



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO
PROGRAMA DE POSGRADO EN ASTROFÍSICA
INSTITUTO DE ASTRONOMÍA (IA-CU)
ASTROFÍSICA TEÓRICA

**EVOLUCIÓN DE SISTEMAS BINARIOS DE MASA BAJA
Y MASA INTERMEDIA**

TESIS
QUE PARA OPTAR POR EL GRADO DE:
MAESTRO EN CIENCIAS (ASTROFÍSICA)

PRESENTA:
JESÚS DAVID CARRILLO SANTAMARÍA

DIRECTOR DE TESIS:
DR. DIEGO LÓPEZ CÁMARA RAMÍREZ
INSTITUTO DE ASTRONOMÍA

CIUDAD UNIVERSITARIA, CD.MX., JULIO DE 2023



Universidad Nacional
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

Biblioteca Central



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

Todo el material contenido en esta tesis esta protegido por la Ley Federal del Derecho de Autor (LFDA) de los Estados Unidos Mexicanos (México).

El uso de imágenes, fragmentos de videos, y demás material que sea objeto de protección de los derechos de autor, será exclusivamente para fines educativos e informativos y deberá citar la fuente donde la obtuvo mencionando el autor o autores. Cualquier uso distinto como el lucro, reproducción, edición o modificación, será perseguido y sancionado por el respectivo titular de los Derechos de Autor.



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO

INSTITUTO DE ASTRONOMÍA

EVOLUCIÓN DE SISTEMAS BINARIOS DE MASA BAJA
Y MASA INTERMEDIA.

T E S I S

PARA OPTAR POR EL GRADO DE:

MAESTRO EN CIENCIAS (ASTROFÍSICA)

P R E S E N T A :

FIS. JESÚS DAVID CARRILLO SANTAMARÍA

TUTOR

DR. DIEGO LÓPEZ CÁMARA RAMÍREZ



instituto de astronomía

unam

CIUDAD UNIVERSITARIA, CDMX, JULIO 2023

Le dedico el presente trabajo a las personas que considero más cercanas. Principalmente a mi pareja Gabriela, quien siempre estuvo ahí para mí, cuando tuve dudas de mí mismo y no encontraba la fuerza para continuar, ella siempre estuvo a mi lado y confió en mí para nunca dejarme rendir y poder lograr el mejor trabajo que me fuera posible.

También quiero dedicarle este trabajo a mi hermana Mariana, que desde que perdí a mis padres en licenciatura, siempre ha estado a mi lado durante toda mi trayectoria académica, impulsándome siempre a superarme.

También, quiero dedicarle este trabajo a mi amigo Miguel, quien ha sido mi amistad más longeva desde la infancia y hasta la fecha aún continúa a mi lado sin importar la situación.

Agradecimientos

A mi tutor, Dr. Diego López Cámara Ramírez. Sin su apoyo, paciencia y disciplina no hubiera sacado un trabajo como este, muchas gracias por siempre estar ahí y obligarme a siempre mejorar.

A los profesores que me dieron clase en el posgrado y a quienes se encuentran en el grupo de trabajo, muchas gracias por todos los conocimientos que me enseñaron, cimentaron las bases que desembocaron en este trabajo y espero con anticipación poder trabajar con ustedes en un futuro.

A mi pareja Gabriela, gracias por estar siempre a mi lado en estos meses complicados, sin tu incondicional apoyo no lo habría logrado.

A mis amistades más cercanas, Mariana y Miguel, gracias por siempre brindarme apoyo y tranquilidad cuando lo necesité.

Resumen

Uno de los momentos más importantes en la evolución de sistemas estelares binarios es cuando ocurre transferencia de masa entre las dos componentes del sistema, ya que a partir de este momento, la evolución de las estrellas se ve radicalmente afectada. Así, en la presente tesis se estudiaron los efectos que la transferencia de masa produce en sistemas binarios. Para lo anterior, se utilizó el código numérico de evolución estelar MESA que permite estudiar la evolución de sistemas binarios compuestos por una estrella primaria de masa baja o intermedia con transferencia de masa a la compañera y con separación orbital tan grande que no ocurrió transferencia de masa. La transferencia de masa cuando la estrella se encuentra en la secuencia principal (transferencia de masa caso A) no se consideró en el presente estudio, sino que se enfocó en la transferencia de masa cuando la estrella primaria esta en la fase de gigante roja (transferencia de masa caso B) así como en la fase de rama asintótica (transferencia de masa caso C).

En la tesis se siguió la evolución de una estrella primaria de masa baja, $1 M_{\odot}$, y con una compañera, tratada como una masa puntual, de $1 M_{\odot}$ para el caso cuando hay transferencia de masa y cuando no hay transferencia de masa. Análogamente, se estudio la evolución de una estrella primaria de masa intermedia de $7 M_{\odot}$ con una compañera de masa puntual de $1 M_{\odot}$. Para este caso se analizaron tres momentos durante la transferencia de masa, dos correspondientes al caso B (caso B temprano, cuando la transferencia de masa se da el principio de la fase de gigante roja; caso B tardío, cuando la transferencia de masa se da durante la fase final de la gigante roja; y uno al caso C, particularmente en la etapa de pulso termonuclear. Además, se estudió el caso cuando no hay transferencia de masa.

La transferencia de masa retrasa la evolución de la estrella primaria. Para el caso de masa baja se evita que llegue al flash de helio además de que pierde gran parte de su envoltente. Para el caso de masa intermedia la estrella primaria aumenta y disminuye su temperatura y luminosidad tanto en la fase de gigante roja como en la de rama asintótica (comparado con cuando no hay transferencia de masa). La producción energética nuclear y la transferencia de masa es menor en el caso B temprano comparado con el caso B tardío.

Queda como trabajo a futuro estudiar, mediante el uso de MESA, otros cocientes de masa de las componentes del sistema binario y otros casos de transferencia de masa (caso A por ejemplo), y la fase de la envoltente común. Además se espera complementar los resultados obtenidos mediante el uso de códigos hidrodinámicos tridimensionales.

Índice general

Agradecimientos	II
Resumen	III
1. Introducción	1
1.1. Sistemas binarios	1
1.1.1. Tipos de sistemas binarios	2
1.1.2. Separación orbital para sistemas binarios	11
1.1.3. Momento angular para sistemas binarios	13
1.1.4. Estrellas masivas en sistemas binarios	13
1.1.5. Importancia para fenómenos astrofísicos de altas energías	17
1.2. Lóbulo de Roche	21
1.3. Envoltente común	28
1.3.1. Formalismo alpha	35
1.4. Objetivo	37
2. Evolución estelar	38
2.1. Ecuaciones de la evolución estelar	38
2.2. Formación y evolución de una estrella aislada	43
2.2.1. Vientos	47
2.3. Formación y evolución de un sistema binario	49
2.3.1. Posibles configuraciones del sistema binario	50
2.3.2. Transferencia de masa	51

3. MESA	58
3.1. Antecedentes	58
3.2. Características del código de evolución estelar MESA	59
3.3. Limitantes	61
3.4. Resultados y Diagramas	62
4. Resultados y discusión	71
4.1. Evolución de una estrella de masa baja ($1M_{\odot}$) aislada y en un sistema binario	71
4.2. Evolución de una estrella de masa intermedia ($7M_{\odot}$) aislada y una estrella en un sistema binario	84
4.2.1. Caso B temprano y caso B tardío	90
4.2.2. Caso C	100
5. Conclusiones y trabajo a futuro	111
A. Diagramas adicionales	116
B. Inlists	123
B.1. Estrella aislada de masa baja	123
B.2. Estrella binaria de masa baja	125
B.3. Estrella aislada de masa intermedia	127
B.4. Estrella binaria de masa intermedia caso B temprano	129
B.5. Estrella binaria de masa intermedia caso B tardío	131
B.6. Archivos usados en todos los modelos	133

Índice de figuras

1.1. Par óptico α^1 Capricorni y α^2 Capricorni (https://josevicentediaz.com/2015/10/28/alpha-capricorni-la-estrella-hibrida/).	2
1.2. Binaria Visual α Centauri A y B. Fotografía tomada por el telescopio remoto de la Universidad Charles Sturt (http://www.csu.edu.au/telescope/).	3
1.3. Representación esquemática del corrimiento Doppler en una binaria espectroscópica donde las líneas espectrales de ambas estrellas se mueven periódicamente (https://www.atnf.csiro.au/outreach/education/senior/astrophysics/binary_types.html).	5
1.4. Reconstrucción y resolución individual de los componentes de la binaria espectroscópica Mizar A (Hummel & Benson, 1997).	5
1.5. Curva de luz esquemática para una binaria eclipsante arbitraria. Se puede apreciar de forma engrandecida el mínimo primario y atenuada el secundario; así como el periodo orbital del sistema (http://www.trojanplanets.appstate.edu/Intro.htm).	6
1.6. Estrella Ruchbah, δ Cassiopeiae. Imagen obtenida de <i>Sky-Map</i> (http://wikisky.org/).	7
1.7. Representación esquemática de una binaria astrométrica que contiene un componente visible y un componente oculto que es inferido por las oscilaciones de la estrella observable. El movimiento propio del sistema se representa con la línea recta. (Carroll & Ostie, 2017)	7

1.8. Estrella binaria Sirius. La componente principal más brillante en el centro de la imagen se denomina <i>Sirius A</i> , debajo de ella se encuentra su compañera mucho más tenue llamada <i>Sirius B</i> , la cuál es una enana blanca. Crédito: NASA, ESA, H. Bond (STScI), y M. Barstow (University of Leicester)	8
1.9. (a) Espectro de una estrella caliente con un espectro rico en líneas de hidrógeno. (b) Estrella fría con líneas gruesas correspondientes a los metales. (c) Binaria espectral donde se pueden apreciar claramente dos clases estelares distintas a pesar de que sólo un objeto se aprecia en el cielo (http://abyss.uoregon.edu/~js/ast122/lectures/lec10.html).	9
1.10. Representación artística del pulsar binario PSR J0737-3039. Crédito: animación realizada por John Rowe (https://www.astron.nl/pulsars/animations/)	9
1.11. Representación artística de un sistema binario cercano donde una componente acreta material de la superficie de su compañera. Crédito: STScI (https://apod.nasa.gov/apod/ap991219.html).	10
1.12. Representación conceptual de los elementos de un sistema binario.	11
1.13. Esquema de las estrellas que se encuentran en sistemas binarios. El eje Y es la fracción de la totalidad de sistemas estelares F con multiplicidad n y cociente de masas entre los componentes del sistema con respecto a la principal q mayor que 0.1. El eje X corresponde a la masa de la estrella primaria. En el diagrama se puede apreciar las estrellas asiladas ($n=0$) en rojo, las estrellas binarias ($n=1$) en verde, las estrellas triples ($n=2$) en azul, y estrellas cuádruples ($n=3$) en magenta (Moe & Di Stefano, 2017).	14

1.14. Esquema de la fracción de estrellas binarias (BS) que interactúan en función de la masa de la estrella primaria (eje X) El eje Y muestra la frecuencia de encontrar una estrella primaria con compañeras que cumplan $q > 0.1$ y $0.2 < \log(P[\text{días}]) < 3.7$ para que interactúen entre sí. En rojo se muestran las estrellas tipo solar y en magenta se muestran las estrellas tipo O (Moe & Di Stefano, 2017).	16
1.15. Espectro de una Supernova Ia (https://supernova.lbl.gov/~dnkasen/tutorial/graphics/sn_types.jpg).	19
1.16. Representación del Lóbulo de Roche (https://astronomy.swin.edu.au/cosmos/r/roche-lobe).	21
1.17. Representación del potencial de Roche en 1D. Las unidades de los ejes se encuentran normalizadas a las dimensiones del sistema binario (http://www.physics.usyd.edu.au/~helenj/SeniorAstro/lecture11.pdf).	23
1.18. Representación del potencial de Roche en 2D por medio de curvas equipotenciales. Los ejes se encuentran normalizados a la separación orbital. El centro de masa del sistema se representa con una cruz. En esta representación en particular, la masa de la estrella M_1 es mayor que M_2 (http://www.physics.usyd.edu.au/~helenj/SeniorAstro/lecture11.pdf).	24
1.19. Representación del Potencial de Roche en 3D. Los ejes se encuentran normalizados a las cantidades del sistema binario. Los ejes X y Y son unidades espaciales, mientras que el eje Z es el potencial (http://www.astro.gsu.edu/wds/bs1/RochePotential2.jpg).	25
1.20. Modelación de las equipotenciales del potencial de Roche en 3D (Helen, 2018b).	26
1.21. Pérdida de estabilidad orbital y transición a Envolverte común (Ivanova et al., 2020).	29
1.22. Inmersión de una estrella en la envolverte de su compañera (Ivanova et al., 2020).	30

