrella que esté quemando He en su núcleo ( $k_w = 4$ ) y se encuentre dentro de la IS con una luminosidad entre  $10^{1,5}$  y  $10^2 L_{\odot}$ , el rango típico de luminosidades observado para estas estrellas. Los límites rojo y azul de la IS (temperaturas efectivas  $T_{rojo}$  y  $T_{azul}$  respectivamente), tomados de [Karczmarek et al. \(2017\)](#), están dados por las siguientes ecuaciones:

$$\begin{aligned} \log T_{rojo} &= -0,05 \log L + 3,94 \\ \log T_{azul} &= -0,05 \log L + 4,00 \end{aligned} \quad (2.1)$$

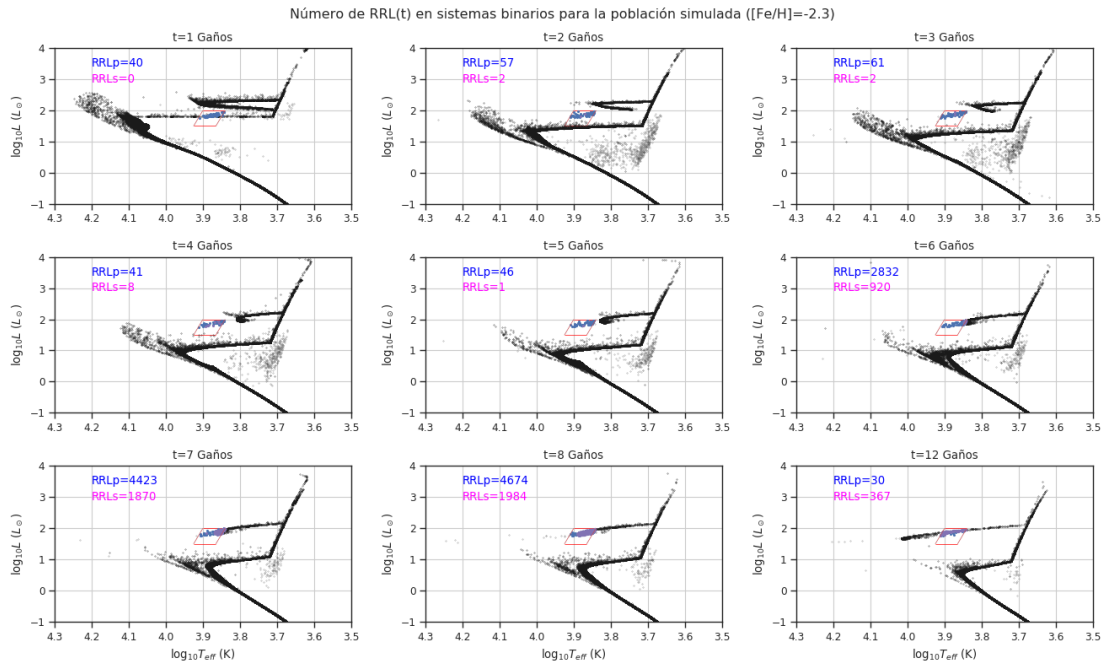
En las Figuras 2.1 – 2.6 se muestran los diagramas HR obtenidos para la población binaria, para cada una de las diferentes metalicidades estudiadas en función de la edad de la población junto con la región donde las estrellas pulsan como RRL *en caso de estar quemando He en su núcleo* (paralelogramo rojo). En cada panel, en la esquina superior izquierda, se indica el número de RRL-BEP primarias y secundarias que hay a la edad del diagrama mostrado.

En estos diagramas se puede observar claramente la MS, la rama de las sub-gigantes (SGB por sus siglas en inglés), la rama de las gigantes rojas (RGB por sus siglas en inglés), y un *Red Clump* para las poblaciones ricas en metales ( $[Fe/H] = -0,7; 0,0$  y  $0,18$ ) o una HB extensa para las pobres en metales ( $[Fe/H] = -2,3; -1,7$  y  $-1,3$ ). Además, también se puede observar un grupo de estrellas más azules y luminosas que el TO de la MS conocidas como *blue stragglers*, que son estrellas rejuvenecidas por intercambios de masa con su compañera. Por otro lado, también se observa un grupo de estrellas más rojas que la MS y menos luminosas que la SGB (por ejemplo, ver el tercer panel de la Figura 2.1), éstas son estrellas que originalmente eran la componente más masiva del sistema pero que por intercambios de masa con su compañera terminan siendo la componente menos masiva. En azul se indica el número de RRL-BEP primarias (RRLp) y en magenta el número de RRL-BEP secundarias (RRLs). Dentro la región indicada en rojo hay estrellas que no son marcadas como RRL-BEP, esto es por que no es suficiente que la estrella se encuentre dentro de la IS con luminosidad entre  $10^{1,5}$  y

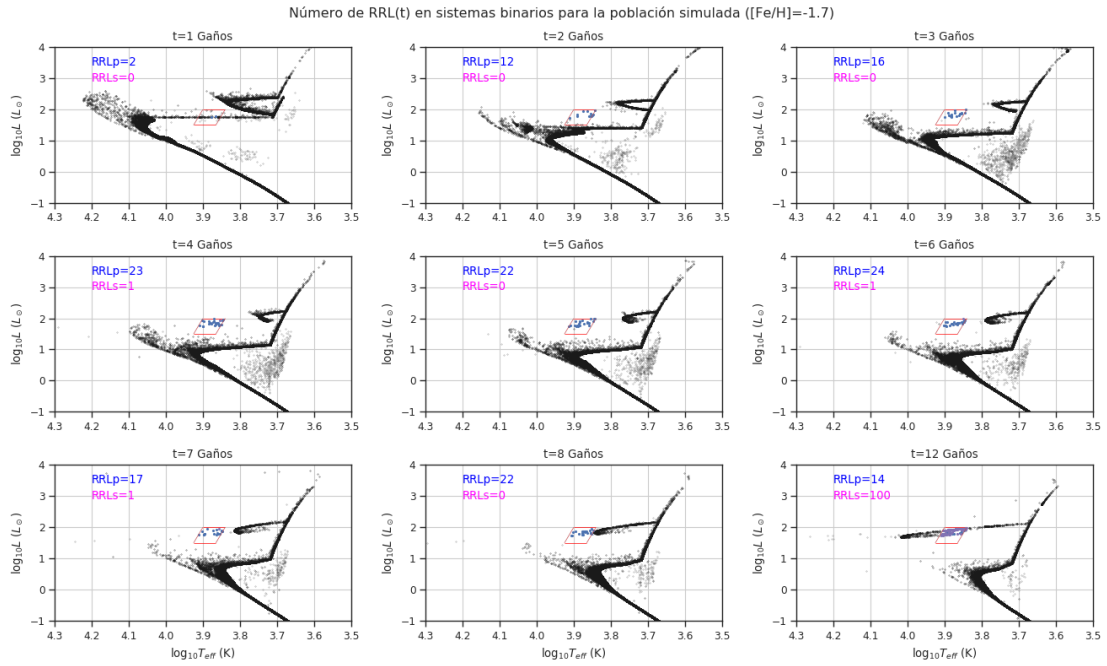
$10^2 L_{\odot}$  en el diagrama HR, sino que también tiene que estar quemando He en su núcleo ( $k_w = 4$ ). También cabe destacar que la mayoría de las RRL-BEP son la componente primaria del sistema, como se verá en la Sección 3.2 al analizar las trayectorias evolutivas, esto se da porque al ser las primarias más masivas que las secundarias estas evolucionan más rápido y son capaces de llegar antes a esta etapa.

Viendo el locus de las RRL, lo más destacable de los diagramas es que efectivamente sí se producen RRL en edades intermedias. El análisis cuantitativo de las RRL-BEP de cuántas se producen en cada edad y cómo se compara con las observaciones se discute en la Sección 3.1.

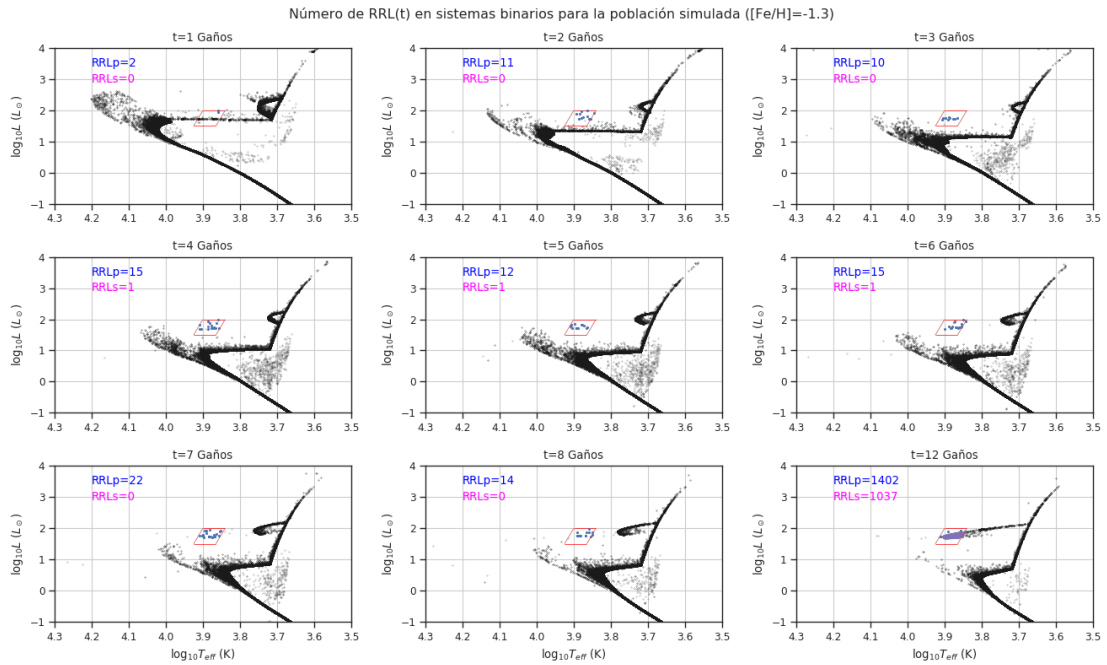
Otro aspecto que se observa en las Figuras 2.1 – 2.6 es cómo la morfología de la HB va cambiando con la edad y la metalicidad, siendo cada vez más extensa y más azul a medida que la edad aumenta y la metalicidad disminuye. Esto afecta directamente al número de RRL observadas, siendo mayor cuanto más extensa es la HB ya que la IS se puebla más.



**Figura 2.1:** Diagrama HR de los sistemas binarios de la población simulada para metalicidad  $[Fe/H] = -2,3$ . En gris se muestra la componente primaria y en negro la secundaria, en rojo se muestra los límites de la IS para las RRL, y en azul y magenta se muestran las RRL(t) primarias y secundarias respectivamente para la población simulada.

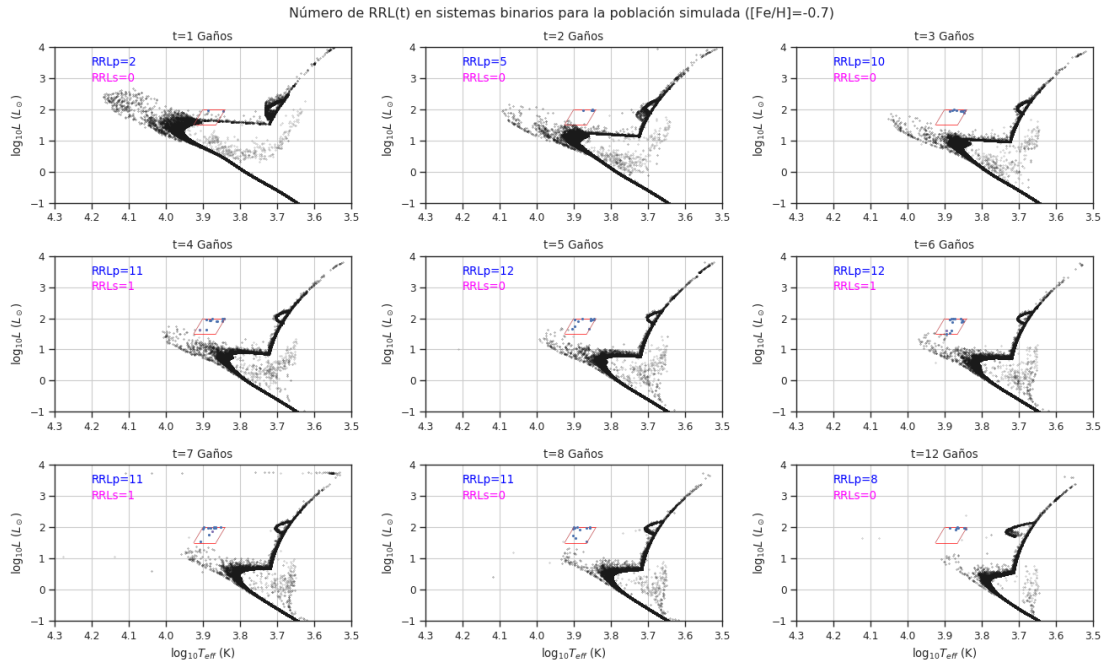


**Figura 2.2:** Diagrama HR de los sistemas binarios de la población simulada para metalicidad  $[Fe/H] = -1,7$ . En gris se muestra la componente primaria y en negro la secundaria, en rojo se muestra los límites de la IS para las RRL, y en azul y magenta se muestran las RRL(t) primarias y secundarias respectivamente para la población simulada.

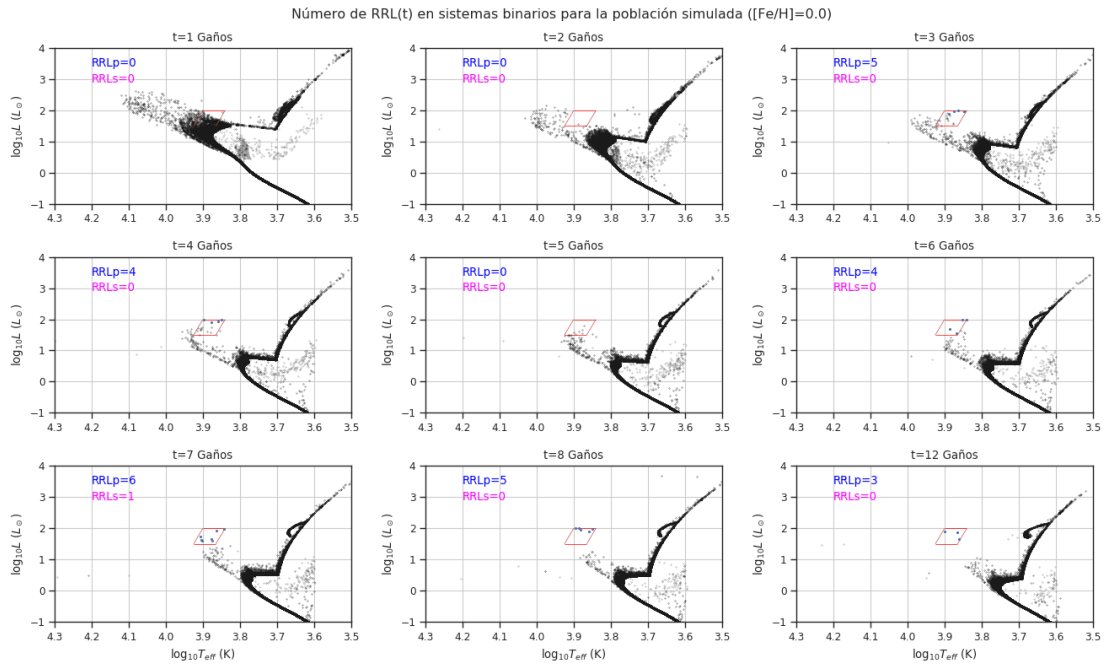


**Figura 2.3:** Diagrama HR de los sistemas binarios de la población simulada para metalicidad  $[Fe/H] = -1,3$ . En gris se muestra la componente primaria y en negro la secundaria, en rojo se muestra los límites de la IS para las RRL, y en azul y magenta se muestran las RRL(t) primarias y secundarias respectivamente para la población simulada.

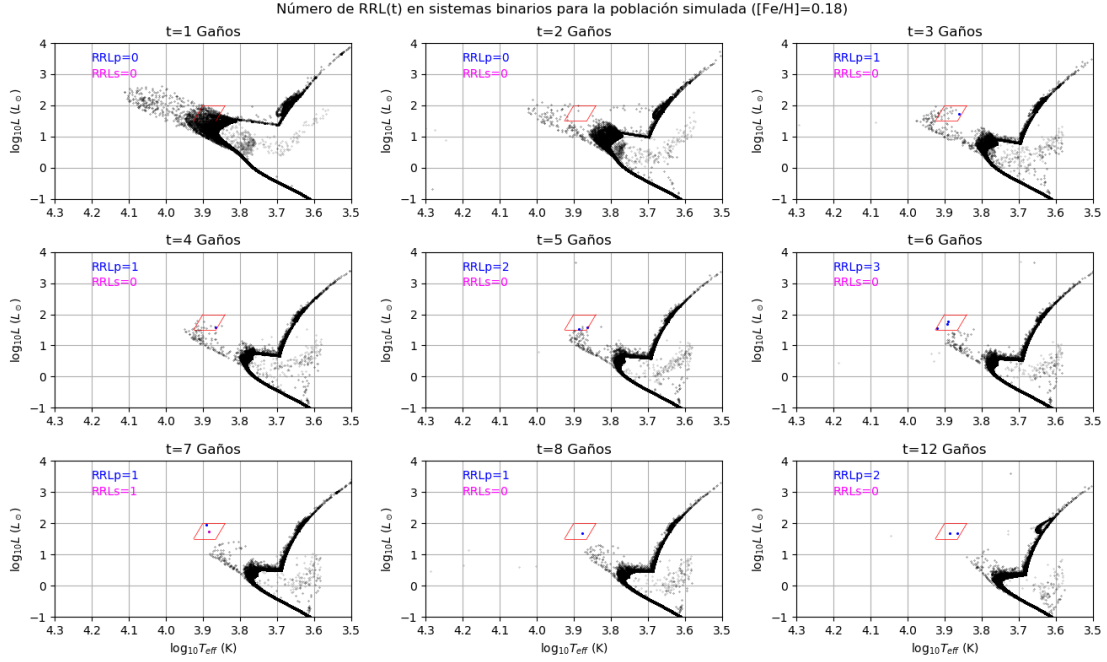




**Figura 2.4:** Diagrama HR de los sistemas binarios de la población simulada para metalicidad  $[Fe/H] = -0.7$ . En gris se muestra la componente primaria y en negro la secundaria, en rojo se muestra los límites de la IS para las RRL, y en azul y magenta se muestran las RRL(t) primarias y secundarias respectivamente para la población simulada.



