



UNIVERSIDAD
NACIONAL
DE LA PLATA



Facultad de Ciencias
**Astronómicas
y Geofísicas**
UNIVERSIDAD NACIONAL DE LA PLATA

Relación masa – radio para estrellas que provienen de la evolución binaria con transferencia de masa

Tesis de Licenciatura en Astronomía

Héctor Rodrigo Pereiras

Directora: Dra. María Alejandra De Vito

Co-director: Dr. Omar Gustavo Benvenuto

La Plata, Argentina

Marzo de 2023

Agradecimientos

Un breve agradecimiento a todas las personas que, en mayor o menor medida, ayudaron a que pudiera llegar a esta instancia. A mis directores de tesis, por corregirme lo necesario para que este trabajo esté en su mejor versión y por las numerosas recomendaciones y la ayuda constante que recibí de parte de ellos para poder realizarlo de principio a fin. A los grandes docentes con los que tuve la suerte de cursar, por la amabilidad y el conocimiento que me transmitieron. A mi familia por aguantarme tantos años debiendo finales, a mis amigos por hacer más llevadero este camino (y también teniendo que aguantarme postergando finales) y a toda la Byacrew por acompañarme literalmente en las buenas y en las malas, sumado a mis demás compañeros con los que también tuve el placer de cursar.

Resumen

Uno de los principales vínculos que se pueden establecer entre los parámetros fundamentales en las estrellas es la relación que existe entre su masa y su radio. Desde un punto de vista teórico, esta relación se ha establecido para estrellas en distintos momentos de su evolución: en la secuencia principal, en estado de gigantes (entre la masa del núcleo y el radio), cuando alcanza el estado de enana blanca. Además, es en los sistemas binarios en los que estos parámetros pueden ser estimados de manera confiable.

Por otro lado, es bien sabido que la mayoría de las estrellas se encuentran en sistemas binarios, siendo un caso particular los sistemas binarios con transferencia de masa a través del desborde del lóbulo de Roche (sistemas binarios interactuantes).

En este trabajo, se estudia la relación masa-radio para estrellas provenientes de sistemas binarios interactuantes, utilizando simulaciones numéricas provenientes de nuestro código de evolución estelar en sistemas binarios con transferencia de masa. En particular, estamos interesados en extender la relación masa-radio al caso de enanas blancas de helio de muy baja masa, provenientes de la evolución estelar en estos escenarios. Compararemos, además, nuestros resultados con una muestra observacional adecuada, para ver cómo cumplen la relación masa-radio estrellas que evolucionan en estos escenarios. Obtenemos que se ajusta bien a lo propuesto y a la muestra observacional.

Abstract

One of the main relations that can be established among the stars' fundamental parameters is the relation between its mass and radius. From a theoretical point of view, this relation has been found for stars at different evolutionary stages: at the main sequence, when they become giants (established between their core mass and the radius), when it becomes a white dwarf. In binary systems, these parameters can be estimated with great reliability.

On the other hand, it's well known that most stars exist in binary systems, a particular case being binary systems with mass transfer by Roche Lobe Overflow (Interacting binary systems). In this Thesis work, the mass-radius relation is studied for stars that come from interacting binary systems, using our numerical code for binary stellar evolution with mass transfer. In particular, we intend to expand the mass-radius relation to helium white dwarfs of very low masses (which come from stellar evolution in this scenario). In order to see how stars that are formed in that environment behave to that relation, the results are compared to an adequate observational sample. The results are in good agreement with the ones proposed and the observational sample.

Índice General

Agradecimientos	ii
Resumen	iii
Abstract	iv
1. Introducción	1
2. Evolución estelar de una estrella aislada	3
2.1. Idea General	3
2.1.1. Evolución para estrellas de baja masa ($M < 2,0 - 2,3 M_{\odot}$)	7
2.1.2. Evolución para estrellas de masa intermedia ($2,3 M_{\odot} < M < 8 - 10 M_{\odot}$)	9
2.1.3. Evolución para estrellas de alta masa ($M > 10 M_{\odot}$)	11
3. Evolución Binaria	13
3.1. Introducción	13
3.2. Clasificación de sistemas binarios	13
3.3. Formación de púlsares de milisegundo	17
4. Metodología	18
4.1. Código de evolución binaria	18
4.1.1. Modelado de una estrella	18
4.1.2. Modelado de un sistema binario	19
4.2. Metodología	21
4.3. Muestra Observacional	22
5. Resultados	25
5.1. Gráficos Generales	25
5.1.1. Recorridos evolutivos	26
5.1.2. Tasa de transferencia de masa	31
5.1.3. Evolución del período orbital	33
5.1.4. Evolución de las masas de las estrellas donantes	35

5.1.5. Relación masa de la enana blanca - período orbital	37
5.2. Relación masa - radio	37
5.2.1. Envoltura de H	41
5.3. Caso Particular	44
5.4. Comparación con las observaciones	49
6. Conclusiones	51
6.1. Sobre los resultados	51
6.2. Trabajo a futuro	52
Bibliografía	54
A. Programas adicionales utilizados	55

Índice de Figuras

2.1. Regiones del diagrama HR para un gran conjunto de estrellas	4
2.2. Diagrama HR para el cúmulo globular M3	5
2.3. Diagrama HR para dos protoestrellas	6
2.4. Salida de la MS para estrellas de diferente masa	6
2.5. Camino evolutivo para estrellas de baja masa	7
2.6. Evolución post AGB para una estrella de $0.6 M_{\odot}$	8
2.7. Relación Masa-Radius teórica	9
2.8. Diagrama HR post MS para estrellas de masa intermedia/alta	10
3.1. Evolución del radio para una estrella de $5 M_{\odot}$	15
3.2. RLOF estable e inestable	16
4.1. Diagrama HR para una simulación a distintos valores de β	23
5.1. Diagrama HR para las simulaciones de masa donante inicial $M = 1,25M_{\odot}$	27
5.2. Diagrama HR para las simulaciones de masa donante inicial $M = 1,50M_{\odot}$	28
5.3. Diagrama HR para las simulaciones de masa donante inicial $M = 1,75M_{\odot}$	29
5.4. Diagrama HR para las simulaciones de masa donante inicial $M = 2,00M_{\odot}$	30
5.5. Evolución de la tasa de transferencia de masa para masa inicial $M = 1,25M_{\odot}$	31
5.6. Evolución de la tasa de transferencia de masa para masa inicial $M = 1,50M_{\odot}$	31
5.7. Evolución de la tasa de transferencia de masa para masa inicial $M = 1,75M_{\odot}$	32
5.8. Evolución de la tasa de transferencia de masa para masa inicial $M = 2,00M_{\odot}$	32
5.9. Evolución del periodo orbital para masa inicial $M = 1,25M_{\odot}$	33
5.10. Evolución del periodo orbital para masa inicial $M = 1,50M_{\odot}$	33
5.11. Evolución del periodo orbital para masa inicial $M = 1,75M_{\odot}$	34
5.12. Evolución del periodo orbital para masa inicial $M = 2,00M_{\odot}$	34
5.13. Evolución de la masa de la estrella donante para masa inicial $M = 1,25M_{\odot}$	35
5.14. Evolución de la masa de la estrella donante para masa inicial $M = 1,50M_{\odot}$	35
5.15. Evolución de la masa de la estrella donante para masa inicial $M = 1,75M_{\odot}$	36
5.16. Evolución de la masa de la estrella donante para masa inicial $M = 2,00M_{\odot}$	36
5.17. Relación Masa final - Periodo final	37

5.18. Relación Masa final - Radio final	38
5.19. Relación Masa - Radio agrupados en valores de M	39
5.20. Relación Masa - Radio agrupados en valores de P	39
5.21. Relación Masa - Radio para un mismo valor de Luminosidad	40
5.22. Relación Masa - Radio agrupados para un mismo valor de T_{eff}	40
5.23. Relación Masa-Radio con las curvas teóricas	41
5.24. Evolución de la masa de la envoltura de H1 para masa inicial $M = 1,25M_{\odot}$	42
5.25. Evolución de la masa de la envoltura de H1 para masa inicial $M = 1,50M_{\odot}$	42
5.26. Evolución de la masa de la envoltura de H1 para masa inicial $M = 1,75M_{\odot}$	43
5.27. Evolución de la masa de la envoltura de H1 para masa inicial $M = 2,00M_{\odot}$	43
5.28. Evolución del periodo orbital inicial para el caso particular y cercanos.	45
5.29. Diagrama HR para el caso particular con valores más cercanos de periodo orbital inicial.	45
5.30. Evolución del periodo orbital inicial para el caso particular y cercanos.	46
5.31. Relación Masa - Radio para el caso particular y los cercanos.	46
5.32. Masa de la envoltura de H1 para el caso particular y los cercanos.	47
5.33. Relación Masa - Radio para enanas blancas y curvas para distintas masas de la envoltura de hidrógeno.	48
5.34. Superposición de la data observacional con las simulaciones.	49
5.35. Relación Masa final - Radio final	50

Índice de Tablas

4.1. Tabla de Simulaciones	22
4.2. Tabla de Observaciones	24
5.1. Tabla de Observaciones con estimaciones del radio de la WD.	50

Capítulo 1

Introducción

A lo largo de la historia se ha buscado aumentar la comprensión sobre los diversos elementos que componen al Universo. Uno de los objetivos más relevantes para lograr dicha tarea es el estudio de las estrellas. Sin embargo, la única estrella cercana a nosotros (a escalas del Sistema Solar) es el Sol. Para poder aumentar el conocimiento respecto a las estrellas en general es necesario extender el estudio a estrellas más lejanas y obtener la mayor cantidad de información posible al respecto.

La única fuente directa de información que uno recibe de las estrellas se obtiene a partir de la radiación que nos llega de ella. Por un lado, la emisión de neutrinos (que da información de su interior), las pulsaciones (si es que pulsa, que dan idea de la estructura interna de la misma), el flujo (que nos da información de la atmósfera) y su correspondiente análisis espectral. Con tan poca información y mucho ingenio, se logró obtener una gran cantidad de información respecto a las estrellas en general, desde su origen hasta la totalidad de su evolución (si bien hay ciertos escenarios cuya comprensión aún no es completa).

En este sentido, una herramienta útil es encontrar relaciones que cumplan las estrellas y que permita inferir parámetros desconocidos a partir de otros conocidos por otros métodos. Una de estas relaciones que se encontraron es la relación entre la masa de una estrella y su radio, dos parámetros fundamentales de una estrella. La poderosa herramienta que nos entrega esta relación hace que sea imperioso analizar su validez en todos los escenarios posibles.

Este trabajo de Tesis tiene como objetivo estudiar la relación masa-radio obtenida a partir de estrellas provenientes de la evolución en sistemas binarios interactuantes. Para ello, se eligieron sistemas en los que la estrella donante de material es una estrella normal de baja masa, y el objeto acretante sea un púlsar de milisegundo. Hemos optado por esta familia ya que, para este escenario, hay una gran cantidad de datos observacionales con los que contrastar los resultados obtenidos mediante simulaciones numéricas.

Los cálculos realizados a lo largo de este trabajo se hicieron utilizando un código de evolución binaria desarrollado en su totalidad en la Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas de La Plata (FCAG), junto con el Instituto de Astrofísica de La Plata (IALP) - CONICET (Benvenuto & De Vito, 2003; De Vito & Benvenuto, 2010; Benvenuto et al., 2014). Nuestro código lleva adelante un cálculo detallado de la evolución de la estrella donante y de la evolución orbital del sistema a lo largo de toda su historia (desde la formación de la estrella donante hasta que finalice su evolución como enana blanca o satisfaga alguna condición pre-establecida). Con él, se realizaron simulaciones variando el valor de masa de la estrella donante y el periodo orbital inicial del sistema y se analizaron los resultados obtenidos.

La estructura de este trabajo es la siguiente:

- En el segundo capítulo se comenzará a exponer el marco teórico. En él, se dará una introducción de los conceptos básicos y relevantes de evolución estelar.
- En el tercer capítulo, se entrará en detalle sobre la evolución binaria, para finalizar el marco teórico.
- En el cuarto, se dará una descripción del código de evolución binaria utilizado y la metodología para la obtención de los resultados, junto a una descripción de la muestra observacional empleada.
- En el quinto, se mostrarán los resultados obtenidos y el análisis de los mismos.
- Finalmente, en el sexto capítulo se expondrán las conclusiones a las que se arriban y el posible trabajo a futuro.

Capítulo 2

Evolución estelar de una estrella aislada

Para poder entender la evolución de los sistemas simulados en este trabajo, se dará una breve introducción de la evolución de una estrella aislada, para en el siguiente capítulo mencionar el caso de la evolución de una estrella miembro de un sistema binario interactuante (que posee dos objetos interactuando gravitacionalmente entre sí y orbitando alrededor del centro de masa del sistema, habiendo intercambio de material entre ellos).

2.1. Idea General

La evolución estelar abarca el estudio de los distintos estados por los que pasa una estrella desde el momento en que se forma. Esta evolución es muy dependiente de la masa inicial, ya que se dan caminos diferentes dependiendo si la estrella es de baja masa, de masa intermedia o de alta masa. La separación entre estos tres grandes grupos no se realiza a un valor exactamente determinado de la masa, pero se puede decir que una estrella con masa $M < 2,0 - 2,3 M_{\odot}$ es una estrella de baja masa, una estrella con masa $2,3 M_{\odot} < M < 8 - 10 M_{\odot}$ es una estrella de masa intermedia y una estrella con masa $M > 10 M_{\odot}$ es una estrella de alta masa.

Antes de comenzar a analizar la evolución estelar, un gráfico muy útil para poder visualizarla es el llamado Diagrama HR (en honor a Ejnar Hertzsprung y Henry Norris Russell por sus trabajos paralelos en temática similar durante la década de 1910). Este es un gráfico cuyo eje horizontal puede ser el $\log_{10}(T_{\text{eff}})$ (donde T_{eff} es la temperatura efectiva de la estrella), o el índice de color (B-V por ejemplo), y el eje vertical puede tener la magnitud absoluta en alguna banda (como M_V por ejemplo) o la luminosidad.

La característica principal del diagrama HR es que permite distinguir zonas pobladas bien marcadas. En el caso de tener un gran número de estrellas, podemos ver regiones como las

descritas esquemáticamente en la figura 2.1.

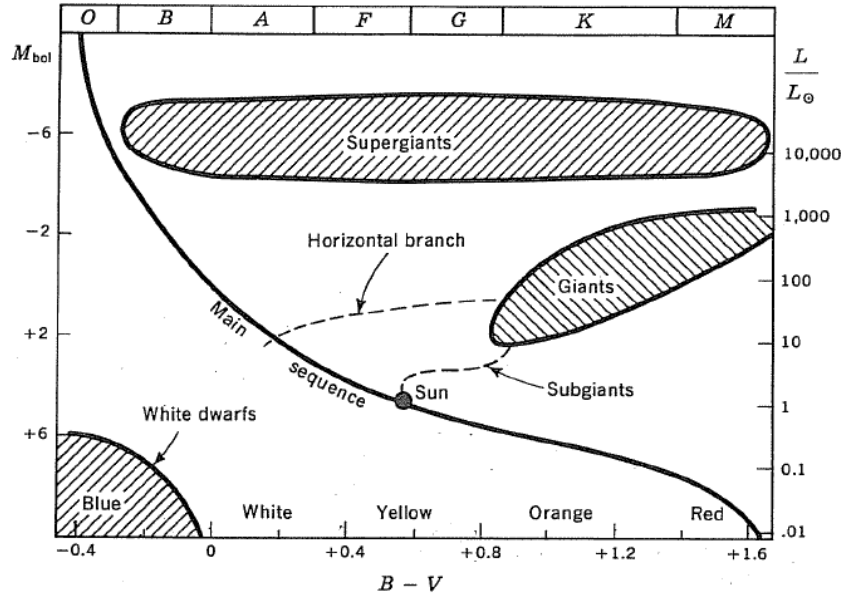


Figura 2.1: Regiones del diagrama HR para un gran conjunto de estrellas (Clayton, 1983).

De este gráfico podemos distinguir diversas regiones, (según sus iniciales en inglés):

- La Secuencia Principal (MS).
- La Rama de las Subgigantes (SGB).
- La Rama Horizontal (HB).
- La Rama Asintótica de las Gigantes (AGB).

Cada una de estas regiones está asociada a un momento particular de la evolución de cada una de las estrellas. Si una región está poblada en el diagrama HR, naturalmente hay un número considerable de estrellas que se encuentran en esa región. Por lo tanto, podríamos decir que un diagrama HR de un conjunto de estrellas es una foto de los valores de luminosidad y temperatura efectiva para estrellas con diferente masa, edad, radio, etc. (esto puede verse bien cuando se calcula de manera numérica el camino evolutivo de las estrellas).

Por ejemplo, si uno graficara el diagrama HR de un cúmulo globular (que al ser más viejos le da más tiempo a las estrellas de menor masa a evolucionar en comparación con cúmulos abiertos) como en la figura 2.2, se podría ver estrellas en todas las regiones anteriormente mencionadas, al tener estrellas en todos los estados evolutivos, y se podría ver bien las regiones esquemáticamente representadas en la figura 2.1.

Podríamos resumir muy breve y conceptualmente el camino recorrido por una estrella a lo largo de su evolución del siguiente modo:

Cronológicamente, las estrellas al formarse llegan a la secuencia principal, donde pasan la mayor

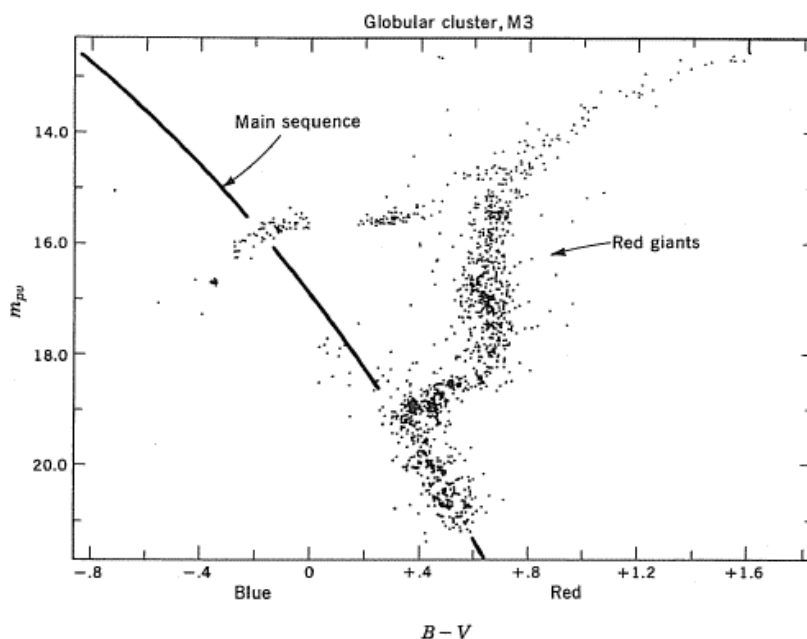


Figura 2.2: Diagrama HR para el cúmulo globular M3 (Clayton, 1983).

cantidad de tiempo de vida, para luego salir de ella en el *turn-off point* y ascender por la rama de las gigantes. Ese ascenso dura hasta que se produce el *flash* de He (sólo en el caso de masas pequeñas), llevándolas a la rama horizontal. Luego de un tiempo allí, suben por la rama asintótica de las gigantes hasta que eventualmente terminan como enana blanca (WD, según sus iniciales en inglés). Para las estrellas de mayor masa, no se produce el *flash* del He y sigue su evolución hasta terminar como un agujero negro o una estrella de neutrones. En las secciones siguientes, se detallará esta evolución para estrellas de baja masa y se hará una mención para el caso de alta masa.

Algo común a todas las estrellas es que se forman de materia interestelar. Una nube homogénea de gas se puede volver inestable gravitacionalmente y colapsar. La masa necesaria de la nube para poder tener una inestabilidad gravitacional y colapsar está dada por la masa de Jeans: si la nube tiene una masa mayor a la masa de Jeans, puede fragmentarse y estos fragmentos se pueden volver inestables y colapsar más rápido que la nube. Este colapso es isotérmico y termina si los fragmentos quedan con masas del orden de masas solares.