1.23. Caída lenta en espiral hacia el núcleo de la estrella compañera al núcleo (Ivanova et al., 2020).	32
1.24. Fin de la caída en espiral y algunos posibles finales de esta etapa (Ivanova et al., 2020).	33
1.25. Evolución Post-CE, en particular este ejemplo muestra a los objetos resultantes dejando lo que queda de la CE. (Ivanova et al., 2020). . .	34
2.1. Representación esquemática de la compensación de la gravedad y presión en una estrella (https://academics.uccs.edu/rtirado/PES_1060_Astro_2/Chaisson_8e_pdfs/16_LectureOutline.pdf).	39
2.2. Representación esquemática de las posibles configuraciones del sistema binario en el potencial de Roche. La línea punteada muestra la ubicación del centro de masa del sistema (Zharikov, 2022).	51
2.3. Variación del radio estelar en función del tiempo para una estrella primaria de $5 M_{\odot}$ y $Z = Z_{\odot}$ con un cociente de masas $q = 2$. Se muestran para este caso las cotas para el periodo orbital P (en días) que delimitan las ocurrencias de la transferencia de masa para los casos A, B y C. Análogamente se mencionan los acontecimientos que separan los distintos periodos evolutivos de la estrella (Paczynski, 1971). . . .	52
2.4. Camino evolutivo en el diagrama HR para una estrella de masa intermedia y metalicidad solar. La fase de gigante roja es la que ocurre entre los puntos marcados con D y E. La fase de E-AGB junto con los <i>blue loops</i> ocurren entre los puntos E y H, mientras que la fase de TP-AGB se da entre los puntos H y J. (Pols, 2011)	54
3.1. Diagrama HR para una estrella como el sol obtenido con MESA. . . .	63

3.2. Diagrama $\rho - T$ para una estrella tipo solar con una edad de $1.22 \times 10^{10} \text{ yr}$ que se encuentra en la etapa de RG, obtenido con MESA. Las líneas punteadas grises horizontales representan los momentos donde el quemado de distintos elementos se da, H, He, C y O. Las líneas grises punteadas inclinadas corresponden a los límites de las distintas ecuaciones de estado del material estelar. Las líneas verdes punteadas delimitan la MS. El rojo representa quemado mayor a $10^7 \text{ erg g}^{-1} \text{ s}^{-1}$. El naranja, a quemado mayor a $1000 \text{ erg g}^{-1} \text{ s}^{-1}$. El amarillo, quemado mayor a $1 \text{ erg g}^{-1} \text{ s}^{-1}$. El verde implica ausencia de mezclado. El azul claro es convección. El blanco representa overshoot. El morado es mezclado termohalino.	64
3.3. Diagrama Kippenhahn para una estrella como el sol con una edad de $1.22 \times 10^{10} \text{ yr}$ que se encuentra en la etapa de gigante roja, obtenido con MESA.	65
3.4. Diagrama de abundancias para una estrella como el sol con una edad de $1.22 \times 10^{10} \text{ yr}$ que se encuentra en la etapa de gigante roja, obtenido con MESA. Se muestra en amarillo el hidrógeno, en rojo el helio, en morado el nitrógeno, en naranja el oxígeno, en gris el magnesio, en dorado el carbono, en verde el neón y finalmente en azul claro el helio 3.	66
3.5. Diagrama de perfiles de densidad y temperatura para una estrella como el sol con una edad de $1.22 \times 10^{10} \text{ yr}$ que se encuentra en la etapa de gigante roja, obtenido con MESA.	67
3.6. Diagrama de emisividad para una estrella como el sol con una edad de $1.22 \times 10^{10} \text{ yr}$ que se encuentra en la etapa de gigante roja, obtenido con MESA. Se puede apreciar que, por la etapa en la que la estrella está, no hay quemado nuclear, solamente hay una capa de quemado.	68
3.7. En el presente diagrama obtenido con MESA se muestra en el panel superior las masas de las componentes del sistema binario, en el panel medio el periodo del sistema binario y en el panel inferior la transferencia de masa del sistema binario.	70

<p>4.1. Diagrama HR para el caso de una estrella de masa baja aislada (panel izquierdo) y en un sistema binario (panel derecho). El tiempo final de ambos sistemas es de $t_f = 1.24 \times 10^{10} \text{ yr}$.</p>	<p>75</p>
<p>4.2. Diagrama de emisividad para el caso de una estrella de masa baja aislada (panel izquierdo) y en un sistema binario (panel derecho). La línea amarilla corresponde a las reacciones CNO, la línea azul a las reacciones PP, la línea morada corresponde al proceso Triple-α, la línea roja al $N\alpha$, la verde al $O\alpha$ y la línea naranja al $C\alpha$. El tiempo mostrado de la evolución de ambos sistemas es de $t = 1.24 \times 10^{10} \text{ yr}$.</p>	<p>76</p>
<p>4.3. Diagrama de Kippenhahn para el caso de una estrella de masa baja aislada (panel izquierdo) y en un sistema binario (panel derecho). En el eje Y se denota la masa de la estrella y en el eje X el número de modelo. La región azul corresponde a transporte convectivo, mientras que la negra a transporte radiativo. La región roja significa quemado, la región azul enfriamiento, la región en blanco overshoot, la región en morado mezclado termohalino. La línea verde indica el helio producido, la línea gris indica la luminosidad a causa del quemado de hidrógeno, la línea amarilla la luminosidad a causa del quemado de helio, y la línea roja, la luminosidad total. El tiempo final de la evolución de ambos sistemas es de $t_f = 1.24 \times 10^{10} \text{ yr}$.</p>	<p>78</p>
<p>4.4. Diagrama de $\rho - T$ para el caso de una estrella de masa baja aislada (panel izquierdo) y en un sistema binario (panel derecho). El tiempo mostrado de la evolución de ambos sistemas es de $t = 1.24 \times 10^{10} \text{ yr}$.</p>	<p>79</p>
<p>4.5. Perfiles de temperatura (naranja), densidad (morado), emisividad en el núcleo (gris), y emisión de neutrinos (verde) para el caso de una estrella de masa baja aislada (panel izquierdo) y en un sistema binario (panel derecho). El tiempo mostrado de la evolución de ambos sistemas es de $t = 1.24 \times 10^{10} \text{ yr}$.</p>	<p>81</p>

4.6.	Abundancias para el caso de una estrella de masa baja aislada (panel izquierdo) y en un sistema binario (panel derecho). En amarillo se muestra el hidrógeno, en rojo el helio, en azul el nitrógeno, en naranja el oxígeno, en gris el magnesio, en dorado el carbono, en verde el neón, y en blanco el helio 3. El tiempo mostrado de la evolución de ambos sistemas es de $t = 1.24 \times 10^{10} \text{ yr}$	82
4.7.	Diagramas de masas de los componentes del sistema binario, periodo orbital y transferencia de masa para el sistema binario de una estrella de masa baja. El tiempo final de la evolución del sistema es de $t_f = 1.24 \times 10^{10} \text{ yr}$	83
4.8.	Diagrama HR para el caso de una estrella de masa intermedia aislada (panel a), en un sistema binario con caso B temprano de transferencia de masa (panel b) y en un sistema binario con caso B temprano de transferencia de masa (panel c). El tiempo final de los tres sistemas es de $t_f = 4.01 \times 10^7 \text{ yr}$	91
4.9.	Diagrama de Kippenhahn para el caso de una estrella de masa intermedia aislada (panel a), en un sistema binario con caso B temprano de transferencia de masa (panel b) y en un sistema binario con caso B temprano de transferencia de masa (panel c). En el eje Y se denota la masa de la estrella y en el eje X el número de modelo. La región azul claro corresponde a transporte convectivo, mientras que la negra a transporte radiativo. La región roja significa quemado, la región en blanco overshoot, la región en morado mezclado termohalino. La línea verde indica el helio producido, la línea gris indica la luminosidad a causa del quemado de hidrógeno, la línea amarilla la luminosidad a causa del quemado de helio, y la línea roja, la luminosidad total. El tiempo final de los tres sistemas es de $t_f = 4.01 \times 10^7 \text{ yr}$	92

4.10. Diagrama de $\rho - T$ para el caso de una estrella de masa intermedia aislada (panel a), en un sistema binario con caso B temprano de transferencia de masa (panel b) y en un sistema binario con caso B temprano de transferencia de masa (panel c). El tiempo mostrado de la evolución de los tres sistemas es de $t = 4.01 \times 10^7 \text{ yr}$ 93

4.11. Perfiles de temperatura (naranja), densidad (morado), emisividad en el núcleo (gris), y emisión de neutrinos (verde) para el caso de una estrella de masa intermedia aislada (panel a), en un sistema binario con caso B temprano de transferencia de masa (panel b) y en un sistema binario con caso B tardío de transferencia de masa (panel c). El tiempo mostrado de la evolución de los tres sistemas es de $t = 4.01 \times 10^7 \text{ yr}$ 94

4.12. Diagrama de emisividad para el caso de una estrella de masa intermedia aislada (panel a), en un sistema binario con caso B temprano de transferencia de masa (panel b) y en un sistema binario con caso B tardío de transferencia de masa (panel c). La línea amarilla corresponde a las reacciones CNO, la línea azul a las reacciones PP, la línea morada corresponde al proceso Triple- α , la línea roja al $N\alpha$, la verde al $O\alpha$ y la línea naranja al $C\alpha$. El tiempo mostrado de la evolución de los tres sistemas es de $t = 4.01 \times 10^7 \text{ yr}$ 95

4.13. Abundancias para el caso de una estrella de masa intermedia aislada (panel a), en un sistema binario con caso B temprano de transferencia de masa (panel b) y caso B tardío de transferencia de masa (panel c). En amarillo se muestra el hidrógeno, en azul el helio, en dorado el nitrógeno, en morado el oxígeno, en verde el magnesio, en rojo el carbono, y en naranja el neón. El tiempo mostrado de la evolución de los tres sistemas es de $t = 4.01 \times 10^7 \text{ yr}$ 96

4.14.	Diagramas de masas, periodo orbital y transferencia de masa para sistemas binarios de masa intermedia con caso B temprano de transferencia de masa (paneles de la izquierda) y caso B tardío de transferencia de masa (paneles de la derecha). Todos se encuentran en función del número del modelo, el cuál es equivalente al tiempo para MESA. El tiempo final de los dos sistemas es de $t_f = 4.01 \times 10^7 yr$	99
4.15.	Diagrama HR para el caso de una estrella de masa intermedia aislada (panel izquierdo) y en un sistema binario con transferencia de masa caso C (panel derecho). El tiempo final de los dos sistemas es de $t_f = 4.74 \times 10^7 yr$	100
4.16.	Diagrama de Kippenhahn para el caso de una estrella de masa intermedia aislada (panel izquierdo) y en un sistema binario con transferencia de masa caso C (panel derecho). En el eje Y se denota la masa de la estrella y en el eje X el número de modelo. La región azul corresponde a transporte convectivo, mientras que la negra a transporte radiativo. La región roja significa quemado, la región azul enfriamiento, la región en blanco overshoot, la región en morado mezclado termohalino. La línea verde indica el helio producido, la línea gris indica la luminosidad a causa del quemado de hidrógeno, la línea amarilla la luminosidad a causa del quemado de helio, y la línea roja, la luminosidad total. El tiempo final de los dos sistemas es de $t_f = 4.74 \times 10^7 yr$	102
4.17.	Diagrama de $\rho - T$ para el caso de una estrella de masa intermedia aislada (panel izquierdo) y en un sistema binario con transferencia de masa caso C (panel derecho). El tiempo mostrado de la evolución de los dos sistemas es de $t = 4.74 \times 10^7 yr$	103
4.18.	Perfiles de temperatura (naranja), densidad (morado), emisividad en el núcleo (gris), y emisión de neutrinos (verde) para el caso de una estrella de masa intermedia aislada (panel izquierdo) y en un sistema binario con transferencia de masa caso C (panel derecho). El tiempo mostrado de la evolución de los dos sistemas es de $t = 4.74 \times 10^7 yr$. .	104

4.19. Diagrama de emisividad para el caso de una estrella de masa intermedia aislada (panel izquierdo) y en un sistema binario con transferencia de masa caso C (panel derecho). La línea amarilla corresponde a las reacciones CNO, la línea azul a las reacciones PP, la línea morada corresponde al proceso Triple- α , la línea roja al $N\alpha$, la verde al $O\alpha$, la línea naranja al $C\alpha$ y la línea gris al $Ne\alpha$. El tiempo mostrado de la evolución de los dos sistemas es de $t = 4.74 \times 10^7 \text{ yr}$ 105