**Figura 2.5:** Diagrama HR de los sistemas binarios de la población simulada para metalicidad  $[Fe/H] = 0.0$ . En gris se muestra la componente primaria y en negro la secundaria, en rojo se muestra los límites de la IS para las RRL, y en azul y magenta se muestran las RRL(t) primarias y secundarias respectivamente para la población simulada.



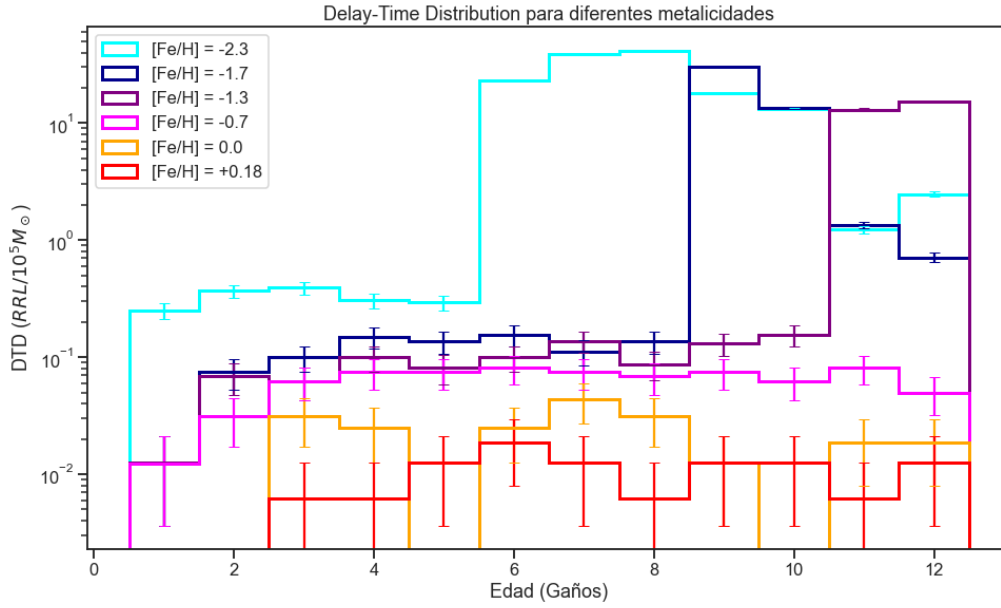
**Figura 2.6:** Diagrama HR de los sistemas binarios de la población simulada para metalicidad  $[Fe/H] = +0.18$ . En gris se muestra la componente primaria y en negro la secundaria, en rojo se muestra los límites de la IS para las RRL, y en azul y magenta se muestran las RRL(t) primarias y secundarias respectivamente para la población simulada.

### 2.3. DTD

La DTD cuantifica el número de estrellas RRL que se producirán en un brote de formación estelar después de un cierto tiempo  $t_j$ , por unidad de masa total inicial de la población. Para una metalicidad dada, ésta se calcula mediante la siguiente ecuación:

$$DTD(t_j) = \frac{RRL(t_j)}{M_{inicial}} \quad (2.2)$$

donde  $RRL_j$  es el número obtenido de RRL-BEP para la edad  $t_j$  y  $M_{inicial}$  la masa inicial estelar de la población total de cada simulación (incluyendo estrellas aisladas y sistemas binarios). La DTD obtenida para cada metalicidad se muestra en la Figura 2.7 y se reporta en la Tabla 2.1.



**Figura 2.7:** *Delay-Time Distribution* (DTD) de las RRL pertenecientes a sistemas binarios para diferentes metalicidades. En los intervalos en los que la barra de error no se distingue es porque ésta es menor al grosor de línea del gráfico.

**Tabla 2.1:** Valores de la DTD de las RRL ( $RRL/10^5 M_{\odot}$ ) pertenecientes a sistemas binarios para las diferentes metalicidades.

$t$ (Ga)	[Fe/H]	-2,3	-1,7	-1,3	-0,7	0,0	+0,18
1		$0,249 \pm 0,039$	$0,0125 \pm 0,0088$	$0,0125 \pm 0,0088$	$0,0124 \pm 0,0088$	0,000	0,000
2		$0,367 \pm 0,048$	$0,075 \pm 0,022$	$0,069 \pm 0,021$	$0,031 \pm 0,014$	0,000	0,000
3		$0,392 \pm 0,049$	$0,100 \pm 0,025$	$0,062 \pm 0,020$	$0,062 \pm 0,020$	$0,031 \pm 0,014$	$0,0062 \pm 0,0062$
4		$0,305 \pm 0,044$	$0,150 \pm 0,031$	$0,100 \pm 0,025$	$0,075 \pm 0,022$	$0,025 \pm 0,013$	$0,0062 \pm 0,0062$
5		$0,293 \pm 0,043$	$0,137 \pm 0,029$	$0,081 \pm 0,023$	$0,075 \pm 0,022$	0,000	$0,0125 \pm 0,0088$
6		$23,37 \pm 0,38$	$0,156 \pm 0,031$	$0,100 \pm 0,025$	$0,081 \pm 0,022$	$0,025 \pm 0,013$	$0,019 \pm 0,011$
7		$39,19 \pm 0,49$	$0,112 \pm 0,026$	$0,137 \pm 0,029$	$0,075 \pm 0,022$	$0,044 \pm 0,017$	$0,0125 \pm 0,0088$
8		$41,46 \pm 0,51$	$0,137 \pm 0,029$	$0,087 \pm 0,023$	$0,068 \pm 0,021$	$0,031 \pm 0,014$	$0,0062 \pm 0,0062$
9		$17,87 \pm 0,33$	$30,26 \pm 0,43$	$0,131 \pm 0,029$	$0,075 \pm 0,022$	$0,0125 \pm 0,0088$	$0,0125 \pm 0,0088$
10		$13,33 \pm 0,29$	$13,49 \pm 0,29$	$0,156 \pm 0,031$	$0,062 \pm 0,020$	0,000	$0,0125 \pm 0,0088$
11		$1,227 \pm 0,087$	$1,351 \pm 0,092$	$13,06 \pm 0,29$	$0,081 \pm 0,022$	$0,019 \pm 0,011$	$0,0062 \pm 0,0062$
12		$2,47 \pm 0,12$	$0,710 \pm 0,067$	$15,20 \pm 0,31$	$0,050 \pm 0,018$	$0,019 \pm 0,011$	$0,0125 \pm 0,0088$

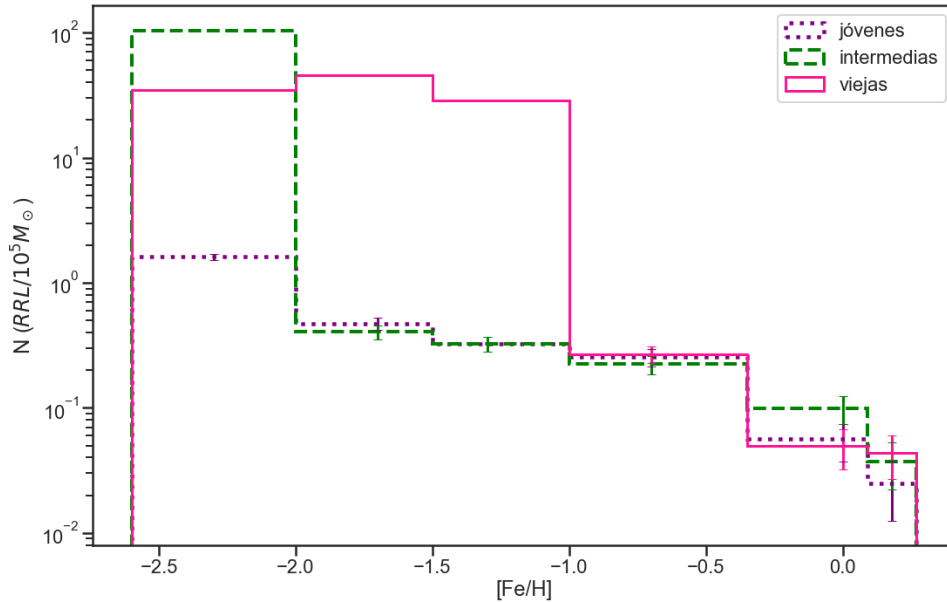
A diferencia de lo que uno esperaría para las RRL de evolución aislada, que tienen una DTD con valores sólo en edades viejas ( $\geq 10$  Ga), en la la Figura 2.7 se observa una cola para edades más jóvenes. Además, al igual que se mencionó en la sección anterior, se observa que la máxima producción de RRL-BEPs se da a edades viejas y que la misma aumenta inversamente con la metalicidad. En particular, en las edades viejas la máxima producción ocurre en metalicidades como la de los cúmulos globulares ( $[Fe/H]$  -1,7 – -1,3) y es menor para metalicidades menores o mayores, esto se debe al efecto que tiene la metalicidad en la morfología de la HB, como se observó en los diagramas HR de las Figuras 2.1 – 2.6 discutido en la sección anterior.

Algo a destacar de la Figura 2.7 es que los aumentos abruptos que se observan en la DTD para las diferentes metalicidades se dan cuando la HB de las binarias no interactuantes, que evolucionan

como aisladas, alcanza el locus de las RRL. Esto se puede comprobar al ver los diagramas HR mostrados en la Sección 2.2: En los diagramas HR de la Figura 2.1 se ve cómo la HB que pueblan las binarias no interactuantes se va haciendo más extensa hacia el azul hasta entrar en la IS justamente a una edad de 6 Ga para  $[Fe/H] = -2,3$ , esta edad coincide con la edad en la que empieza el pico de la DTD para esa metalicidad. Esto mismo ocurre para las otras dos metalicidades  $[Fe/H] = -1,7$  y  $-1,3$  que muestran un pico similar. Para poblaciones más ricas en metales que  $[Fe/H] = -1,3$ , este pico no se observa porque en estas poblaciones la HB nunca llega a ser tan azul como para intersectar la IS y, por lo tanto, en el escenario normal de evolución aislada no deberían producir estrellas RRL.

Otro hecho notorio es cómo la dependencia de la DTD con la edad es aproximadamente constante, es decir que en todas las metalicidades se produce un número constante de RRL-BEP como función de la edad, hasta que se produce el pico en las metalicidades en las que ocurre.

Por otro lado, otro resultado interesante obtenido es cómo varía la suma del número de RRL-BEP por unidad de masa inicial en función de la metalicidad para poblaciones jóvenes (1 – 5 Ga), intermedias (6 – 8 Ga) y viejas (9 – 12 Ga). Esto se muestra en la Figura 2.8, donde más claramente se observa que para la población vieja la producción máxima de RRL-BEP se da en metalicidades entre  $[Fe/H] = -1,7 - -1,3$  y disminuye para poblaciones más y menos metálicas (esto coincide con lo que se observa en los cúmulos globulares, que son población vieja, y tienen un máximo en  $[Fe/H] = \sim -1,5$ ; ver Figura 1.2). Sin embargo, para las poblaciones de edades jóvenes e intermedias la producción de RRL-BEP, independientemente de la edad, es monótonamente decreciente con la metalicidad, es decir, *cuanto mayor es la metalicidad menor es el valor de la DTD*. En particular, la producción de RRL-BEP de las poblaciones jóvenes e intermedias es bastante similar excepto en la metalicidad más pobre ( $[Fe/H] = -2,3$ ) donde la población joven produce  $\sim 2$  órdenes de magnitud menos que la de edad intermedia, la cual tiene el máximo absoluto de producción en esta metalicidad comparando los tres tipos de poblaciones y todas las metalicidades.

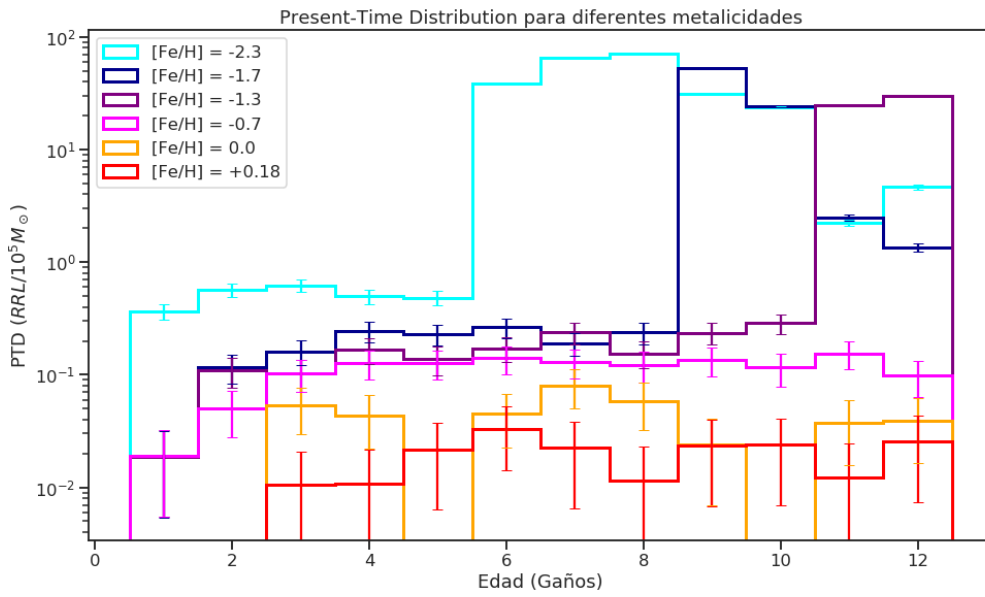


**Figura 2.8:** Suma del número de RRL-BEP por unidad de masa inicial en función de la metalicidad para poblaciones jóvenes, intermedias y viejas. En los intervalos en los que la barra de error no se distingue es porque ésta es menor al grosor de línea del gráfico.

Finalmente, también se calculó el cociente entre el número de RRL-BEP y la masa *actual* de la población que hay en cada intervalo de edad (en vez de dividir entre la masa inicial). A esto se lo

denominó la Distribución de Tiempo Presente (PTD por sus siglas en inglés), que se muestra en la Figura 2.9 y se reporta en la Tabla 2.2.

La PTD es útil a la hora comparar con las observaciones los distintos cúmulos globulares y galaxias satélites (ver panel derecho de la Figura 1.2); dada la masa actual del sistema, la PTD permite calcular el número de RRL-BEP que el modelo de evolución binaria predice que debería tener. Al hacerlo se observa que para poblaciones viejas la PTD aumenta en metalicidades de  $[Fe/H] = -1,7 - -1,3$  y disminuye para poblaciones más ricas y pobres en metales, al igual que ocurre en los cúmulos globulares, que son todos población vieja (7 – 13 Ga, Kruijssen et al., 2019). Las galaxias satélites muestran un mayor número de RRL por unidad de masa estelar, similar al de los cúmulos globulares, en metalicidades bajas ( $[Fe/H] < -1,7$ ). En la PTD para metalicidades pobres esto ocurre en edades intermedias-viejas (6 – 10 Ga), lo que podría estar indicando indirectamente que alguna de estas galaxias satélites podrían tener RRL de edades intermedias.



**Figura 2.9:** *Present-Time Distribution* (PTD) de las RRL pertenecientes a sistemas binarios para diferentes metalicidades. En los intervalos en los que la barra de error no se distingue es porque esta es menor al grosor de línea del gráfico.

**Tabla 2.2:** Valores de la PTD de las RRL ( $RRL/10^5 M_{\odot}$ ) pertenecientes a sistemas binarios para las diferentes metalicidades.

$t$ (Ga)	[Fe/H]	-2,3	-1,7	-1,3	-0,7	0,0	+0,18
1		$0,364 \pm 0,058$	$0,019 \pm 0,013$	$0,019 \pm 0,013$	$0,019 \pm 0,013$	0,000	0,000
2		$0,566 \pm 0,074$	$0,117 \pm 0,034$	$0,109 \pm 0,033$	$0,050 \pm 0,022$	0,000	0,000
3		$0,624 \pm 0,079$	$0,161 \pm 0,040$	$0,102 \pm 0,032$	$0,103 \pm 0,033$	$0,053 \pm 0,024$	$0,010 \pm 0,010$
4		$0,495 \pm 0,071$	$0,245 \pm 0,050$	$0,167 \pm 0,042$	$0,126 \pm 0,036$	$0,044 \pm 0,022$	$0,011 \pm 0,011$
5		$0,481 \pm 0,070$	$0,229 \pm 0,049$	$0,138 \pm 0,038$	$0,128 \pm 0,037$	0,000	$0,022 \pm 0,015$
6		$38,88 \pm 0,63$	$0,263 \pm 0,053$	$0,172 \pm 0,043$	$0,140 \pm 0,039$	$0,045 \pm 0,023$	$0,033 \pm 0,019$
7		$65,81 \pm 0,83$	$0,191 \pm 0,045$	$0,239 \pm 0,051$	$0,131 \pm 0,038$	$0,080 \pm 0,030$	$0,022 \pm 0,016$
8		$71,08 \pm 0,87$	$0,237 \pm 0,051$	$0,155 \pm 0,041$	$0,122 \pm 0,037$	$0,059 \pm 0,026$	$0,011 \pm 0,011$
9		$31,14 \pm 0,58$	$53,28 \pm 0,76$	$0,236 \pm 0,051$	$0,136 \pm 0,039$	$0,024 \pm 0,017$	$0,023 \pm 0,016$
10		$23,70 \pm 0,51$	$24,21 \pm 0,52$	$0,287 \pm 0,057$	$0,116 \pm 0,037$	0,000	$0,024 \pm 0,017$
11		$2,24 \pm 0,16$	$2,49 \pm 0,17$	$24,62 \pm 0,54$	$0,154 \pm 0,043$	$0,038 \pm 0,022$	$0,012 \pm 0,012$
12		$4,66 \pm 0,23$	$1,35 \pm 0,13$	$29,62 \pm 0,60$	$0,098 \pm 0,035$	$0,039 \pm 0,023$	$0,025 \pm 0,018$