Luego de este colapso se termina formando una protoestrella, la cual brilla por contracción gravitatoria. Esta evolución es muy rápida y es un estado transitorio en el que se acomodan las abundancias nucleares y se forma un núcleo en equilibrio hidrostático. Se puede ver esta evolución en la figura 2.3.

Cuando la estrella forma un profundo interior radiativo y colapsa lentamente, se contrae y sale de la línea de Hayashi, eventualmente llegando a la secuencia principal cuando inicia la

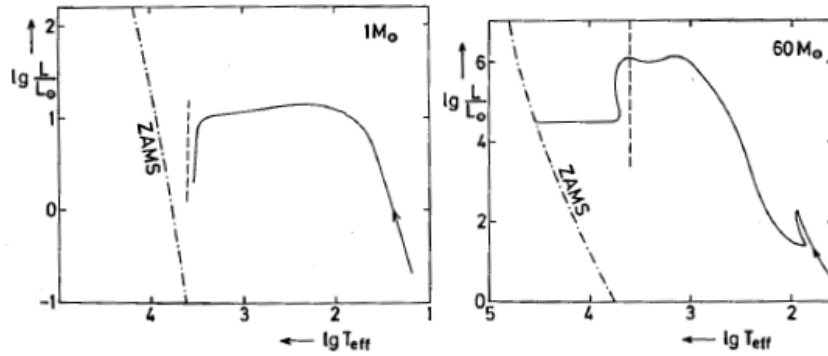


Figura 2.3: Diagrama HR para dos protoestrellas de distinta masa (Kippenhahn et al., 2012). La ZAMS (*Zero Age Main Sequence*, secuencia principal de edad cero) es una envolvente a izquierda de los caminos evolutivos, mientras que la línea punteada es la Línea de Hayashi (envolvente derecha de objetos que estén en equilibrio hidrostático).

quemado de hidrógeno en el núcleo. De hecho, la secuencia principal se caracteriza por la quema de hidrógeno en el núcleo (siendo ésta la reacción que más energía libera por gramo de material). El cambio de la estructura de la estrella es muy pequeño durante esta etapa, y por eso se mueve poco de la posición en la ZAMS hasta el momento en el que se agota el hidrógeno en el núcleo. En ese momento, la estrella sale de la secuencia principal y ese punto se llama *turn-off point*. La salida de la MS para distintas estrellas se puede observar en la figura 2.4.

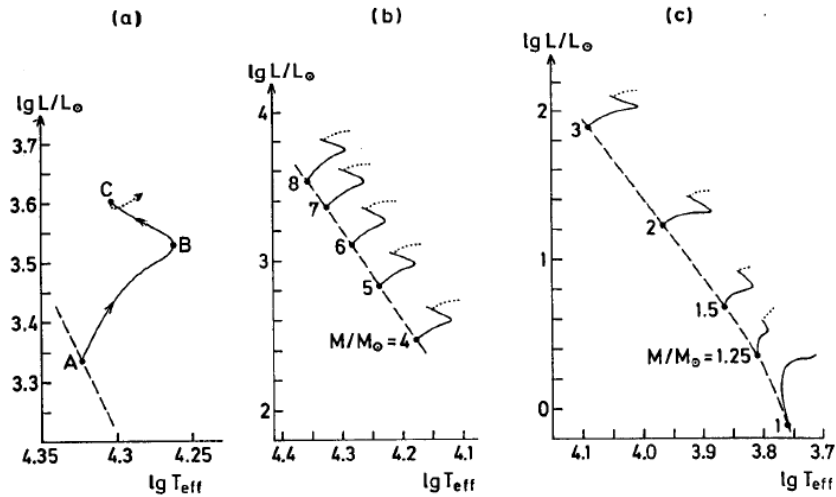


Figura 2.4: Salida de la MS para estrellas de diferente masa (Kippenhahn et al., 2012). La línea quebrada representa a la ZAMS. El punto A corresponde a edad cero, el B es del mínimo de T_{eff} y el C es cuando se agota el hidrógeno en el núcleo.

Esta evolución hasta alcanzar la ZAMS es común a todas las estrellas, independientemente de su masa inicial. Ahora veremos cómo cambia la evolución posterior para estrellas de baja masa y estrellas de alta masa. Es decir, desde el momento en que deja de quemar hidrógeno en el núcleo. Por ende, tiene un núcleo de helio y una envoltura de hidrógeno (que podrá presentar

quemado de hidrógeno en capa).

2.1.1. Evolución para estrellas de baja masa ($M < 2,0 - 2,3 M_{\odot}$)

La evolución para las estrellas de baja masa está gobernada por el ciclo protón-protón (PPI y PPII) y la presencia de un interior radiativo, no habiendo convección en el núcleo. La capa de He se forma más lentamente porque el H se gasta más lentamente (al ser lento debería ser más fácil encontrar una estrella en esas condiciones).

La luminosidad de la estrella irá aumentando a medida que aumente la masa en su núcleo (moviéndose sobre la RGB). Esto sucede hasta que la $M_{He} \sim 0,45 M_{\odot}$, cuando cambia la estructura y llega a un máximo de temperatura. La estrella tiene un núcleo no degenerado y electrones fuertemente degenerados, lo cual acelera los procesos (gobernados por los electrones) y esto produce el *flash* del He, haciendo que se expandan las capas internas y se contraigan las capas externas.

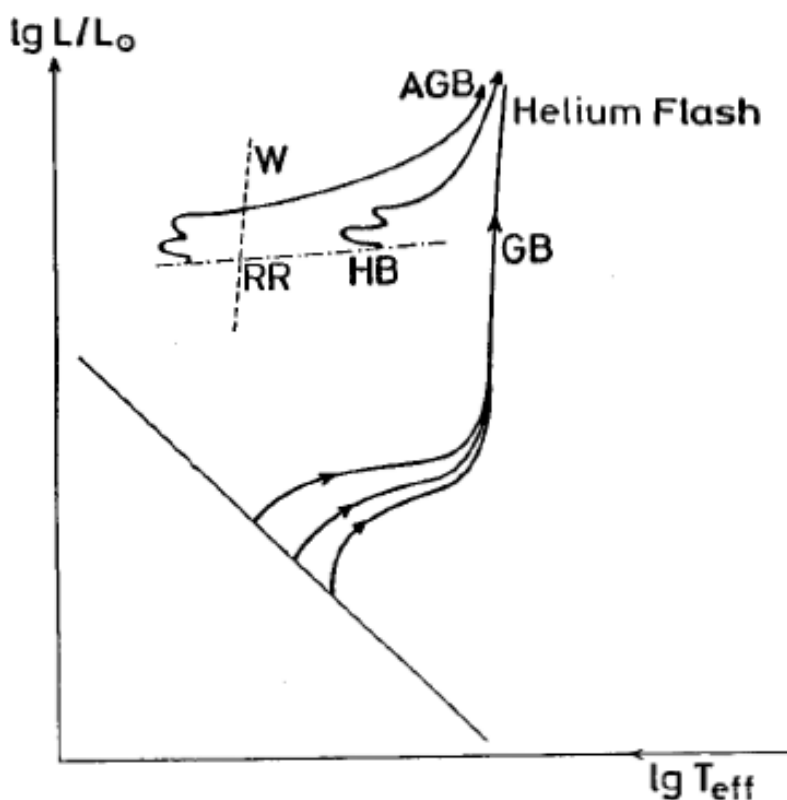


Figura 2.5: Camino evolutivo para tres estrellas de baja masa (Kippenhahn et al., 2012). Las líneas quebradas denotan las zonas en la que están las estrellas RR Lyrae y las W Vir.

Luego del *flash* del He, las estrellas entran en la rama horizontal (la cual es una familia de

estructuras que difieren en masa y que tienen una luminosidad muy similar, pero no es una secuencia evolutiva). Las estrellas en la rama horizontal tienen un núcleo de He parcialmente degenerado, que produce C y O, y una cáscara que quema H en He. Estando presentes los dos procesos (He en C y O, H en He), la estrella ascenderá por la rama asintótica de las gigantes, teniendo pulsos térmicos en los que se va enfriando mientras su envoltura va perdiendo masa y se empieza a contraer. Este proceso continúa hasta que se extingue la quema en capa y la estrella se vuelve una enana blanca. El valor de la masa con el que termina la enana blanca entonces es muy dependiente de la cantidad de masa que pierde la estrella en la etapa de gigante roja.

Esta evolución post AGB para una estrella de baja masa puede verse en la figura 2.6.

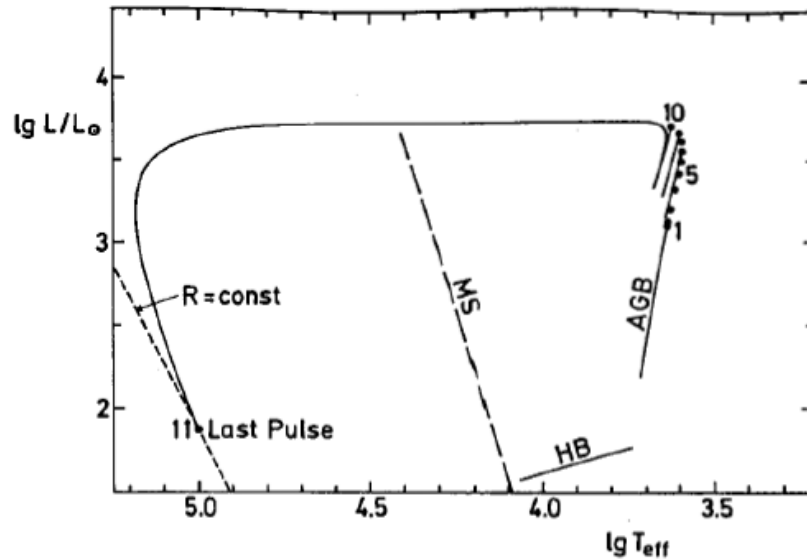


Figura 2.6: Evolución post AGB para una estrella de $0.6 M_{\odot}$ (Kippenhahn et al., 2012). Cada punto relleno es un pulso térmico.

La estructura de las enanas blancas queda descrita mediante la teoría de Chandrasekhar (Chandrasekhar, 1957), la cual se basa en que, en estos objetos, la presión es producida solo por los electrones degenerados ideales (no interactuantes), mientras que los iones no degenerados aportan la masa de la estrella. La enana blanca no tiene reacciones nucleares y se asume que está en equilibrio hidrostático.

Se pueden analizar las propiedades de las enanas blancas a partir de su ecuación de estado y obtener, por ejemplo, la relación masa-radio que se muestra en la figura 2.7.

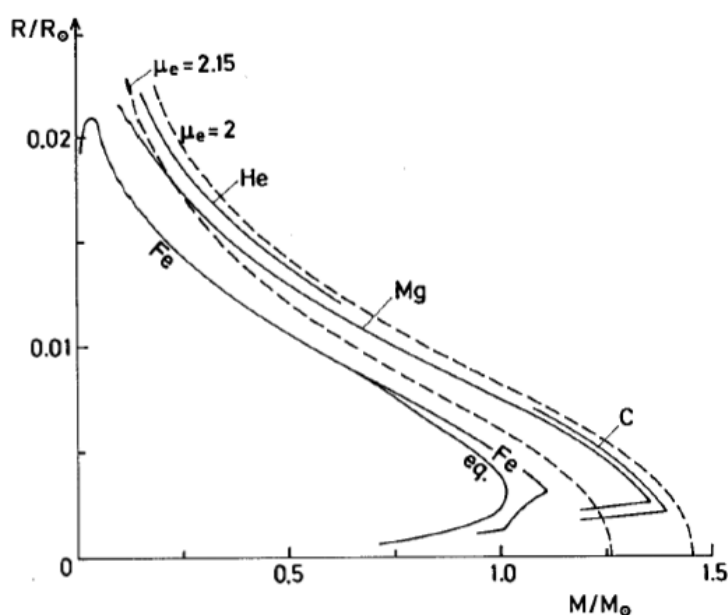


Figura 2.7: Relación Masa-Radius teórica para enanas blancas a $T = 0$ con distintas composiciones químicas en equilibrio, para una ecuación de estado con interacciones (Hamada & Salpeter, 1961). La línea quebrada corresponde a la solución para gases no interactuantes.

2.1.2. Evolución para estrellas de masa intermedia ($2,3 M_{\odot} < M < 8 - 10 M_{\odot}$)

La evolución para estrellas de masa intermedia es similar al caso de masas bajas (solo que son más calientes y menos densas). Estas estrellas sufren eventos de pérdida de masa por vientos más intensas durante su evolución. Por esta razón, son objetos que resultan tener una masa menor a la masa de Chandrasekhar ($M_{ch} = 1,4M_{\odot}$).

Luego de terminada la fase de quema de hidrógeno en su núcleo, la estrella tiene un núcleo de helio (el cual, al no tener fuentes de energía, se vuelve isoterma) y una envoltura de hidrógeno. En esta envoltura es donde se da quema de hidrógeno en helio.

La envoltura de la estrella comienza a expandirse mientras se contrae el núcleo (*mirror principle*). La energía liberada por contracción del núcleo fluye hacia el exterior, evitando que el núcleo se vuelva isoterma.

La expansión transforma a la estrella en una gigante roja tan rápido que hay baja probabilidad de observarla durante esta etapa evolutiva (*Hertzsprung gap*, un área del diagrama HR entre la secuencia principal y las gigantes rojas con una marcada deficiencia de estrellas observadas).

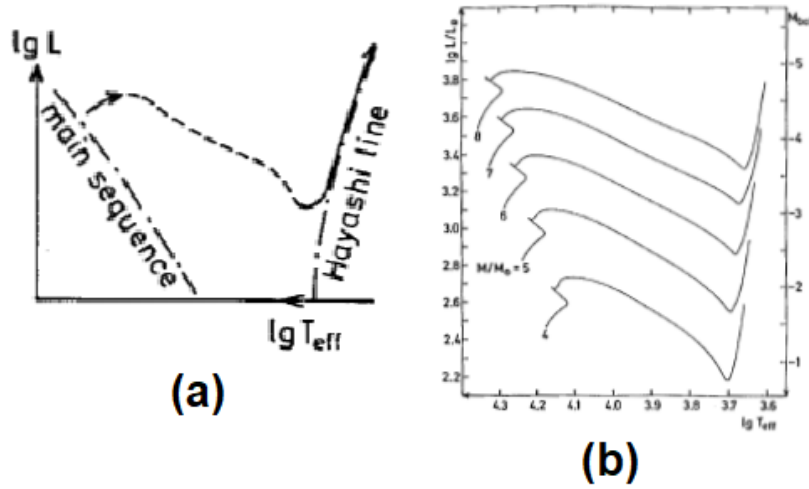


Figura 2.8: Diagrama HR post MS para estrellas de masa intermedia/alta. (a): Movimiento hacia la línea de Hayashi para una estrella de $3 M_{\odot}$. (b): Idem para masas entre $4M_{\odot}$ y $8M_{\odot}$ (Kippenhahn et al., 2012).

Esta evolución es similar de manera cualitativa para toda estrella en la que el núcleo de helio se enciende antes de que se vuelva degenerado (para masas entre $2,5M_{\odot}$ y $10M_{\odot}$, como puede verse en la figura 2.8). La rápida contracción y calentamiento del núcleo permite que se produzca la quema de helio en esa zona. Esto posiciona a la estrella en la región de las gigantes rojas en el diagrama HR, cerca de la línea de Hayashi.

Cuanto mayor sea la masa de la estrella, más profunda será la zona convectiva que se genera, permitiendo esto que se produzca un movimiento de materia desde las zonas interiores hacia la superficie estelar.

En esta etapa (en la región de las gigantes rojas durante la quema de helio en el núcleo) es donde se producen *loops* en el diagrama HR, con la estrella alejándose de la zona de la línea de Hayashi, para luego volver hacia el mismo lugar. Estos *loops* se producen debido a que la capa produce energía que incrementa la temperatura y esto la expande, haciendo que el incremento de temperatura aumente la luminosidad de la capa. Sin embargo, al expandirse la capa se reduce la temperatura de la capa de hidrógeno, lo cual hace reducir la luminosidad de la capa de hidrógeno (la cual es la más influyente en la luminosidad total de la estrella). Luego del pico de expansión, la capa de helio deja de ser inestable y comienza a contraerse, calentando a la capa de hidrógeno y haciendo que recupere su productividad. En un lapso de 10^3 años se da toda esta secuencia, para que posteriormente la capa de helio se vuelva inestable nuevamente y se repita el proceso en un nuevo *loop*.

Cuando termina la quema de helio en el núcleo, este proceso se traslada a una capa concéntrica que rodea a dicho núcleo. En este proceso, la masa del núcleo de C-O se incrementa en masa y

se contrae, mientras que la capa de helio se expande y la envoltura de hidrógeno se contrae. La temperatura en la envoltura de hidrógeno decrece tanto que cesa la quema de hidrógeno. Con esto, la contracción del núcleo queda acompañada por una expansión de todas las capas por encima de la de helio y aumenta fuertemente la luminosidad y la masa del núcleo de C-O.

La evolución posterior depende críticamente de la condición de que el núcleo de C-O se vuelva degenerado en la contracción. La contracción es prácticamente independiente de la envoltura, por lo que la masa del núcleo es la que determina la diferencia entre casos.

Si la masa del núcleo (M_c) es menor o igual a la masa de Chandrasekhar ($M_{ch} \sim 1,4M_\odot$), la temperatura central alcanza un máximo y luego disminuye debido a la degeneración, mientras que, si la masa es mayor a la masa de Chandrasekhar, la temperatura continúa incrementándose. Se pueden diferenciar cuatro casos en base a los valores de la masa del núcleo:

- Caso 1: si $M_c < M_{ch}$ y la envoltura no es lo suficientemente masiva como para que M_c no alcance M_{ch} y la temperatura aumente en régimen no degenerado hasta el máximo, para que luego el núcleo se degenere y comience a enfriarse hasta volverse una enana blanca.
- Caso 2: si $M_c < M_{ch}$ pero la envoltura es lo suficientemente masiva como para que al quemar en capa se alcance a la M_{ch} , lo cual hace que el núcleo se vuelva degenerado y se enfríe luego de llegar a un máximo. Esto permite que se encienda el carbono.
- Caso 3: si $M_{ch} < M_c \leq 40M_\odot$ directamente se omite la región de degeneración no relativista y el núcleo se calienta tanto como para producir reacciones nucleares más altas, comenzando un colapso central que puede derivar en una estrella de neutrones y en la eyección de la envoltura.
- Caso 4: si $M_c \geq 40M_\odot$ el núcleo también llega a quemar carbono en condiciones no degeneradas, pero el núcleo comienza a colapsar adiabáticamente hasta que alcance la temperatura de quema de oxígeno. Luego de esto, puede detenerse el colapso y hacer que la estrella explote o que siga hasta llegar al escenario del caso 3.

2.1.3. Evolución para estrellas de alta masa ($M > 10 M_\odot$)

Las estrellas de alta masa tienen masas que exceden ampliamente los valores considerados por este trabajo, por lo que no describiremos en detalle la evolución de estos objetos. Cabe destacar que para el caso de estrellas de alta masa la situación es diferente a las anteriores. Tienen un interior convectivo, rotan rápido y tienen un tiempo de vida menor por la cantidad de combustible que emplean. El ciclo que gobierna su evolución es el ciclo CNO (a diferencia del PP para las de menor masa). La masa en el núcleo convectivo es mucho mayor que en las estrellas de baja masa.

La temperatura que tienen en su núcleo es tan alta que pueden arrancar a quemar He sin

pasar por el proceso que deriva en el *flash* del He. Luego de quemar He y tener un núcleo de C,O se produce la quema de estos elementos mediante ciertos procesos. Finalmente, la pérdida de masa, aunque sea alta, no es suficiente para quedar por debajo de la masa de Chandrasekhar y esto provoca que tenga un final violento (ya sea con una supernova y terminando en una estrella de neutrones, o implosionando y volviéndose un agujero negro).