4.20. Diagrama de abundancias para el caso de una estrella de masa intermedia aislada (panel izquierdo) y en un sistema binario con transferencia de masa caso C (panel derecho). En amarillo se muestra el hidrógeno, en azul el helio, en dorado el nitrógeno, en morado el oxígeno, en verde el magnesio, en rojo el carbono, y en naranja el neón. El tiempo mostrado de la evolución de los dos sistemas es de $t = 4.74 \times 10^7 \text{ yr}$ 106

4.21. Diagramas de masas de los componentes del sistema binario, periodo orbital y transferencia de masa para el sistema binario de una estrella de masa intermedia caso C. El tiempo final del sistema es de $t_f = 4.74 \times 10^7 \text{ yr}$ 108

A.1. Cuadrícula de diagramas mostrada por MESA, en la parte superior de izquierda a derecha se encuentran abundancias, emisividad, HR, masa, periodo orbital, transferencia de masa en la parte superior; en la parte inferior de izquierda a derecha se encuentran Kippenhahn, $\rho - T$ y perfiles. 116

A.2. Evolución de un sistema binario conformado por una estrella de $1 M_{\odot}$ y una masa puntual de $1 M_{\odot}$ (dada la separación orbital tan grande, $10^{21} R_{\odot}$, el sistema binario no entra en interacción). Las gráficas que se muestran son los diagramas de abundancias; el perfil de las reacciones nucleares (PP, CNO, triple alfa); el diagrama HR; el diagrama de Kippenhahn; el diagrama $\rho - T$; y los perfiles de densidad, temperatura, emisividad, y emisión de neutrinos cuando el sistema binario tiene una edad de $1.24 \times 10^{10} yr$	117
A.3. Igual que la Figura A.2 para el caso en que se tiene transferencia de masa durante la etapa de gigante roja.	118
A.4. Evolución de un sistema binario conformado por una estrella de $7 M_{\odot}$ y una masa puntual de $1 M_{\odot}$ (dada la separación orbital tan grande, $10^{21} R_{\odot}$, el sistema binario no entra en interacción). Las gráficas que se muestran son los diagramas de abundancias; el perfil de las reacciones nucleares (PP, CNO, triple alfa); el diagrama HR; el diagrama de Kippenhahn; el diagrama $\rho - T$; y los perfiles de densidad, temperatura, emisividad, y emisión de neutrinos cuando el sistema binario tiene una edad de $4.01 \times 10^7 yr$	119
A.5. Evolución de un sistema binario conformado por una estrella de $7 M_{\odot}$ y una masa puntual de $1 M_{\odot}$ (dada la separación orbital tan grande ($10^{21} R_{\odot}$), el sistema binario no entra en interacción). Las gráficas que se muestran son el diagramas de abundancias; el perfil de las reacciones nucleares (PP, CNO, triple alfa); el diagrama HR; el diagrama de Kippenhahn; el diagrama $\rho - T$; y los perfiles de densidad, temperatura, emisividad, y emisión de neutrinos cuando el sistema binario tiene una edad de $4.74 \times 10^7 yr$	120
A.6. Igual que la Figura A.4 para el caso en que se tiene transferencia de masa justo entrando a la etapa de gigante roja.	121
A.7. Igual que la Figura A.4 para el caso en que se tiene transferencia de masa cerca del final de su etapa de gigante roja.	121

A.8. Igual que la Figura A.5 para el caso en que se tiene transferencia de masa en la fase de TP-AGB. 122

B.1. Inslit project. En este archivo se especifica que la masa de la estrella primaria y secundaria sean de $1M_{\odot}$, que la secundaria sea tratada como una masa puntual, el periodo orbital del sistema binario (en este caso en particular, lo suficientemente grande para que la estrella primaria actúe como aislada), las condiciones de la transferencia de masa, las condiciones del momento angular orbital, el modelo para la transferencia de masa, las condiciones del Lóbulo de Roche, y la tolerancia para el cálculo de la tasa de transferencia de masa; además en este archivo se indicaría si la compañera debería considerarse como agujero negro. 123

B.2. Inslit donor. En este archivo se especifica el modelo inicial que carga MESA, los datos que muestra en terminal, las especificaciones del guardado de archivos, y los parámetros de la estrella donadora, como ecuación de estado, la metalicidad, los límites permitidos de las abundancias, el límite máximo para la luminosidad, las condiciones de mezclado, el viento y la resolución. 124

B.3. Inslit project. En este archivo se especifica que la masa de a estrella primaria y secundaria sean de $1M_{\odot}$, que la secundaria sea tratada como una masa puntual, el periodo orbital del sistema binario, las condiciones de la transferencia de masa, las condiciones del momento angular orbital, el modelo para la transferencia de masa, las condiciones del Lóbulo de Roche, y la tolerancia para el cálculo de la tasa de transferencia de masa; además en este archivo se indicaría si la compañera debería considerarse como agujero negro. Finalmente, también dentro de este archivo se indica cuál Inslit pgstar usar. 125

B.4. Inlist donor. En este archivo se especifica el modelo inicial que carga MESA, los datos que muestra en terminal, las especificaciones del guardado de archivos, y los parámetros de la estrella donadora, como ecuación de estado, la metalicidad, los límites permitidos de las abundancias, el límite máximo para la luminosidad, las condiciones de mezclado, el viento y la resolución. 126

B.5. Inlist project. En este archivo se especifica que la masa de a estrella primaria sea de $7 M_{\odot}$ y la secundaria de $1.4 M_{\odot}$, que la secundaria sea tratada como una masa puntual, el periodo orbital del sistema binario (que en este caso sea lo suficientemente grande para que no interactúe), las condiciones de la transferencia de masa, las condiciones del momento angular orbital, el modelo para la transferencia de masa, las condiciones del Lóbulo de Roche, y la tolerancia para el cálculo de la tasa de transferencia de masa; además en este archivo se indicaría si la compañera debería considerarse como agujero negro. Finalmente, también dentro de este archivo se indica cuál Inlist pgstar usar. . . . 127

B.6. Inlist donor. En este archivo se especifica el modelo inicial que carga MESA, los datos que muestra en terminal, las especificaciones del guardado de archivos, y los parámetros de la estrella donadora, como ecuación de estado, la metalicidad, los límites permitidos de las abundancias, el límite máximo para la luminosidad, las condiciones de mezclado, el viento y la resolución. 128

- B.7. Inlist project. En este archivo se especifica que la masa de a estrella primaria sea de $7 M_{\odot}$ y la secundaria de $1.4M_{\odot}$, que la secundaria sea tratada como una masa puntual, el periodo orbital del sistema binario (en este caso lo suficientemente cercano para que se de la transferencia temprana), las condiciones de la transferencia de masa, las condiciones del momento angular orbital, el modelo para la transferencia de masa, las condiciones del Lóbulo de Roche, y la tolerancia para el cálculo de la tasa de transferencia de masa; además en este archivo se indicaría si la compañera debería considerarse como agujero negro. Finalmente, también dentro de este archivo se indica cuál Inlist pgstar usar. 129
- B.8. Inlist donor. En este archivo se especifica el modelo inicial que carga MESA, los datos que muestra en terminal, las especificaciones del guardado de archivos, y los parámetros de la estrella donadora, como ecuación de estado, la metalicidad, los límites permitidos de las abundancias, el límite máximo para la luminosidad, las condiciones de mezclado, el viento y la resolución. 130
- B.9. Inlist project. En este archivo se especifica que la masa de a estrella primaria sea de $7 M_{\odot}$ y la secundaria de $1.4M_{\odot}$, que la secundaria sea tratada como una masa puntual, el periodo orbital del sistema binario (en este caso la distancia apropiada para que ocurra el caso tardío), las condiciones de la transferencia de masa, las condiciones del momento angular orbital, el modelo para la transferencia de masa, las condiciones del Lóbulo de Roche, y la tolerancia para el cálculo de la tasa de transferencia de masa; además en este archivo se indicaría si la compañera debería considerarse como agujero negro. Finalmente, también dentro de este archivo se indica cuál Inlist pgstar usar. 131

B.10.Inslist donor. En este archivo se especifica el modelo inicial que carga MESA, los datos que muestra en terminal, las especificaciones del guardado de archivos, y los parámetros de la estrella donadora, como ecuación de estado, la metalicidad, los límites permitidos de las abundancias, el límite máximo para la luminosidad, las condiciones de mezclado, el viento y la resolución. 132

B.11.Inslist. En este archivo se especifica cuál archivo considerar para módulo del programa, incluyendo características físicas, parámetros del modelo y mostrado en pantalla 133

B.12.Inslist pgstar binary. En este archivo es donde se especifica qué diagramas mostrar en pantalla y sus límites, qué parámetros considerar en cada uno, el texto a mostrar en la parte superior, el orden y formato de los diagramas al momento de mostrarlos en pantalla y el nombre y formato para guardar los archivos. 134

B.13.Inslist pgstar binary. En este archivo es donde se especifica qué diagramas mostrar en pantalla y sus límites, qué parámetros considerar en cada uno, el texto a mostrar en la parte superior, el orden y formato de los diagramas al momento de mostrarlos en pantalla y el nombre y formato para guardar los archivos. 135

B.14.Inslist pgstar binary. En este archivo es donde se especifica qué diagramas mostrar en pantalla y sus límites, qué parámetros considerar en cada uno, el texto a mostrar en la parte superior, el orden y formato de los diagramas al momento de mostrarlos en pantalla y el nombre y formato para guardar los archivos. 136

Capítulo 1

Introducción

En este capítulo se dará un preámbulo sobre los sistemas estelares binarios abarcando su definición, clasificación, importancia, entre otros aspectos relevantes. En particular, se brindará especial interés al caso en que uno de los miembros del sistema sea una estrella masiva.

1.1. Sistemas binarios

De las millones de estrellas que se observan cada noche en el firmamento, existen escenarios que son como nuestro Sol, compuestos por sistemas planetarios rodeando estrellas solitarias; así como como sistemas estelares formados por dos o más estrellas que giran en torno a un centro de masa en común ([Ivanova et al., 2020](#)).

La importancia del estudio de los sistemas estelares múltiples, es decir, sistemas estelares que se encuentran ligados gravitacionalmente y orbitando en torno a un centro de masa común ([Paczynski, 1971](#)); radica en, que la mayoría de las estrellas (más del 85% de ellas, [Richichi & Leinert, 2000](#); [Schombert, 2007](#)) forman parte de estos y que de ellos se originan fenómenos astronómicos de altas energías, como binarias de rayos X de masa baja, intermedia y alta; binarias de agujeros negros, pulsares binarios y binarias de enanas blancas que terminan en supernova, entre otras; que aún no son totalmente comprendidos. Además de casos particulares de estrellas binarias como binarias de fuertes vientos con una componente siendo una Wolf-Rayet

y binarias simbióticas, de las cuáles continúan constantes estudios (Hilditch, 2001).

Para el caso particular de que el sistema esté compuesto por dos estrellas, se les denomina como sistemas binarios estelares o solamente binarias o sistemas binarios (Hilditch, 2001).

1.1.1. Tipos de sistemas binarios

La forma principal y más usual para clasificar los sistemas binarios es en función a su método de detección y forma de observarlos (Carroll & Ostie, 2017):

- ★ Pares ópticos o dobles ópticos: Son pares de estrellas que aparentan estar juntas al ser vistas con un telescopio ya que se encuentran casi en la misma línea de visión y poseen ascensión recta y declinación similares; pero en realidad se encuentran a centenares de parsecs de distancia o inclusive más, evitando que se encuentren gravitacionalmente ligadas; por lo que no son verdaderos sistemas binarios, sólo lo aparentan ser (Heintz, 1978). En la Figura 1.1 se muestra un ejemplo de esta clase de estrellas.



Figura 1.1: Par óptico α^1 Capricorni y α^2 Capricorni (<https://josevicentediaz.com/2015/10/28/alpha-capricorni-la-estrella-hibrida/>).