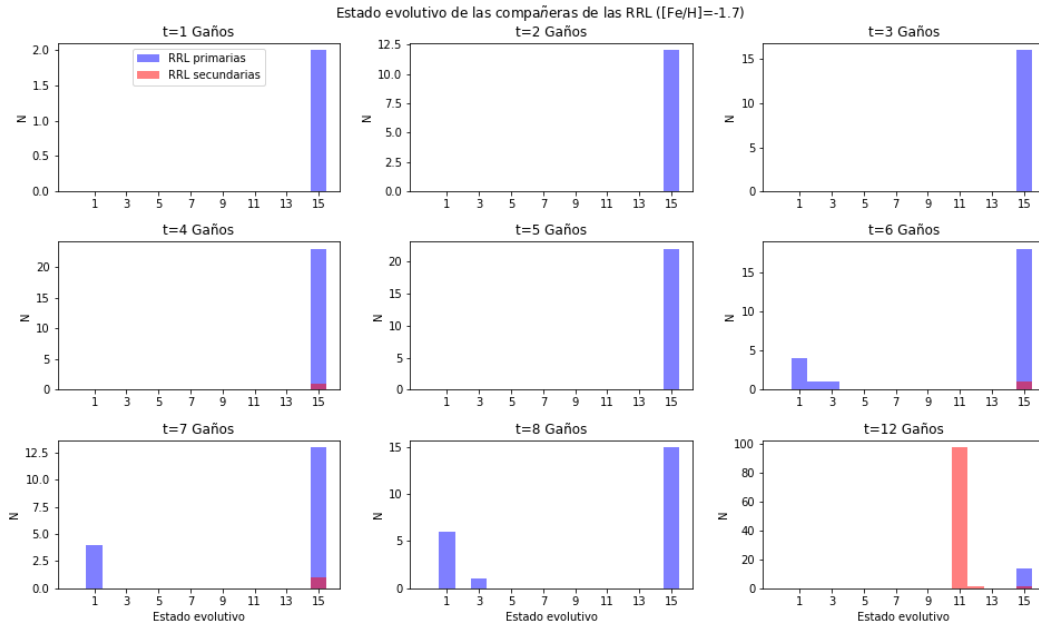
## 2.4. Estado evolutivo de la compañera de la RRL-BEP

En lo que sigue utilizaremos la nomenclatura de [Hurley et al. \(2002\)](#) para denotar los diferentes estados evolutivos:

- 0 = Estrella de la MS con  $M \lesssim 0,7$  profunda o completamente convectiva
- 1 = Estrella de la MS con  $M \gtrsim 0,7$
- 2 = Rama de las subgigante (brecha de Hertzsprung) (SGB o HG en [Hurley et al. \(2002\)](#))
- 3 = Rama de las gigantes (RGB)
- 4 = Quemando He en su núcleo (CHeB)
- 5 = Rama gigante asintótica temprana
- 6 = AGB de pulsación térmica (TPAGB)
- 7 = Estrella desnuda de He de la MS
- 8 = Estrella desnuda de He de la SGB
- 9 = Estrella desnuda de He de la GB
- 10 = Enana blanca de He (HeWD)
- 11 = Enana blanca de Carbono/Oxígeno (COWD)
- 12 = Enana blanca de Oxígeno/Neon
- 13 = Estrella de neutrones
- 14 = Agujero negro
- 15 = Remanente sin masa

El código HB13 además agrega la categoría  $k_w = -10$  que ocurre cuando dos enanas blancas de He se fusionan y el resultado es una EHB simple. De todas formas en este estudio se la ignora ya que representa como mucho el 0,017 % de la población para las diferentes metalicidades y edades, y en ningún caso una RRL-BEP en su trayecto evolutivo se fusiona con su compañera transformándose en una EHB.

En la Figura 2.10 se muestran los estados evolutivos de las compañeras de las RRL para la metalicidad  $[Fe/H] = -1,7$ , a modo de ejemplo. En las Figuras A.1 – A.5 del Apéndice A se muestran los resultados correspondientes a las restantes metalicidades estudiadas.



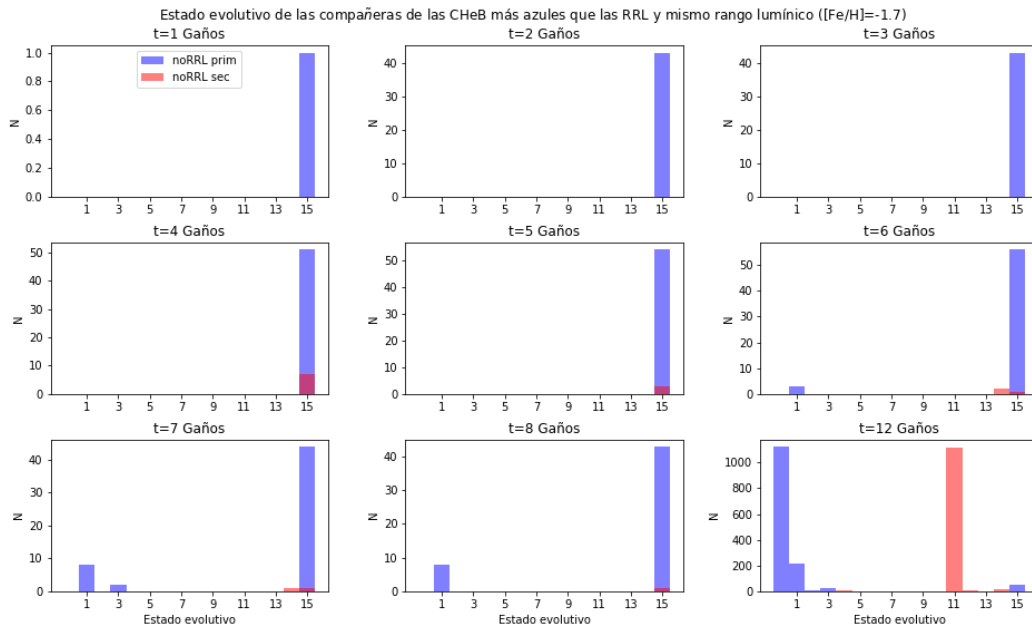
**Figura 2.10:** Estado evolutivo de las compañeras de las RRL-BEP para metalicidad  $[Fe/H] = -1,7$ . En azul se muestran las compañeras de las RRL-BEP que son la componente primarias, mientras que en rojo las compañeras de las que son la secundarias.

Al observar el estado evolutivo de las compañeras de las RRL-BEP jóvenes e intermedias para  $[Fe/H] = -1,7$  se muestra que hasta  $t = 5$  Ga el 100% de éstas son tipo 15, es decir remanentes sin masa, mientras que en las edades intermedias ( $t = 6, 7$  y  $8$  Ga) hasta un  $\sim 30\%$  de las compañeras sobreviven siendo éstas la mayoría MS ( $\sim 20\%$  del total). Como se verá en la Sección 3.3, remanente sin masa es la forma que tiene el código de denotar cuando ha ocurrido una coalescencia y las dos estrellas se han fusionado en una sola en algún momento de la evolución.

Para las poblaciones más ricas en metales ( $[Fe/H] = -0,7, 0,0$  y  $+0,18$ , Figuras A.3 – A.5) las compañeras de las RRL-BEP desaparecen en el  $\sim 100\%$  de los casos para todas las edades. En las otras metalicidades pobres ( $[Fe/H] = -2,3$  y  $-1,3$ ; Figuras A.1 y A.2) el comportamiento es similar, con excepción de las edades intermedias para  $[Fe/H] = -2,3$  donde la mayoría de las RRL-BEP ( $\geq 98\%$ ) tienen compañeras vivas siendo más del 60% del total estrellas de la MS o COWD.

En la Tabla A.1 del Apéndice A se muestran los porcentajes de los diferentes estados evolutivos por edad para las diferentes metalicidades de las compañeras de las RRL-BEP. Estos porcentajes tienen en cuenta tanto la componente primaria como la secundaria.

Por otro lado, para ver si el hecho de que las compañeras desaparezcan es algo particular de las RRL-BEP o no, se estudió el estado evolutivo de las compañeras de las CHeB que se encuentran dentro del mismo rango lumínico que las RRL y con temperaturas mayores a las del límite azul de la IS para evitar tomar por accidente estrellas del *Red Clump* de sistemas no interactuantes, y así comparar con estrellas de masas similares y que necesariamente estén en sistemas interactuantes. En la Figura 2.11 se muestra a modo de ejemplo el caso de  $[Fe/H] = -1,7$ , en el Apéndice A se muestran las otras metalicidades estudiadas en las que se observa el mismo comportamiento. En esta Figura como en las otras mostradas en el Apéndice A (Figuras A.6 – A.10) se ve cómo en las edades jóvenes e intermedias ( $t \leq 8$  Ga) para estas estrellas las compañeras también desaparecen ( $k_w = 15$ ), por lo que esta situación *no se limita a las RRL-BEP sino que ocurre en todas las estrellas que sufrieron importantes pérdidas de masa*.



**Figura 2.11:** Estado evolutivo de las compañeras de las estrellas que están quemando He en su núcleo que se encuentran dentro del mismo rango lumínico que las RRL y con temperaturas mayores a las del límite azul de la IS para metalicidad  $[Fe/H] = -1,7$ . En azul se muestra las estrellas que están quemando He que son las componentes primarias, mientras que en rojo las secundarias.

# Capítulo 3

## Análisis y Discusión

En este capítulo se analizan los resultados presentados en el Capítulo 2 y se compararan con la literatura. En la Sección 3.1 se discute los resultados de las DTD obtenidas y se las compara con la de la LMC de [Sarbadhicary et al. \(2021\)](#), también se discute si a partir de estos resultados se puede afirmar o no que los sistemas binarios son una posible vía para la existencia de RRL de edades entre 1 y 8 Ga. Para tratar de entender cómo las estrellas alcanzan la etapa de RRL-BEP a estas edades, en la Sección 3.2 se analizan las trayectorias evolutivas de estos sistemas para una metalicidad particular ( $[Fe/H] = -2, 3$ ). En la Sección 3.3 se comparan los resultados obtenidos para la población de metalicidad solar con los de [Karczmarek et al. \(2017\)](#) y con resultados obtenidos con el código de nucleosíntesis de población de [Izzard et al. \(2004, 2006, 2009, 2018\)](#). Por último, en la Sección 3.4 se discuten posibles características observacionales a estudiar en posibles búsquedas de RRL formadas por evolución binaria.

### 3.1. DTD y comparación con S21

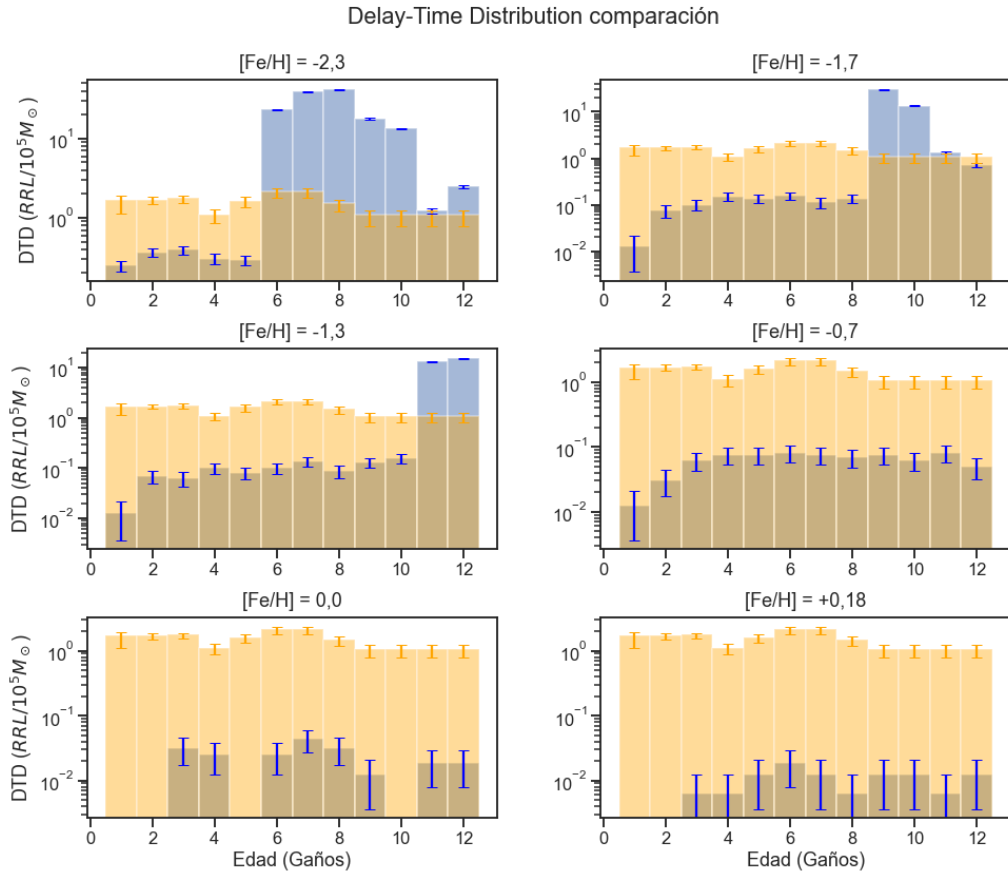
La Figura 3.1 muestra la DTD obtenida para las diferentes metalicidades (en azul), una en cada panel, en comparación con la DTD de la LMC extraída de [Sarbadhicary et al. \(2021\)](#), en naranja). Los diferentes paneles muestran como en las edades anteriores a que las binarias no interactuantes entren a la HB para las poblaciones más pobres en metales ( $[Fe/H] = -2,3, -1,7$  y  $-1,3$ ) y en todas las edades para las poblaciones más ricas en metales ( $[Fe/H] = -0,7, 0,0$  y  $+0,18$ ), el número de RRL-BEP por unidad de masa estelar inicial no alcanza para explicar las observaciones en la LMC, siendo en todos los casos entre 1 y 2 órdenes de magnitud menor, disminuyendo a medida que la metalicidad aumenta. Esto es consistente con que el número de RRL en el disco de la Vía Láctea es relativamente bajo, comparado con el del halo.

Sin embargo, la LMC es una población compuesta que tiene una distribución de metalicidades, entonces para hacer una comparación más justa se calcula la DTD ponderada por la distribución de metalicidad de las RRL de la LMC, tomada de [Cusano et al. \(2021\)](#), Figura 3.3). En la Figura 3.2 se muestra la distribución de metalicidades de las RRL de la LMC, los pesos  $w_i$  utilizados en la ponderación se obtienen de los porcentajes del número de RRL que hay en los rangos de metalicidades estudiados en este trabajo. La DTD ponderada y su error se calcularon según las siguientes ecuaciones:

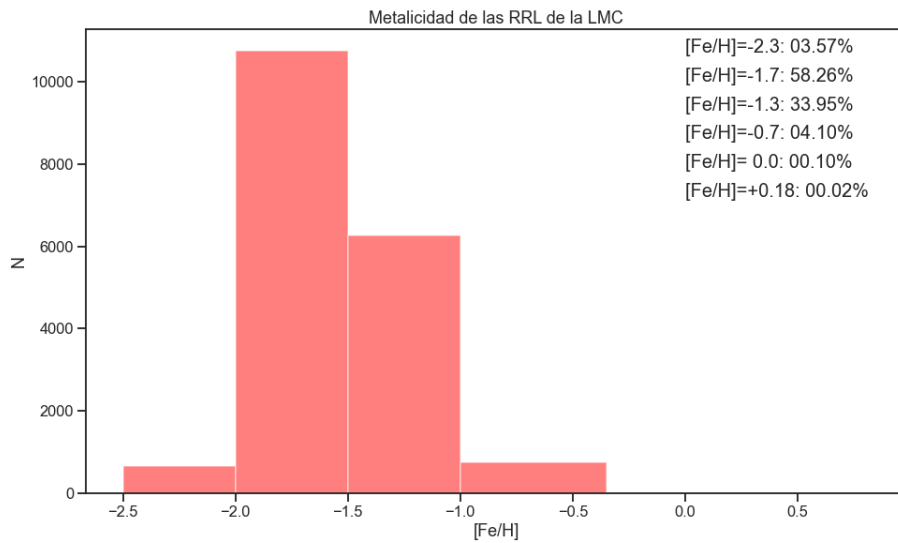
$$\begin{aligned}\overline{DTD} &= \sum_i w_i \cdot DTD_i \\ \sigma^2 &= \sum_i w_i^2 \cdot \sigma_i^2\end{aligned}\tag{3.1}$$

donde  $DTD_i$  y  $\sigma_i$  corresponden a la DTD de cada metalicidad y su error respectivamente.

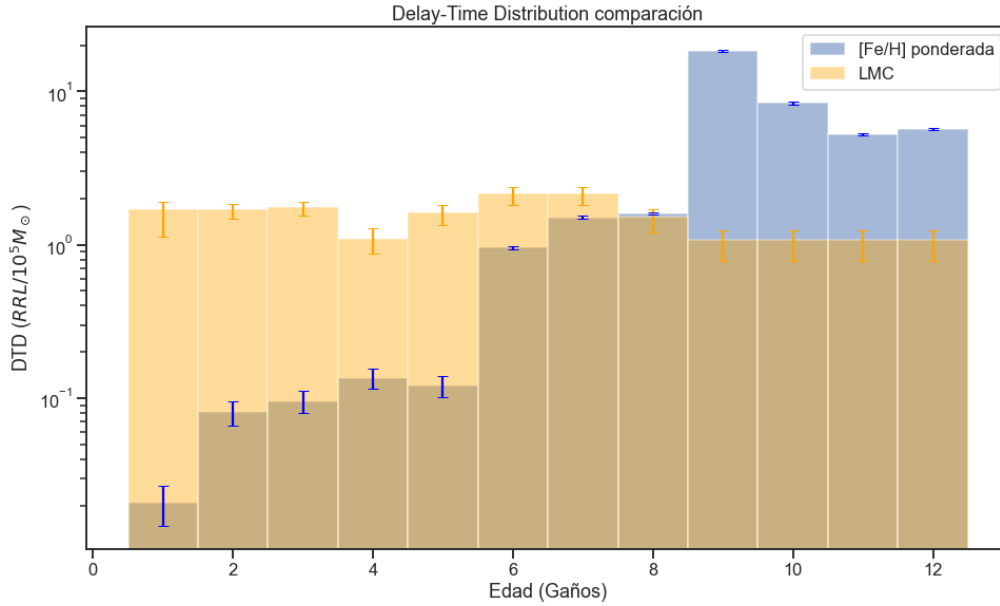




**Figura 3.1:** En azul se muestra la DTD para una población de las metalicidades estudiadas ( $[Fe/H] = -2,3; -1,7; -1,3; -0,7; 0,0; +0,18$ ) en comparación con la DTD de la LMC obtenida a partir de [Sarbadhicary et al. \(2021\)](#) en naranja.



**Figura 3.2:** Distribución de metalicidades de las RRL de la LMC obtenidos a partir de [Cusano et al. \(2021\)](#) y pesos  $w_i$  utilizados para la ponderación de la DTD



**Figura 3.3:** DTD ponderada según la distribución de metalicidades de la Figura 3.2 en comparación con la DTD de la LMC obtenida a partir de Sarbadhicary et al. (2021).