Capítulo 3

Evolución Binaria

3.1. Introducción

La mayoría de las estrellas del Universo se encuentran en sistemas múltiples (en particular, sistemas binarios) y en hasta un 50 % de ellos las estrellas están lo suficientemente cerca como para que haya transferencia de masa (formando un disco de acreción en muchos casos).

Los sistemas binarios pueden ser muy variados, teniendo sistemas con dos estrellas no degeneradas, o una estrella compacta (enana blanca, estrella de neutrones o agujero negro), o dos estrellas compactas cualesquiera.

En una gran cantidad de sistemas binarios las estrellas están lo suficientemente alejadas como para que no haya una interacción fuerte y ambas estrellas evolucionan como estrellas aisladas. Sin embargo, en los casos en los que el periodo orbital es suficientemente corto, las estrellas están tan cerca que les permite intercambiar importantes cantidades de masa entre ellas, y esto cambia la estructura y evolución posterior de ambas componentes del par. Los sistemas binarios interactuantes representan entre un 30 y 50 % de la totalidad de sistemas binarios.

3.2. Clasificación de sistemas binarios

Los sistemas binarios se pueden clasificar de acuerdo a cómo se ven para un observador.

- Binarias visuales: el movimiento periódico de ambas componentes se puede ver en el cielo (si solo se puede ver el movimiento de una es una binaria astrométrica).
- Binarias espectroscópicas: el corrimiento Doppler periódico se puede detectar en una o más líneas espectrales (*double-lined* o *single-lined*, si se pueden ver o no para ambas estrellas).
- Binarias fotométricas: donde se puede observar una variación periódica del flujo o del color, etc. (si bien esto no es suficiente para probar que el sistema es binario porque podría ser

una estrella variable).

- Binarias eclipsantes: si al menos una estrella eclipsa la otra durante una parte de su órbita (estos sistemas permiten determinar parámetros básicos como el radio y la masa).

Un concepto importante para el estudio de los sistemas binarios es el lóbulo de Roche. Si uno piensa en el problema restringido de los tres cuerpos, puede describir el movimiento de una partícula de prueba de masa despreciable en el campo gravitacional de dos masas M_1 y M_2 que se mueven a lo largo de una órbita circular. Se puede definir un potencial efectivo en un sistema de referencia co-rotante que incluye el potencial gravitacional de las dos masas y la fuerza centrífuga que actúa sobre la partícula de prueba). Este potencial tiene 5 puntos llamados “Puntos de Lagrange”, donde el gradiente del potencial efectivo es 0. Los tres puntos de Lagrange más importantes para la evolución estelar están sobre la línea que une a las dos estrellas. El más importante en caso es el punto de Lagrange del medio, llamado L_1 .

Este punto de Lagrange se encuentra sobre la superficie equipotencial que conecta las regiones de influencia gravitacional de las dos estrellas. Esto significa que, si una estrella llena su lóbulo de Roche (la parte del potencial que encierra a la estrella), puede haber flujo de materia a través del punto L_1 hacia el lóbulo de Roche de la otra estrella. Este tipo de transferencia de masa se denomina transferencia de masa por desborde del lóbulo de Roche, o *Roche-lobe overflow* (RLOF).

El radio efectivo del lóbulo de Roche para la estrella de masa M_1 tiene la siguiente forma:

$$R_L = \frac{0,49 q^{-2/3}}{0,6 q^{-2/3} + \ln(1 + q^{-1/3})} \cdot A \quad (3.1)$$

donde A es la separación orbital, $q = \frac{M_1}{M_2}$ y es análogo para la estrella de masa M_2 (Eggleton, 1983).

Otra forma de clasificar a las binarias es de acuerdo a la comparación entre el radio de las dos estrellas respecto al radio del lóbulo de Roche.

- Binarias separadas: ninguna de las dos estrellas llena su respectivo lóbulo de Roche (o sea, tienen radios menores al radio del lóbulo de Roche). En estos sistemas no hay transferencia de masa via RLOF.
- Binarias semi-separadas: una de las dos estrellas llena su lóbulo de Roche, habiendo transferencia de masa via RLOF.
- Binarias en contacto (o de envoltura común): ambas estrellas llenan o sobrepasan su respectivo lóbulo de Roche. Si la envoltura común que tienen sobrepasa los otros puntos L_2 y L_3 , puede salir masa de la binaria al exterior y formar un disco circundante alrededor

del sistema.

La transferencia de masa mediante RLOF también puede separarse en 3 casos, dependiendo del estado evolutivo de la estrella donante al inicio de la transferencia de masa:

- Caso A: la estrella está en la secuencia principal quemando hidrógeno.
- Caso B: la estrella terminó la quema de hidrógeno pero aún no quema helio en su núcleo.
- Caso C: la estrella completó la quema de helio en el núcleo.

La evolución en cada caso es diferente, como puede visualizarse en la figura 3.1.

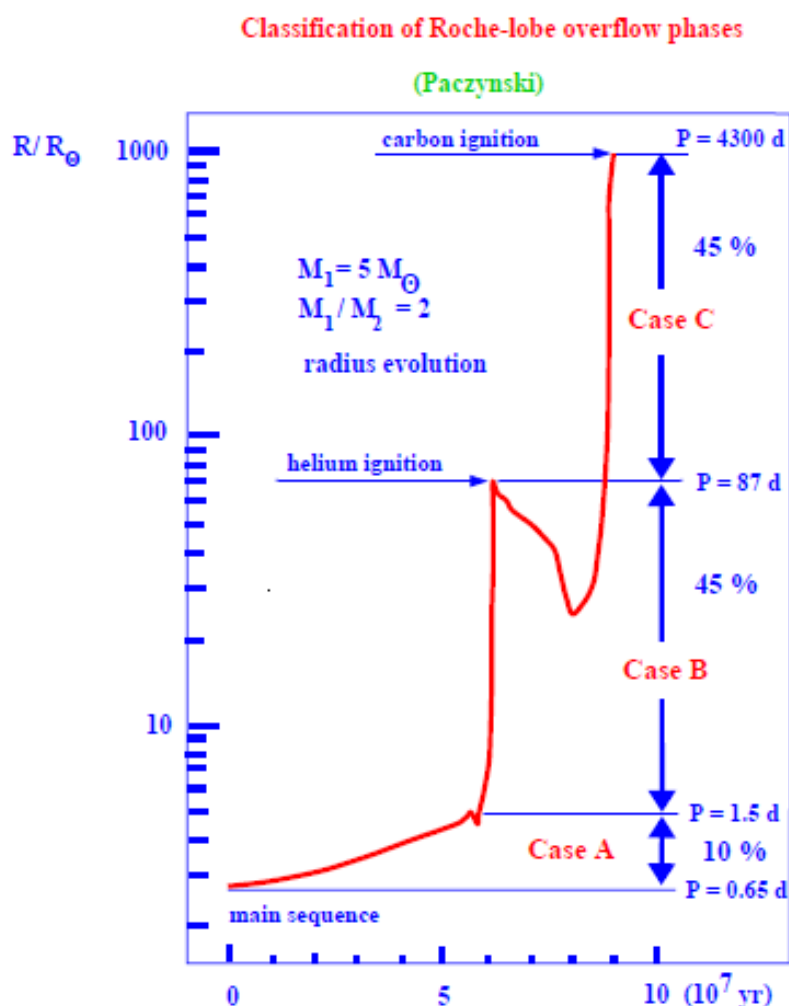


Figura 3.1: Evolución del radio para una estrella de $5 M_{\odot}$ (Paczyński, 1971). Se puede ver la diferencia en crecimiento del radio de acuerdo al caso en el que se encuentre.

Cuando sucede el RLOF, hay dos posibilidades (como puede verse en la figura 3.2:

- **Transferencia estable:** casi conservativa, donde la mayor parte de la masa perdida por la estrella donante es acretaada por la compañera, generalmente aumentando el valor del período orbital. Esta transferencia de masa termina cuando la mayor parte de la envoltura de hidrógeno de la donora fue transferida a la compañera. Este proceso rejuvenece a la estrella acretante (si aún está en la secuencia principal) y se muestra como si fuera una estrella más masiva de secuencia principal. En el caso de estrellas masivas, si la acretante ya salió de la MS, puede alterar su evolución.
- **Transferencia inestable:** cuando la estrella receptora no puede acretar todo el material transferido por la donora, haciendo que se acumule y expanda la estrella, llenando y sobrepasando el lóbulo de Roche de la acretora. Esto lleva a que se forme una envoltura común (CE), donde el núcleo de la donora y la compañera están inmersas en la envoltura de la estrella donora. Esto sucede generalmente cuando la estrella donora es una gigante o supergigante con envoltura convectiva.

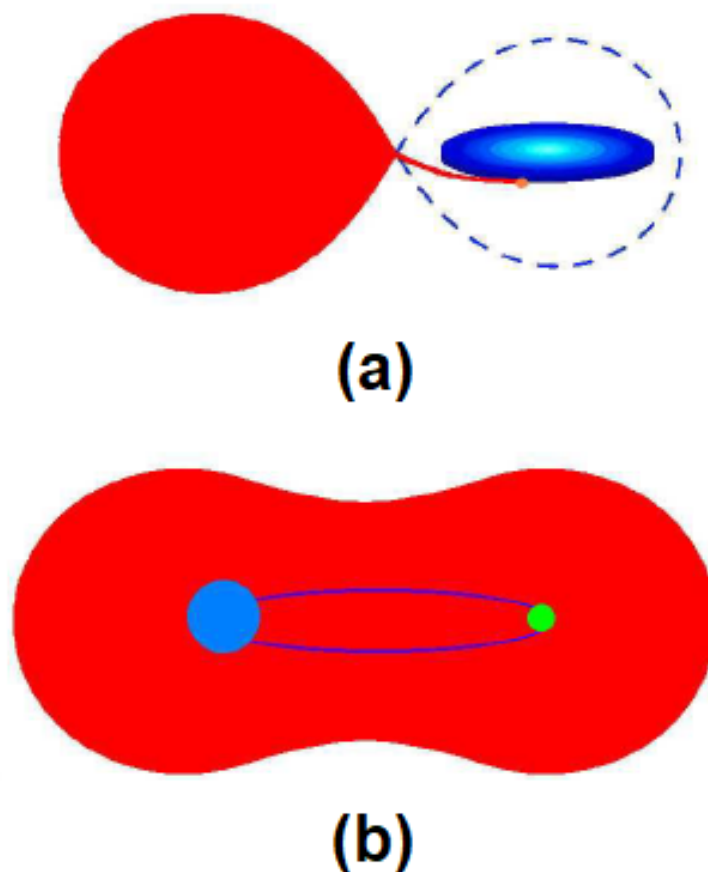


Figura 3.2: Transferencia de masa por RLOF estable (a) e inestable (b) (Podsiadlowski, 2014).

Los sistemas de envoltura común tienden a producir sistemas con periodos muy cortos (pueden llevar a una binaria separada inicialmente con periodos de muchos años a una binaria muy

cercana con periodo orbital de horas a días). En el caso de que la energía orbital liberada a medida que se cierra el sistema no sea suficiente para eyectar la envoltura, el proceso continúa hasta que el núcleo de la donora se fusiona con la compañera, produciendo una única estrella que sea un rotador rápido.

De las distintas combinaciones que se pueden dar sobre sistemas binarios en base a la clasificación previamente mencionada, el caso de interés para este estudio será el de los sistemas que generan púlsares de milisegundo, los cuales veremos en detalle a continuación.

3.3. Formación de púlsares de milisegundo

Generalmente, las binarias de rayos X son sistemas binarios en donde la transferencia de masa se da o por RLOF o por vientos estelares desde la estrella donora a una compañera compacta (generalmente una estrella de neutrones o agujero negro).

Las binarias de rayos X están divididas en dos grandes grupos: las binarias de rayos X de baja masa (LMXB, por sus siglas en inglés), con masas de las donantes $\lesssim 1,5M_{\odot}$ y las binarias de rayos X de alta masa (HMXB, por sus siglas en inglés), con masas de las donantes $\gtrsim 10M_{\odot}$. Los LMXB probablemente provienen de sistemas donde la estrella donora tenía una masa inicial de 1.5 - 4.5 M_{\odot} y son los que incluyen a los púlsares de milisegundo. Sin embargo, también puede haber de masas que estén entre esos dos rangos.

Dentro de la población de púlsares de radio hay aproximadamente 200 púlsares con corto periodo de spin (tan corto como 1.4 ms) y campos magnéticos relativamente débiles ($\lesssim 10^9 G$). La mayoría de estas fuentes están en sistemas binarios. Se cree que son púlsares reciclados que obtuvieron periodos de spin tan cortos por acreción de masa y momento angular de las estrellas compañeras (Bhattacharya & van den Heuvel, 1991).

Capítulo 4

Metodología

4.1. Código de evolución binaria

En este capítulo, se realizará una descripción del código de evolución binaria utilizado en este trabajo, partiendo por las ecuaciones necesarias para modelar la evolución de una estrella en el tiempo y así eventualmente llegar a la evolución binaria con transferencia de masa. Finalmente, se darán detalles sobre la metodología utilizada y los datos iniciales.

Como se mencionó en la introducción, el código de evolución binaria utilizado fue desarrollado en su totalidad en la Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas de La Plata (FCAG), junto con el Instituto de Astrofísica de La Plata (IALP) - CONICET (Benvenuto & De Vito, 2003; De Vito & Benvenuto, 2010; Benvenuto et al., 2014), el cual modela al sistema binario a lo largo de toda su historia (desde la formación de la estrella donante hasta que pierda demasiada masa o que el sistema alcance la edad del Universo).

4.1.1. Modelado de una estrella

Para modelar una estrella aislada suponemos simetría esférica del objeto, se desprecia el efecto de la rotación de la estrella y los campos magnéticos. De esta forma, las ecuaciones de estructura estelar que darán lugar a un código estelar hidrodinámico (Clayton, 1983; Kippenhahn et al., 2012; Kutter & Sparks, 1972) son las siguientes:

La ecuación de Euler para el movimiento de un fluido:

$$\frac{\partial v}{\partial t} + v \frac{\partial v}{\partial r} = -\frac{1}{\rho} \frac{\partial P}{\partial r} - \frac{Gm_r}{r^2} \quad (4.1)$$

donde v es la velocidad del fluido, P es la presión, ρ la densidad, G la constante de Newton y m_r es la masa encerrada en una esfera de radio r .

La definición de velocidad:

$$\frac{\partial r}{\partial t} = v \quad (4.2)$$

La ecuación de conservación de masa:

$$\frac{\partial m_r}{\partial r} = 4\pi r^2 \rho \quad (4.3)$$

La ecuación de balance energético:

$$\frac{\partial l_r}{\partial r} = 4\pi r^2 \rho \left(\varepsilon_{nuc} - \varepsilon_\nu - T \frac{\partial S}{\partial t} \right) \quad (4.4)$$

donde l_r es la luminosidad al radio r , ε_{nuc} es la energía generada por reacciones nucleares, ε_ν es la energía perdida por emisión de neutrinos, S es la entropía y T es la temperatura.

La ecuación de transporte de energía para el caso radiativo:

$$\frac{\partial T}{\partial r} = -\frac{3}{4ac} \frac{\kappa \rho}{T^3} \frac{l_r}{4\pi^2 r^2} \quad (4.5)$$

donde $a = 4\frac{\sigma}{c}$ (σ es la constante de Stefan-Boltzmann), c es la velocidad de la luz y κ es la opacidad.

La ecuación de transporte de energía para el caso convectivo:

$$\frac{\partial T}{\partial r} = \nabla_{conv} \frac{T}{P} \frac{\partial P}{\partial r} \quad (4.6)$$

donde $\nabla_{conv} = \frac{d \ln(T)}{d \ln(P)}$ es el gradiente para el caso convectivo.

Resolver este conjunto de ecuaciones nos permite obtener la evolución estelar de una estrella aislada esféricamente simétrica, sin considerar efectos de campos magnéticos ni rotación. Además, tenemos la descripción detallada de la estructura de la estrella en determinados instantes de la evolución.

4.1.2. Modelado de un sistema binario

Para poder modelar un sistema binario, hay que tomar un par de consideraciones extra. Suponemos que ambos objetos son esféricos (despreciando la no esfericidad de las superficies equipotenciales, como el lóbulo de Roche). Además, consideramos que ambos objetos se mueven en órbitas circulares y que la única fuerza de interacción entre ambos es la gravitatoria (ignorando efectos como la irradiación).

Se utilizan coordenadas lagrangianas, para lo cual se define la coordenada independiente:

$$\xi = \ln \left(1 - \frac{m_r}{M} \right) \quad (4.7)$$

Se transforman logarítmicamente el radio, presión y temperatura (considerando a l_r y a v linealmente):

$$p = \ln P$$

$$\theta = \ln T$$

$$x = \ln r$$

La ecuación de conservación de energía (ecuación 4.4) se ve modificada con respecto a la usada para la evolución de una estrella a masa fija, de manera que:

$$\frac{\partial l_r}{\partial m_r} = \varepsilon_{nuc} - \varepsilon_\nu - T \left(\frac{\partial S}{\partial t} \Big|_\xi + \frac{d\xi}{dt} \Big|_{m_r} \frac{\partial S}{\partial \xi} \Big|_t \right) \quad (4.8)$$

Esto se plantea de esta manera para que las derivadas dependan de la tasa de transferencia de masa y esto permite tratarla como una nueva variable para el código.

La evolución de la coordenada independiente es:

$$\frac{d\xi}{dt} \Big|_{m_r} = \frac{\dot{M}}{M} (e^{-\xi} - 1) \quad (4.9)$$

La masa de un modelo depende de la masa calculada en el modelo anterior de acuerdo a:

$$M = M^{prev} + \dot{M} \delta t \quad (4.10)$$

Además, se utiliza la fórmula de Eggleton (1983) para el radio efectivo R_L del lóbulo de Roche (ecuación 3.1).

Para la evolución orbital del sistema, suponemos transferencia de masa no conservativa (habiendo pérdida de momento angular del sistema). Siguiendo los trabajos de Rappaport et al. (1982, 1983), esto se especifica con dos parámetros libres:

- β , que es la fracción de masa perdida por la estrella donante que es acretaada por la estrella acretaante.
- α , que es el momento angular específico de la materia perdida del sistema (en unidades de $2\pi a^2/P$).

Durante las etapas de transferencia de masa se asume que el radio de la estrella donante es aproximadamente el del radio del lóbulo de Roche. En los episodios de transferencia de masa se realiza una integración orbital por cada iteración, utilizando el método de Runge-Kutta.

4.2. Metodología

Para este trabajo, se fijó la masa inicial de la estrella compañera (púlsar) en $M_2 = 1,4M_\odot$. Se variaron los valores de la masa inicial de la estrella donante y los valores de período inicial del sistema de la siguiente forma:

- Para la masa de la estrella donante, se consideraron valores entre $0,50M_\odot$ y $2,00M_\odot$ con paso de $0,25M_\odot$.
- Para el período orbital inicial, se hizo lo mismo, desde 0.50 días hasta 2.00 días, con paso de 0.25 días.

En todos los casos se consideró una estrella donante con metalicidad solar.

Se realizaron simulaciones con todas las combinaciones de masa inicial y período inicial posibles. De ellas, hubo algunas que finalizaron por diversos motivos, detallados a continuación:

- Si transcurrió un tiempo comparable a la edad del Universo sin que se produzca transferencia de masa (corte por edad).
- Si la estrella donante perdió demasiada masa (corte por masa mínima).
- Si ya había transferencia de masa ya desde la ZAMS (corte por modelo de ZAMS que transfiere masa).
- Si la transferencia de masa era demasiado intensa (corte por transferencia de masa).

Debido a esto, solo algunos sistemas llegaron a completar su evolución desde protoestrella hasta alcanzar el *track* de enfriamiento, luego de distintos episodios de transferencia de masa.

Una tabla de las simulaciones se muestra a continuación, donde \checkmark implica que la estrella donante completó su evolución en estas condiciones.