★ Binarias visuales. Son sistemas binarios donde es posible resolver espacialmente y de forma clara ambos componentes individuales del sistema binario con ayuda de un telescopio ¹. Después con estas observaciones se pueden obtener los movimientos aparentes y posiciones relativas de cada estrella del sistema, lo que eventualmente lleva a la obtención de las órbitas. Estos sistemas por lo general se encuentran cercanos a la Tierra, pudiendo observarse a una distancia de hasta 400 pársecs mediante telescopios de óptica adaptativa; lo cuál se considera como Vía Láctea local (Hardegree-Ullman et al., 2013). También se clasifican como sistemas lejanos, cuya separación orbital es muy amplia (en promedio de 10 a 20 AU, pero en algunos casos llega a ser de cientos de unidades astronómicas, Hardegree-Ullman et al. (2013)); y es justo por la combinación de estos dos factores que es posible resolverlos espacialmente con cierta facilidad. En la nomenclatura, se le asocia el sufijo “A” a la componente más brillante ópticamente y se continúan alfabéticamente conforme su brillo disminuye (ATNF, 2015)². En la Figura 1.2 se muestra un ejemplo de este sistema binario visual.



Figura 1.2: Binaria Visual α Centauri A y B. Fotografía tomada por el telescopio remoto de la Universidad Charles Sturt (<http://www.csu.edu.au/telescope/>).

¹En algunos casos se pueden resolver a ojo. El límite de resolución del ojo humano es de 30 segundos de arco a 1 minuto de arco (Martin, 2011).

²<https://www.atnf.csiro.au>

★ Binarias espectroscópicas. Contrariamente al caso anterior, son sistemas binarios que se encuentran demasiado lejos de la Tierra (la mayoría se encuentra en promedio a centenas de pársecs de la Tierra, por lo que si la distancia es menor a $400 pc$, coincide con las binarias visuales más cercanas (Reimers & Schroeder, 1989)), o cuya separación orbital es demasiado pequeña como para resolverse visualmente con ayuda de un telescopio; de modo que se observan mediante el corrimiento Doppler³ en sus líneas espectrales (Zharikov, 2022). Como el sistema no está resuelto en sus componentes individuales, el espectro obtenido de observarlo será la combinación de los espectros de cada componente, y es en este espectro unificado donde se verá el efecto del corrimiento Doppler. Por lo tanto, dado que en un sistema binario, las estrellas tienen velocidades orbitales opuestas en dirección en todo momento, si una de ellas se aleja de nosotros, la otra se acercará, por lo que la primera mostrará un corrimiento hacia el rojo en su espectro y la segunda un corrimiento al azul. Si el plano orbital es perpendicular a nuestra línea de visión⁴ (no se acercan o alejan de la Tierra), entonces no habrá efecto Doppler y las líneas de emisión o absorción en sus espectros se mantienen en su frecuencia original. Conforme las estrellas continúan orbitándose, la que se acercaba a la Tierra originalmente, se alejará eventualmente y viceversa, por lo que el corrimiento de las líneas espectrales de cada una de las estrellas va cambiando del rojo al azul de forma periódica de acuerdo a su periodo orbital. Es con estos cambios periódicos en la posición de sus líneas espectrales que se puede determinar que es un sistema binario (ATNF, 2015). En la Figura 1.4 se muestra esquemáticamente el procedimiento previamente descrito.

³El efecto Doppler es donde una fuente de ondas se mueve, causando que su longitud de onda se comprima frente a él y se expanda detrás. Cuando se recibe luz de un objeto muy lejano a la Tierra (como una estrella o galaxia), si se mueve hacia la Tierra, la longitud de onda de la luz se desplaza a valores más cortos con frecuencias más altas, a lo que se le conoce como *blueshift*; mientras que si se aleja de la tierra, la longitud de onda se desplaza a valores más largos con frecuencias más bajas y se le conoce como *redshift* (Carroll & Ostie, 2017).

⁴La línea de visión es una línea imaginaria que une al observador con un objeto celeste, coincidiendo con la trayectoria que la luz de ese objeto es recibida (Carroll & Ostie, 2017)

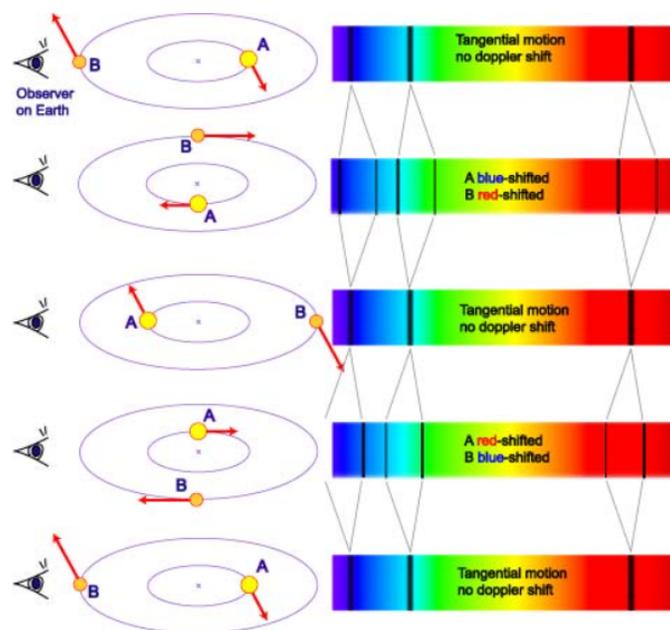


Figura 1.3: Representación esquemática del corrimiento Doppler en una binaria espectral donde las líneas espectrales de ambas estrellas se mueven periódicamente (https://www.atnf.csiro.au/outreach/education/senior/astrophysics/binary_types.html).

Los modernos avances en interferometría óptica y técnicas de imagen permiten separar y resolver individualmente cada componente de una binaria espectral y hacer así una reconstrucción del sistema binario mostrando ambas componentes, un ejemplo de esta técnica se muestra en la Figura 1.4 donde se separaron los componentes de la binaria espectral Mizar A:

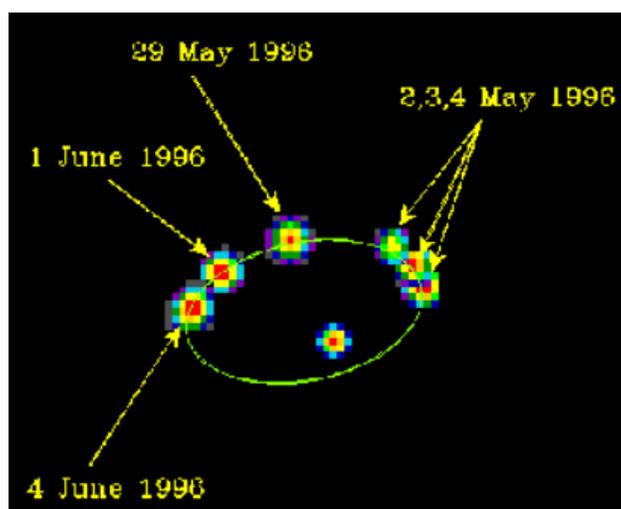


Figura 1.4: Reconstrucción y resolución individual de los componentes de la binaria espectral Mizar A (Hummel & Benson, 1997).

★ Binarias eclipsantes. El método con el que se detectan estos sistemas binarios es por mediciones fotométricas que involucran la magnitud de las componentes. Esta clase de sistemas binarios son similares a las estrellas pulsantes exhibiendo cambios periódicos en su magnitud. Donde difieren es que la causa no es por cambios en su luminosidad intrínseca sino porque una estrella de la binaria pase enfrente de la otra, eclipsándola periódicamente y reduciendo el flujo que observamos. Este es un escenario inusual que requiere que el vector normal al plano orbital del sistema binario sea perpendicular a nuestra línea de visión, por lo que también pueden ser tanto espectroscópicas como visuales (Zharikov, 2022). Para poder clasificarlos como sistemas binarios es necesario obtener la curva de luz del sistema con caídas periódicas; estas caídas serán distintas a menos que ambas estrellas sean idénticas. Al mayor decremento en la luminosidad se le llama eclipse o mínimo primario y es cuando la estrella con mayor temperatura es eclipsada (pasa por detrás) por la estrella de menor temperatura, mientras que al otro se le conoce como eclipse o mínimo secundario y corresponde a cuando la estrella de menor temperatura es eclipsada por la de mayor temperatura; es por esto que el periodo orbital consistirá de dos mínimos (Caton et al., 1999). Una representación esquemática de la curva de luz previamente descrita se encuentra en la Figura 1.5

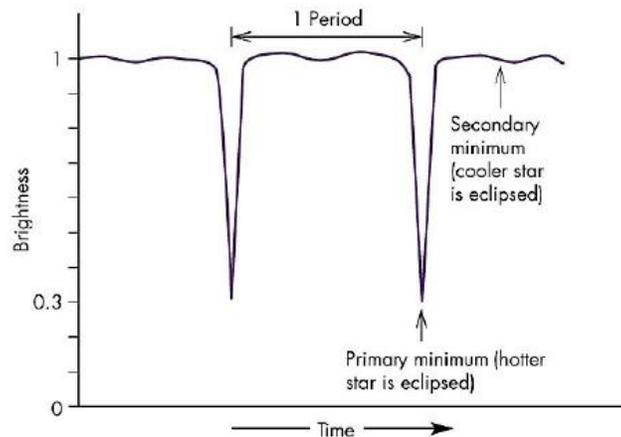


Figura 1.5: Curva de luz esquemática para una binaria eclipsante arbitraria. Se puede apreciar de forma engrandecida el mínimo primario y atenuada el secundario; así como el periodo orbital del sistema (<http://www.trojanplanets.appstate.edu/Intro.htm>).

Un ejemplo de una binaria eclipsante es la estrella Ruchbah, δ Cassiopeiae, que se muestra en la Figura 1.6

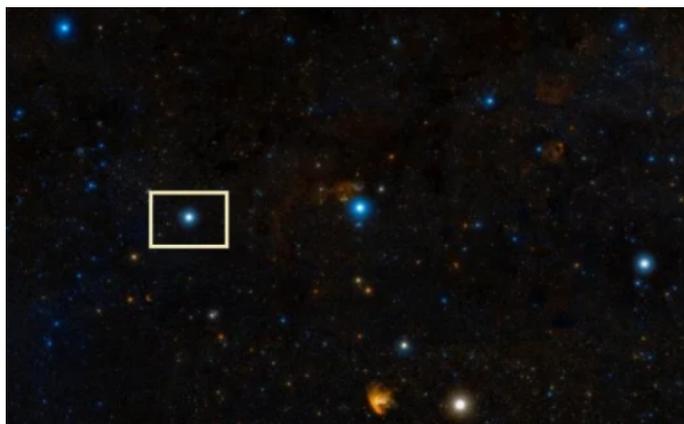


Figura 1.6: Estrella Ruchbah, δ Cassiopeiae. Imagen obtenida de *Sky-Map* (<http://wikisky.org/>).

- ★ Binarias astrométricas. Es el caso particular de sistemas binarios donde solamente uno de los componentes es visible; la forma en la que se aprecia es un sistema binario es porque con el paso del tiempo se observa un bamboleo periódico en el movimiento propio de la componente visible. Este bamboleo ocurre en torno al centro de masa del sistema binario, el cuál se mueve a velocidad constante (Carroll & Ostie, 2017). Dichas oscilaciones pueden ocurrir a lo largo de años o décadas (Metchev, 2011). Lo anterior descrito se muestra representado esquemáticamente en la Figura 1.7.

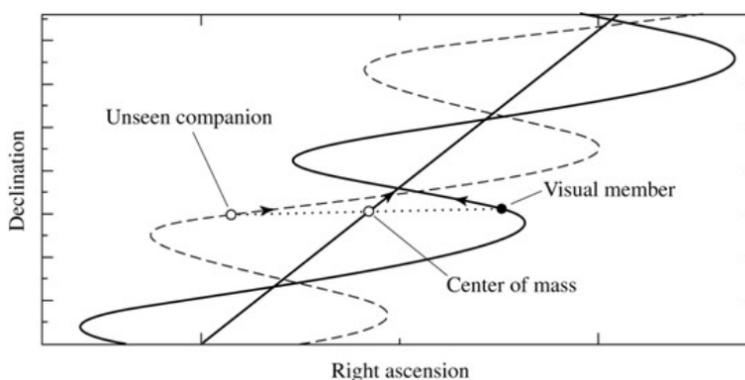


Figura 1.7: Representación esquemática de uan binaria astrométrica que contiene un componente visible y un componente oculto que es inferido por las oscilaciones de la estrella observable. El movimiento propio del sistema se representa con la línea recta. (Carroll & Ostie, 2017)

No muchas binarias astrométricas han sido detectadas principalmente a causa del largo tiempo de observación requerido para notar los bamboleos. El ejemplo mejor conocido de estas estrellas es la estrella *Sirius*, la cuál se muestra en la Figura 1.8.