La Figura 3.3 muestra que para edades intermedias (6 – 8 Ga) la DTD de RRL-BEP simulada y la DTD de la LMC de Sarbadhicary et al. (2021) son bastantes semejantes entre sí, aunque no coinciden dentro de las incertidumbres, son aproximadamente del mismo orden de magnitud. Vale recordar que la simulación de síntesis de poblaciones estelares realizada no tiene *ningún* parámetro ajustado especialmente a la LMC, por lo que este resultado es interesante. Para edades jóvenes (1 – 5 Ga), sin embargo, predice un déficit de RRL-BEPs de  $\sim 1$  orden de magnitud con respecto a las observadas, mientras que a edades viejas (9 – 12 Ga) predice un exceso también de  $\sim 1$  orden de magnitud. El hecho de que el déficit y exceso sean solo de 1 orden de magnitud sugiere que tiene sentido seguir explorando la evolución binaria para explicar las RRL de edades entre 1 – 8 Ga. Si la diferencia de orden magnitud hubiera sido mayor, esta sería mucho más difícil de explicar y corregir sin importar qué cambios en las prescripciones se hagan.

Por lo tanto, este gráfico muestra que los sistemas binarios son capaces de explicar los valores observados de la DTD en la LMC para edades intermedias. Sin embargo, no es suficiente para explicar los valores en las edades más jóvenes, es decir, se precisaría otro mecanismo adicional para poder explicar la observación. Por otro lado, el exceso en la población vieja implica que probablemente haya que mejorar las prescripciones de la evolución binaria, ya que no se está reproduciendo correctamente la observación, incluso en población que, en principio, es la que mejor se entiende (teoría convencional).

El exceso en la población vieja simulada por HB13 también se podría explicar argumentando un déficit de estrellas en la observación. Por un lado, como se plantea en Sarbadhicary et al. (2021) la completitud de OGLE-IV en la LMC es prácticamente del 100%, es decir, si hay una RRL en la LMC ésta fue observada. Sin embargo, lo que pudo haber ocurrido es que cuando se separó la población de la LMC del campo de la Vía Láctea, se le hayan atribuido RRL de la LMC al campo y se hayan eliminado estrellas en exceso. En el disco de la LMC hay muchas más estrellas con respecto al fondo que en el halo, por lo que en términos relativos esto afectaría más al halo, donde la población es vieja, entonces esto generaría un déficit en las RRL viejas. Además, los datos que utiliza Sarbadhicary et al. (2021) son previos a que se publicaran los movimientos propios en *Gaia DR2*, por lo que el filtro utilizado para eliminar las RRL del campo de la Vía Láctea fue hecho con unos indicadores fotométricos de OGLE basados en la distancia y la metalicidad, y puede no ser del todo confiable. La mejor manera de hacer este filtro es a través de la cinemática utilizando los movimientos propios. Esto es algo que

un trabajo futuro podría explorar haciendo uso de la información cinemática disponible en *Gaia eDR3*.

Las simulaciones que se realizaron en este estudio se hicieron tomando el código HB13 sin ajustarle ningún parámetro. En un futuro trabajo se podría modificar alguno, como por ejemplo las prescripciones de la fracción de binarias, ya que la que se tomó proviene de observaciones de la Vía Láctea en la vecindad solar y esta no tiene por qué ser universal (por ejemplo, se ha observado que ésta aumenta en poblaciones poco metálicas (Moe et al., 2019)). Por lo tanto, es posible que ajustando alguno de estos parámetros se pueda reproducir mejor las observaciones.

Otro posible a estudio a futuro sería realizar la DTD con otros códigos de síntesis de poblaciones estelares con evolución binaria, por ejemplo el código `binary.c` y, si es posible, con `STARTRACK` (ver Sección 3.3) para hacer el mismo análisis utilizando tres códigos diferentes y estudiar a nivel de la población cómo cambian las predicciones y así juzgar cuál de los códigos es más apropiado para simular estas poblaciones.

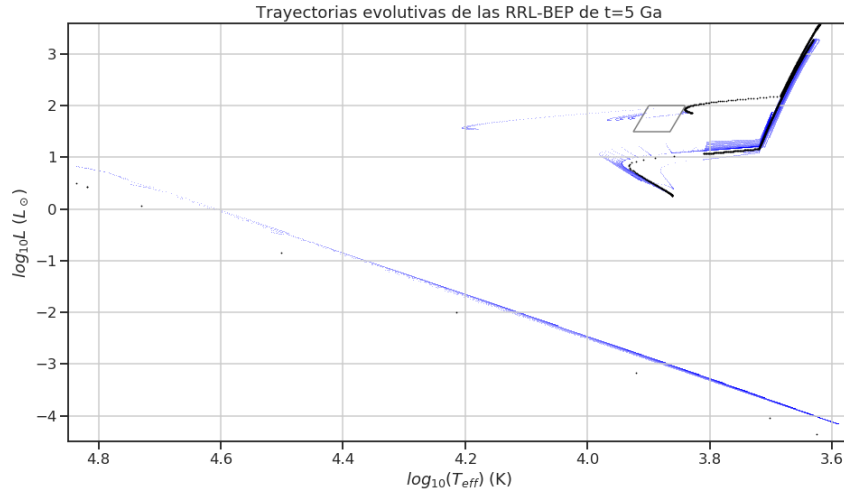
En conclusión, los sistemas binarios pueden ser capaces de producir suficientes BEPs como para poder explicar la observación de RRLs de edades jóvenes e intermedias ( $t \leq 8$  Ga) en la LMC. En las edades intermedias de 6 – 8 Ga los sistemas binarios son capaces de producir un número similar al observado en la LMC con un valor aproximado del orden de magnitud de la producción de  $\sim 1$  RRL/ $10^5 M_{\odot}$ , pero en los extremos (edades jóvenes y viejas) la simulación no se ajusta bien (bajo la suposición de que la distribución de metalicidades de las RRLs en la LMC es bien conocida). El siguiente paso en el análisis sería investigar cuáles de los parámetros utilizados se podrían cambiar o mejorar para que el resultado de la DTD cambie, tanto en el modelo como en la inferencia de la observación (la DTD no es un observable directo), por ejemplo se podría llegar a hacer la inferencia por metalicidad y en ese caso no sería necesario calcular la DTD ponderada para poder hacer la comparación simulación vs. inferencia.

De todas formas, el hecho de que la DTD de las RRL-BEP se parezca a grandes rasgos a la observada en la LMC no implica que lo observado por S21 es debido a sistemas binarios. Solo implica que el mecanismo de binariedad es capaz de producir suficientes RRL-BEP para explicar la observación de la DTD en la LMC. Esto no implica que las RRL de la LMC sean binarias, para confirmarlo habría que observar indicadores de binariedad en estas estrellas (Sección 3.4). Además, recordar que tampoco se sabe de forma directa si realmente estas estrellas son de edad intermedia (ni cuales son específicamente), ya que esto se infiere indirectamente a partir de un estudio estadístico de la población. Por lo que hay varias cuestiones por confirmar, que son independientes entre sí:

- i)* La existencia de RRL de edad intermedia.
- ii)* La existencia de RRL producidas por evolución binaria.
- iii)* La producción RRL de edad intermedia (si se confirma que existen) por evolución binaria.

### 3.2. Trayectorias evolutivas de las RRL-BEP

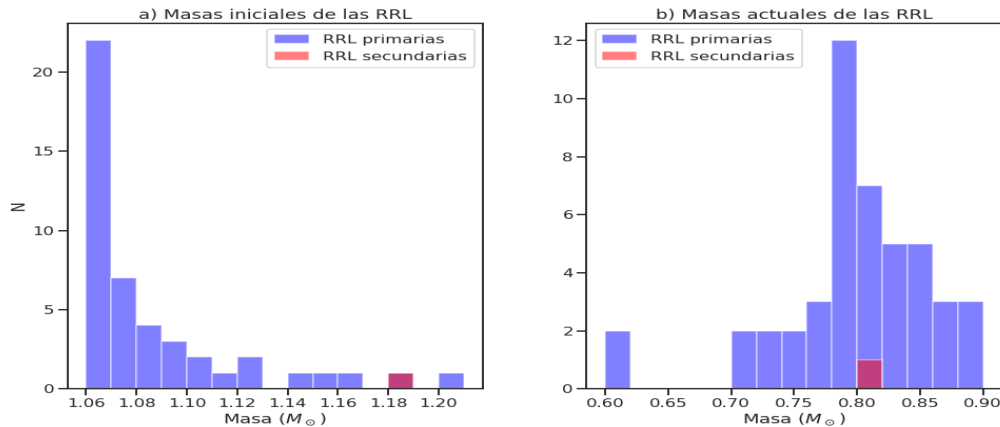
A continuación se estudian las trayectorias evolutivas de los sistemas que producen RRL-BEPs. Para esto se empieza estudiando las trayectorias de los sistemas que producen BEP a una edad y una metalicidad dada. Tomaremos  $[Fe/H] = -2,3$  y en particular aquellos que llegan a ser RRL-BEP a  $t = 5$  Ga, ya que a esta metalicidad hay una mayor producción de RRL-BEP y a esa edad todas las RRL son BEP, es decir, no hay ninguna que haya evolucionado como aislada aunque pertenezca a un sistema binario.



**Figura 3.4:** En azul muestra un mapa de densidad de las trayectorias evolutivas de las RRL-BEP a  $t = 5$  Ga, en negro se muestra la trayectoria de una estrella aislada con la masa del TO y en gris se muestra el locus de las RRL. *Obs:* La trayectoria mostrada de la aislada no se encuentra cortada en  $t \sim 5$  Ga.

La Figura 3.4 muestra un mapa de densidad de las trayectorias de las RRL-BEP que alcanzan esta etapa a  $t = 5$  Ga (azul) junto con la trayectoria de una estrella aislada con la masa del TO (negro), que a esta edad y metalicidad es de  $1,03 M_{\odot}$ . Las zonas más oscuras en este gráfico corresponden a zonas donde las trayectorias coinciden y por lo tanto, se solapan. Este gráfico permite ver que la mayoría de las estrellas siguen una trayectoria similar, tienen un locus relativamente bien definido, ya que no hay trayectorias poblando todo el diagrama. Esto implica que se puede estudiar un sistema en particular, y tomarlo como representativo de la mayoría. En el gráfico se observa también que para esta edad y metalicidad, una estrella con la masa del TO no alcanzaría nunca la etapa de RRL sin la interacción con una compañera, al momento de quemar He esta sería muy roja, muy fría, y no llegaría a cruzar la IS.

En la Figura 3.5 se muestran los histogramas de las masas iniciales (izquierda) y en la fase de RRL-BEP (derecha). En estos se observa que inicialmente todos los casos tenían una masa mayor ( $1,06 M_{\odot} \leq M \leq 1,20 M_{\odot}$ ) a la del TO ( $1,03 M_{\odot}$ ), mientras que al momento de ser RRL-BEP estas tienen  $M_{BEP} = \sim 0,80 M_{\odot}$ . Esta es la masa típica de una RRL de  $>10$  Ga de evolución aislada. Esto muestra que estas estrellas sufrieron una pérdida de masa importante que las hizo alcanzar esta etapa.

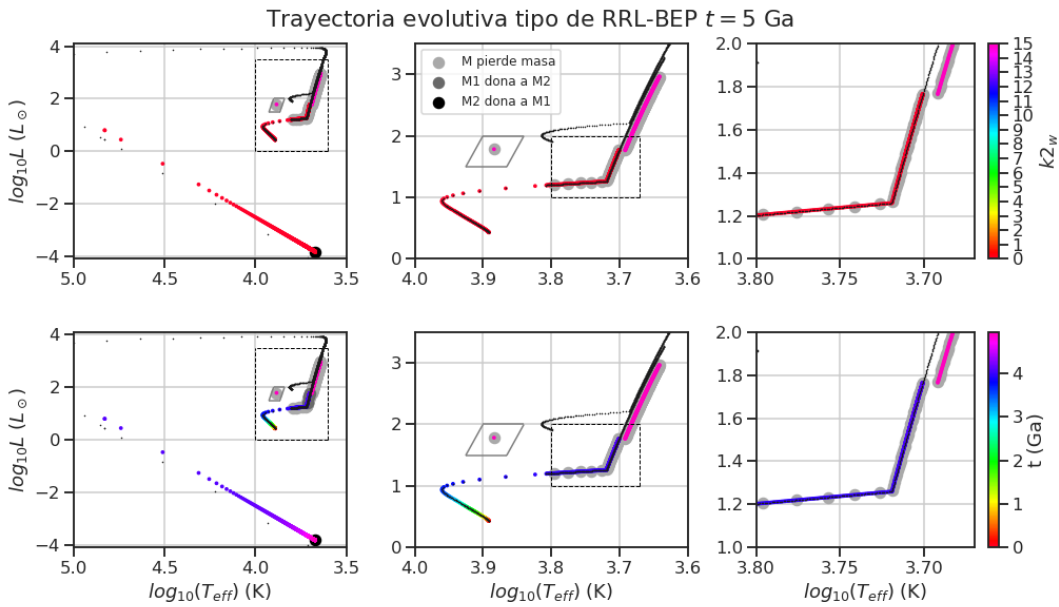


**Figura 3.5:** En el panel a) se muestra el histograma de las masas iniciales de las estrellas que son RRL-BEP en  $t = 5$  Ga, mientras que en el panel b) se muestran las masas que tienen en la etapa de RRL-BEP. La masa del TO a esta edad y metalicidad es de  $1,03 M_{\odot}$ .

Para estudiar qué es lo que está pasando y cómo estas estrellas llegaron a ser RRL-BEP se toma un sistema particular, que se toma como representativo. Las condiciones iniciales y en la etapa de RRL-BEP del sistema se muestran en la Tabla 3.1 y la trayectoria de la RRL-BEP elegida se muestra en la Figura 3.6. En la Figura además también se la compara con la evolución que tendría si fuera aislada. Ambas trayectorias se muestran sólo hasta la edad en la que la estrella pasa a ser RRL-BEP. La Figura muestra que la versión aislada de este sistema evolucionaría mucho más rápido y nunca pasaría por la etapa de RRL sino que hubiera sido una estrella del *Red Clump* durante la fase de quema de He.

**Tabla 3.1:** Condiciones iniciales y en la etapa de RRL-BEP del sistema elegido de ejemplo

$M_{BEP}^{ZAMS}$ ( $M_{\odot}$ )	$M_{com}^{ZAMS}$ ( $M_{\odot}$ )	$P_{orb}^{ZAMS}$ (d)	$e^{ZAMS}$	$t^{IS}$ (Ma)	$M_{BEP}^{IS}$ ( $M_{\odot}$ )	$M_{com}^{IS}$ ( $M_{\odot}$ )	$P_{orb}^{IS}$ (d)	$R_{BEP}^{IS}$ ( $R_{\odot}$ )	$R_{com}^{IS}$ ( $R_{\odot}$ )	$L_{BEP}^{IS}$ ( $L_{\odot}$ )	$L_{com}^{IS}$ ( $L_{\odot}$ )	$k_w^{IS_{BEP}}$	$k_w^{IS_{com}}$
1,1250	0,5400	13,744	0,2920	4944,2539	0,7993	-	-	4,4710	-	60,6597	-	4	15

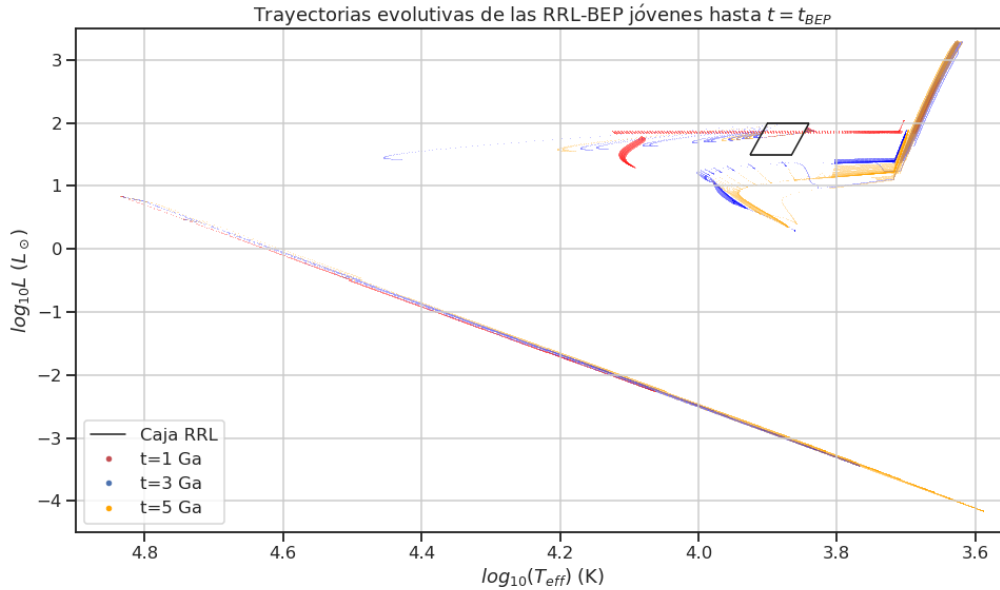


**Figura 3.6:** Trayectoria evolutiva tipo de una RRL-BEP hasta el momento en el que comienza a ser una RRL-BEP a  $t = 5$  Ga indicando cuando hay pérdidas o transferencias de masa, en los paneles superiores los colores indican el estado evolutivo de su compañera y en los inferiores la edad de la estrella. En negro se indica la trayectoria de una estrella aislada con la misma masa hasta la misma edad que su versión binaria. En gris continuo se indica el locus de las RRL y en negro discontinuo la región de zoom mostrada en el panel contiguo.

En el ejemplo se ve cómo en la trayectoria ocurre un salto en la RGB: La estrella salta en el diagrama HR pasando de ser una RG ( $k_w = 3$ ) a ser una HeWD ( $k_w = 10$ ) donde continúa así hasta engullir a su compañera (que para el código pasa a ser una remanente sin masa ( $k_w = 15$ )), en este suceso la estrella vuelve a saltar en el diagrama pasando a ser nuevamente una RG donde continúa su evolución como una aislada. Esto se ve en la dependencia temporal mostrada con el color en la fila inferior de la Figura 3.6, donde se aprecia que entre que la estrella sale y entra de la RGB transcurre  $\sim 1$  Ga (de  $t = 4098,19$  Ma a  $4926,03$  Ma). También se observa que mientras la estrella está en la SGB y RGB esta pierde masa sin donársela a su compañera, en particular, en el primer salto que da ocurre una gran pérdida de masa en la que pasa de  $1,12 M_{\odot}$  a  $0,28 M_{\odot}$  y además el sistema pasa de estar separado  $22,95 R_{\odot}$  a ser muy cercano con una separación de  $2,96 R_{\odot}$ . Por otro lado, en todo este proceso la compañera transcurre su vida dentro de la MS hasta el suceso en el que desaparece, como se ve en la dependencia del estado evolutivo de la compañera mostrada con el color en la fila superior de la Figura 3.6. El destino sufrido por la compañera era esperable visto lo discutido sobre los estados

evolutivos en la Sección 2.4.