	0.50	0.75	1.00	1.25	1.50	1.75	2.00	Periodo inicial [días]
0.50	CPE	X	X	X	X	X	X	
0.75	CPE	X	X	X	X	X	X	
1.00	CPE	X	X	X	X	X	X	
1.25	CPM	✓	✓	✓	✓	✓	✓	
1.50	CPM	✓	✓	✓	✓	✓	✓	
1.75	CPZ	✓	✓	✓	✓	CPTM	CPTM	
2.00	CPZ	CPM	✓	✓	✓	✓	✓	
Masa inicial [M_{\odot}]								

Tabla 4.1: Tabla con las simulaciones realizadas. Referencias: CPE (Corta por Edad), CPM (Corta por Masa mínima), CPZ (Corta por modelo de ZAMS que transfiere masa), CPTM (Corte por demasiada transferencia de masa).

Por otro lado, se fijó la fracción de masa que pierde la donante y adquiere la compañera en $\beta = 0,5$ durante toda la simulación. Hemos realizado simulaciones cambiando el valor de β y no se encontraron diferencias significativas en los resultados. Esto puede verse, por ejemplo, para el caso de los diagramas HR que mostramos en la Figura 4.1, obtenidos a partir de las simulaciones numéricas correspondientes a un sistema binario con una estrella donante de masa $2.00 M_{\odot}$ y período inicial 1.25 días; hemos variado el valor de β considerando tres posibilidades (0,25, 0,50 y 0,75):

Podemos ver que no hay diferencias significativas en la evolución de la estrella donante entre las 3 simulaciones en estas condiciones. Por ende, si bien los resultados que presentamos en este trabajo se obtuvieron para $\beta = 0,5$, no hay indicios que impliquen un comportamiento diferente para otros valores de β . Esto está en concordancia con el trabajo de (De Vito & Benvenuto, 2012), que muestra que variar el valor de β no afecta significativamente la evolución de la estrella donante.

Luego de realizar los cálculos evolutivos, se analizaron los resultados obtenidos. A partir de los modelos numéricos, calculamos cantidades de interés, como la masa de la envoltura de H1 de la estrella donante al final de la simulación. Estos cálculos extra serán útiles para analizar nuestros resultados generales y obtener las conclusiones que se presentan en este trabajo.

4.3. Muestra Observacional

Para poder establecer si las simulaciones representan situaciones físicas posibles, se busca en la bibliografía un grupo de sistemas binarios que involucren una enana blanca (WD) acompañada de una estrella de neutrones (NS) dando lugar a un púlsar de milisegundo:

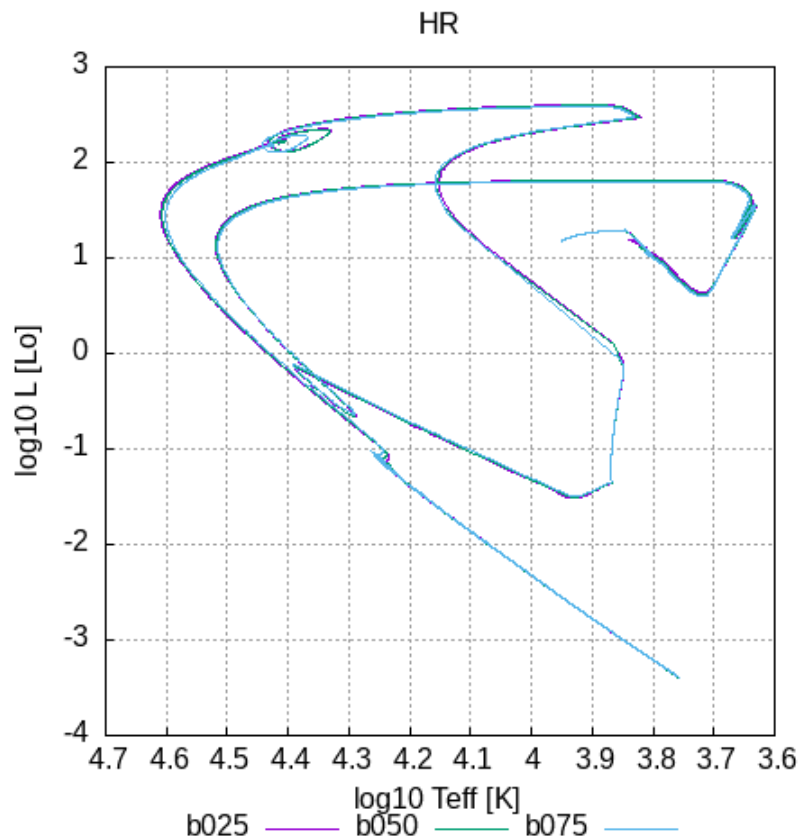


Figura 4.1: Diagrama HR para una simulación a distintos valores de β (0,25, 0,50 y 0,75 en colores violeta, verde y celeste, respectivamente).

- En Istrate et al. (2014), podemos ver la masa de la WD, la masa de la NS y el período orbital final del sistema para el púlsar PSR J0024–7204Y.
- En Kilic et al. (2015), está la masa de la WD, la masa de la NS, el período orbital y la temperatura efectiva para PSR J1738+0333.
- Del ATNF Pulsar Catalogue (Manchester et al., 2005), se buscaron púlsares que cumplieran $5 \text{ días} < P_{\text{orb}} < 50 \text{ días}$ y He WD como compañeras (para quedar con valores cercanos a las simulaciones) y de ahí se obtuvieron valores de masa y radio de las WD.

La lista de datos obtenidos de la muestra observacional está representada en la tabla 4.2:

Nombre	Masa WD [M_{\odot}]	P_{orb} [d]	Referencia
J0024-7204Y	0.17	0.5208	Istrate et al. (2014)
J1738+0333	0.18	0.35	Killic et al. (2015)
J0921-5202	0.274347	38.223675	ATNF Pulsar Catalogue
J1017-7156	0.221356	6.5119041	ATNF
J1405-4656	0.245898	8.95641988	ATNF
J1600-3053	0.240109	14.3484645	ATNF
J1630+3734	0.273778	12.52502574	ATNF
J1732-5049	0.209294	5.2629972176	ATNF
J1741+1351	0.279880	16.3353478283	ATNF
J1804-2717	0.234782	11.128711967	ATNF
J1806+2819	0.285101	43.866963	ATNF
J1811-0624	0.237203	9.38782916	ATNF
J1835-0114	0.208290	6.6925427	ATNF
J1904+0412	0.257815	14.934263	ATNF
J1921+1929	0.295474	39.64926375	ATNF
J1946+3417	0.249025	27.01994796	ATNF
J1950+2414	0.296931	22.19137127	ATNF
J2010+3051	0.237293	23.35889575	ATNF
J2015+0756	0.239888	6.4567191424	ATNF
J2236-5527	0.262253	12.68918715	ATNF

Tabla 4.2: Datos de la muestra observacional utilizada en este trabajo. En la primera columna se encuentra el nombre del pulsar que acompaña a la enana blanca; en la segunda columna la masa media de la enana blanca (calculada considerando una masa del pulsar de $1,35 M_{\odot}$ y una inclinación $i = 60^{\circ}$); en la tercera columna el periodo orbital y en la cuarta columna la fuente de la que se extrajeron los datos.

Capítulo 5

Resultados

5.1. Gráficos Generales

Al realizar las corridas con nuestro código de evolución binaria obtenemos un archivo de salida con la evolución temporal de los parámetros fundamentales que definen la estructura de la estrella donante. Se presenta en un formato de tabla con una gran cantidad de parámetros, evaluados en el número de modelo correspondiente. Esto nos provee de la evolución temporal de cada uno de estos parámetros (ya que el pasaje de un modelo al siguiente está directamente relacionado con la evolución temporal del sistema). Además, contamos con modelos particulares que nos describen la estructura estelar en determinados instantes.

Utilizando estas tablas que se generan para cada corrida, uno puede ver cómo varía cualquier par de parámetros y compararlos con las otras corridas.

De esta manera, se pueden obtener gráficos de parámetros muy importantes, como la temperatura efectiva T_{eff} , la Luminosidad, la masa de la estrella donante (cómo varía a lo largo de su evolución), la variación del periodo orbital del sistema, etc.

El programa de evolución binaria da como resultados muchos parámetros en diversas tablas de salida.

- Por un lado, en una tabla que involucra todo el recorrido evolutivo (*track*) y parámetros más globales (asociados a cada modelo), como las masas de estrellas, el periodo orbital, la edad del sistema y la tasa de pérdida de masa, entre otros.
- Por el otro, en tablas que se crean cada cierto número de modelos y que contienen información sobre parámetros de ese modelo en particular (asociados a las capas de la estrella), como la luminosidad de la capa, la abundancia de elementos químicos, la densidad y la opacidad, entre otros.

De estas tablas se puede obtener directamente la mayoría de los parámetros que se muestran

graficados en este trabajo. Sin embargo, un parámetro que hubo que calcular fue la masa de H1.

Para ello, se leyó la abundancia de H1 de todas las capas de cada modelo. Luego se calculó la masa de H1 en base a la masa total hasta el radio R y la abundancia entre ambas capas. Esto depende de la coordenada independiente (ξ) y de la masa total:

$$\xi = \ln\left(1 - \frac{m_r}{M}\right) \rightarrow m_r = M \cdot (1 - \exp(\xi)) \quad (5.1)$$

$$M_{H1} = \frac{abh_{r+1} - abh_r}{2} \cdot (m_{r+1} - m_r) \quad (5.2)$$

donde M_{H1} es la masa de H1, m_r es la masa encerrada en un radio r y abh_r es la abundancia de H1 hasta un radio r y M es la masa total de la estrella.

Esto nos da la masa de H1 en la capa y luego se calcula la masa de H1 en todas las capas, promediando la abundancia entre 2 capas consecutivas y multiplicando por la diferencia de masa entre 2 capas. Luego, al sumarlas, nos da la masa de la envoltura de H1 de toda la estrella.

Por ejemplo, entre una capa y la siguiente tenemos:

$$m_i = M \cdot (1 - \exp(\xi_i)) \quad (5.3)$$

$$m_{i+1} = M \cdot (1 - \exp(\xi_{i+1})) \quad (5.4)$$

$$M_{H1} = \frac{abh_{i+1} - abh_i}{2} \cdot (m_{i+1} - m_i) \quad (5.5)$$

El análisis de los parámetros se restringió a las corridas en las que se llega al *track* de enfriamiento, es decir, que no presente más episodios de transferencia de masa y lentamente alcance el estado de enana blanca. Estas corridas corresponden a las que presentan un \checkmark en la tabla 4.1. Para mayor información sobre los programas utilizados para la lectura y análisis de los datos de las tablas, léase el apéndice A.

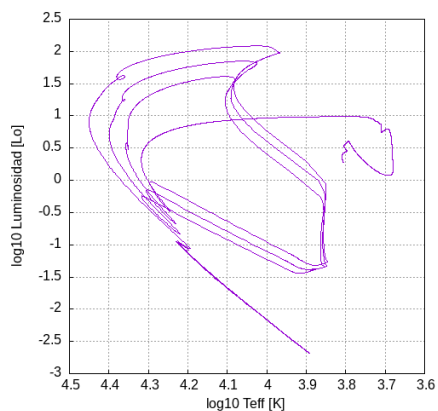
La consideración del punto en el que inicia el *track* de enfriamiento se hizo tomando como dicho punto al correspondiente al valor más alto de la temperatura efectiva T_{eff} .

Por ejemplo, para la corrida con masa donante inicial de $2.00 M_{\odot}$ y periodo inicial de 1.25 días, ese punto corresponde a $\log_{10} T_{\text{eff,max}} = 4,6073$.

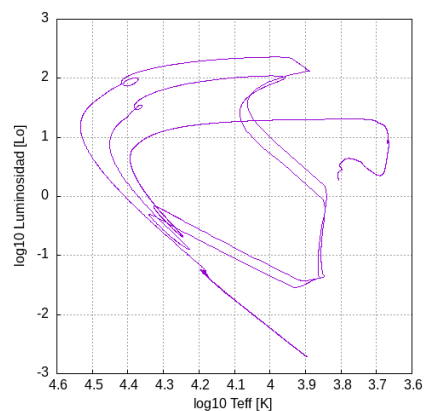
5.1.1. Recorridos evolutivos

En las figuras 5.1, 5.2, 5.3, y 5.4 mostramos los recorridos evolutivos mediante el diagrama HR, es decir $\log_{10}(T_{\text{eff}} [\text{K}])$ vs luminosidad $\log_{10}(L/L_{\odot})$. Las estrellas donantes corresponden a

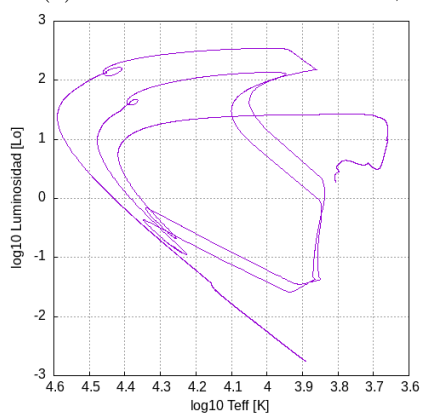
los sistemas binarios que hemos calculado en este trabajo (ver Tabla 4.1).



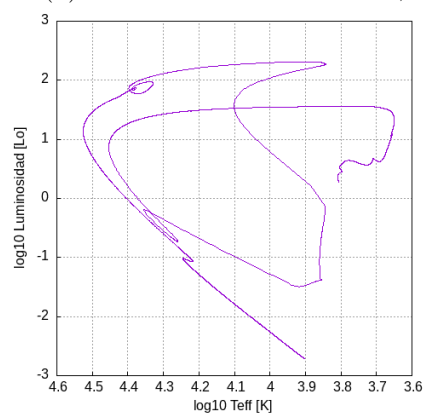
(a) Período orbital inicial de 0,75 d.



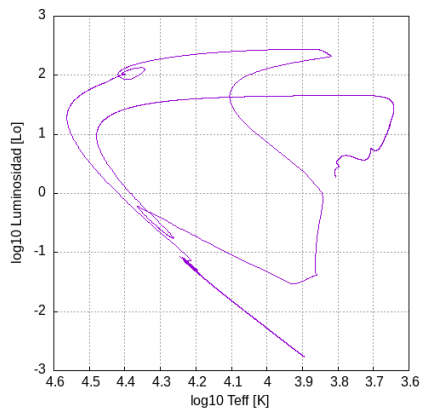
(b) Período orbital inicial de 1,00 d.



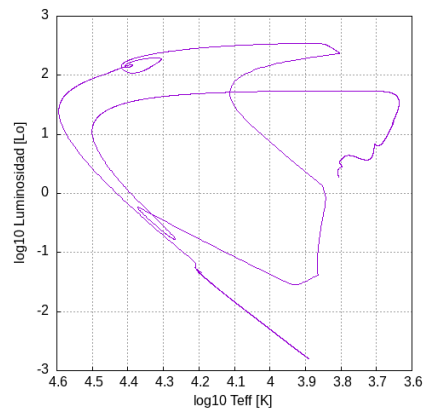
(c) Período orbital inicial de 1,25 d.



(d) Período orbital inicial de 1,50 d.

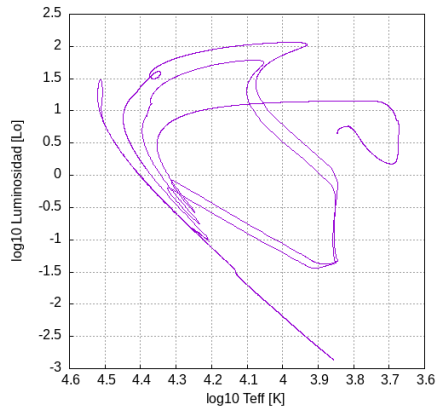


(e) Período orbital inicial de 1,75 d.

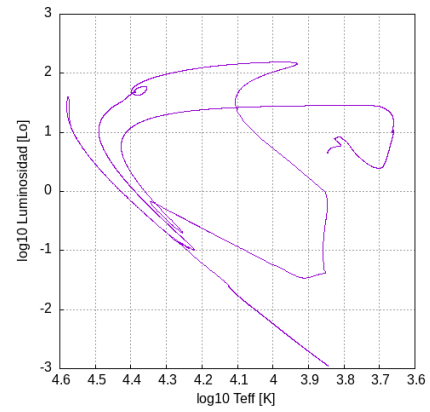


(f) Período orbital inicial de 2,00 d.

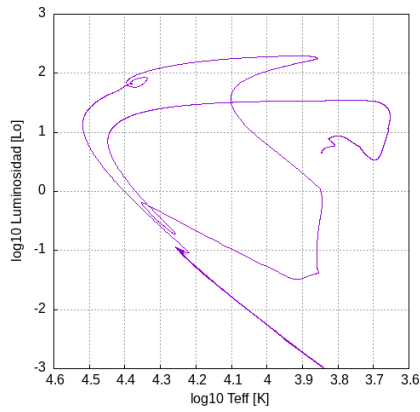
Figura 5.1: Diagrama HR para las simulaciones de masa donante inicial $M = 1,25M_{\odot}$.



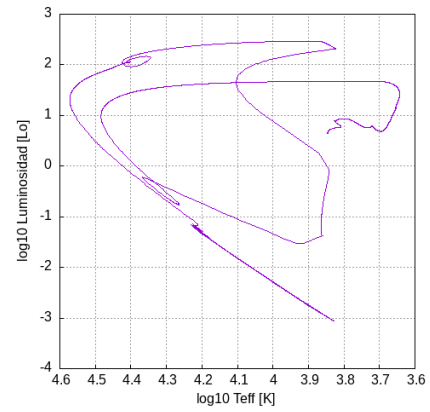
(a) Período orbital inicial de 0,75 d.



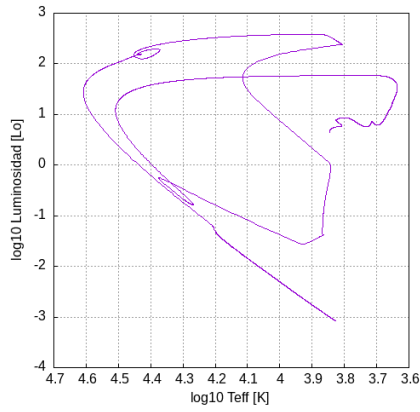
(b) Período orbital inicial de 1,00 d.



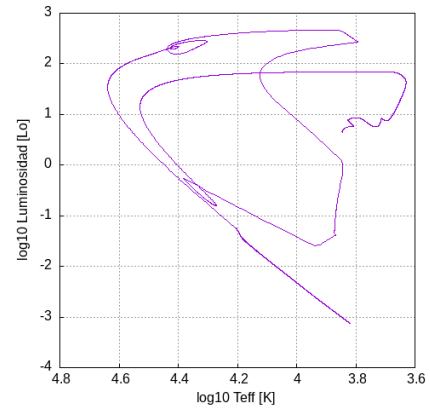
(c) Período orbital inicial de 1,25 d.



(d) Período orbital inicial de 1,50 d.

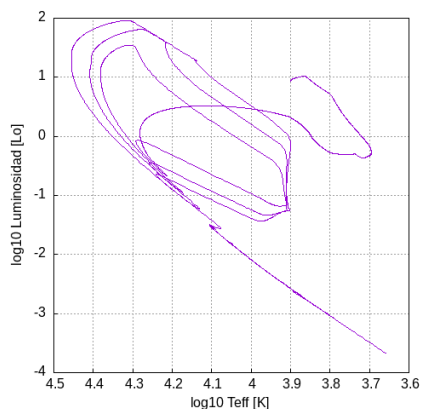


(e) Período orbital inicial de 1,75 d.

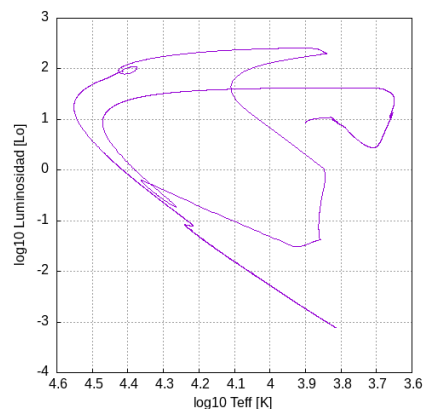


(f) Período orbital inicial de 2,00 d.