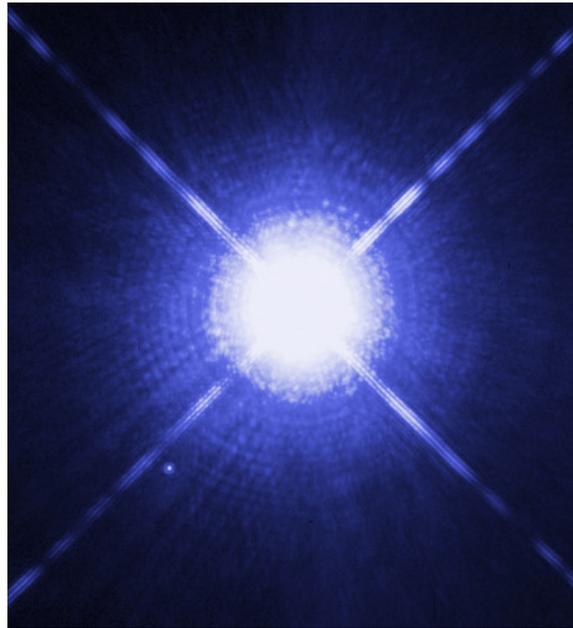


Figura 1.8: Estrella binaria Sirius. La componente principal más brillante en el centro de la imagen se denomina *Sirius A*, debajo de ella se encuentra su compañera mucho más tenue llamada *Sirius B*, la cuál es una enana blanca. Crédito: NASA, ESA, H. Bond (STScI), y M. Barstow (University of Leicester)

- ★ Binaria espectral. Es un sistema binario en el que se encuentran dos espectros superpuestos, independientes y discernibles. Análogamente a la binaria espectroscópica, existen corrimientos Doppler por el movimiento de las estrellas, pero se diferencian en que en las binarias espectroscópicas, el espectro detectado no está individualmente resuelto por lo que se aprecia como de un solo objeto, mientras que en las binarias espectrales los espectros pueden distinguirse claramente (Carroll & Ostie, 2017). Un ejemplo se muestra en la Figura 1.9.

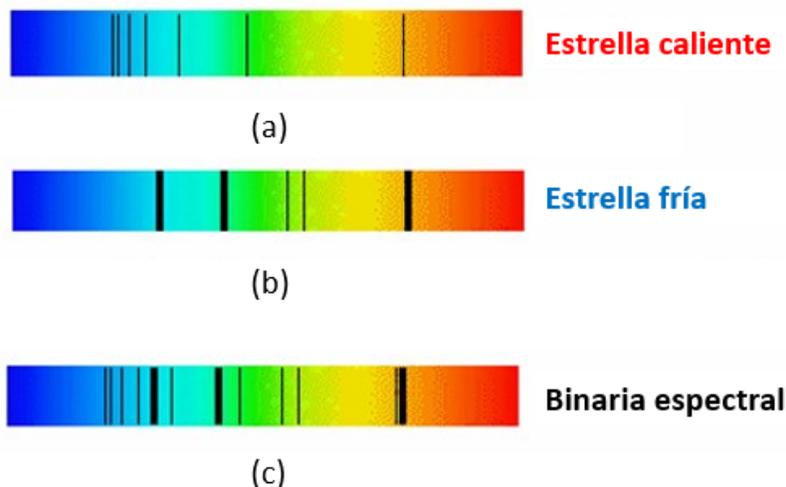


Figura 1.9: (a) Espectro de una estrella caliente con un espectro rico en líneas de hidrógeno. (b) Estrella fría con líneas gruesas correspondientes a los metales. (c) Binaria espectral donde se pueden apreciar claramente dos clases estelares distintas a pesar de que sólo un objeto se aprecia en el cielo (<http://abyss.uoregon.edu/~js/ast122/lectures/lec10.html>).

- ★ Binarias exóticas. Son sistemas de dos objetos que no necesariamente son estrellas de secuencia principal, pueden ser por ejemplo sistemas binarios compuestos de dos agujeros negros, dos estrellas de neutrones, o casos similares (ATNF, 2015). El principal ejemplo de este caso es PSR J0737-3039, el cuál es el único pulsar binario conocido (Henderson, 2021)⁵. Una representación artística de este pulsar doble se muestra en la Figura 1.10.

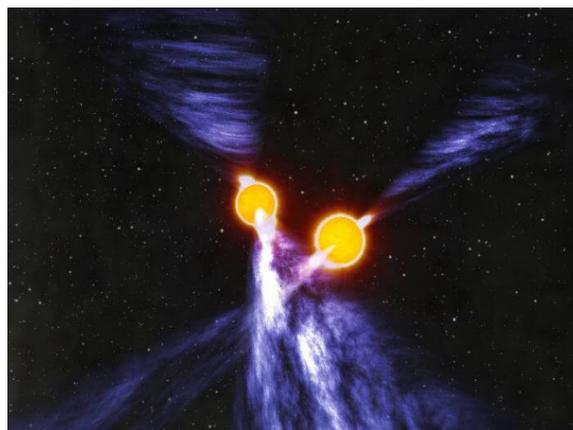


Figura 1.10: Representación artística del pulsar binario PSR J0737-3039. Crédito: animación realizada por John Rowe (<https://www.astron.nl/pulsars/animations/>)

⁵<https://www.samhenderson.xyz>

Una segunda forma de clasificarlos aunada a la anterior, y que se utilizará en el presente trabajo, es la que depende de la separación de las componentes, diferenciándose en sistemas binarios cercanos y lejanos (Hilditch, 2001):

- ★ Binarias cercanas. Los sistemas binarios cercanos son aquellos donde la separación orbital de sus componentes es lo suficientemente pequeña para permitirles interactuar entre sí (Postnov & Yungelson, 2014). Es decir, puede haber intercambio de material entre las estrellas, afectando así la evolución de al menos una de las componentes (Tohline, 2002). Una representación artística de estos sistemas se encuentra en la Figura 1.11.

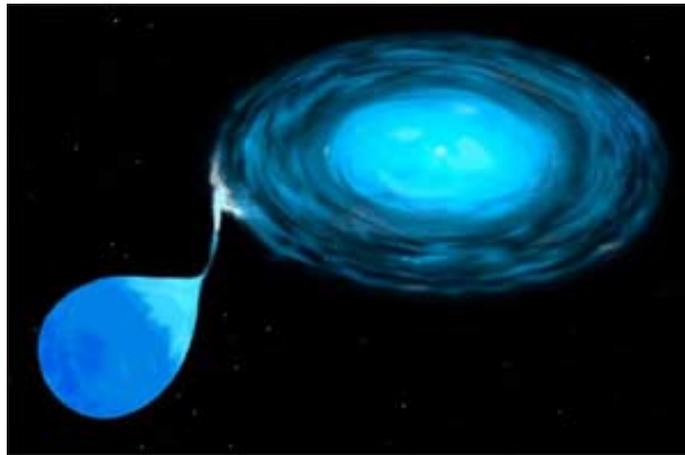


Figura 1.11: Representación artística de un sistema binario cercano donde una componente acreta material de la superficie de su compañera. Crédito: STScI (<https://apod.nasa.gov/apod/ap991219.html>).

Normalmente estas estrellas son binarias espectroscópicas o eclipsantes.

- ★ Binarias lejanas. Contrariamente al caso anterior, son sistemas binarios donde la separación orbital de sus componentes es lo suficientemente grande para que las estrellas no interactúen entre sí (para más detalles, véase Postnov & Yungelson, 2014), permitiéndoles evolucionar sin ser afectadas por su compañera, pero manteniéndose gravitacionalmente ligadas (es decir, no son pares ópticos). Normalmente estos sistemas son binarias visuales (Carroll & Ostie, 2017).

1.1.2. Separación orbital para sistemas binarios

Para abordar esta sección es necesario mencionar la Tercera Ley de Kepler, la cuál estipula que el cuadrado del periodo orbital es proporcional al cubo de la separación de la órbita (Carroll & Ostie, 2017); que se puede expresar como:

$$P^2 = \frac{4\pi^2}{GM_T} a^3, \quad (1.1)$$

donde P es el periodo orbital, G es la constante de gravitación universal, $M_T = M_1 + M_2$ es la masa total del sistema con M_i la masa de cada componente, y a es el semieje mayor de la órbita relativa de las componentes, que para el caso de que la órbita sea circular esta coincidirá con la separación orbital del sistema⁶. Lo anterior se puede ver representado esquemáticamente a continuación:

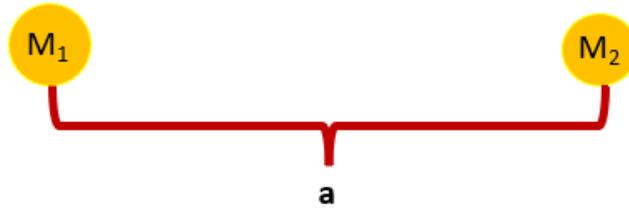


Figura 1.12: Representación conceptual de los elementos de un sistema binario.

Sin embargo, la Ecuación 1.1 no es la más práctica para usar, principalmente a causa de la constante que la acompaña; es por esto que se reescribe en términos de las unidades de año [yr], masa solar [M_\odot] y unidades astronómicas [AU], permitiendo manipular la ecuación con valores más usuales para los sistemas binarios; para hacer esto se manipula la Ecuación 1.1 primero multiplicándola por las unidades en la que se desea tener:

$$\Rightarrow P^2 \frac{1yr^2}{1yr^2} = \frac{4\pi^2}{GM_T} \frac{M_\odot}{M_\odot} a^3 \frac{1AU^3}{1AU^3}$$

⁶Se define así porque a es un parámetro constante en la ecuación y la distancia orbital en una órbita elíptica es dependiente del tiempo, por lo que en ese caso se toma el semieje mayor de la órbita. En el caso de una órbita circular, a es el radio de la órbita, el cuál es constante y coincide con la separación orbital.

Se agrupa apropiadamente:

$$\begin{aligned} \Rightarrow \frac{P^2}{1yr^2} 1yr^2 &= \frac{4\pi^2 M_\odot}{G M_T} \frac{1}{M_\odot} \frac{a^3}{1AU^3} 1AU^3 \\ \Rightarrow \left(\frac{P}{yr}\right)^2 1yr^2 &= \frac{4\pi^2}{G} \left(\frac{M_\odot}{M_T}\right) \frac{1}{1M_\odot} \left(\frac{a}{AU}\right)^3 1AU^3 \\ \Rightarrow \left(\frac{P}{yr}\right)^2 &= \left(\frac{4\pi^2 1AU^3}{G 1yr^2 1M_\odot}\right) \left(\frac{M_\odot}{M_T}\right) \left(\frac{a}{AU}\right)^3 \end{aligned}$$

Los valores de las constantes son:

$$G = 6.67 \times 10^{-8} \frac{cm^3}{g s^2}$$

$$1 yr = 3.15 \times 10^7 s$$

$$1 M_\odot = 2 \times 10^{33} g$$

$$1 AU = 1.5 \times 10^{13} cm$$

Al sustituir, la constante de proporcionalidad final resulta:

$$\Rightarrow \left(\frac{4\pi^2 1AU^3}{G 1yr^2 1M_\odot}\right) \approx 1$$

Siendo así la ecuación final:

$$\left(\frac{P}{yr}\right)^2 = \left(\frac{M_\odot}{M_T}\right) \left(\frac{a}{AU}\right)^3 \quad (1.2)$$

La ecuación final resultante es mucho más sencilla de utilizar para calcular los diferentes elementos del sistema binario ya en las unidades apropiadas.

1.1.3. Momento angular para sistemas binarios

Considerando nuevamente el sistema binario de la sección anterior donde $M_T = M_1 + M_2$ es la masa total del sistema con M_i la masa de cada componente, y $a = a_1 + a_2$ es el semieje mayor de la órbita relativa de las componentes, con a_i la distancia de cada componente al centro de masa del sistema. Se definen la velocidad angular del sistema,

$$\omega = \sqrt{\frac{GM_T}{a^3}}, \quad (1.3)$$

y la energía total (Helen, 2018a)

$$E = \frac{1}{2}M_1a_1^2\omega^2 + \frac{1}{2}M_2a_2^2\omega^2 - \frac{GM_1M_2}{a}, \quad (1.4)$$

Combinando ambas expresiones, se obtiene la expresión para el momento angular total de la binaria:

$$J_{orb} = M_1M_2\sqrt{\frac{Ga(1-e^2)}{M_T}} \quad (1.5)$$

con e la excentricidad de la órbita (Tauris & van den Heuvel, 2006).