Además, entre las trayectorias estudiadas pero no mostradas se dan dos tipos de saltos más: Dentro de la SGB y de la SGB a la RGB, que se dan cuando la compañera secundaria desaparece y a su vez la primaria pierde masa. Por último, también hay un pequeño número de trayectorias que no saltan, en estos casos la compañera siempre sobrevive. Esta trayectoria mostrada y las otras que se vieron pero no se muestran dicen que los episodios en los que la compañera desaparece se dan porque la primaria engulle a la secundaria.



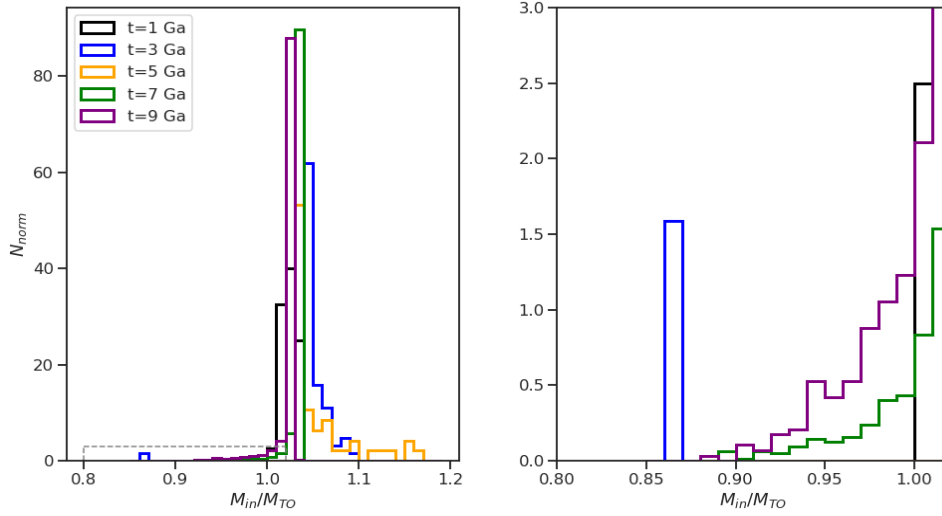
**Figura 3.7:** Mapa de densidad de las trayectorias evolutivas de las RRL-BEP que alcanzan esta etapa en las edades 1 Ga (rojo), 3 Ga (azul) y 5 Ga (naranja), las trayectorias se muestran solo hasta que la estrella alcanza esta etapa. En negro continuo se indica el locus de las RRL

En la Figura 3.7 se muestran los mapas de densidad de las trayectorias evolutivas de las estrellas que alcanzan la etapa de RRL-BEP a 1, 3 y 5 Ga. A partir de los 7 Ga empiezan a aparecer las “aisladas” (estrellas que evolucionan como aisladas por estar en binarias separadas) que dominan la probabilidad de ocurrencia de las RRL, por lo que estas edades no se muestran. En la Figura se ve que las trayectorias también se agrupan en el diagrama HR por edad, no se distinguen unas de las otras, es decir que las otras edades siguen un comportamiento similar a las de  $t = 5$  Ga, por lo que consideramos que lo desarrollado para esta edad es cualitativamente representativo de lo que pasa en la mayoría de los sistemas.

Luego, en la Figura 3.8 se muestran los histogramas de las masas iniciales de las RRL-BEP normalizadas por la masa del TO correspondiente, para las edades jóvenes e intermedias. Se puede ver cómo para las edades jóvenes ( $t \leq 5$  Ga), exceptuando un pequeño número para  $t = 3$  Ga, se cumple que las masas iniciales de las RRL-BEP son siempre mayores a las del TO, mientras que para las de edades intermedias hay una pequeña cola de masas menores a las del TO.

La evolución del sistema que se vio a  $t = 5$  Ga es de una estrella de masa mayor al TO, éstas son la mayoría (98,17%) como lo muestra este gráfico, ése es el canal evolutivo principal. A continuación se ve qué pasa con la trayectoria de una estrella con masa menor al TO. Se toma al TO como referencia por que las estrellas que son más masivas que él ya deberían haber desaparecido del diagrama HR (la evolución post-MS es muy rápida), sin embargo los eventos de pérdida de masa las hacen evolucionar más lento. Para las menos masivas es al revés, sufren una transferencia de masa que las evoluciona

fuera de la MS antes de tiempo, así que su evolución se acelera.

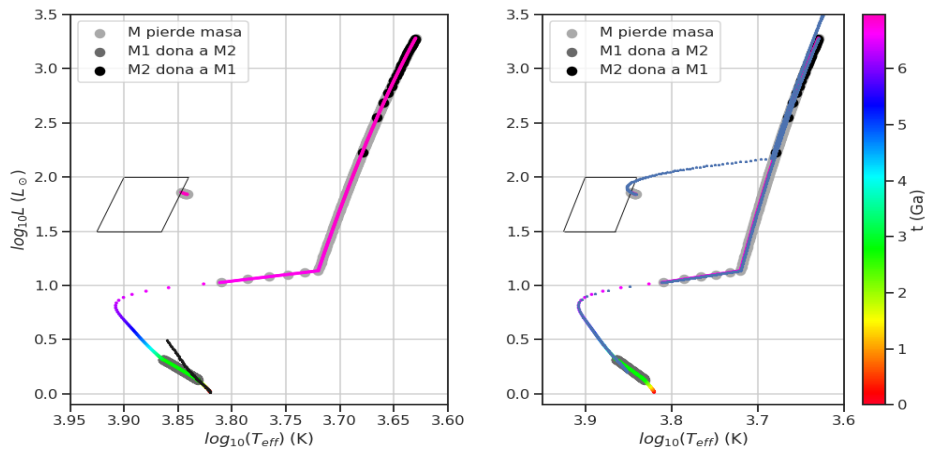


**Figura 3.8:** Histograma normalizado de las masas iniciales de las RRL-BEP por masa del TO de la edad a la que llegan a esta etapa. En el panel derecho se muestra un zoom de la cola de masas menores que el TO.

Se toma a modo de ejemplo una estrella que llega a la etapa de RRL-BEP a  $t = 7$  Ga con una masa inicial menor a la del TO, que para esta edad y metalicidad es de  $0,9375 M_{\odot}$ . Las condiciones iniciales y en la etapa de RRL-BEP del sistema se muestran en la Tabla 3.2 y la trayectoria de la RRL-BEP elegida se muestra en la Figura 3.9.

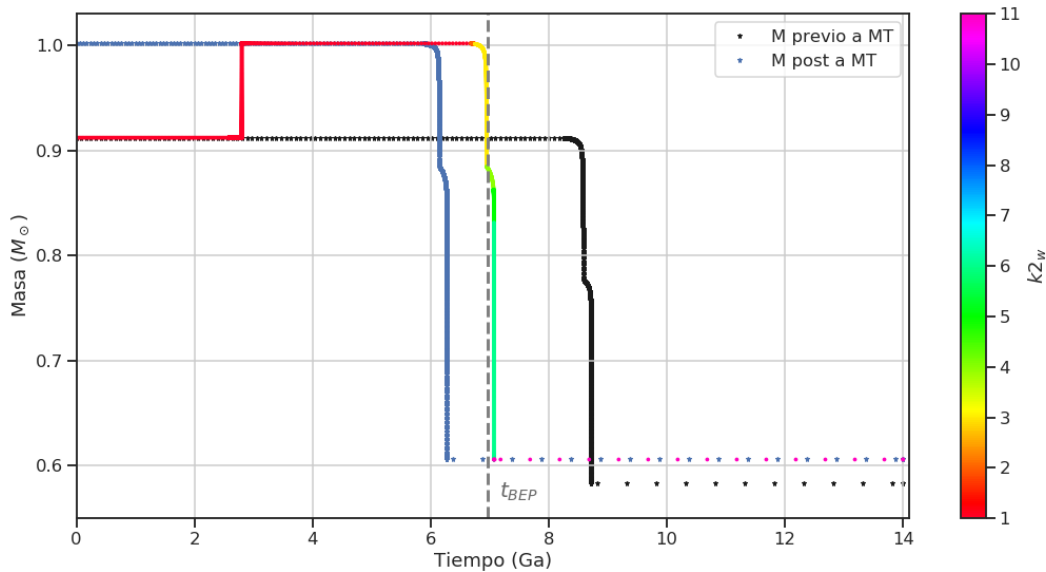
**Tabla 3.2:** Condiciones iniciales y en la etapa de RRL-BEP del sistema elegido de ejemplo

$M_{BEP}^{ZAMS}$ ( $M_{\odot}$ )	$M_{com}^{ZAMS}$ ( $M_{\odot}$ )	$P_{orb}^{ZAMS}$ (d)	$e^{ZAMS}$	$t^{IS}$ (Ma)	$M_{BEP}^{IS}$ ( $M_{\odot}$ )	$M_{com}^{IS}$ ( $M_{\odot}$ )	$P_{orb}^{IS}$ (d)	$R_{BEP}^{IS}$ ( $R_{\odot}$ )	$R_{com}^{IS}$ ( $R_{\odot}$ )	$L_{BEP}^{IS}$ ( $L_{\odot}$ )	$L_{com}^{IS}$ ( $L_{\odot}$ )	$k_w^{IS}$	$k_w^{com}$
0,9120	1,2870	28343,400	0,9390	6949,8936	0,8845	0,6870	1382,106	5,8090	0,0117	69,3426	0,00001	4	11



**Figura 3.9:** Trayectoria evolutiva de una RRL-BEP con  $M < M_{TO}$  hasta el momento en el que comienza a ser una RRL-BEP a  $t_{BEP} \sim 7$  Ga, los colores indican la edad de la estrella. En el panel izquierdo en negro se muestra la trayectoria de una estrella con la masa inicial de la binaria hasta  $t_{BEP}$ , en el panel derecho se muestra la trayectoria hasta  $t_{BEP}$  de una estrella con la masa de la binaria luego de sufrir una transferencia de masa.

El gráfico muestra cómo la estrella comienza con una trayectoria correspondiente a una masa  $0,9120 M_{\odot}$ , sufre una transferencia de masa de su compañera al comienzo (de  $t \simeq 2799,16$  Ma a  $2801,54$  Ma) y al cesar la transferencia de masa continúa su evolución como una estrella aislada de masa resultante de  $1,0017 M_{\odot}$  (ver Figura 3.10). Es decir, comienza su vida como una estrella con masa menor a la del TO con la que no hubiera evolucionado fuera de la MS a esa edad y apenas hubiera llegado a la etapa de RRL a los  $t = 8,582$  Ga, sufre una transferencia de masa de su compañera terminando con una masa mayor a la del TO y evoluciona como esta pero con un “retraso en el tiempo” debido a que al tener originalmente menos masa al principio evolucionó más lentamente que una estrella que hubiera tenido esa masa inicialmente (un estrella con esa masa final llegaría a la HB a los  $t = 6,144$  Ga en esta metalicidad). Dicho de otra manera, la transferencia de masa hizo que la estrella evolucione de forma más rápida.



**Figura 3.10:** Masa en función del tiempo de las trayectorias mostradas en la Figura 3.9.

En conclusión se plantean dos escenarios astrofísicos cualitativos que resultan en la producción de RRL por evolución binaria:

- **Canal principal (98,27 %):** Dado por BEPs con masa inicial mayor a la del TO que sufren pérdidas de masa que hacen que terminen con las masas típicas de una RRL convencional y retrasen su evolución. Las pérdidas grandes de masa coinciden con saltos en sus trayectorias evolutivas que ocurren en sistemas que tienen episodios de coalescencia dándose simultáneamente en algunos casos. Este canal se da tanto en edades jóvenes como intermedias ( $t \leq 8$  Ga).
- **Canal secundario (1,73 %):** Dado por BEPs con masa inicial menor a la del TO que sufren una transferencia de masa de su compañera terminando con una masa mayor a la del TO lo que acelera su evolución. Este canal se da principalmente en edades intermedias ( $6 \text{ Ga} \leq t \leq 8 \text{ Ga}$ ).

Recordando lo visto en la Sección 1.3, K17 y P12 identifican dos escenarios en los que los BEPs se pueden formar: La componente menos masiva gana masa hasta que se revierte la relación de masas; o el sistema desarrolla una envoltura común, la eyecta y emerge un sistema binario cercano de enanas blancas o una fusión. El primero coincide con el canal secundario planteado en este trabajo y el segundo con el canal principal. Ellos plantean que su primer camino lo usan las componentes



primarias mientras que el segundo las secundarias, en este trabajo las BEPs son primarias en la amplia mayoría y se forman por ambos canales. De todas formas, en esta parte del trabajo solo se estudió una metalicidad baja y en un trabajo futuro habría que ver cómo varían estos resultados con la metalicidad.

### 3.3. Estados evolutivos y comparación con K17

Recordando lo presentado en la Sección 1.3, [Karczmarek et al. \(2017, K17\)](#) hizo un estudio similar al presente pero solo para metalicidad solar y utilizando el código de síntesis de población STARTRACK que se basa en la formulación de [Hurley et al. \(2000, 2002\)](#) y [Pols et al. \(1998\)](#). K17 obtienen que la mayoría (>90%) de las compañeras de las RRL-BEP son estrellas de la MS y todas ellas sobreviven; en contraste con nuestros resultados de la Sección 2.4 (en particular, Figura A.4) en los que las compañeras de las RRL-BEP desaparecen ( $k_w = 15$ ) en el 99,78% de los casos.

Esta discrepancia hizo que nos planteáramos reproducir los resultados de K17 a partir de su Tabla 1, en la cual se plantean las condiciones iniciales de los sistemas binarios simulados (masas de las componentes y período) excepto la excentricidad, suministrada por la Dra. Karczmarek mediante comunicación privada. En la tabla los autores reportan también los valores de los sistemas al momento de entrada del BEP a la IS, tiempo de entrada, duración dentro de la IS, período, masas, radios, luminosidades y tipos espectrales.

Una vez brindadas las excentricidades iniciales se trató de reproducir los resultados. Se tomaron los sistemas en los que, según K17, una de sus componentes pasa por la etapa de RRL-BEP en algún momento. Utilizando HB13 se obtiene que *ninguna de estas pasa por esta etapa*.

Originalmente, al no tener el dato de la excentricidad ( $e$ ) para poder reproducirlo exactamente, se optó por muestrear este valor tomando aleatoriamente uno de los sistemas de K17 que forma una RRL-BEP y hacer  $10^5$  realizaciones de  $e$  entre 0 y 1 con una distribución uniforme. Además, la corrida se realiza solo hasta el tiempo de ingreso del BEP a la IS ( $t = 1$  Ga) según K17. Los valores del sistema utilizado se muestran la Tabla 3.3. De las 100.000 realizaciones, en  $t = 1$  Ga solamente 20.782 (el 25,8% de los sistemas a esa edad) logra tener alguna componente quemando He en su núcleo, pero ninguna llega a ser RRL, son todas muy frías. Además, se obtiene que todas las compañeras de estas estrellas en  $k_w = 4$  desaparecen ( $k_w = 15$ ).

**Tabla 3.3:** Valores según K17 del sistema elegido para su estudio

$M_{BEP}^{ZAMS}$ ( $M_{\odot}$ )	$M_{com}^{ZAMS}$ ( $M_{\odot}$ )	$P_{orb}^{ZAMS}$ (d)	$e^{ZAMS}$	$t^{IS}$ (Ma)	$\Delta t^{IS}$ (ka)	$M_{BEP}^{IS}$ ( $M_{\odot}$ )	$M_{com}^{IS}$ ( $M_{\odot}$ )	$P_{orb}^{IS}$ (d)	$R_{BEP}^{IS}$ ( $R_{\odot}$ )	$R_{com}^{IS}$ ( $R_{\odot}$ )	$L_{BEP}^{IS}$ ( $L_{\odot}$ )	$L_{com}^{IS}$ ( $L_{\odot}$ )	$k_w^{IS_{BEP}}$	$k_w^{IS_{com}}$
2,132	1,428	31,238	0,622345	1040,45	8759,01	0,390	2,294	206,16	5,584	1,953	85,983	31,566	4	1

De todas maneras, estas discrepancias no solo ocurren en nuestro estudio. En K17 se menciona que cuando intentan reproducir con STARTRACK los resultados de [Pietrzyński et al. \(2012\)](#) del estudio del primer BEP descubierto, OGLE-BLG-RRLYR-02792, no logran obtener los mismos y concluyen que es debido a diferencias en los códigos empleados. Sin embargo, también concluyen que aunque no hayan podido reproducir el exacto camino evolutivo de un sistema individual, las propiedades del BEP observado están dentro de la estadística de la población de BEPs simulado por K17. En nuestro caso, como se mencionó en los párrafos anteriores, la estadística de la población simulada por HB13 da resultados diferentes a la de K17.

La discrepancia en los resultados probablemente proviene de las diferencias en el seguimiento de la evolución binaria entre los códigos de HB13 ([Hurley et al.](#)) y K17 (STARTRACK). STARTRACK fue originalmente pensado para estrellas masivas, por lo que K17 para poder estudiar binarias de baja masa implementa una fórmula alternativa para la pérdida de masa y de momento angular ([Stepień &](#)

Kiraga, 2013), que se aplica solo a estrellas con masas  $M_{A,B} \leq 1,5M_{\odot}$  que hayan alcanzado sincronización de órbita y rotación. Además en K17, el escenario de envoltente común se ejecuta sólo cuando el donante se expande más allá de su lóbulo de Roche externo (Pavlovskii & Ivanova, 2015), y utiliza el radio aproximado del lóbulo de Roche externo de Yakut & Eggleton (2005).