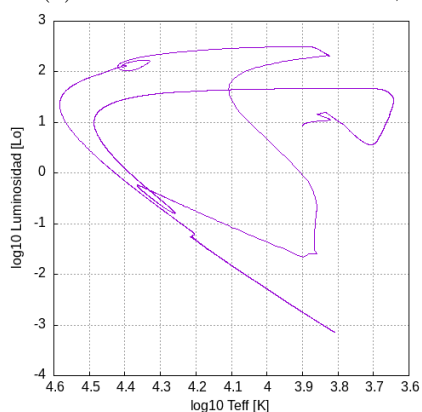
Figura 5.2: Diagrama HR para las simulaciones de masa donante inicial $M = 1,50M_{\odot}$.



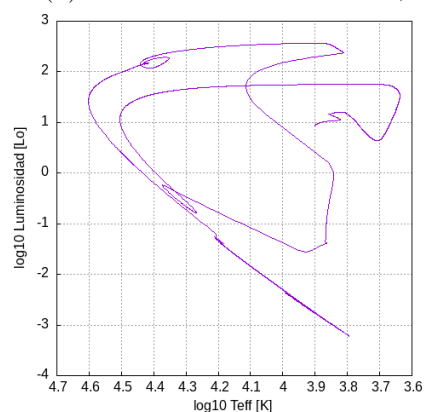
(a) Período orbital inicial de 0,75 d.



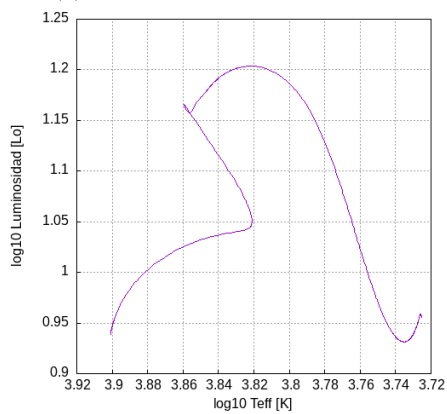
(b) Período orbital inicial de 1,00 d.



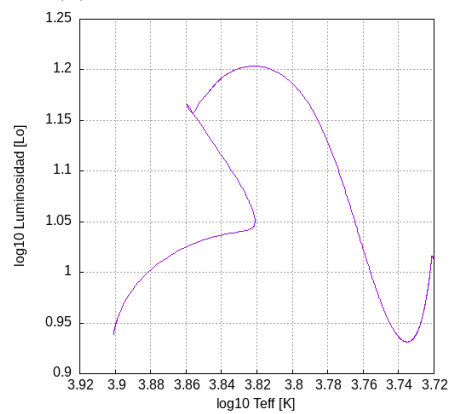
(c) Período orbital inicial de 1,25 d.



(d) Período orbital inicial de 1,50 d.

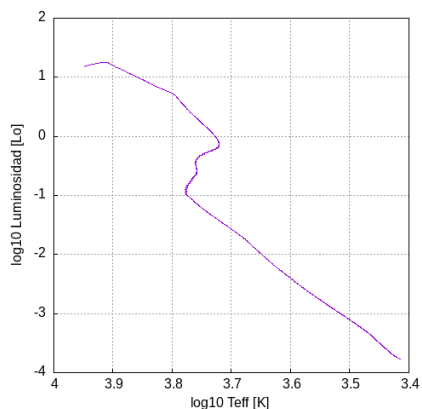


(e) Período orbital inicial de 1,75 d.

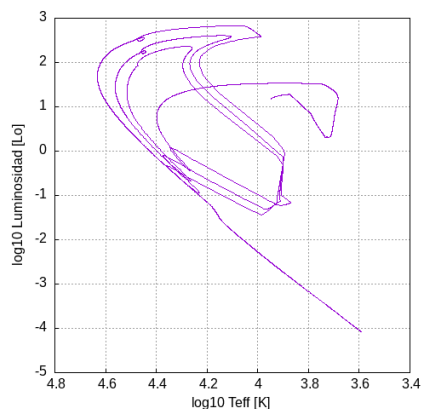


(f) Período orbital inicial de 2,00 d.

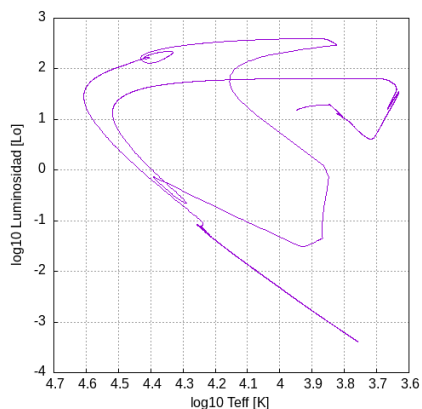
Figura 5.3: Diagrama HR para las simulaciones de masa donante inicial $M = 1,75M_{\odot}$.



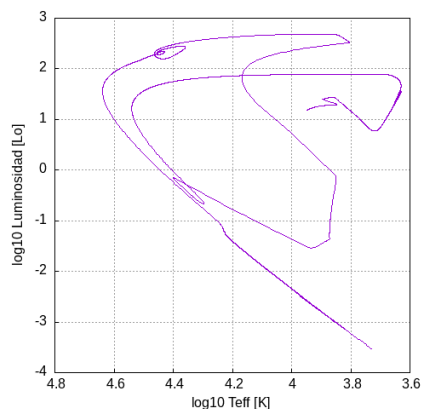
(a) Período orbital inicial de 0,75 d.



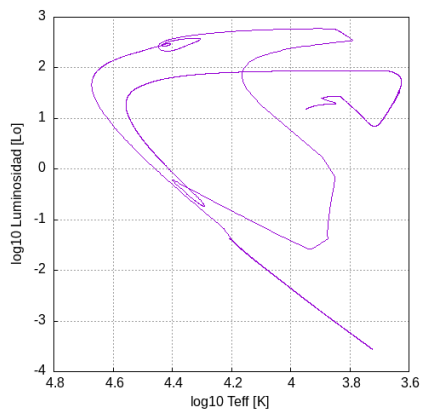
(b) Período orbital inicial de 1,00 d.



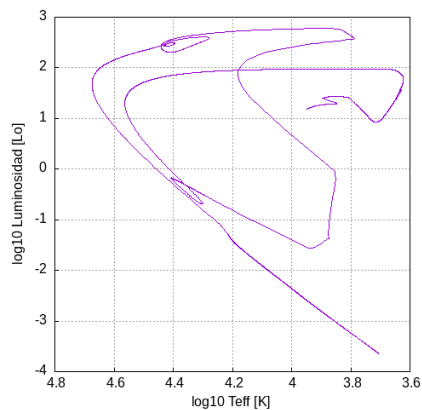
(c) Período orbital inicial de 1,25 d.



(d) Período orbital inicial de 1,50 d.



(e) Período orbital inicial de 1,75 d.



(f) Período orbital inicial de 2,00 d.

Figura 5.4: Diagrama HR para las simulaciones de masa donante inicial $M = 2,00M_{\odot}$.

A partir de estas figuras podemos notar la variedad de posibilidades que tiene un objeto de llegar al estado de enana blanca, dependiendo del tipo de sistema binario en que se encuentre. Por ejemplo, se puede ver una evolución muy diferente para el caso de $M = 2,00M_{\odot}$ con 0.75, 1.00 y 1.25 días de período orbital inicial (5.4a, 5.4b y 5.4c respectivamente), teniendo la misma masa inicial y difiriendo únicamente en el período orbital inicial.

5.1.2. Tasa de transferencia de masa

Se mostrarán en las figuras 5.5, 5.6, 5.7 y 5.8 el cambio en la tasa de transferencia de masa a través del tiempo, para diferentes valores de periodo orbital inicial (ver Tabla 4.1).

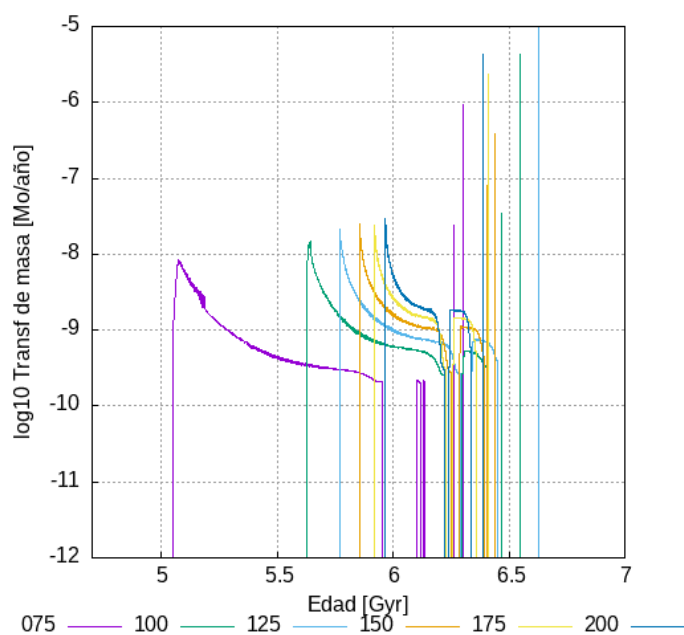


Figura 5.5: Evolución de la tasa de transferencia de masa para masa inicial $M = 1,25M_{\odot}$.

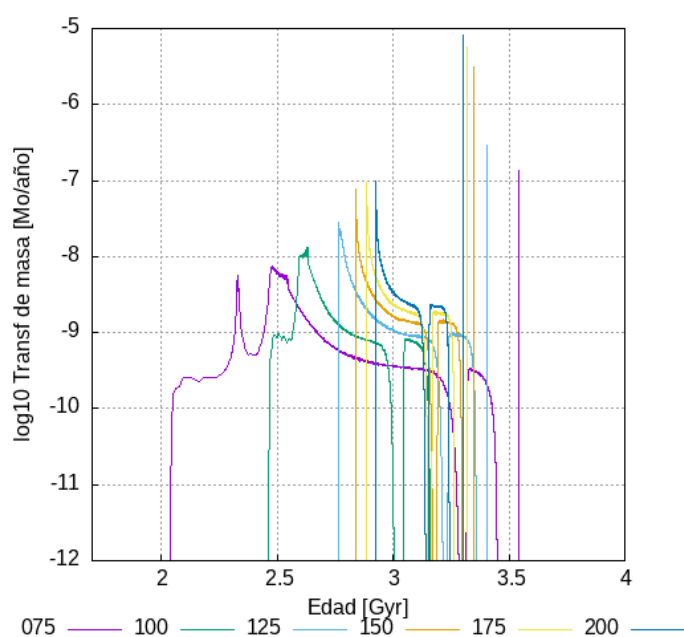


Figura 5.6: Evolución de la tasa de transferencia de masa para masa inicial $M = 1,50M_{\odot}$.

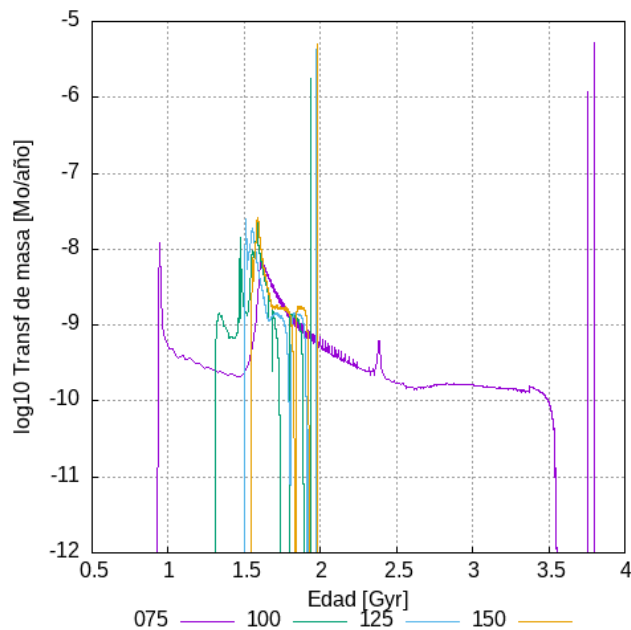


Figura 5.7: Evolución de la tasa de transferencia de masa para masa inicial $M = 1,75M_{\odot}$.

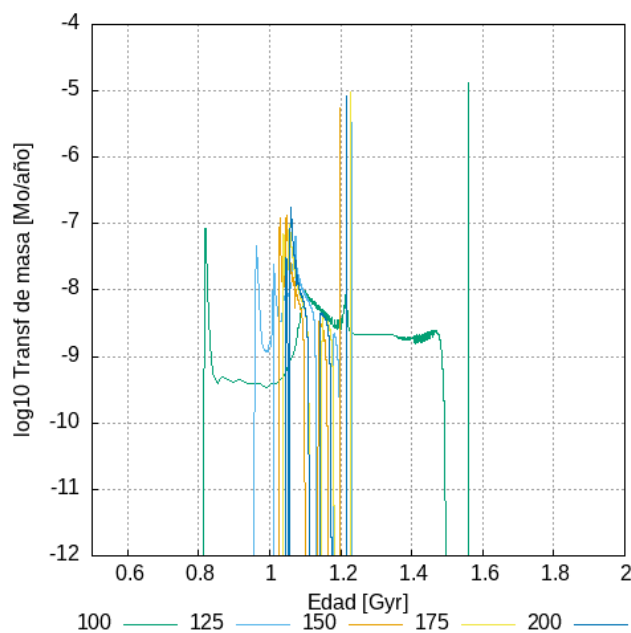


Figura 5.8: Evolución de la tasa de transferencia de masa para masa inicial $M = 2,00M_{\odot}$.

A partir de estas figuras podemos ver que la morfología en las tasas de transferencia de masa es diferente para cada masa inicial de la estrella donante. Por otro lado, destacamos las escalas en las que cada etapa de transferencia de masa sucede, siendo cada vez más corta a medida que la masa inicial de la estrella donante es mayor.

5.1.3. Evolución del período orbital

Se mostrarán en las figuras 5.9, 5.10, 5.11 y 5.12 el cambio en el periodo orbital para diferentes valores de periodo orbital inicial (ver Tabla 4.1).

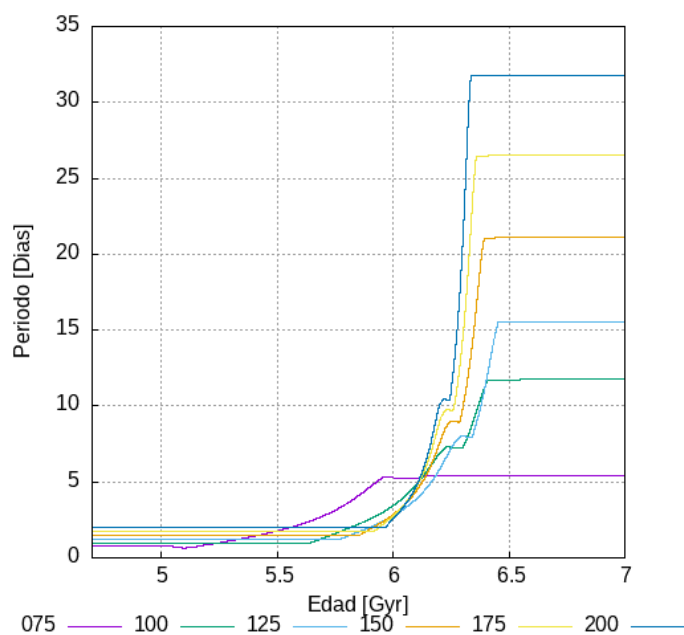


Figura 5.9: Evolución del periodo orbital para masa inicial $M = 1,25M_{\odot}$.

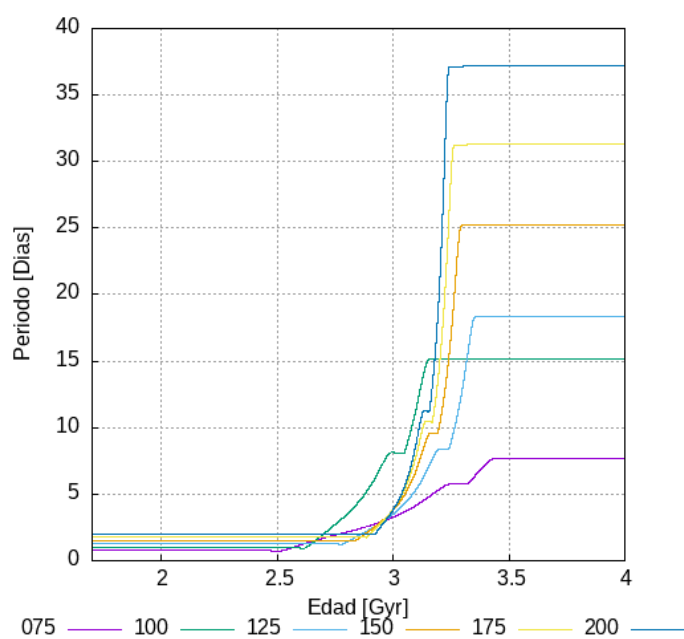


Figura 5.10: Evolución del periodo orbital para masa inicial $M = 1,50M_{\odot}$.

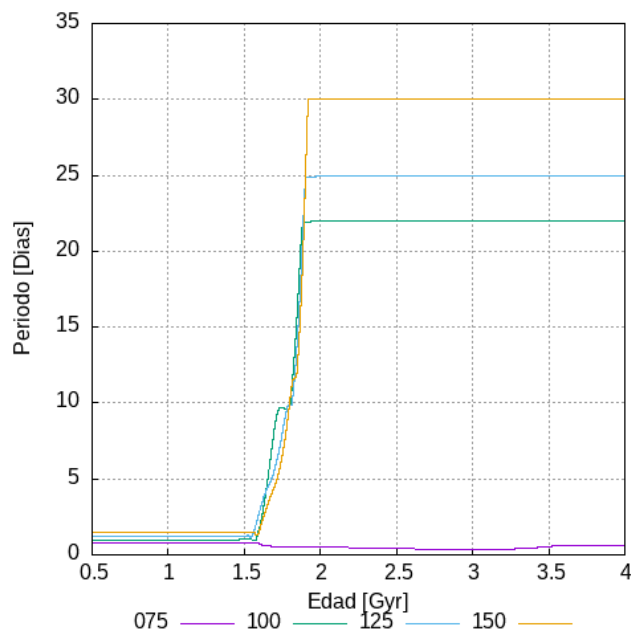


Figura 5.11: Evolución del periodo orbital para masa inicial $M = 1,75M_{\odot}$.

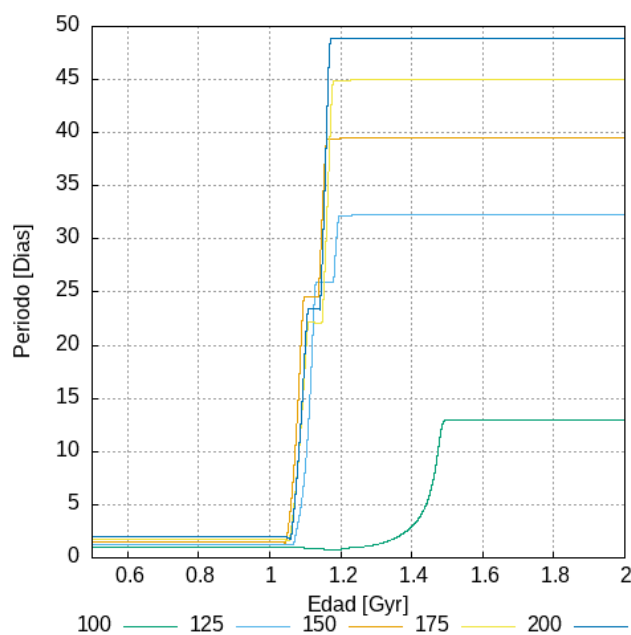


Figura 5.12: Evolución del periodo orbital para masa inicial $M = 2,00M_{\odot}$.

A partir de estos gráficos podemos observar que, cuanto más cerca esté la estrella del valor del periodo de bifurcación (valor límite del periodo inicial entre un sistema binario que se va cerrando al disminuir el periodo orbital en el tiempo y uno que se va abriendo al aumentarlo), menor será el incremento de periodo orbital en el tiempo.