1.1.4. Estrellas masivas en sistemas binarios

La abundancia de sistemas múltiples no es igual para cada clase de estrellas; sino que entre mayor sea la masa de una estrella, más probable será que se encuentre en uno de estos y mayor su probabilidad de interactuar con otras estrellas (Moe & Di Stefano, 2017).

Es importante mencionar que la distinción que se usa en el presente trabajo es que se consideran como estrellas de “masa baja” a aquellas que poseen una masa inicial de aproximadamente entre $0.3 M_\odot$ y $2 M_\odot$ (Carroll & Ostie, 2017), cuyo camino evolutivo normal culmina en una enana blanca de carbono-oxígeno (C–O) (Karakas, 2017). Estrellas de “masa intermedia” aquellas que poseen una masa inicial de aproximadamente entre $2 M_\odot$ y $8 M_\odot$, cuyo camino evolutivo normal culmina en una enana blanca de C–O o de oxígeno-neón (O–Ne) (Karakas, 2017). Y estrellas de “masa alta”

son aquellas que poseen una masa inicial mayor a $8 M_{\odot}$, cuyo camino evolutivo usual culmina en estrella de neutrones o agujero negro (Carroll & Ostie, 2017), dependiendo de su masa; mas aún no está tan claro de a partir de qué valor de masa ocurre la diferencia (O'Connor & Ott, 2013).

Cuantificación de estrellas masivas en sistemas binarios

En esta sección se ilustra como la formación de sistemas binarios se encuentra fuertemente relacionada con la masa de la estrella principal. Se considera a la estrella principal del sistema como la donadora, es decir, la que le cede masa a su compañera, en caso de un sistema interactuante; mientras que la que recibe masa se considera como la estrella secundaria acretante.

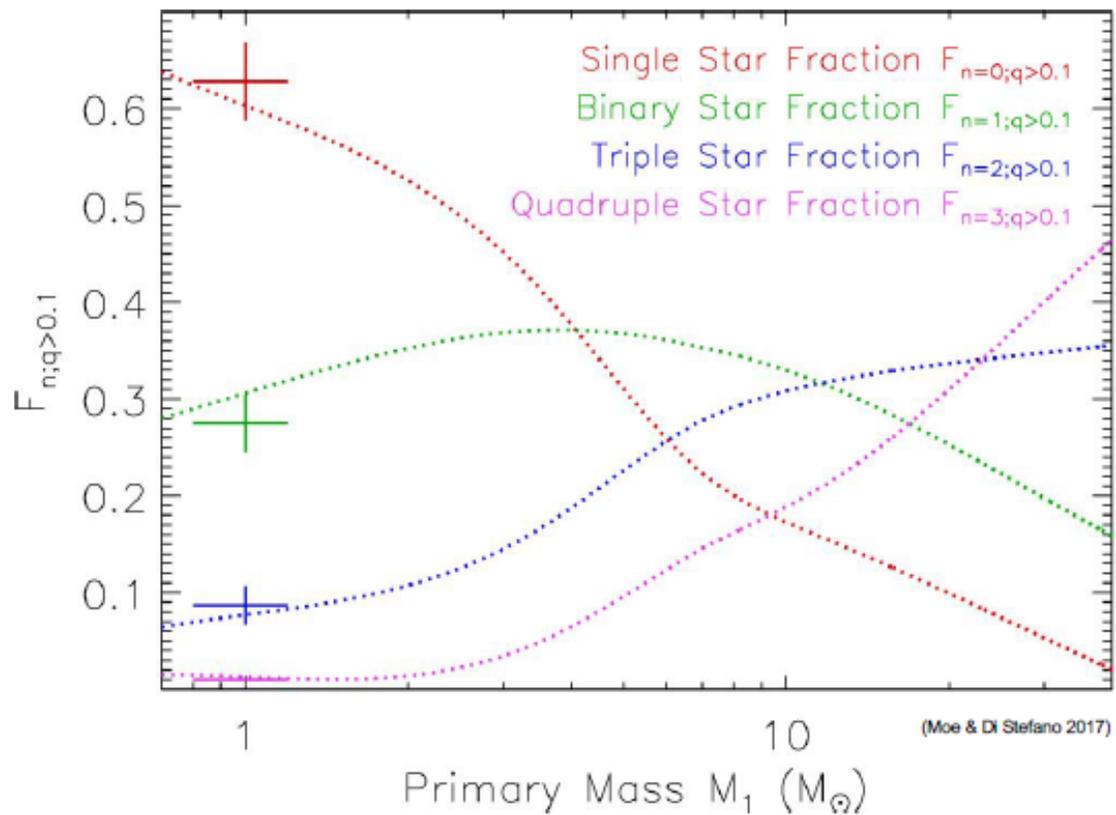


Figura 1.13: Esquema de las estrellas que se encuentran en sistemas binarios. El eje Y es la fracción de la totalidad de sistemas estelares F con multiplicidad n y cociente de masas entre los componentes del sistema con respecto a la principal q mayor que 0.1. El eje X corresponde a la masa de la estrella primaria. En el diagrama se puede apreciar las estrellas asiladas ($n=0$) en rojo, las estrellas binarias ($n=1$) en verde, las estrellas triples ($n=2$) en azul, y estrellas cúadruples ($n=3$) en magenta (Moe & Di Stefano, 2017).

La Figura 1.13 muestra la fracción de estrellas aisladas (línea roja), en binarias (línea verde), en sistemas triples (línea azul) y cuádruples (línea morada) en función de la masa de la estrella primaria, del sistema; la cuál se obtuvo del trabajo de Moe & Di Stefano (2017). Y como se puede observar, la gran mayoría de estrellas que tienen masa muy baja, es decir, cerca de una masa solar, se encuentran aisladas y muy pocas están en sistemas múltiples. Cuando la masa de las estrellas llega a ser de aproximadamente $4 M_{\odot}$, las estrellas binarias se vuelven más abundantes que las estrellas aisladas. Además se puede apreciar que a partir de $\sim 5 M_{\odot}$ la fracción de estrellas aisladas se vuelve menor que las estrellas triples. Finalmente, para estrellas muy masivas, superando las $10 M_{\odot}$, los sistemas múltiples de 3 y 4 estrellas son los más abundantes, mientras que casi no se encontrarán aisladas. Como las estrellas masivas son las más brillantes y por ende, más fáciles de observar se espera que una fracción importante de las estrellas que observamos sean binarias.

Estrellas masivas que interaccionan en sistemas binarios

Análogamente a la sección anterior, lo que se busca ilustrar en este apartado es que entre más masa tiene la estrella primaria, más tiende a interactuar con otras estrellas (Moe & Di Stefano, 2017). Recordando de la sección 1.1.1, con interacción se refiere a que las estrellas se encuentran gravitacionalmente ligadas y su distancia orbital es lo suficientemente pequeña para permitir la transferencia de masa de una a la otra, alterando así el camino evolutivo de al menos una de las estrellas.

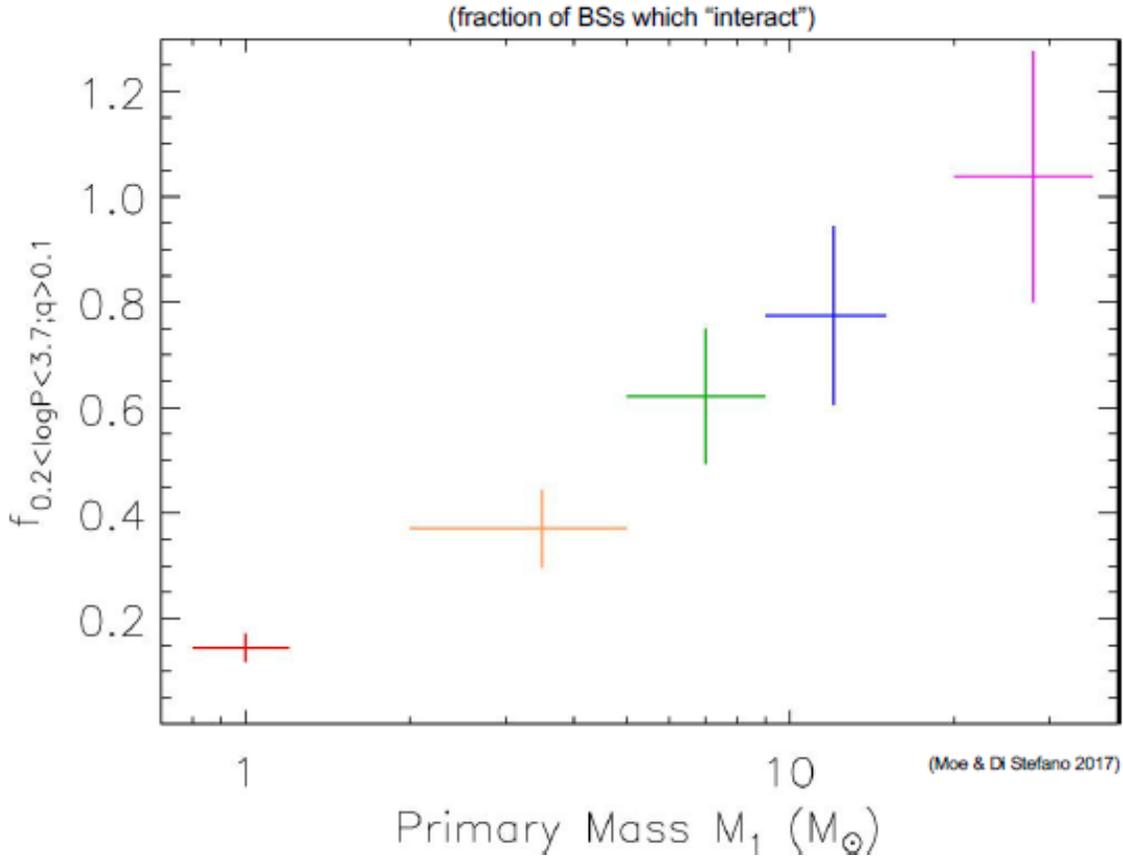


Figura 1.14: Esquema de la fracción de estrellas binarias (BS) que interactúan en función de la masa de la estrella primaria (eje X). El eje Y muestra la frecuencia de encontrar una estrella primaria con compañeras que cumplan $q > 0.1$ y $0.2 < \log(P[\text{días}]) < 3.7$ para que interactúen entre sí. En rojo se muestran las estrellas tipo solar y en magenta se muestran las estrellas tipo O (Moe & Di Stefano, 2017).

La Figura 1.14 muestra la fracción de sistemas binarios (BSs) que interactúan, también llamada frecuencia de compañera, la cuál es el número de compañeras por estrella primaria, y esta puede exceder el 100%, como se muestra en la Figura mencionada (Duchêne & Kraus, 2013). Esta frecuencia en este caso se denota como f y en el trabajo de Moe & Di Stefano (2017) está restringida a estrella primaria con compañeras que cumplan que $q > 0.1$ y $0.2 < \log(P[\text{días}]) < 3.7$ para que interactúen entre sí. La frecuencia se encuentra en función de la masa de la estrella primaria. En rojo se muestran las estrellas tipo solar y en magenta se muestran las estrellas tipo O (Moe & Di Stefano, 2017). Además, esta Figura respalda lo mostrado en la Figura 1.13 ya que permite apreciar que las estrellas de masa baja prácticamente no interactúan con otras, siendo menos del 20% de estas estrellas las que se encuentran en este caso.

Cuando llegan a $5 M_{\odot}$, entre el 30 % y el 75 % de las estrellas se encuentran interactuando con otras. Y finalmente, para estrellas superiores a $10 M_{\odot}$, la gran mayoría posee compañeras con las que interactúan. Es por esto que para las simulaciones se utilizan estrellas masivas, al ser las más frecuentes de encontrar en una configuración múltiple y las más propensas a interactuar entre sí.

1.1.5. Importancia para fenómenos astrofísicos de altas energías

En los sistemas binarios se originan una gran cantidad de fenómenos astrofísicos de altas energías que ayudan a entender mejor el universo y que hasta la fecha se siguen estudiando. A continuación se mencionarán algunos de estos fenómenos.

High Mass X-Ray Binaries (HMXBs)

Estos sistemas binarios se componen de un objeto compacto (estrella de neutrones o agujero negro) que acreta material proveniente de su compañera binaria emitiendo intensamente en rayos X mientras la orbita (Zharikov, 2022). La estrella compañera puede ser de baja masa ($\lesssim 2 M_{\odot}$), masa intermedia (entre 2 y $8 M_{\odot}$) o de alta masa ($> 8 M_{\odot}$ (Chaty, 2011)), dando lugar a su clasificación como Low Mass X-Ray Binaries (LMXBs), Intermediate X-Ray Binaries (IMXBs) y High Mass X-Ray Binaries (HMXBs) respectivamente. Estas últimas son las que nos interesan en esta sección.