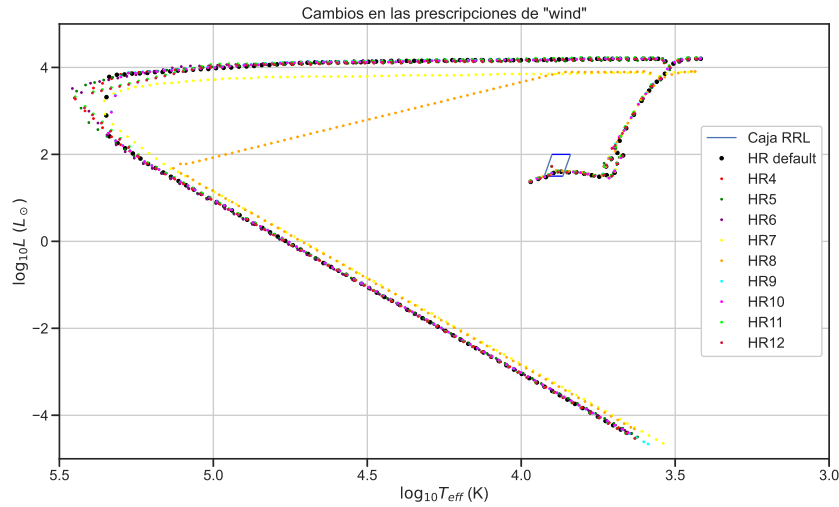
Por otro lado, HB13 se creó enfocándose en el estudio de la HB y la EHB, ya que una de las cuestiones que Hernández-Pérez & Bruzual (2013) querían estudiar era ver si se podía reproducir con binarias el exceso ultravioleta en galaxias elípticas a través de la emisión de las estrellas de la HB y la EHB. Estas galaxias son de población vieja, por lo que sus espectros tendrían que ser rojos con bajos valores en el azul y ultravioleta, sin embargo en la parte ultravioleta muestran un aumento en la señal. Así que este código ha sido probado y ha dado resultados en el estudio de la ocurrencia de estrellas binarias en la HB (Hernández-Pérez & Bruzual, 2013, 2014).

Debido a las discrepancias encontradas también se realizaron pruebas similares con el código de nucleosíntesis de población de Izzard et al. (2004, 2006, 2009, 2018) basado en el código de evolución de estrellas binarias de Hurley et al. (2002) disponible online: `binary.c`. El código de Hurley et al. calcula la dinámica de la evolución de binarias teniendo en cuenta el movimiento orbital, la interacción por mareas, acreción y pérdida de masa por vientos, envoltentes comunes, fusiones, y novae y SN tipo Ia; sin embargo, no tiene en cuenta la nucleosíntesis estelar. Binary.c incorpora esto al código de Hurley et al. y además hace adhesiones en la estabilidad de la transferencia de masa, la eficiencia de la envoltente común, el esquema del desbordamiento del lóbulo de Roche (RLOF por sus siglas en inglés), entre otros.

Binary.c permite hacer modificaciones en las prescripciones que usa, agrupadas en cuatro campos: evolución binaria (*binary*), vientos estelares (*wind*), nucleosíntesis (*nucleosynthesis*) y 'patadas' por explosiones de SN (*explosions*). Con esto se puede estudiar si cambiando alguna de estas prescripciones se observa algún cambio notorio en las trayectorias evolutivas, para así decidir si vale la pena o no explorar más a profundidad cuáles son las prescripciones correctas para el caso de estudio y por qué.

En este código solo se puede realizar el estudio de un sistema a la vez, por lo que solo se estudió el sistema de la Tabla 3.3 (mismas condiciones iniciales que las pruebas de K17) para poder comparar resultados. Se modificaron una a una las prescripciones del `binary.c` que no implican darle un valor numérico a algún parámetro (para hacerlo se precisaría tener un conocimiento más profundo de los diferentes parámetros y sus valores razonables), es decir se modificaron aquellas que dan a elegir prescripciones fijas implementadas en el código. En un principio se esperaba que los cambios en la evolución estén dados solo por modificaciones en las prescripciones de binarias o de vientos estelares, sin embargo, igual se hicieron todas las modificaciones posibles, esto llevó a 19 casos distintos (las diferentes modificaciones se muestran en el Apéndice B con las mismas etiquetas utilizadas en el sitio *online* de `binary.c`).

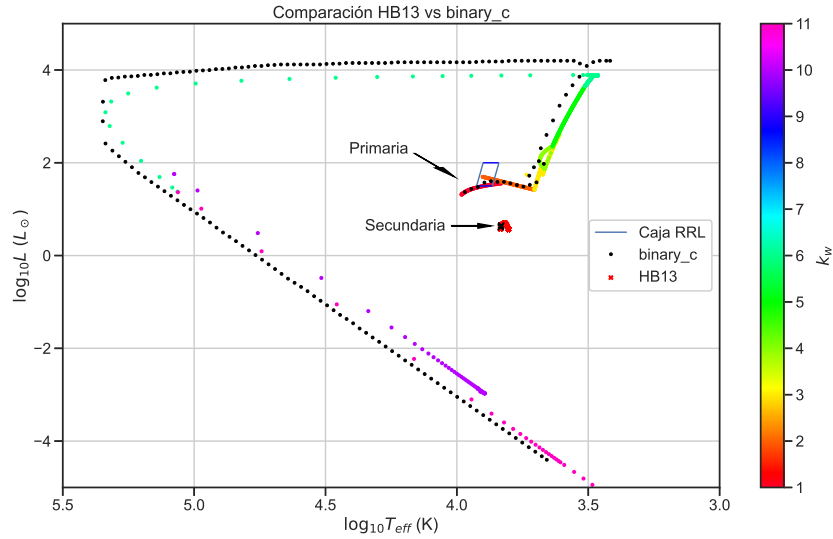
A modo de ejemplo en la Figura 3.11 se muestran los diagramas HR de la componente primaria del sistema de estudio con las prescripciones que vienen por defecto junto con las modificaciones en el campo de vientos estelares (la componente secundaria en todos los casos se mantiene en la MS sin moverse en el diagrama HR hasta ser engullida por la componente primaria en  $t \simeq 950, 6126$  Ma). Esta Figura muestra que a pesar de las diferentes modificaciones en las prescripciones tomadas, la trayectoria evolutiva del sistema prácticamente no varía. Además, en ninguno de los casos la estrella pasa por la etapa de RRL (al igual que ocurre con HB13) y en todos la secundaria desaparece debido a que la primaria la engulló, a diferencia de lo obtenido por K17, pero en concordancia con nuestros resultados usando HB13. Este comportamiento se repite para las modificaciones hechas en los otros campos.



**Figura 3.11:** Diagrama HR del sistema de la Tabla 3.3 con las prescripciones por defecto (en negro) junto con las modificaciones en el campo *wind*. De las 19 pruebas realizadas solo se muestra el conjunto de modificaciones en el campo de los vientos solares.

La diferencia principal entre los resultados de `binary_c` y HB13 es la edad a la que la componente primaria engulle la secundaria: en `binary_c` ocurre a  $t \simeq 950,6126$  Ma cuando la primaria es una RGB y la secundaria está en la MS; mientras que en HB13 ocurre en  $t = 2000,8135$  Ma cuando la primaria es una HeWD y la secundaria está en la MS. Luego de engullirla, en `binary_c` la primaria continúa siendo RGB mientras que en HB13 pasa de HeWD a RGB. Esta diferencia de tiempos afecta directamente a la edad a la que la estrella comienza a quemar He en su núcleo (recordar que en todos los casos la estrella nunca llega ser una RRL, es muy roja), en `binary_c` se da a  $t = 954,7932$  Ma y en HB13 esto ocurre a  $t = 2005,6882$  Ma.

Otra diferencia a destacar entre `binary_c` y HB13 es la transferencia y pérdida de masa del sistema. En `binary_c` no se tiene con precisión lo ocurrido entorno al momento del engullimiento, es decir, no se muestra qué tan paulatina fue la transferencia de masa, lo que muestra es que a  $t \simeq 950,6126$  Ma se da el RLOF, pasando por una etapa inestable y de envoltante común previo a que la primaria engulle la secundaria (todo en la misma edad) donde el sistema pierde un 3,43% de su masa (pasa de  $3,559 M_{\odot}$  a  $3,437 M_{\odot}$ ). En HB13 a  $t = 987,3199$  Ma la componente primaria pasa de RGB a HeWD en un suceso donde pierde 85,48% de su masa ( $2,1314 M_{\odot}$  a  $0,3095 M_{\odot}$ ), el 99,88% de su radio ( $14,5512 R_{\odot}$  a  $0,0179 R_{\odot}$ ), el 10,64% de su luminosidad ( $92,6830 L_{\odot}$  a  $57,2400 L_{\odot}$ ) y aumenta 38,18% su temperatura efectiva ( $4.716,28 K$  a  $119.124,20 K$ ), además la separación del sistema disminuye un 89,55% ( $35,100 R_{\odot}$  a  $3,668 R_{\odot}$ ). Luego de este suceso el sistema continúa acercándose y en los  $\sim 90$  Ma previos al suceso del engullimiento de la secundaria se observa una transferencia de masa del 8%, en el suceso en sí no hay pérdida del sistema. En la Figura 3.12 se muestra la trayectoria evolutiva del sistema según ambos códigos, en lila se puede observar la trayectoria que presenta la componente primaria entre el suceso de gran pérdida de masa y el engullimiento de la secundaria.



**Figura 3.12:** Trayectoria evolutiva del sistema de la Tabla 3.3 según `binary_c` y HB13. Para la trayectoria de HB13 en colores se muestra el estado evolutivo de las componentes.

Se concluye que aunque el código utilizado por K17 (`STARTRACK`) está basado en Hurley et al. (2002) al igual que HB13, los cambios implementados en el mismo son la razón de las discrepancias en los resultados y de no poder reproducir los resultados que ellos obtienen aunque se utilicen las mismas condiciones iniciales. De todas formas, las pruebas hechas con `binary_c`, también basado en Hurley et al. (2002), apoyan los resultados que obtenemos sobre el final de las compañeras de las RRL-BEP aunque la evolución de la componente que sobrevive es intrínsecamente diferente ya que terminan con masas muy distintas y el engullimiento de la secundaria se da en edades muy diferentes. Esto implica que no es trivial saber cuál de los códigos o de los resultados es mejor, por lo que requiere un trabajo futuro más profundo para averiguarlo, en el cual se tendría que hacer un estudio comparativo entre los diferentes códigos y ver cómo difieren estas y otras predicciones ya que pueden ser muy distintas.

### 3.4. Características observacionales esperadas para las RRL-BEP

Habiendo estudiado el estado de evolutivo de las compañeras de las RRL-BEP, se concluye que en la mayoría de los casos su compañera no sobrevive. Estos casos, al carecer de una compañera, ponen una dificultad adicional al tratar de comprobar observacionalmente el modelo. Aunque la RRL haya llegado a ese estado por evolución binaria, la estrella está aislada porque engulló a la compañera. Habría que estudiar entonces si habría diferencias a nivel de población entre las RRL aisladas y las producto de evolución binaria, o si por alguna razón se esperaría que las propiedades de pulsación de las BEP fueran diferentes a las de las aisladas, ambas, cuestiones interesantes para explorar en otros trabajos.

A continuación se mencionan algunos indicadores que valdrían la pena estudiar en caso de que sí hubiera una compañera y que descartarían nuestra predicción de que las compañeras de las RRL-BEP desaparecen:

- *Velocidad radial:* A través del efecto Doppler se puede estudiar el espectro de la RRL-BEP y observar si hay corrimientos en sus líneas espectrales causadas por la presencia de una compañera.

- *Tránsitos:* Si el plano orbital del sistema contiene a la línea de visión se tienen eclipses periódicos, entonces fotométricamente haciendo un análisis de Fourier a la curva de luz de la RRL-BEP, además de las pulsaciones intrínsecas por ser RRL se observaría otra frecuencia dada los eclipses.
- *Variación tiempo-luz:* Sin necesidad de eclipses se puede determinar la presencia de una compañera a través de cambios periódicos en los tiempos de máxima luz de la RRL causados por el movimiento de la estrella en torno al centro de masa del sistema, esto se logra usando diagramas O-C (tiempo de máxima luz Observado menos Computado).
- *Movimientos propios:* Dada una RRL se busca una estrella espacialmente cerca y se comparan su movimientos propios para deducir si estas se están moviendo juntas en sistema binario o no.

Algunos de estos estudios (velocidad radial (Fernley & Barnes, 1997; Solano et al., 1997), tránsitos (Richmond, 2011), variación de tiempo luz (Liška et al., 2016), movimientos propios (Kervella et al., 2019b,a)) ya se hicieron en RRL conocidas hallando algunas pocas posibles candidatas ( $\sim 20$ ). Sin embargo, hasta el momento sólo se ha encontrado *un* sistema binario (eclipsante) confirmado espectroscópicamente con una de sus componentes RRL (Soszyński et al., 2011). Es decir, no es común encontrar RRL en sistemas binarios. Hasta ahora esto es consistente con nuestros resultados de que la amplia mayoría de las compañeras de las RRL-BEP carecen de compañera.

# Capítulo 4

## Conclusiones

En este trabajo se utilizaron simulaciones de síntesis de poblaciones estelares con sistemas binarios, hechas con el código HB13 (Hernández-Pérez & Bruzual, 2013), para evaluar la producción de RRL por evolución binaria en poblaciones de edad intermedia (1– 8 Ga) en un rango amplio de metalicidades ( $-2,30 \leq [Fe/H] \leq +0,18$ ).

Se obtuvo la DTD y PTD de las RRL-BEP para  $-2,3 \leq [Fe/H] \leq +0,18$  entre 1 – 12 Ga (Tablas 2.1 y 2.2 respectivamente). De la DTD se concluye que para las edades jóvenes e intermedias ( $t \leq 8$  Ga) la producción aumenta a medida que la metalicidad disminuye siendo del orden de  $1 RRL/10^6 M_{\odot}$ .

Se muestra que los sistemas binarios son capaces de explicar los valores observados ( $\sim 1RRL/10^5 M_{\odot}$ ) de la DTD en la LMC para edades intermedias ( $t = 6 - 8$  Ga). Sin embargo, las simulaciones tienen un déficit de  $\sim 1$  orden de magnitud en las edades más jóvenes ( $t \leq 5$  Ga), de manera que se precisaría otro mecanismo adicional para poder explicar la observación. Por otro lado, el exceso en la población vieja (también de  $\sim 1$  orden de magnitud) implica que probablemente haya que mejorar las prescripciones de la evolución binaria, ya que no se está reproduciendo correctamente la observación, y/o pudo haber un error cuando se separó las RRL de la LMC de las del campo de la Vía Láctea provocando un déficit más notorio en la población vieja.

En conclusión, los sistemas binarios pueden ser capaces de producir suficientes RRL-BEPs para explicar la observación en la LMC. Sin embargo, vale aclarar que esto no implica que lo observado por S21 sea debido a sistemas binarios.

Se estudiaron las trayectorias evolutivas (de  $[Fe/H] = -2,3$ ) para identificar los escenarios astrofísicos que producen estrellas pertenecientes a sistemas binarios y alcanzan la etapa de RRL en edades jóvenes e intermedias (al menos para esta metalicidad):

- **Canal principal (98,27 %):** Dado por BEPs con masa inicial mayor a la del TO que sufren pérdidas de masa que hacen que terminen con las masas típicas de una RRL convencional y retrasen su evolución. Las pérdidas grandes de masa coinciden con saltos en sus trayectorias evolutivas que ocurren en sistemas que tienen episodios de coalescencia dándose simultáneamente en algunos casos. Este canal se da tanto en edades jóvenes como intermedias ( $t \leq 8$  Ga).
- **Canal secundario (1,73 %):** Dado por BEPs con masa inicial menor a la del TO que sufren una transferencia de masa de su compañera terminando con una masa mayor a la del TO lo que acelera su evolución. Este canal se da principalmente en edades intermedias ( $6 \text{ Ga} \leq t \leq 8 \text{ Ga}$ ).

Por otro lado, se obtuvo que la mayoría ( $\geq 95\%$ ) de las RRL-BEP de edades jóvenes e intermedias no tienen compañera, para todas las metalicidades hasta  $t = \sim 7$  Ga. A partir de los 7 Ga, hasta un  $\sim 30\%$  de las compañeras sobreviven para  $[Fe/H] = -1,7$  y  $-1,3$ , mientras que para estas edades para  $[Fe/H] = -2,3$  hasta un  $\sim 98\%$  de las compañeras sobrevive. Para las metalicidades altas

$(-0,7 \leq [Fe/H] \leq +0,18)$  en estas edades el  $\sim 100\%$  de las compañeras desaparecen.

Al comparar con K17, ellos obtienen que la mayoría ( $>90\%$ ) de las compañeras de las RRL-BEP son estrellas de la MS y todas ellas sobreviven; en contraste con nuestros resultados en los que las compañeras de las RRL-BEP desaparecen ( $k_w = 15$ ) en el  $99,78\%$  de los casos. Se concluye que, aunque el código utilizado por K17 (STARTRACK) está basado en Hurley et al. (2002) al igual que HB13, los cambios implementados en el mismo son la razón de las discrepancias en los resultados y de no poder reproducir las trayectorias individuales aunque se utilicen las mismas condiciones iniciales. De todas formas, las pruebas hechas con binary\_c (también basado en Hurley et al. (2002)), apoyan los resultados que obtenemos sobre el final de las compañeras de las RRL-BEP aunque la evolución de la componente que sobrevive es intrínsecamente diferente ya que terminan con masas muy distintas y el engullimiento de la secundaria se da en edades muy diferentes. Esto implica que no es trivial saber cuál de los códigos es el más apropiado para nuestro propósito.

Finalmente, se concluye que en la mayoría de los casos la RRL-BEP ya no tiene una estrella compañera cuando llega a esta etapa. Sin embargo, esto no implica que no haya que hacer observaciones y estudios buscando acompañantes en las RRL. Ya se ha encontrado, hasta la fecha, un caso con acompañante viva y hay algunas candidatas, hay que seguir buscando para encontrar evidencia que confirme o refute la predicción de que las compañeras de las RRL-BEP no sobreviven.

Como cuestiones interesantes para trabajos futuros queda realizar la DTD de las RRL-BEP con otros códigos de síntesis de poblaciones estelares con evolución binaria, como binary\_c y STARTRACK, para hacer el mismo análisis utilizando tres códigos diferentes y estudiar a nivel de la población cómo cambian las predicciones de cada uno para así juzgar cuál de los códigos es más apropiado para simular estas poblaciones; utilizar la información cinemática disponible en *Gaia eDR3* para hacer una selección más confiable de las RRL de la LMC y poder hacer una mejor comparación con las simulaciones; estudiar las trayectorias evolutivas de las RRL-BEP para otras metalicidades y así ver si los canales planteados se mantienen y en qué porcentajes; y confirmar observacionalmente la existencia de RRL de edad intermedia, la existencia de RRL por evolución binaria y que las RRL de edad intermedia se producen por evolución binaria.