5.1.4. Evolución de las masas de las estrellas donantes

Se muestra en las figuras 5.13, 5.14, 5.15 y 5.16 el cambio en la masa de la estrella donante para diferentes valores de periodo orbital inicial (ver Tabla 4.1).

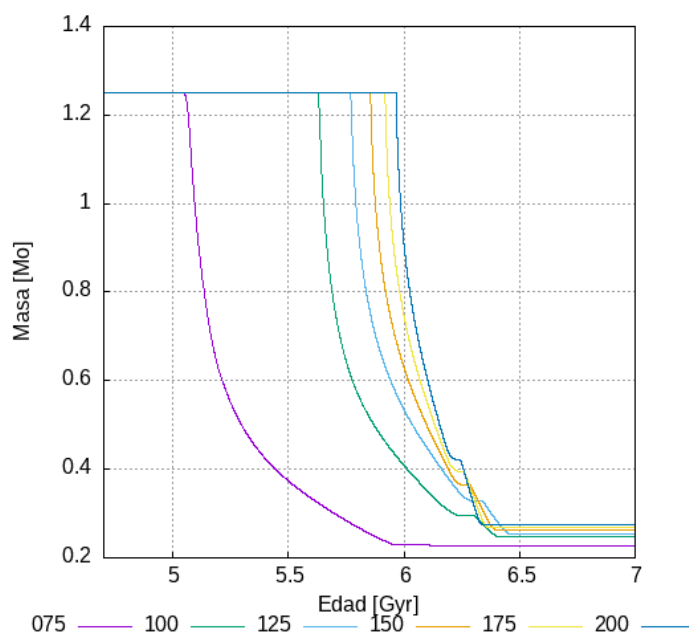


Figura 5.13: Evolución de la masa de la estrella donante para masa inicial $M = 1,25 M_{\odot}$.

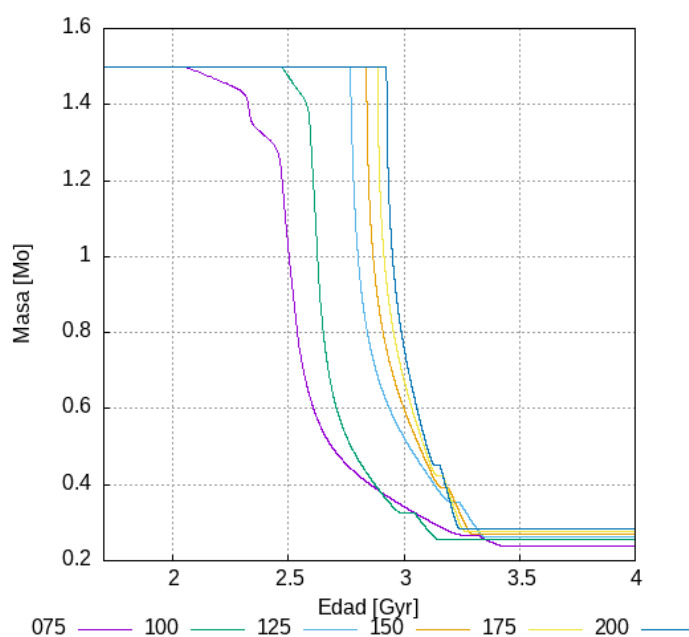


Figura 5.14: Evolución de la masa de la estrella donante para masa inicial $M = 1,50 M_{\odot}$.

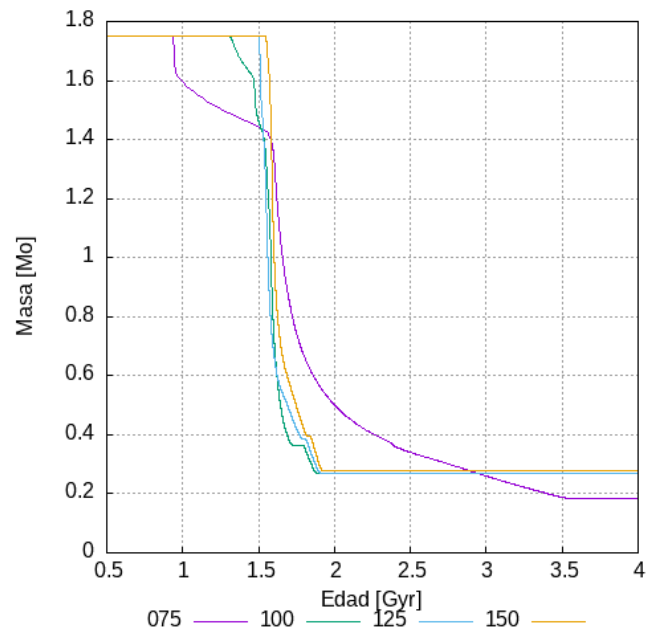


Figura 5.15: Evolución de la masa de la estrella donante para masa inicial $M = 1,75M_{\odot}$.

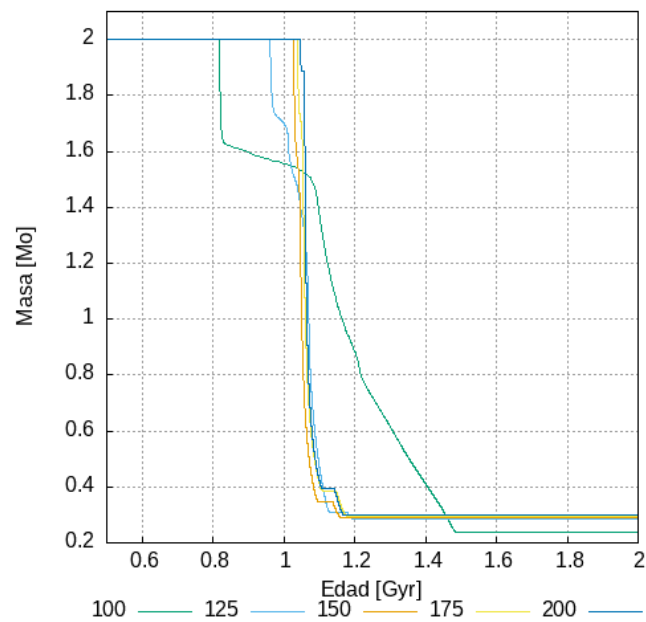


Figura 5.16: Evolución de la masa de la estrella donante para masa inicial $M = 2,00M_{\odot}$.

En todos los casos, las estrellas donantes han perdido una importante cantidad de su masa. La mayor parte lo hacen en la primera etapa de transferencia de masa, mientras que en las breves etapas generadas por los *flashes* termonucleares, se pierde mucha menos cantidad de masa.

5.1.5. Relación masa de la enana blanca - período orbital

En la figura 5.17, podemos ver la relación entre la masa de la enana blanca y el periodo orbital del sistema binario en el que se encuentra. Se superpone a dicha relación una curva ajustada a modelos teóricos obtenida en De Vito & Benvenuto (2010), en la cual se relaciona el periodo orbital (en días) con la masa de la enana blanca (en masas solares):

$$P = B (m_{WD})^A \quad (5.6)$$

donde $B = 2,6303 \cdot 10^6$ y $A = 8,7078$.

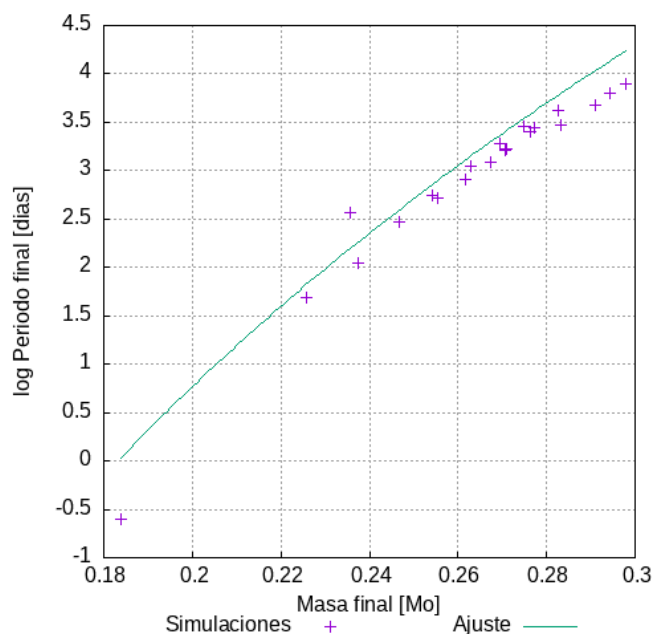


Figura 5.17: Relación Masa final - Período final

5.2. Relación masa - radio

En esta sección se expondrán los gráficos que nos relacionan la masa de la estrella donora al alcanzar su estado de enana blanca, con el radio de dicha estrella al final de la evolución del sistema. Debido a esto, en estos gráficos, cada punto corresponde a una simulación diferente.

Mostramos a continuación la relación masa-radio obtenida a partir de nuestros cálculos en la figura 5.18.

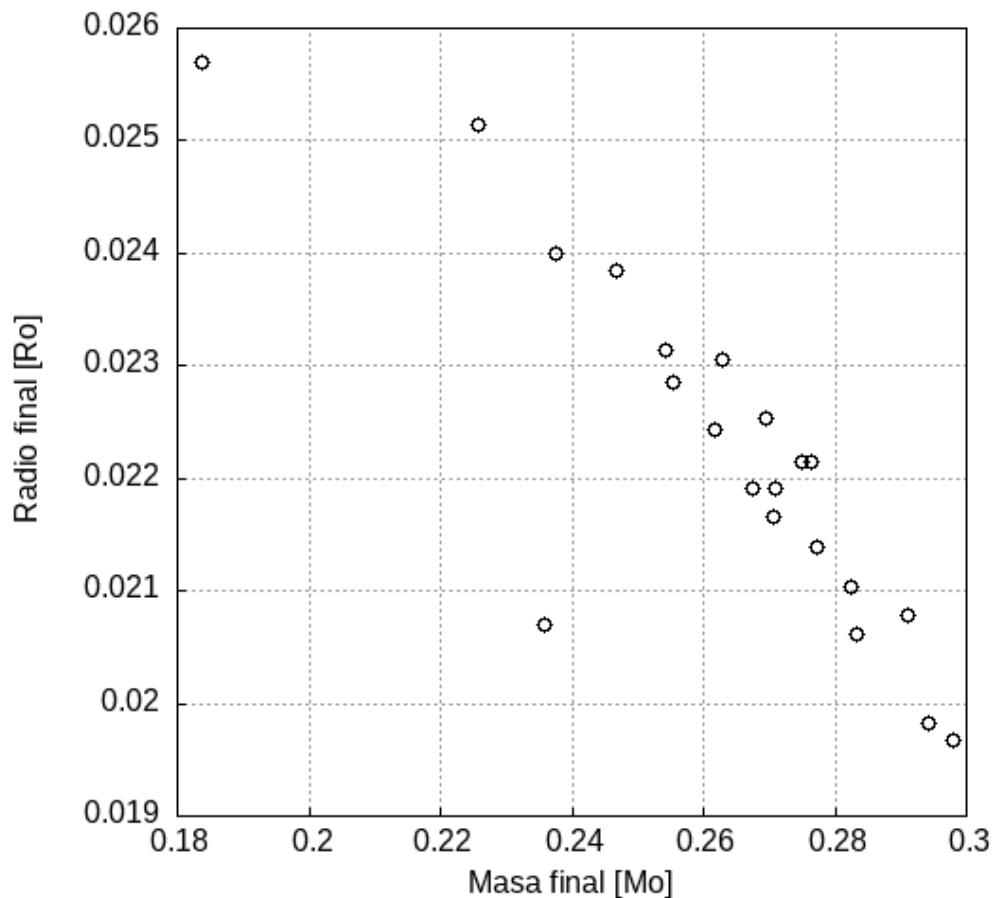


Figura 5.18: Relación Masa final - Radio final

De la figura 5.18, podemos ver que la mayoría de los puntos cumple una relación Masa - Radio evidente. Sin embargo, podemos notar un punto que está más alejado de la relación visible. Este punto corresponde a un caso particular, de masa inicial para la estrella donante de $M = 2,00M_{\odot}$ y periodo orbital inicial de 1.00 días. Este caso particular será analizado en detalle en la sección 5.3.

Para poder explorar si los diferentes valores de las masas iniciales y de los períodos orbitales iniciales tienen alguna diferencia en la relación masa - radio, los mostramos con distintos símbolos y obtenemos las figuras 5.19 y 5.20, en las cuales no se incluyeron las observaciones utilizadas previamente.

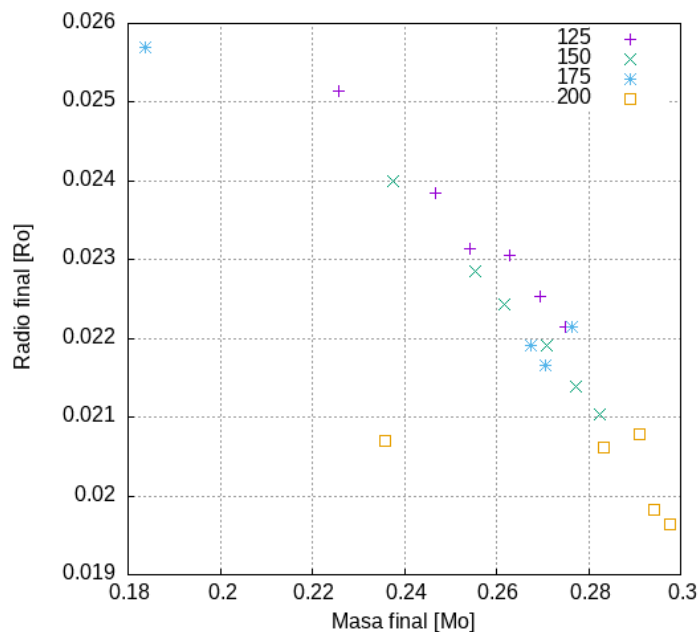


Figura 5.19: Relación Masa - Radio agrupados en valores de M

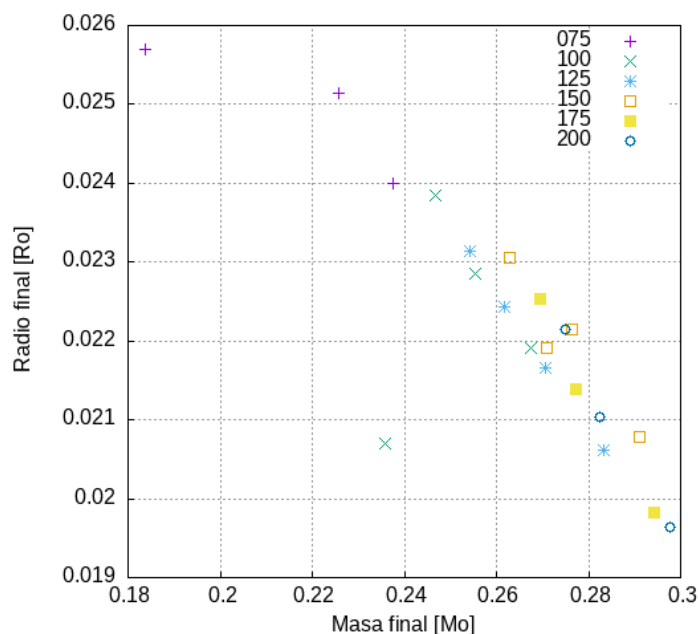


Figura 5.20: Relación Masa - Radio agrupados en valores de P

Podemos observar de la figura 5.19 que las estrellas con menor masa inicial terminan con radios finales mayores, y por lo tanto, masas menores. De la figura 5.20 podemos ver que, en general, a menor periodo orbital inicial mayor masa (menor radio) tendrá la enana blanca. Sin embargo, a medida que crece el periodo orbital inicial, esta tendencia se diluye.

En estos casos, el gráfico está realizado con los valores para cuando el sistema alcanza la edad

del Universo. Es decir, es un gráfico a valor de edad común para todas. Uno puede realizar estos mismos gráficos para las distintas simulaciones en un mismo valor de luminosidad o en un mismo valor de $\log_{10} T_{\text{eff}}$, buscando el valor común más tardío que esté presente en todas las simulaciones (con una cota de error del orden de 10^{-3}). Con esto obtenemos los gráficos 5.21 y 5.22.

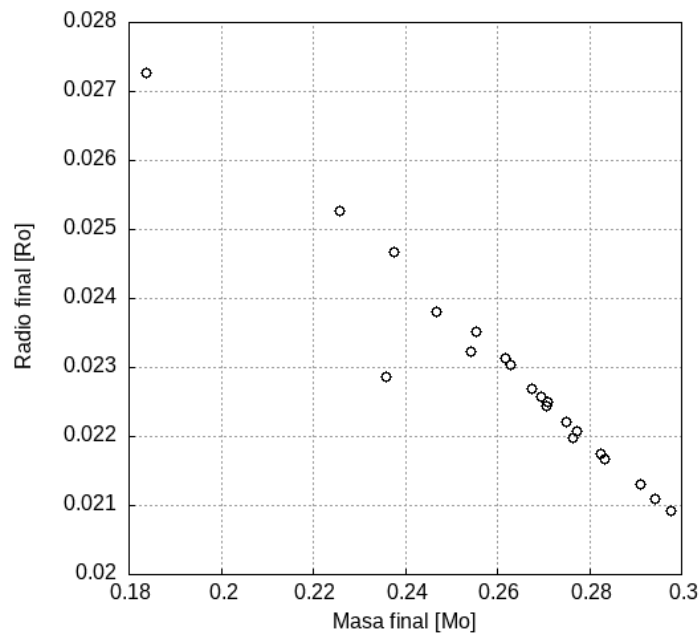


Figura 5.21: Relación Masa - Radio para un mismo valor de Luminosidad

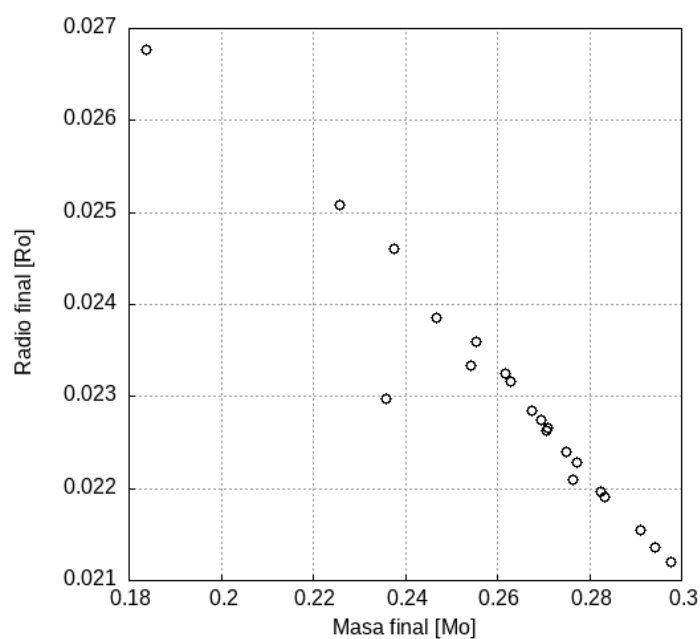


Figura 5.22: Relación Masa - Radio agrupados para un mismo valor de T_{eff}

En este sentido, no se ven diferencias significativas entre los dos gráficos y se ve claramente que la relación masa-radio se sigue cumpliendo.

Adicionalmente, se graficó la relación masa-radio de las simulaciones, superponiendo la relación masa-radio teórica para WDs de Helio, Carbono, Oxígeno y Magnesio. Esta relación teórica se obtuvo teniendo en cuenta los trabajos de Salpeter (1961) y Hamada & Salpeter (1961), tomando la ecuación de estado de Chandrasekhar con correcciones Coulombianas y de Thomas-Fermi.