En esta clase de sistemas la acreción ocurre mediante un disco de acreción y hay dos casos de cómo esto se da; el primero ocurre cuando la estrella que se volverá la donadora del sistema, posee un disco circunestelar; y el objeto compacto cruza este disco a lo largo de su órbita, causando una acreción periódica de material hacia él (Chaty, 2011). Este escenario ocurre normalmente cuando la estrella de la HMXBs es de secuencia principal de tipo espectral Be III/IV/V y de rápida rotación; normalmente se les denota como BeHMXBs (Chaty, 2011). El segundo caso se da cuando la estrella masiva eyecta radialmente un viento lento y denso desde el ecuador, impulsa-

do por presión de radiación, el cuál es acretado directamente por el objeto compacto; normalmente la estrella de este caso es una supergigante, por lo que a estos sistemas se les refiere como sgHMXBs (Chaty, 2011).

La distribución de las HMXBs es la misma que las regiones de formación estelar en las galaxias, como los brazos espirales y el plano galáctico. El que sean objetos de corta vida y evolución rápida, aunado a donde se encuentran en las galaxias, los convierte en indicadores de actividad de formación estelar reciente a diferencia de las otras clases de XBs (Grimm et al., 2003). Siendo este uno de sus usos.

Ondas gravitacionales

Las ondas gravitacionales (GWs) son, de acuerdo a la relatividad general, deformaciones que cambian dinámicamente el espacio-tiempo y que se propagan a la velocidad de la luz (Thorne, 1995). Son generadas, como toda forma de radiación, por una variación temporal de la fuente, sin embargo, al ser cuadrupolares, no ocurrirán si la variación en la fuente posee simetría esférica (monopolar) o axisimétrica (dipolar); siendo esta la razón por la que los sistemas binarios son de los principales candidatos para la producción de GWs, emitiéndolas constantemente (Miller, 2016). Son sumamente sutiles, por lo que son extremadamente difíciles de detectar (LIGO, 2017)⁷. Las GWs más fuertes son causadas por eventos cataclísmicos (Thorne, 1995) como la colisión entre agujeros negros o estrellas de neutrones.

Durante el proceso de fusión de un sistema binario, las estrellas se acercan entre sí, realizando órbitas espirales decrecientes y emitiendo GWs, ocurriendo una caída en espiral (Peters, 1964); sin embargo sólo a separaciones orbitales muy pequeñas, las cuales son posibles para objetos muy compactos como los previamente mencionados ⁸, por lo que puede despreciarse para la fusión de estrellas en secuencia principal. Para objetos compactos la caída en espiral por GWs juega un papel vital en el procedimiento de su fusión, ya que la energía rotacional y momento angular del sistema es radiada mediante este procedimiento, ocasionando que el

⁷<https://www.ligo.caltech.edu>

⁸Son más importantes a separaciones pequeñas, y sólo los objetos compactos pueden estar a estas separaciones tan pequeñas que puede detectar LIGO.

periodo orbital del sistema disminuya, lo cuál, como muestra la Ecuación 1.2, causa que disminuya su separación orbital; las GWs aumentan su intensidad hasta que se obtiene el máximo justamente en el instante de la fusión de los objetos compactos cuando la separación orbital ha llegado a cero (LIGO, 2017).

Supernovas Ia (SNIa)

Las Supernovas tipo Ia (SNIa), también conocidas como Supernovas termonucleares, son aquellas que en su espectro no muestran líneas de Hidrógeno y además poseen fuerte presencia de silicio (Carroll & Ostie, 2017). Lo anterior se puede ver ejemplificado en la Figura 1.15

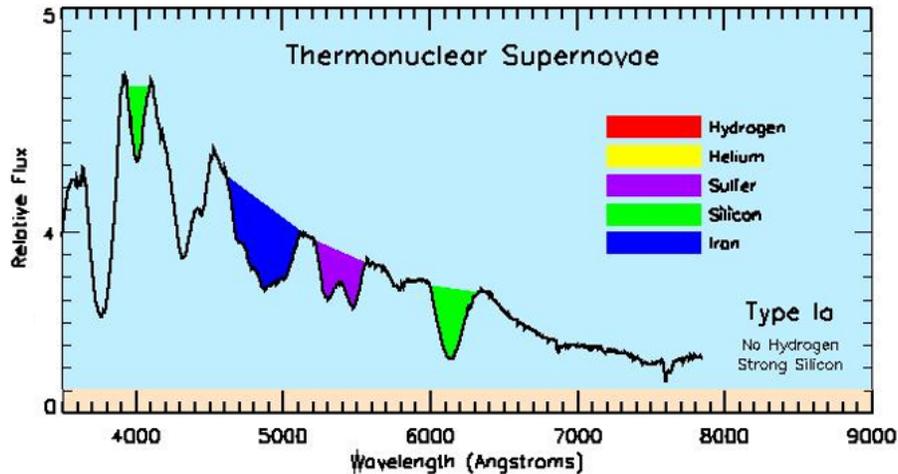


Figura 1.15: Espectro de una Supernova Ia (https://supernova.lbl.gov/~dnkasen/tutorial/graphics/sn_types.jpg).

Los progenitores de estas supernovas se dividen en dos, los una vez degenerados y los doblemente degenerados. Los progenitores una vez degenerados consisten en un sistema binario compuesto por una estrella de secuencia principal y una enana blanca. La enana blanca acreta material de la superficie de su compañera hasta que supera el límite de masa de Chandrasekhar, $\approx 1.459 M_{\odot}$, por lo que colapsa sobre sí misma y explota como Supernova. El progenitor doblemente degenerado es un sistema binario de dos enanas blancas; este sistema pierde momento angular y energía orbital a causa de la emisión de GWs, como se mencionó en el párrafo anterior, disminuyendo

gradualmente su distancia orbital hasta que eventualmente colisionan, produciendo la supernova (Whelan & Iben, 1973; Fisher & Jumper, 2015). Si la masa de las WDs que se fusionaron sumada no revasa la masa de Chandrasekhar, se considera como un progenitor sub-Chandrasekhar (van Kerkwijk et al., 2010), mientras que si sí la supera, se considera como un progenitor súper-Chandrasekhar (Kalita et al., 2021). Como independientemente de su luminosidad, todos los casos de SNIa siguen una relación de su luminosidad con su duración por lo que funcionan como candelas estandarizables que se utilizan para medir distancias hasta las partes más lejanas del universo (Carroll & Ostie, 2017).

Short Gamma Ray Bursts (SGRBs)

Se les conoce como Destellos de Rayos Gamma (GRBs) a eventos cósmicos sumamente violentos, es decir, liberan mucha energía en poco tiempo; y que se caracterizan por liberar una cantidad de energía superior a la producida por el Sol en toda su existencia, la cuál se encuentra en el rango de 10^{49} a 10^{51} erg (D'Avanzo, 2015). Son pulsos muy energéticos de rayos gamma suaves y son seguidos por una postluminiscencia conocida como afterglow, la cuál es una emisión de mayor duración y menor energía en rayos-X, óptico y radio, en particular esta última puede ser observada hasta años después del destello inicial (Piran, 2004). En general todos los GRBs poseen una muy corta duración, desde una fracción de segundo hasta algunos cientos (Piran, 2004); dependiendo de su duración total, se clasifican en Destellos de Rayos Gamma Largos (LGRBs) si es mayor a un segundo y Destellos de Rayos Gamma Cortos (SGRBs) si es menor de un segundo. Los SGRBs liberan menor energía y ocurren considerablemente a distancias más cercanas de nosotros en comparación a los largos (Klebesadel et al., 1973). El corrimiento al rojo promedio de los SGRBs es de $\langle z \rangle \approx 0.72$ (D'Avanzo, 2015), mientras que los LGRBs tienen un corrimiento al rojo que en algunos casos supera incluso $z \geq 10$ (Kinugawa et al., 2020). Mientras que los LGRBs se forman a partir del colapso de una estrella masiva (Woosley, 1993), los SGRBs se forman a partir de la fusión de una binaria, formada por dos estrellas de neutrones o una estrella de neutrones y un agujero negro (Phinney, 1991; Piran, 2004). El decaimiento

orbital de la binaria también se produce por la emisión de ondas gravitacionales, en un proceso similar al de las SNIa doble degenerada producida por la fusión de dos enanas blancas (Fenimore et al., 1993). Se determinó que la distribución de estos destellos es isotrópica, por lo que sus progenitores se localizarían en todas las galaxias en lugar de solamente en regiones de formación estelar de galaxias muy lejanas (por el corrimiento al rojo que se mencionó previamente) como los largos (Piran et al., 2013), coincidiendo con la distribución de estrellas de neutrones (Briggs, 1995).

1.2. Lóbulo de Roche

El Lóbulo de Roche (Morton, 1960) es una región que rodea a una estrella dentro de un sistema binario; teniendo cada una de las estrellas su propio Lóbulo de Roche. Define la región en la cuál el material se encuentra afectado por la gravedad de la estrella; mientras que el material fuera del lóbulo puede escapar del sistema, orbitar ambas estrellas, o caer hacia su compañera binaria (COSMOS, 2014)⁹. En la Figura 1.16 se muestra una representación esquemática del Lóbulo de Roche en un sistema binario:

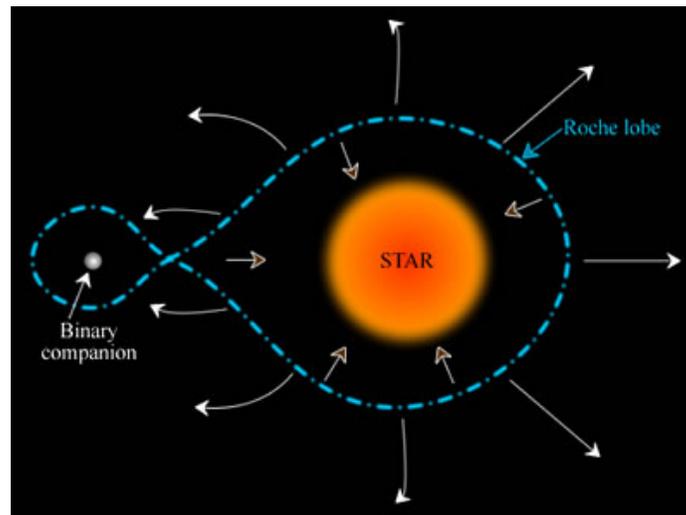


Figura 1.16: Representación del Lóbulo de Roche (<https://astronomy.swin.edu.au/cosmos/r/roche-lobe>).

⁹<https://astronomy.swin.edu.au>

Además, como se aprecia en la Figura 1.16, la forma precisa del Lóbulo de Roche asemeja a una gota, por lo que se debe obtener numéricamente; sin embargo es muy útil utilizar la aproximación para su radio efectivo, la cuál considera al Lóbulo de Roche como una esfera del mismo volumen; la expresión para obtener este radio está dada por el formalismo de Eggleton (Eggleton, 1983):

$$R_L = \frac{0.49q^{\frac{2}{3}}}{0.6q^{\frac{2}{3}} + \ln\left(1 + q^{\frac{1}{3}}\right)}a, \quad q = \frac{M_1}{M_2}, \quad (1.6)$$

donde a es la separación orbital inicial del sistema binario, M_1 es la masa de la estrella donadora y M_2 es la masa de la compañera acretante. Esta expresión da un error de máximo del 1% para cualquier valor de q .

Potencial efectivo

Para el modelo de Roche se supone que la órbita es circular, los componentes corrotan con el sistema binario y que el campo gravitacional generado por las dos componentes se puede aproximar por dos masas puntuales (Neustroev, 2020).