# Bibliografía

- Ablimit, I., Zhao, G., Flynn, C., & Bird, S. A. 2020, *ApJ*, 895, L12
- Baker, M., & Willman, B. 2015, *AJ*, 150, 160
- Belczynski, K., Kalogera, V., & Bulik, T. 2002, *ApJ*, 572, 407
- Belczynski, K., Kalogera, V., Rasio, F. A., Taam, R. E., Zezas, A., Bulik, T., Maccarone, T. J., & Ivanova, N. 2008, *ApJS*, 174, 223
- Bono, G., Caputo, F., Cassisi, S., Castellani, V., & Marconi, M. 1997a, *ApJ*, 479, 279
- Bono, G., Caputo, F., Cassisi, S., Incerpi, R., & Marconi, M. 1997b, *ApJ*, 483, 811
- Catelan, M. 2004, *ApJ*, 600, 409
- Chabrier, G. 2003, *PASP*, 115, 763
- Chadid, M., Sneden, C., & Preston, G. W. 2017, *ApJ*, 835, 187
- Clement, C. 2017, en *European Physical Journal Web of Conferences*, Vol. 152, *European Physical Journal Web of Conferences*, 01021
- Cusano, F. et al. 2021, *MNRAS*, 504, 1
- Duquennoy, A., & Mayor, M. 1991, *A&A*, 248, 485
- Eggleton, P. 2006, *Evolutionary Processes in Binary and Multiple Stars*
- Fernley, J., & Barnes, T. G. 1997, *A&AS*, 125, 313
- Gaia Collaboration et al. 2018, *A&A*, 616, A1
- Han, Z., Podsiadlowski, P., Maxted, P. F. L., Marsh, T. R., & Ivanova, N. 2002, *MNRAS*, 336, 449
- Harris, J., & Zaritsky, D. 2009, *AJ*, 138, 1243
- Hernández-Pérez, F., & Bruzual, G. 2013, *MNRAS*, 431, 2612
- . 2014, *MNRAS*, 444, 2571
- Hurley, J. R., Pols, O. R., & Tout, C. A. 2000, *MNRAS*, 315, 543
- Hurley, J. R., Tout, C. A., & Pols, O. R. 2002, *MNRAS*, 329, 897
- Iorio, G., & Belokurov, V. 2021, *MNRAS*, 502, 5686
- Izzard, R. G., Dray, L. M., Karakas, A. I., Lugaro, M., & Tout, C. A. 2006, *A&A*, 460, 565
- Izzard, R. G., Glebbeek, E., Stancliffe, R. J., & Pols, O. R. 2009, *A&A*, 508, 1359

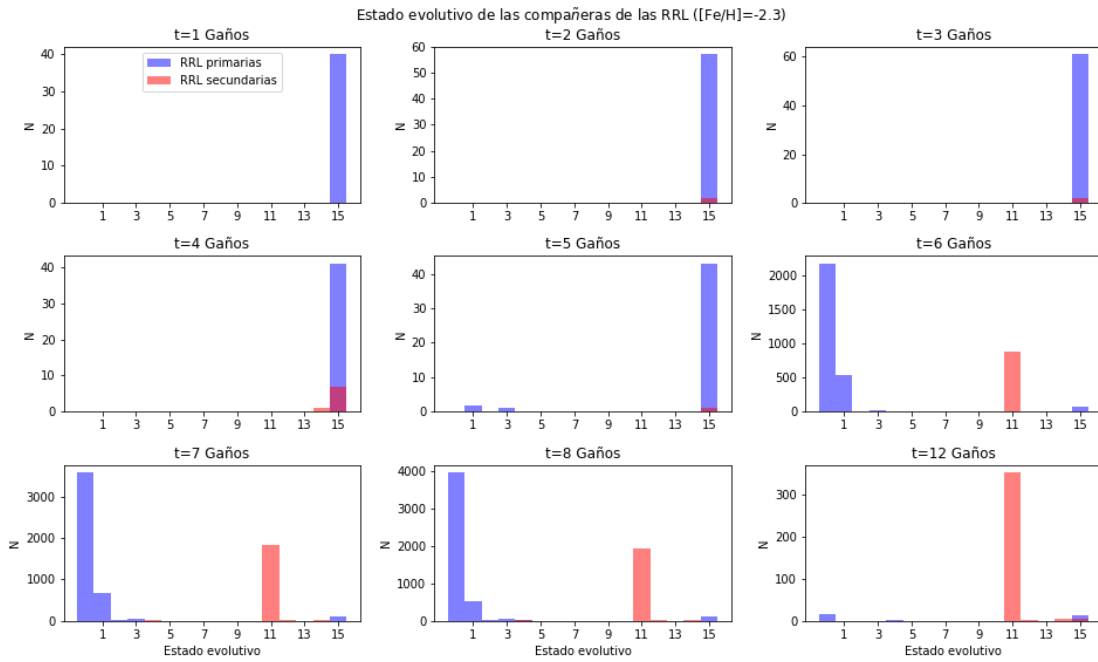


- Izzard, R. G., Preece, H., Jofre, P., Halabi, G. M., Masseron, T., & Tout, C. A. 2018, *MNRAS*, 473, 2984
- Izzard, R. G., Tout, C. A., Karakas, A. I., & Pols, O. R. 2004, *MNRAS*, 350, 407
- Karczmarek, P., Wiktorowicz, G., Ikiewicz, K., Smolec, R., Stepień, K., Pietrzyński, G., Gieren, W., & Belczynski, K. 2017, *MNRAS*, 466, 2842
- Kervella, P. et al. 2019a, *A&A*, 623, A117
- . 2019b, *A&A*, 623, A116
- Kruijssen, J. M. D., Pfeffer, J. L., Reina-Campos, M., Crain, R. A., & Bastian, N. 2019, *MNRAS*, 486, 3180
- Kunder, A., & Chaboyer, B. 2009en , 1284–1291
- Lada, C. J. 2006, *ApJ*, 640, L63
- Layden, A. C. 1995, *AJ*, 110, 2288
- Liška, J., Skarka, M., Zejda, M., Mikulášek, Z., & de Villiers, S. N. 2016, *MNRAS*, 459, 4360
- Marsakov, V. A., Gozha, M. L., & Koval, V. V. 2018, *Astronomy Reports*, 62, 50
- Marsakov, V. A., Gozha, M. L., & Koval', V. V. 2019, *Astronomy Reports*, 63, 203
- McConnachie, A. W. 2012, *AJ*, 144, 4
- Milone, A. P., Piotto, G., Bedin, L. R., Cassisi, S., Anderson, J., Marino, A. F., Pietrinferni, A., & Aparicio, A. 2012, *A&A*, 537, A77
- Moe, M., Kratter, K. M., & Badenes, C. 2019, *ApJ*, 875, 61
- Pavlovskii, K., & Ivanova, N. 2015, *MNRAS*, 449, 4415
- Pietrzyński, G. et al. 2012, *Nature*, 484, 75
- Pols, O. R., Schröder, K.-P., Hurley, J. R., Tout, C. A., & Eggleton, P. P. 1998, *MNRAS*, 298, 525
- Richmond, M. W. 2011, *J. Am. Assoc. Var. Star Obs.*, 39.2, 201
- Sarbadhicary, S. K. et al. 2021, arXiv e-prints, arXiv:2101.11618
- Sharma, S. et al. 2020, arXiv e-prints, arXiv:2004.06556
- Smith, H. A. 1995, *Cambridge Astrophysics Series*, 27
- Solano, E., Garrido, R., Fernley, J., & Barnes, T. G. 1997, *A&AS*, 125, 321
- Soszyński, I. et al. 2011, , 61, 285
- . 2014, , 64, 177
- Stepień, K., & Kiraga, M. 2013, *Central European Astrophysical Bulletin*, 37, 381
- Udalski, A., Szymański, M. K., & Szymański, G. 2015, , 65, 1
- Yakut, K., & Eggleton, P. P. 2005, *ApJ*, 629, 1055
- Zhang, F., Han, Z., Li, L., & Hurley, J. R. 2004, *A&A*, 415, 117
- . 2005, *MNRAS*, 357, 1088

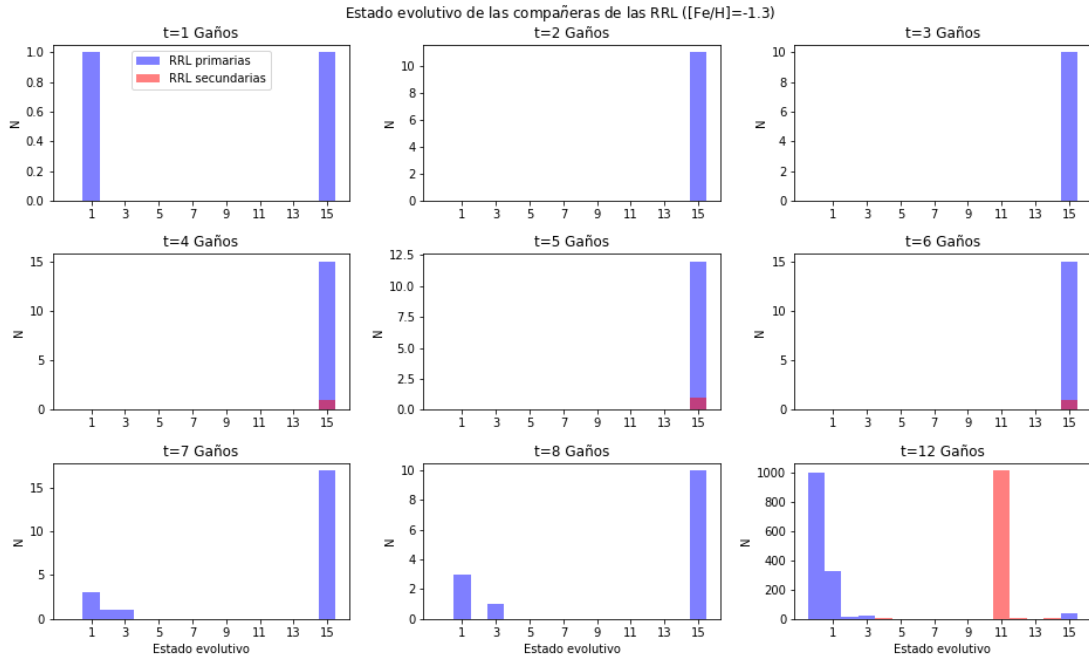
# Apéndice A

## Estado evolutivo de las compañeras

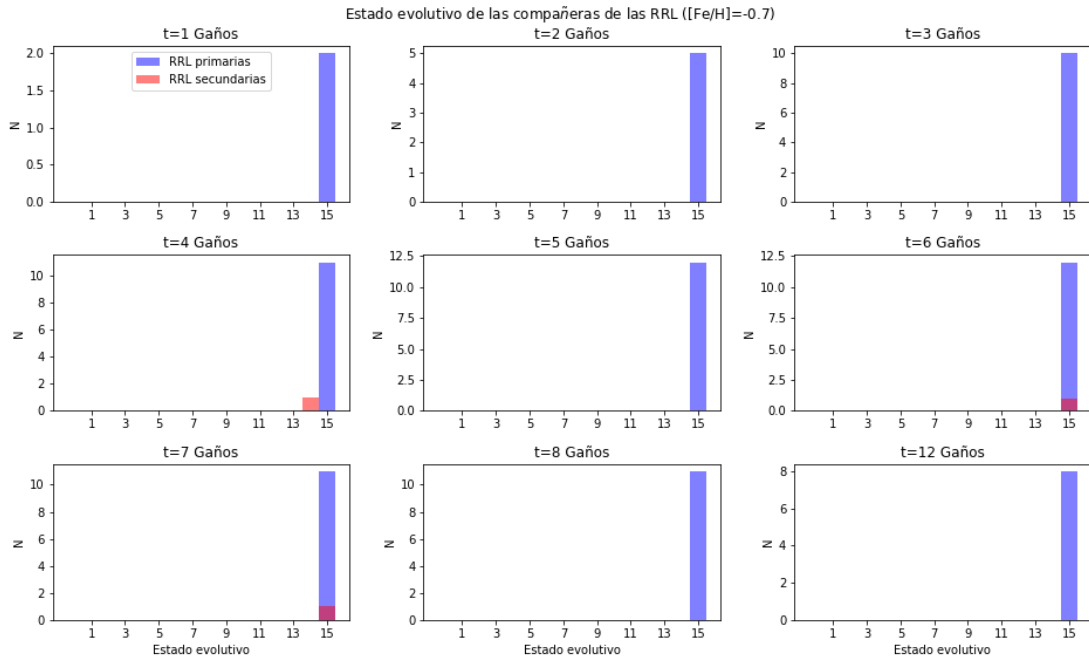
Estado evolutivo de las compañeras de las RRLs:



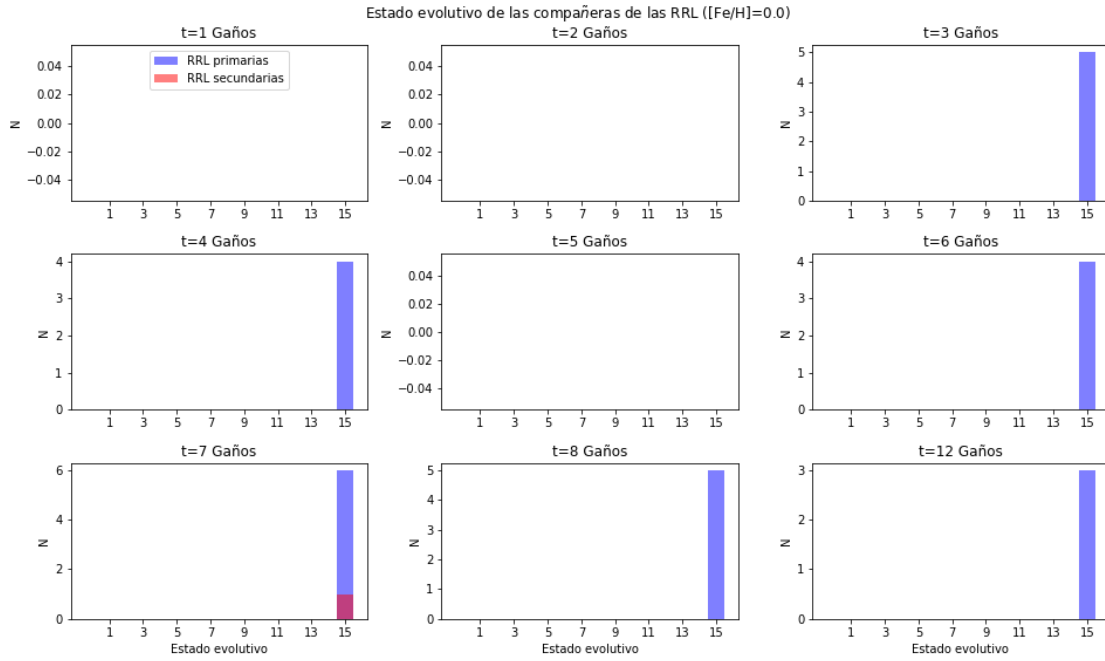
**Figura A.1:** Estado evolutivo de las compañeras de las RRL para metalicidad  $[Fe/H] = -2.3$ . En azul se muestran las compañeras de las RRL que son la componente primarias, mientras que en rojo las compañeras de las que son la secundarias.



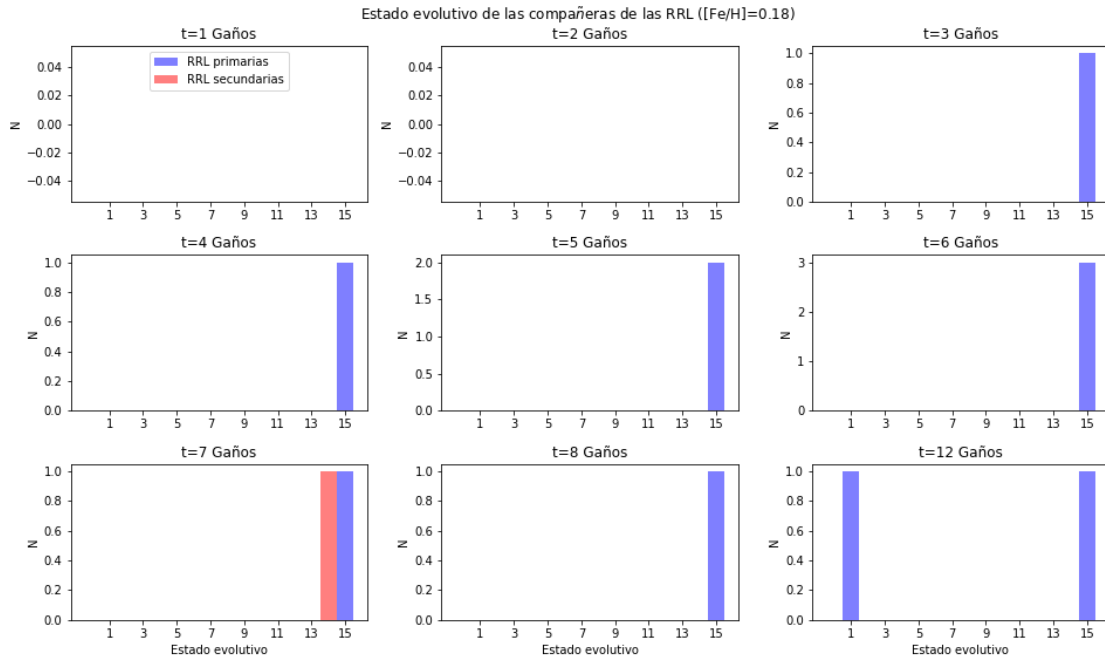
**Figura A.2:** Estado evolutivo de las compañeras de las RRL para metalicidad  $[Fe/H] = -1.3$ . En azul se muestran las compañeras de las RRL que son la componente primarias, mientras que en rojo las compañeras de las que son la secundarias.



**Figura A.3:** Estado evolutivo de las compañeras de las RRL para metalicidad  $[Fe/H] = -0.7$ . En azul se muestran las compañeras de las RRL que son la componente primarias, mientras que en rojo las compañeras de las que son la secundarias.



**Figura A.4:** Estado evolutivo de las compañeras de las RRL para metalicidad  $[Fe/H] = 0,0$ . En azul se muestran las compañeras de las RRL que son la componente primarias, mientras que en rojo las compañeras de las que son la secundarias.



**Figura A.5:** Estado evolutivo de las compañeras de las RRL para metalicidad  $[Fe/H] = +0.18$ . En azul se muestran las compañeras de las RRL que son la componente primarias, mientras que en rojo las compañeras de las que son la secundarias.