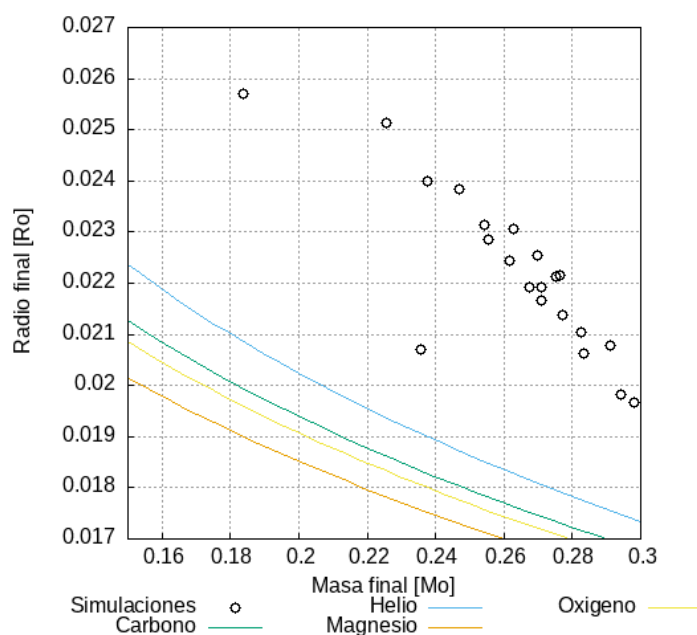


Figura 5.23: Relación Masa-Radio con las curvas teóricas

Como se puede ver, las simulaciones quedan arriba de las curvas teóricas. Esto implica que el radio final de las WD simuladas es mayor que los que tendrían con la curva teórica. Este resultado se debe a que las curvas teóricas son calculadas considerando temperatura $T = 0$ y sin la presencia de una capa externa de H1.

5.2.1. Envoltura de H

Para poder ver la influencia de la envoltura de H1, en las figuras 5.24, 5.25, 5.26 y 5.27 se muestra la evolución de la masa de dicha envoltura desde que la estrella alcanza el *track* de enfriamiento.

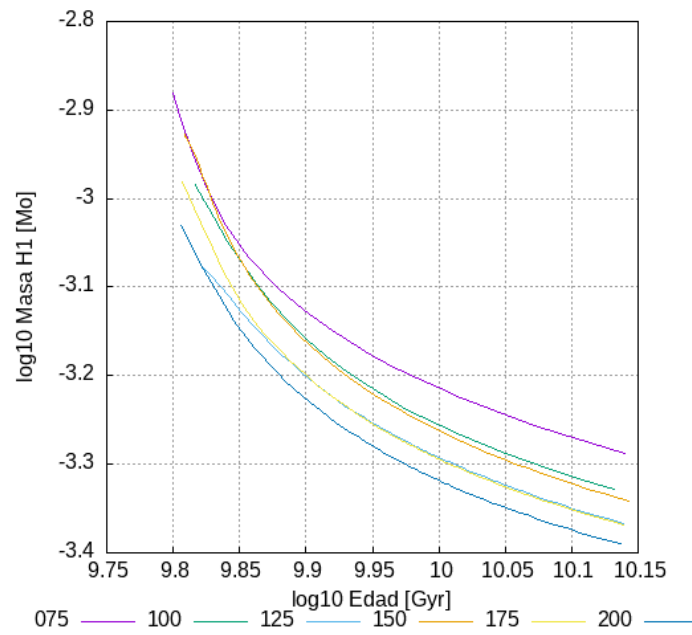


Figura 5.24: Evolución de la masa de la envoltura de H1 para masa inicial $M = 1,25M_{\odot}$.

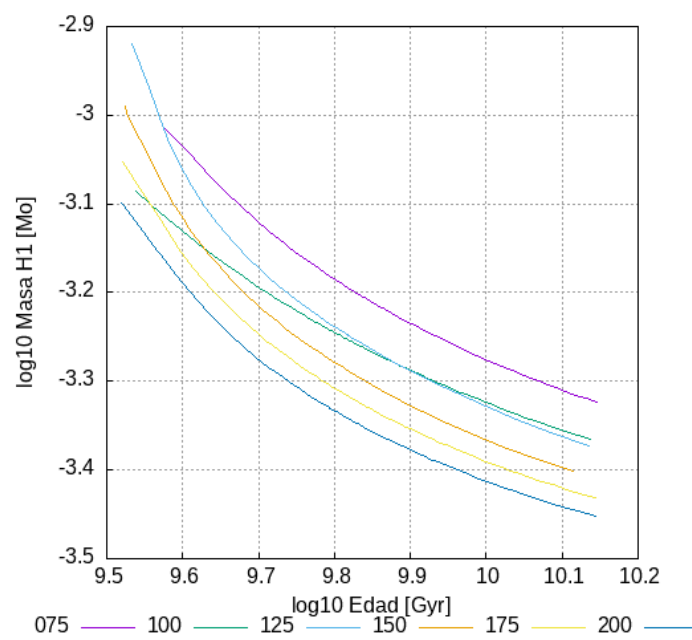


Figura 5.25: Evolución de la masa de la envoltura de H1 para masa inicial $M = 1,50M_{\odot}$.

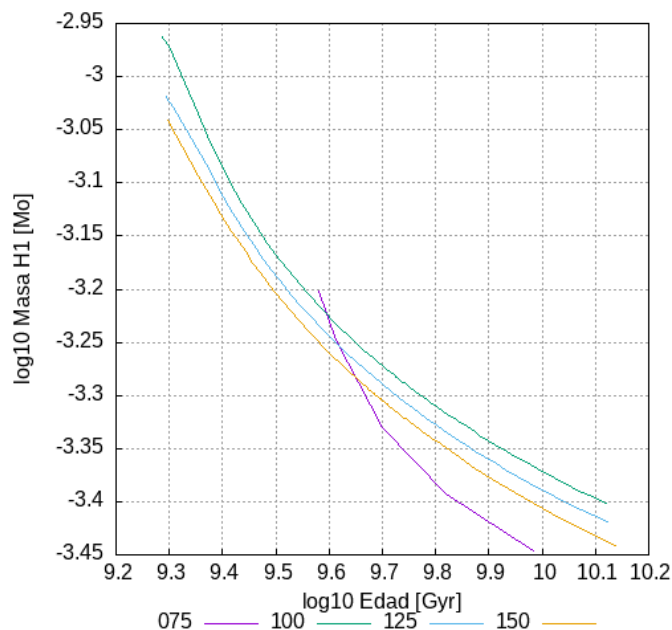


Figura 5.26: Evolución de la masa de la envoltura de H1 para masa inicial $M = 1,75M_{\odot}$.

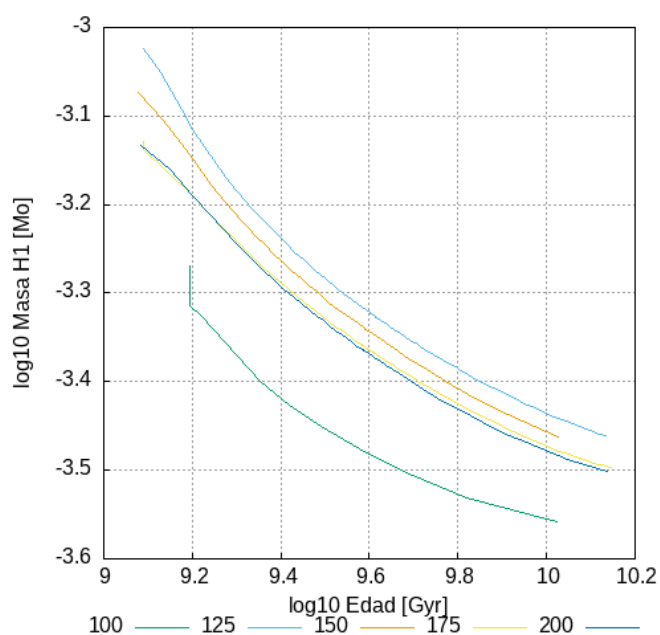


Figura 5.27: Evolución de la masa de la envoltura de H1 para masa inicial $M = 2,00M_{\odot}$.

Podemos notar que el tamaño de la envoltura de H es mayor para menor periodo orbital del sistema, hasta el caso de $1.75 M_{\odot}$, cuya simulación de 0.75 días de periodo orbital inicial presenta una menor envoltura de H1 que las demás. Junto a este resultado se suma el caso de $2 M_{\odot}$ con 1.00 días de período, que presenta la misma situación y corresponde al caso particular que analizaremos en la próxima sección.

5.3. Caso Particular

Como vimos en el gráfico de la relación Masa - Radio, encontramos un punto que se aleja de la relación. Este punto corresponde a la simulación con masa de la estrella donante inicial de $2M_{\odot}$ y periodo orbital inicial de 1.00 días. A continuación, analizaremos más en detalle ese resultado y lo compararemos con las simulaciones de misma masa inicial y periodo orbital inicial cercano a 1 día, es decir para los casos de periodo orbital inicial de 0.75 y de 1.25 días.

El diagrama HR de estos tres casos pueden verse en las figuras 5.4a, 5.4b y 5.4c (ordenados en valores ascendentes de periodo inicial).

La imagen 5.4b presenta más *loops* (vueltas) que la figura 5.4c, lo cual se relaciona con los *flashes* termonucleares de hidrógeno. La gran diferencia que podemos observar entre el recorrido evolutivo presentado en la figura 5.4a con el resto de los que hemos mostrado en este trabajo, es que el sistema evoluciona a periodos orbitales muy cortos. Nuestro cálculo finaliza debido a que la estrella donante pierde demasiada masa, mientras que el escenario para la de $1.25 M_{\odot}$ no lleva al sistema a una situación tan extrema. El caso de 1.00 días de periodo queda justo entre un escenario en el que el sistema binario comienza a cerrarse (para valores menores de periodo inicial) y otro en el que comienza a abrirse (caso de 1.00 días y mayores).

Esa diferencia en esa simulación queda reflejada también en otros gráficos y es el único caso en el que se obtuvo este resultado debido al intervalo de valores que se toman en la grilla (Tabla 4.1). Si el paso del periodo inicial fuera más corto, seguramente se podría encontrar un escenario así para los otros valores de masa inicial y se podría precisar más sobre el punto de quiebre entre un escenario y el otro (periodo de bifurcación).

Para ver adicionalmente el efecto del periodo orbital en este resultado, tenemos un gráficos de la evolución temporal del periodo orbital para estos tres casos anteriores en la figura 5.28.

Se ve claramente la diferencia entre el escenario de periodo orbital inicial de 0.75 días (donde el periodo del sistema decrece y las estrellas se juntan) y los casos de 1.00 y 1.25 días (donde el periodo aumenta y las estrellas se alejan hasta cierto punto, si bien en el de 1.00 días se distingue un intervalo de tiempo en el que decae). Además, los valores de periodo alcanzados son bastante mayores para el caso de 1.25 días que para el de 1.00 días.

Para ver con mayor detalle la diferencia entre estos dos escenarios, se realizaron dos simulaciones adicionales, para una masa de $2,00M_{\odot}$ y periodos de 0,825 y 1,125 días. De esta forma, se evalúa la situación de casos más cercanos al particular. Los resultados están representados en las figuras 5.29 y 5.30.

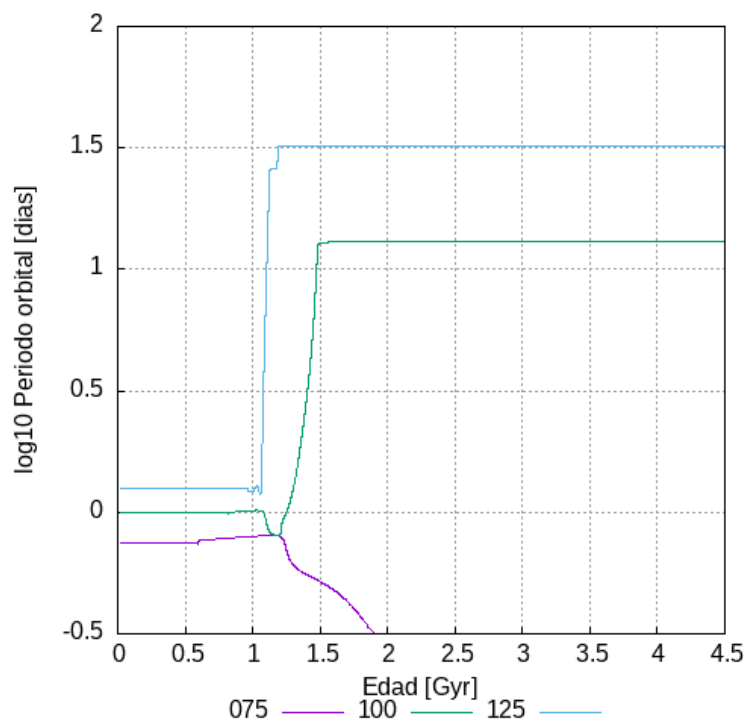


Figura 5.28: Evolución del periodo orbital inicial para el caso particular y cercanos.

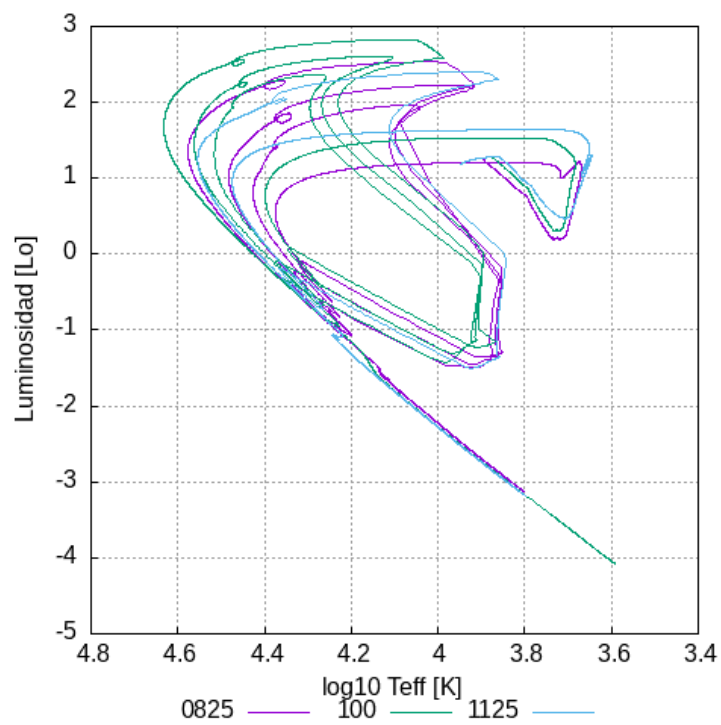


Figura 5.29: Diagrama HR para el caso particular con valores más cercanos de periodo orbital inicial ($M = 2,00M_{\odot}$ y periodos orbitales de 0.825, 1.00 y 1.125 días).

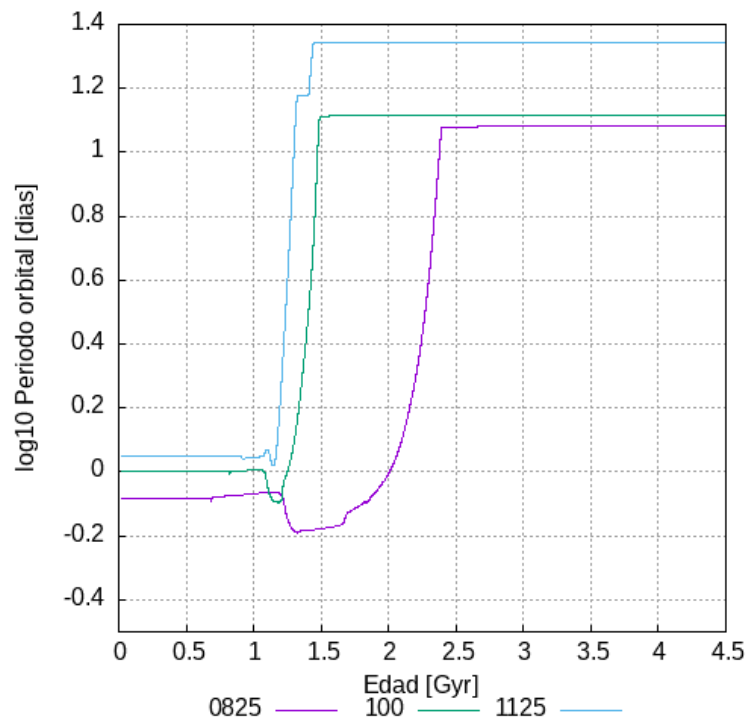


Figura 5.30: Evolución del periodo orbital inicial para el caso particular y cercanos.

Podemos ver que para valores más cercanos al caso particular, obtenemos resultados más similares. Estos puntos en la relación M-R quedan representados en la figura 5.31.

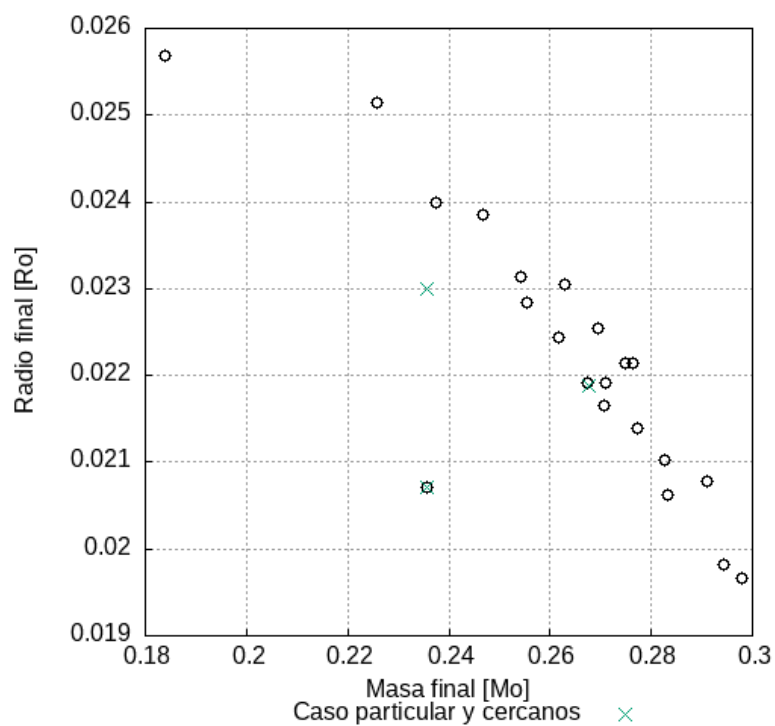


Figura 5.31: Relación Masa - Radio para el caso particular y los cercanos.

A partir del gráfico 5.31 podemos notar que la simulación de 0.825 días de periodo orbital inicial se encuentra más cerca del caso particular y alejados de la evidente relación masa-radio que cumplen los demás casos. Sin embargo, la simulación de 1.125 días de periodo orbital inicial se encuentra perfectamente en la relación masa-radio de los demás casos.

Para poder ver el efecto de la masa de la envoltura de H1, se realizó un gráfico de su evolución en el tiempo, desde que alcanzan el *track* de enfriamiento, presentado en la figura 5.32

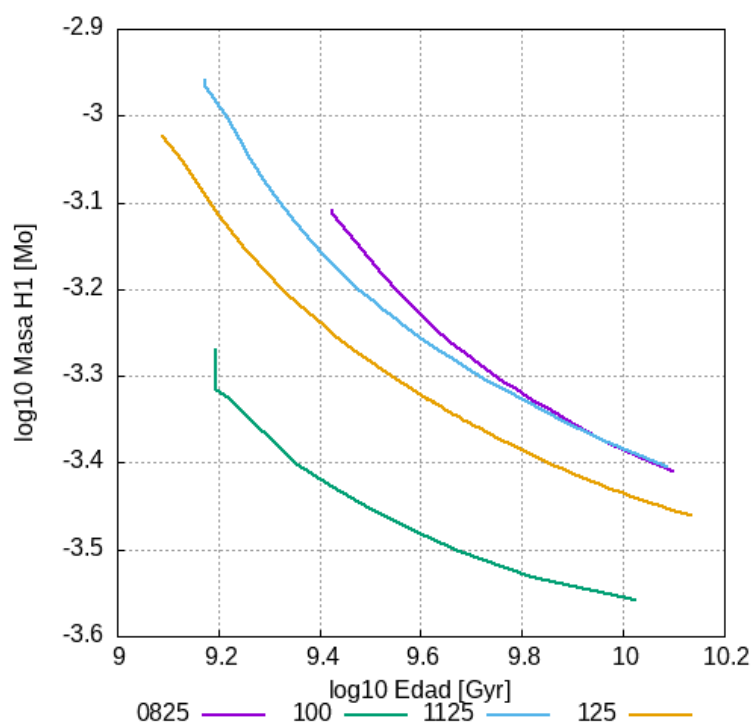


Figura 5.32: Masa de la envoltura de H1 para el caso particular y los cercanos.