**Tabla A.1:** Porcentajes de los diferentes estados evolutivos por edad (en Ga) para las diferentes metalicidades de las compañeras de las RRL

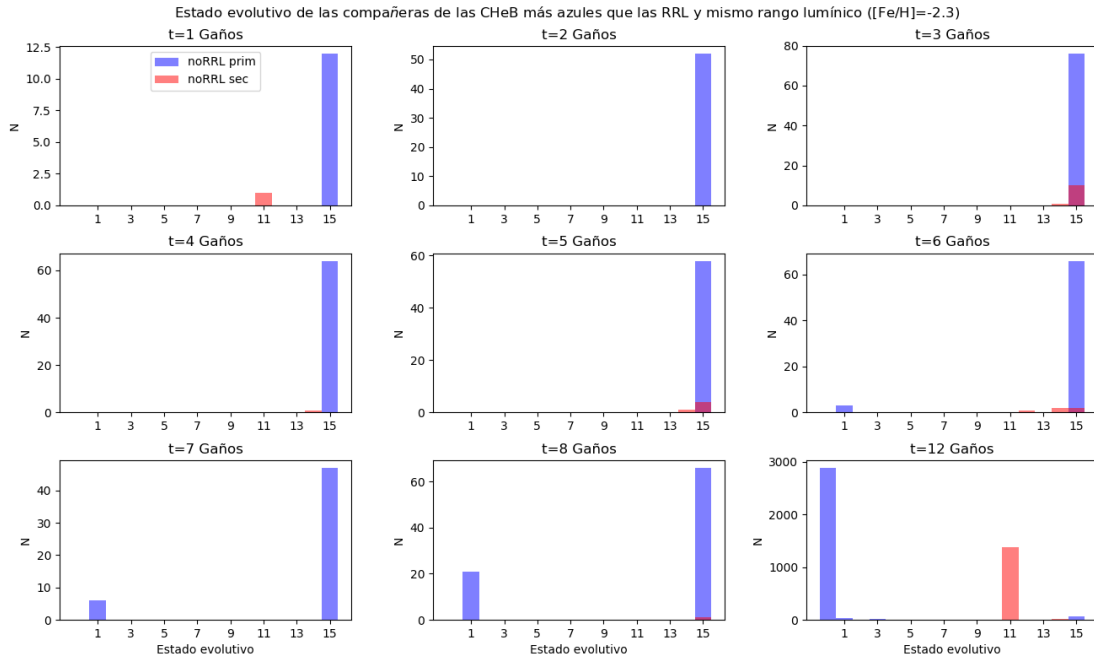
$t$ (Ga) \ $k_w$	0	1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13	14	15
$[Fe/H] = -2,3$																
1	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	100,0
2	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	100,0
3	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	100,0
4	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	2,0	98,0
5	0,0	4,3	0,0	2,1	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	93,6
6	58,1	14,4	0,1	0,8	0,4	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	23,5	0,3	0,0	0,4	2,0
7	57,0	10,8	0,2	0,8	0,2	0,1	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	29,1	0,1	0,0	0,3	1,5
8	59,7	7,9	0,4	0,6	0,3	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	29,0	0,2	0,0	0,3	1,6
12	3,8	0,0	0,0	0,0	0,3	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	88,9	0,8	0,0	1,5	4,8
$[Fe/H] = -1,7$																
1	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	100,0
2	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	100,0
3	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	100,0
4	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	100,0
5	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	100,0
6	0,0	16,0	4,0	4,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	76,0
7	0,0	22,2	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	77,8
8	0,0	27,3	0,0	4,5	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	68,2
12	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	86,0	0,9	0,0	0,0	13,2
$[Fe/H] = -1,3$																
1	50,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	50,0
2	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	100,0
3	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	100,0
4	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	100,0
5	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	100,0
6	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	100,0
7	13,7	4,5	4,5	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	77,3
8	21,4	0,0	7,2	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	71,4
12	41,2	13,4	0,5	0,8	0,1	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	41,8	0,4	0,0	0,3	1,6
$[Fe/H] = -0,7$																
1	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	100,0
2	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	100,0
3	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	100,0
4	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	8,3	91,7
5	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	100,0
6	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	100,0
7	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	100,0
8	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	100,0
12	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	100,0
$[Fe/H] = 0,0$																
1	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
2	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
3	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	100,0
4	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	100,0
5	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-

Continúa en la página siguiente

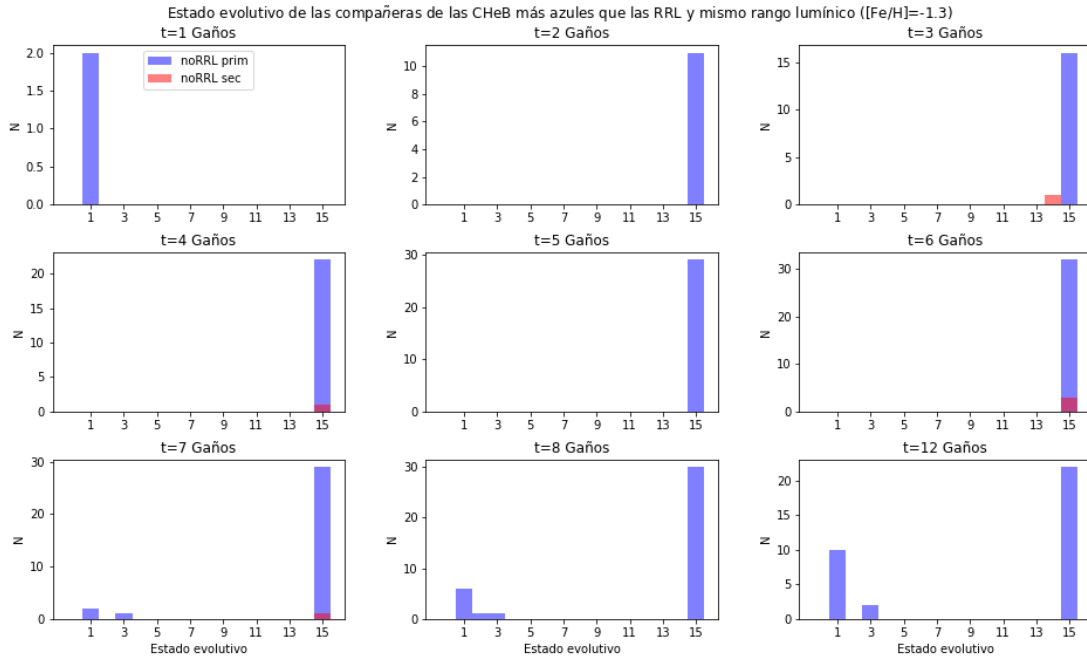
**Tabla A.1:** Continuación de tabla de la página anterior

$t$ (Ga) \ $k_w$	0	1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13	14	15
6	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	100,0
7	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	100,0
8	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	100,0
12	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	100,0
$[Fe/H] = +0,18$																
1	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
2	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
3	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	100,0
4	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	100,0
5	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	100,0
6	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	100,0
7	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	50,0	50,0
8	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	100,0
12	0,0	50,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	0,0	50,0

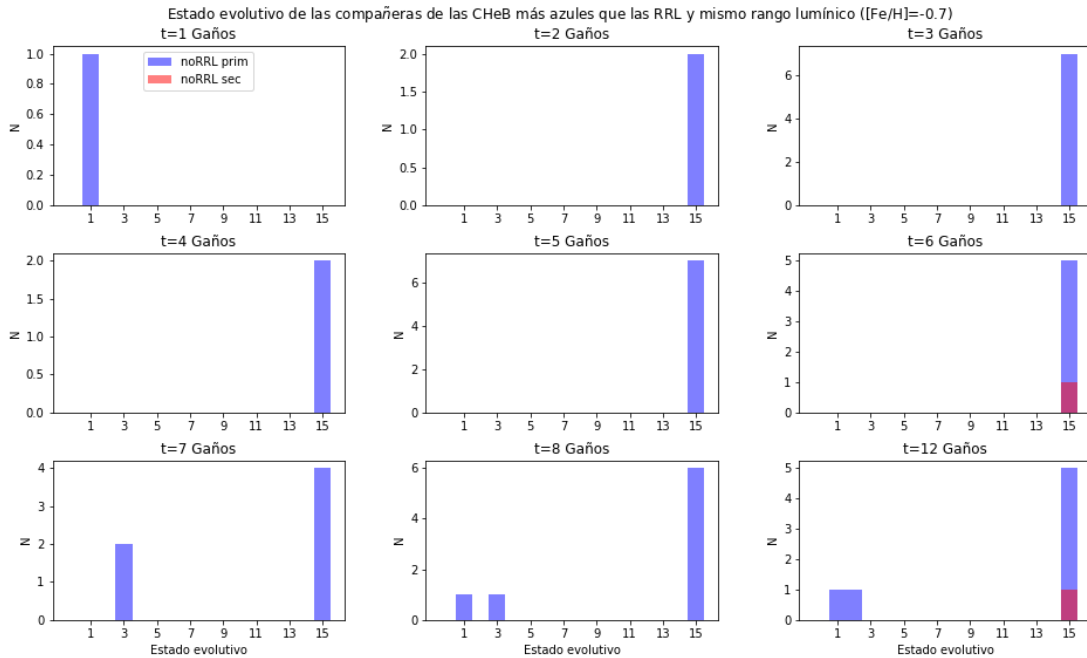
**Estado evolutivo de las compañeras de las estrellas azules de la HB:**



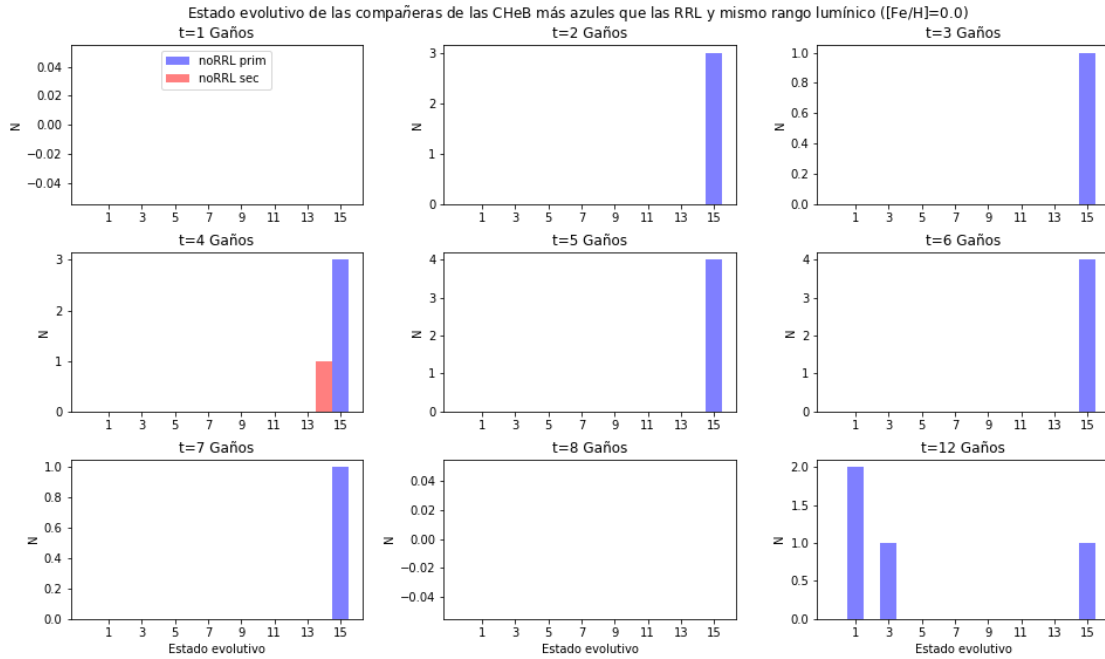
**Figura A.6:** Estado evolutivo de las compañeras de las CHeB que se encuentran dentro del mismo rango lumínico que las RRL y con temperaturas mayores a las del límite azul de la IS para metalicidad  $[Fe/H] = -2,3$ . En azul se muestra las estrellas que están quemando He que son las componentes primarias, mientras que en rojo las secundarias.



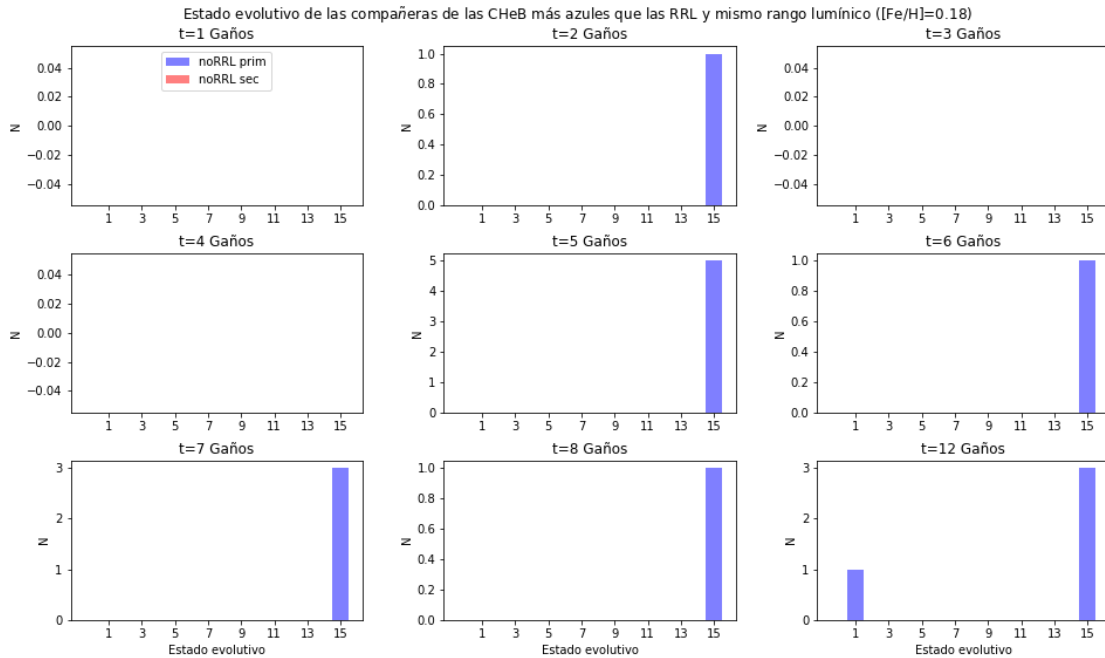
**Figura A.7:** Estado evolutivo de las compañeras de las CHEB que se encuentran dentro del mismo rango lumínico que las RRL y con temperaturas mayores a las del límite azul de la IS para metalicidad  $[Fe/H] = -1,3$ . En azul se muestra las estrellas que están quemando He que son las componentes primarias, mientras que en rojo las secundarias.



**Figura A.8:** Estado evolutivo de las compañeras de las CHEB que se encuentran dentro del mismo rango lumínico que las RRL y con temperaturas mayores a las del límite azul de la IS para metalicidad  $[Fe/H] = -0,7$ . En azul se muestra las estrellas que están quemando He que son las componentes primarias, mientras que en rojo las secundarias.



**Figura A.9:** Estado evolutivo de las compañeras de las CHEB que se encuentran dentro del mismo rango lumínico que las RRL y con temperaturas mayores a las del límite azul de la IS para metalicidad  $[Fe/H] = 0,0$ . En azul se muestra las estrellas que están quemando He que son las componentes primarias, mientras que en rojo las secundarias.



**Figura A.10:** Estado evolutivo de las compañeras de las CHEB que se encuentran dentro del mismo rango lumínico que las RRL y con temperaturas mayores a las del límite azul de la IS para metalicidad  $[Fe/H] = +0,18$ . En azul se muestra las estrellas que están quemando He que son las componentes primarias, mientras que en rojo las secundarias.



## Apéndice B

# Modificaciones en las prescripciones de `binary_c`

A continuación se muestra un listado con las prescripciones utilizadas por defecto en la simulación hecha con el código `binary_c` junto con las diferentes modificaciones hechas lo cual llevó a los 19 casos mencionados en la Sección 3.3. En cada uno de los casos se modificó solo una de las prescripciones, las demás se dejaron las que vienen por defecto. Las etiquetas de los artículos o trabajos mostrados son las mismas que se muestran en el [sitio web](#) donde se encuentra disponible el código.

- **HR default:**

*Binary/ROLF Method:* Hurley et al. 2002

*Binary/Tides  $E_2$  prescription:* Hurley et al. 2002 (based on Zahn ZAMS)

*Wind/Giant Branch Wind Loss Prescription:* Reimers

*Wind/TPAGB Wind Loss Prescription:* Vassiliadis and Wood 1993 (as in Karakas et al. 2002)

*Wind/Massive Star Wind Loss Prescription:* Hurley et al. 2002

*Wind/Wind RLOF:* Off

*Nucleosynthesis/Initial abundance mixture:* Anders and Grevesse 1989

*Nucleosynthesis/Disable thermohaline mixing?* No

*Explosions/SN Remnant Mass:* Hurley et al. 2002

*Explosions/SN Kick Distribution for SN IBC:* Maxwellian

*Explosions/SN Kick Distribution for SN II:* Maxwellian

- **HR1:**

*Binary/RLOF Method:* Adaptive (experimental!)

- **HR2:**

*Binary/RLOF Method:* Claeys et al 2013

- **HR3:**

*Binary/Tides  $E_2$  prescription:* Siess, Izzard et al. 2013

- **HR4:**

*Wind/Giant Branch Wind Loss Prescription:* Schroeder and Cuntz 2005

- **HR5:**

*Wind/TPAGB Wind Loss Prescription:* Vassiliadis and Wood 1993 (as in Hurley et al. 2002)

- **HR6:**  
*Wind/TPAGB Wind Loss Prescription:* Reimers
- **HR7:**  
*Wind/TPAGB Wind Loss Prescription:* Bloeker
- **HR8:**  
*Wind/TPAGB Wind Loss Prescription:* Van Loon
- **HR9:**  
*Wind/Massive Star Wind Loss Prescription:* Meynet+Maeder
- **HR10:**  
*Wind/Massive Star Wind Loss Prescription:* Nugis+Lamers
- **HR11:**  
*Wind/Wind RLOF:* q-dependent
- **HR12:**  
*Wind/Wind RLOF:* quadratic
- **HR13:**  
*Nucleosynthesis/Initial abundance mixture:* Karakas et al. 2002
- **HR14:**  
*Nucleosynthesis/Initial abundance mixture:* Lodders 2003
- **HR15:**  
*Nucleosynthesis/Initial abundance mixture:* Grevesse and Noels 1993
- **HR16:**  
*Nucleosynthesis/Disable thermohaline mixing?* Yes
- **HR17:**  
*Explosions/SN Remnant Mass:* Belczynski
- **HR18:**  
*Explosions/SN Kick Distribution for SN IBC:* Fixed
- **HR19:**  
*Explosions/SN Kick Distribution for SN II:* Fixed