De la figura 5.32 podemos ver que el caso de 1.00 día de periodo orbital inicial tiene una cantidad de H1 en su envoltura mucho menor que los otros casos. Esto nos permite inferir que las enanas blancas que provienen de sistemas cuyo periodo orbital inicial se encuentra en las proximidades del periodo de bifurcación podrán tener envolturas de hidrógeno mucho más delgadas y describirán una relación masa radio desplazada hacia abajo (radios menores) con respecto a la que proviene de sistemas que evolucionan a configuraciones más abiertas. Esto está en acuerdo con lo presentado en el trabajo de Romero et al. (2019). En este trabajo, los autores presentan un estudio de la dependencia de la relación masa - radio para enanas blancas DA con el contenido de la envoltura de hidrógeno. Como puede apreciarse en su Figura 13, que insertamos a continuación (figura 5.33), enanas blancas con envolturas de hidrógeno menos masivas presentan radios más pequeños. Esto se condice con lo hallado para este sistema en particular.

La exploración del comportamiento del contenido de la envoltura de H en el entorno del periodo

de bifurcación de los sistemas binarios es una tarea que excede a los objetivos planteados para este trabajo de Tesis de Licenciatura. Sin embargo, esperamos hacerlo en un futuro cercano.

Por otra parte, un resultado importante que se obtuvo en este trabajo es que hemos podido extender la relación masa - radio para valores de masas de enanas blancas más chicas que las presentadas en Romero et al. (2019). La relación masa-radio que obtienen estos autores, mostrada en su Figura 13 (y que hemos insertado en la figura 5.33) presenta valores de masa de enana blanca entre 0.45 y $1.05 M_{\odot}$, mientras que en este trabajo de Tesis el rango de masa se encuentra entre 0.18 y $0.3 M_{\odot}$ (como se puede observar en la figura 5.18), siendo una buena continuación de la relación masa-radio para valores de masas menores.

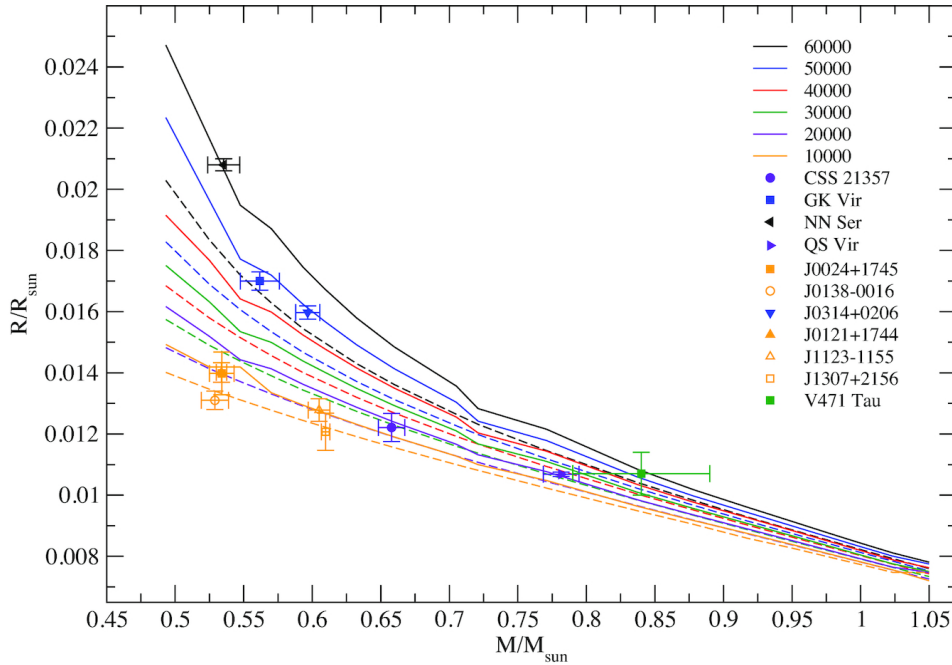


Figura 5.33: Relación Masa - Radio para enanas blancas y curvas para distintas masas de la envoltura de hidrógeno obtenidas y presentadas en Romero et al. (2019). Las líneas sólidas corresponden a modelos de envoltura gruesa, mientras que las líneas quebradas corresponden a secuencias con $M_H = 10^{-10} M_*$. Los diferentes colores corresponden a distintos valores de T_{eff} .

Destacamos que las enanas blancas que resultan de nuestros cálculos provienen de detallados cálculos de estructura estelar. Es por ello que las envolturas de H se obtienen de manera auto-consistentes (es decir, no resultan a partir de la propuesta de un parámetro libre). Por otra parte, dado que nuestro código evolutivo lleva adelante un detallado cálculo de la evolución orbital, obtenemos, además, la evolución del período orbital del sistema binario en el que se encuentra la enana blanca. Esto resulta de suma importancia al momento de confrontar modelos teóricos con datos observacionales, ya que el período orbital uno de los parámetros fundamentales de la binaria, y de los que se observan con mejor precisión.

5.4. Comparación con las observaciones

Para verificar que los resultados que obtuvimos a partir de nuestras simulaciones numéricas sean consistentes con los datos observacionales, se grafica la relación masa-período superponiendo nuestros resultados con los datos observacionales que presentamos en la tabla 4.2 y en la tabla 5.1 (figura 5.34).

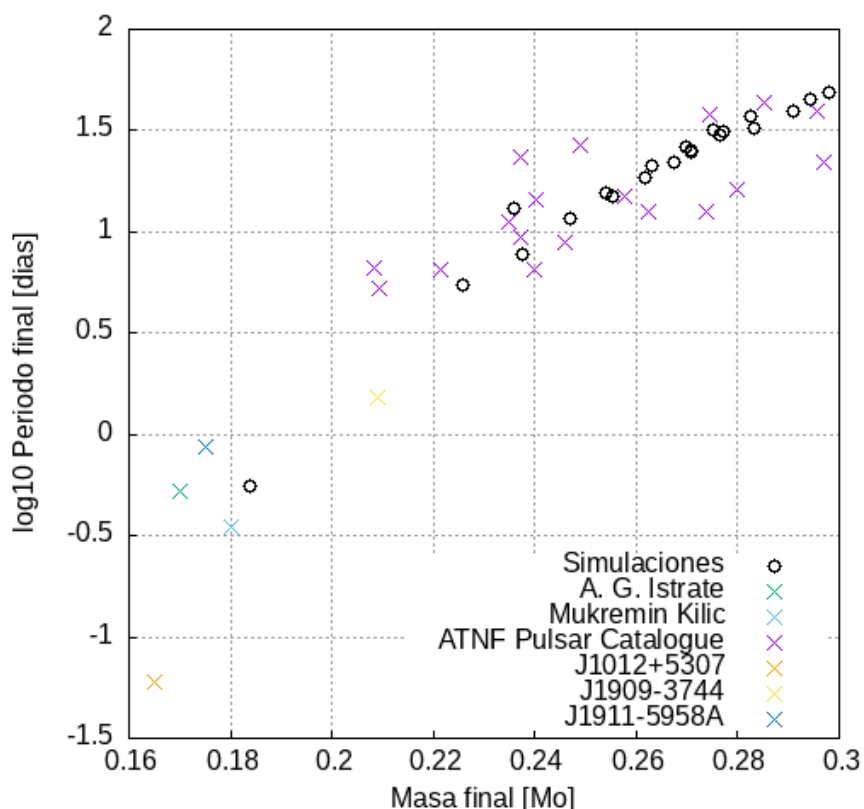


Figura 5.34: Superposición de la data observacional con las simulaciones.

De la figura 5.34 podemos observar que los valores de masa de la enana blanca y periodo orbital del sistema obtenidos a través de la evolución del sistema simulado proveen resultados razonables, al quedar la muestra observacional en la misma región.

En la figura 5.18, podemos ver la relación masa-radio para los valores finales alcanzados en cada simulación. Sumado a esto se posicionaron tres datos observacionales (para los cuales había una buena estimación del radio), que se presentan en la tabla 5.1.

Nombre	Masa WD [M_{\odot}]	Periodo orbital [días]	Radio [R_{\odot}]	Referencia
J1012+5307	0.165 ± 0.015	0.06	0.047 ± 0.003	Sánchez et al. (2020)
J1909-3744	0.209 ± 0.001	1.53	0.030 ± 0.001	Liu et al. (2020)
J1911-5958A	0.175 ± 0.010	0.86	0.043 ± 0.009	Bassa et al. (2006)

Tabla 5.1: Datos de la muestra observacional que presenta enanas blancas con buena estimación del radio.

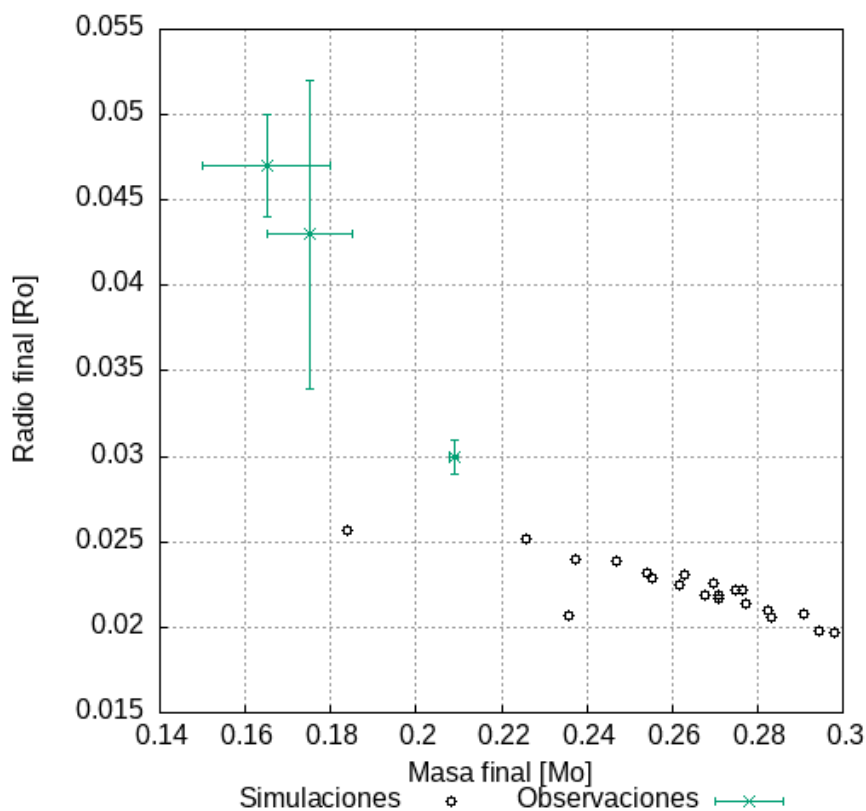


Figura 5.35: Relación Masa final - Radio final

De la figura 5.35, podemos notar que los datos observacionales disponibles corresponden a masas menores que las que alcanzan los sistemas simulados. Esto consecuencia del rango limitado de valores de masas y períodos iniciales que se simularon de acuerdo a la tabla 4.1. Para poblar esa zona del diagrama habría que incluir nuevas corridas que terminen posicionadas en ese rango de masas. Aún así, la tendencia de la relación masa radio calculada y la observada sugieren fuertemente que los modelos que alcancen esas masas menores tenderán a mostrar radios compatible con las observaciones, al menos para el caso de la enana blanca que acompaña a PSR J1909-3744.

Capítulo 6

Conclusiones

6.1. Sobre los resultados

Los resultados que hemos obtenido están en muy buen acuerdo con las relaciones masa - radio disponibles en la literatura.

Hemos extendido esta relación al caso de enanas blancas de baja masa provenientes de la evolución binaria con transferencia de masa por desborde del lóbulo de Roche. Esto nos ha permitido llegar a valores de masas tan bajos como $0,18M_{\odot}$.

Destacamos que el contenido de hidrógeno en estos objetos resulta del cálculo detallado. Es decir, no es un parámetro libre. Por otra parte notamos, de acuerdo a nuestra exploración, que este contenido de hidrógeno, de carácter fundamental en el estudio de la relación masa - radio, está vinculado con el período orbital del sistema al que pertenece el progenitor de la enana blanca.

Una de las enanas blancas simuladas se aparta de la relación masa-radio satisfecha por el resto de nuestros modelos. Este es un resultado que observamos en un sistema que tiene un período orbital inicial en las proximidades del período de bifurcación. Hemos refinado la grilla de períodos orbitales iniciales, y encontramos que este resultado está vinculado con el tamaño de la envoltura de hidrógeno, en acuerdo con lo hallado en estudios previos.

Cabe destacar que los radios obtenidos a través de las simulaciones detalladas proveen radios estelares mayores a los obtenidos con modelos fríos y químicamente homogéneos -sin envoltura de hidrógeno- como los estudiados por Hamada y Salpeter. Este es un resultado totalmente esperable, ya que el ancho de la envoltura externa rica en hidrógeno resulta considerable. La cantidad de hidrógeno restante depende de muchos factores, por ejemplo el número de flashes termonucleares que llevan a la estrella a sufrir transferencias de masa tardías. Por lo tanto, el estudio detallado de este problema excede al propuesto para esta Tesis de Licenciatura.

6.2. Trabajo a futuro

Los próximos pasos en este ámbito se pueden agrupar en los siguientes items, en base a los resultados que se obtuvieron en este trabajo.

- Se buscará ampliar el rango de masas y periodos iniciales de las simulaciones, extendiendo la grilla de la tabla 4.1. Esto incluye la creación de una biblioteca de simulaciones para que sea más fácil el acceso a ellas y la utilización de unos programas desarrollados especialmente para este fin (especificado en el apéndice A). Con esto, se extenderá el estudio y se podrá analizar más en detalle, por ejemplo, la influencia del tamaño de la envoltura de hidrógeno en los resultados para sistemas binarios más diversos que los expuestos en este trabajo.
- Se puede analizar más en detalle el escenario de quiebre entre un sistema cuyas componentes se van cerrando con el tiempo frente a otro en el que se van abriendo (periodo de bifurcación). El caso particular expuesto en la sección 5.3 nos permite inferir que, así como encontramos este objeto que se aparta de la relación masa-radio encontrada en este trabajo, podría no ser un caso excepcional.
- Generalizaremos la descripción física de los modelos que presentamos en este trabajo para estudiar su impacto sobre los resultados obtenidos.

Bibliografía

- ATNF, Pulsar Catalogue, <https://www.atnf.csiro.au/research/pulsar/psrcat/>
- Bassa C. G., van Kerkwijk M. H., Koester D., Verbunt F., 2006, *Astronomy & Astrophysics*, 456, 295
- Benvenuto O. G., De Vito M. A., 2003, *MNRAS*, 342, 50
- Benvenuto O. G., De Vito M. A., Horvath J. E., 2012, *ApJ*, 753, L33
- Benvenuto O. G., De Vito M. A., Horvath J. E., 2015, *MNRAS*, 449, 4184
- Benvenuto O. G., Vito M. A. D., Horvath J. E., 2014, *ApJ*, 786, L7
- Bhattacharya D., van den Heuvel E. P. J., 1991, *Physics Report*, 203, 1
- Chandrasekhar S., 1957, *An Introduction to the Study of Stellar Structure*. Astrophysical monographs, Dover Publications
- Clayton D., 1983, *Principles of Stellar Evolution and Nucleosynthesis*. Astronomy / Astrophysics, University of Chicago Press
- De Vito M. A., Benvenuto O. G., 2010, *MNRAS*, 401, 2552
- De Vito M. A., Benvenuto O. G., 2012, *MNRAS*, 421, 2206
- Eggleton P. P., 1983, *ApJ*, 268, 368
- Hamada T., Salpeter E. E., 1961, *ApJ*, 134, 683
- Istrate A., Tauris T., Langer N., 2014, *Astronomy & Astrophysics*, 571, A45
- Kilic M., Hermes J., Gianninas A., Brown W., 2015, *MNRAS*, 446, L26
- Kippenhahn R., Weigert A., Hofmeister E., 1967, *Methods in Computational Physics*, 7, 129
- Kippenhahn R., Weigert A., Weiss A., 2012, *Stellar Structure and Evolution*. Astronomy and Astrophysics Library, Springer Berlin Heidelberg
- Kutter G. S., Sparks W. M., 1972, *ApJ*, 175, 407

- Liu K., Guillemot L., Istrate A. G., Shao L., Tauris T. M., Wex N., Antoniadis J., Chalumeau A., Cognard I., Desvignes G., Freire P. C. C., Kehl M. S., Theureau G., 2020, MNRAS, 499, 2276
- Manchester R. N., Hobbs G. B., Teoh A., Hobbs M., 2005, AJ, 129, 1993
- Mata Sánchez D., Istrate A. G., van Kerkwijk M. H., Breton R. P., Kaplan D. L., 2020, MNRAS, 494, 4031
- Paczynski B., 1971, ARA&A, 9, 183
- Podsiadlowski P., 2014, The evolution of binary systems. Cambridge University Press, p. 45–88
- Rappaport S., Joss P. C., Webbink R. F., 1982, ApJ, 254, 616
- Rappaport S., Verbunt F., Joss P. C., 1983, ApJ, 275, 713
- Romero A. D., Kepler S. O., Joyce S. R. G., Lauffer G. R., Córscico A. H., 2019, MNRAS, 484, 2711
- Salpeter E. E., 1961, ApJ, 134, 669
- Tutukov A. V., Cherepashchuk A. M., 2020, Physics Uspekhi, 63, 209

Apéndice A

Programas adicionales utilizados

Sumado al programa de evolución estelar, se utilizaron algunos códigos de elaboración propia para poder manejar el gran volumen de tablas y datos. Por ejemplo, la simulación con masa donora $2.00 M_{\odot}$ y período orbital de 1.50 días tiene el track evolutivo con 24583 modelos, lo cual equivale a 245 tablas (al crearse una de ellas cada 100 modelos). Estas tablas tienen un gran número de filas: el track tiene una fila por modelo (en este caso particular, 24583 filas), mientras que las del modelo cuentan con una fila por capa, que varía de acuerdo al número de modelo (en el caso particular de uno de esos modelos, 3474 filas). Sumado a esto, el track evolutivo tiene 29 columnas de datos, mientras las del modelo tiene 28 columnas, lo cual dificulta enormemente la extracción de datos, sobretodo considerando que esto se repite para cada una de las simulaciones.

Teniendo en cuenta todo esto y considerando el trabajo a futuro (el cual ampliará la grilla de parámetros iniciales y por tanto multiplicará el número de simulaciones), se ve necesario tener una herramienta para poder manejar rápidamente estos datos y obtener gráficos como los expuestos en este trabajo sin un excesivo consumo de tiempo. Para ello, elaboré algunos códigos que tienen las siguientes funciones:

- Crear las carpetas necesarias para guardar los datos de todas las simulaciones y las ubicaciones en las que se guardarían los gráficos.
- Leer todos los tracks y calcular las dimensiones, para facilitar la posterior lectura de los datos que se necesitan, además de calcular el punto en el que se alcanza el máximo de $\log_{10} T_{eff}$, para conocer en qué número de modelo la estrella inicia el track de enfriamiento. Luego, crear tablas con parámetros de interés como una tabla con los valores de masa y radio final que alcanza, la masa de la envoltura de H1 final, el periodo final del sistema, etc.
- Generar los gráficos en base a los parámetros y especificaciones que se deseen graficar, valiéndose de las tablas generadas por el programa anterior y otros gráficos que involucran

todo el track de cada simulación.

Con esta serie de programas, se reduce enormemente el tiempo de obtención de datos y generación de gráficos, pudiendo cambiar parámetros o detalles de un tipo de gráfico y que se apliquen a todos los de ese tipo en una cantidad muy breve de tiempo.