El sistema de referencia que usualmente se considera para la ecuación del potencial efectivo es de coordenadas cartesianas que rota con la binaria, colocando el origen en la estrella donadora (Neustroev, 2020). Con esta configuración el eje X es colineal con los centros de las componentes, el eje Y se encuentra en dirección del movimiento orbital de la donadora, y el eje Z es perpendicular al plano orbital. Tomando lo anterior en cuenta, la ecuación del potencial efectivo es (Postnov & Yungelson, 2014):

$$\Phi_R = -\frac{GM_1}{(x^2 + y^2 + z^2)^{\frac{1}{2}}} - \frac{GM_2}{[(x - a)^2 + y^2 + z^2]^{\frac{1}{2}}} - \frac{1}{2}\Omega_{orb}^2 [(x - \mu a)^2 + y^2] \quad (1.7)$$

Con:

$$\mu = \frac{M_2}{M_1 + M_2} \quad \Omega_{orb} = \frac{2\pi}{P_{orb}}$$

El potencial total en cualquier punto es la suma de los potenciales gravitacionales de ambas estrellas y el potencial efectivo de la fuerza centrífuga ficticia. El potencial de Roche posee 5 puntos de Lagrange, puntos donde la atracción gravitacional de

ambas estrellas es tal que permite a un cuerpo orbitar a una distancia fija de ambas masas (NASA, 2018)¹⁰, de los cuales los primeros tres, denotados como L_1 , L_2 y L_3 son inestables, es decir, cualquier objeto orbite a las estrellas en cualquiera de estos tres puntos, tenderá a salirse de su órbita con la menor perturbación ocasionada al sistema; mientras que los restantes dos, L_4 y L_5 son estables, es decir, los objetos tienden a orbitarlos y son puntos que tienden a jalar material hacia ellos (Neustroev, 2020). La Ecuación 1.6 coincide con el punto L_1 . Representando gráficamente la Ecuación 1.7 en una dimensión a lo largo del eje X como se definió previamente, se obtiene la Figura 1.17

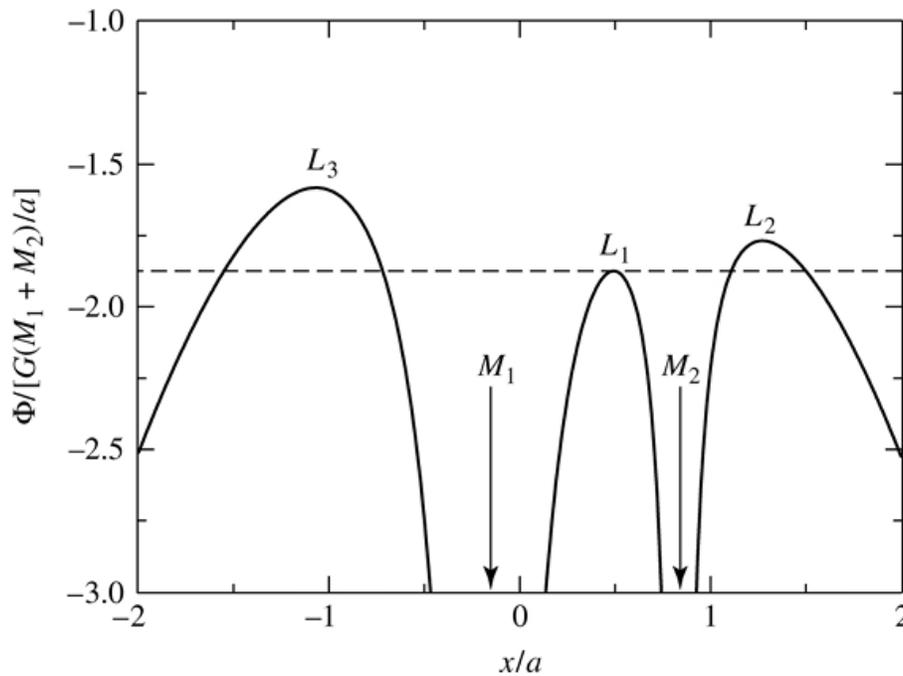


Figura 1.17: Representación del potencial de Roche en 1D. Las unidades de los ejes se encuentran normalizadas a las dimensiones del sistema binario (<http://www.physics.usyd.edu.au/~helenj/SeniorAstro/lecture11.pdf>).

Se puede apreciar que el potencial posee tres máximos, coincidiendo con los primeros tres puntos de Lagrange, siendo L_1 el menor de ellos. Para poder visualizar los puntos de Lagrange restantes, representamos en dos dimensiones la Ecuación 1.7, obteniendo la Figura 1.18:

¹⁰<https://astronomy.swin.edu.au>

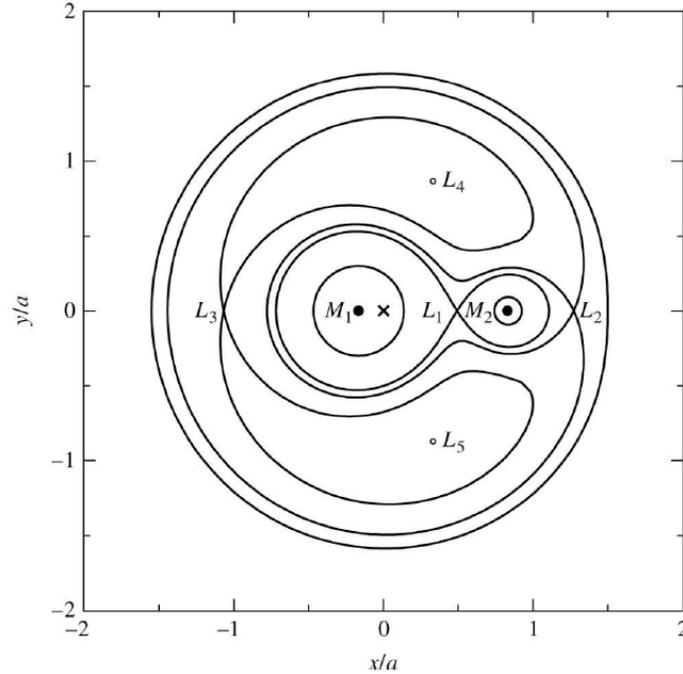


Figura 1.18: Representación del potencial de Roche en 2D por medio de curvas equipotenciales. Los ejes se encuentran normalizados a la separación orbital. El centro de masa del sistema se representa con una cruz. En esta representación en particular, la masa de la estrella M_1 es mayor que M_2 (<http://www.physics.usyd.edu.au/~helenj/SeniorAstro/lecture11.pdf>).

Aquí se puede apreciar claramente la ubicación de todos los puntos de Lagrange, siendo ahora más clara su interpretación (Neustroev, 2020):

- ★ L_1 . Es el punto interno de Lagrange, es la ubicación donde una partícula, corrotando con la binaria, no siente fuerza alguna. Si una estrella llena su Lóbulo de Roche, el material puede moverse libremente por este punto y ser capturado por su compañera.
- ★ L_2 . Se encuentra en el lado opuesto de la estrella acretante. Aquí la materia puede fácilmente escapar el sistema.
- ★ L_3 . Análogamente a L_2 , se encuentra en el lado opuesto a la estrella donadora.
- ★ L_4, L_5 . Se encuentran en lóbulos perpendiculares a la línea que une a la binaria. Forman triángulos equiláteros con los centros de ambas estrellas.

Además, en la Figura 1.18 se pueden apreciar las superficies equipotenciales, las cuáles son superficies de nivel para las estrellas. Si una estrella cambia su radio y se expande, llenará sucesivamente superficies equipotenciales mayores. Cerca de cada objeto el potencial es dominado por la influencia gravitacional de la estrella, por lo que su forma cerca de ellas es prácticamente esférica centrada en su núcleo. Conforme se van alejando de las estrellas, las superficies se distorsionan llegando a asemejar forma de gotas hasta que se tocan en el punto de Lagrange L_1 (Helen, 2018b). Alejándose más se vuelven importantes los efectos de marea, que provocan elongación del potencial en dirección de la compañera con lo cual el equipotencial rodea a ambas estrellas. Y para distancias mucho mayores, las equipotenciales vuelven a ser esferas centradas ahora en el centro de masa del sistema (Neustroev, 2020).

Es importante recordar que las equipotenciales se encuentran definidas en tres dimensiones, por lo que los Lóbulos de Roche son tridimensionales, para esto se grafica la Ecuación 1.7 ahora en tres dimensiones, obteniéndose la superficie mostrada (Helen, 2018b), sin embargo, para poder apreciar mejor los pozos de potencial, la Figura 1.19 muestra el potencial en el eje Z , mientras que la Figura 1.20 muestra las equipotenciales graficadas en tres dimensiones más allá del punto L_1 donde el equipotencial rodea a ambas estrellas..

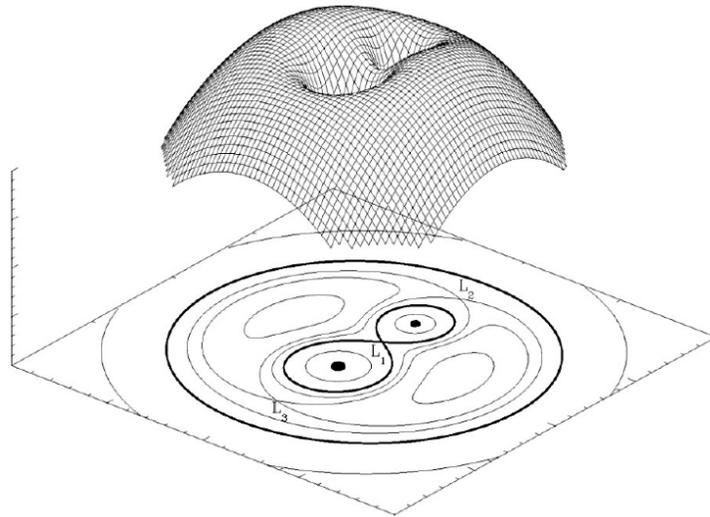


Figura 1.19: Representación del Potencial de Roche en 3D. Los ejes se encuentran normalizados a las cantidades del sistema binario. Los ejes X y Y son unidades espaciales, mientras que el eje Z es el potencial (<http://www.astro.gsu.edu/wds/bsl/RochePotential2.jpg>).

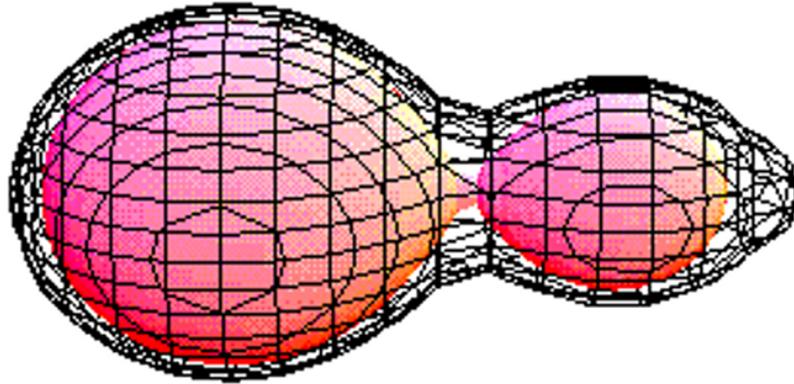


Figura 1.20: Modelación de las equipotenciales del potencial de Roche en 3D (Helen, 2018b).

Es así como también se puede definir al Lóbulo de Roche como la última superficie equipotencial en la binaria que mantiene toda la masa ligada a una estrella, por lo que cualquier expansión más allá de este o disminución orbital puede causar que la masa salga de la estrella y fluya hacia la otra (Belloni & Schreiber, 2023).

Roche Lobe Overflow (RLOF)

El Desbordamiento del Lóbulo de Roche (RLOF) es cuando la estrella donadora sobrellena su Lóbulo de Roche, por lo que el material de las capas superiores de su envolvente escapa por L_1 y llega a su compañera, que lo acreta en forma de disco. Cuando un sistema binario se acerca a RLOF, puede perder una cantidad significativa de masa mucho antes del inicio de la transferencia de masa por L_1 , aunque los mecanismos responsables de esto aún no son claros (Ivanova et al., 2020). La pérdida de masa de la donadora sin que sea capturada por su compañera causará que la distancia orbital de las estrellas aumente (Postnov & Yungelson, 2014).

La transferencia de masa durante el RLOF puede ser estable o inestable, dependiendo de la respuesta del donador a la pérdida de masa con respecto a su Lóbulo de Roche. Esta respuesta puede determinarse numéricamente, pero una manera más sencilla de determinar la estabilidad del RLOF es comparar el cambio del radio del donador con respecto al radio del Lóbulo de Roche a medida que la estrella pierde masa. Usualmente, la transferencia de masa será dinámicamente inestable si, para una

rápida pérdida de masa, la velocidad con la que crece la estrella excede la velocidad de crecimiento del Lóbulo de Roche. Otro mecanismo que puede causar transferencia de masa inestable es la inestabilidad de Darwin, la cuál ocurre si el momento angular de la estrella donadora al sincronizarse excede un tercio del momento angular orbital (Hut, 1980). Además, para cada tipo de donador y forma de pérdida de masa, se puede determinar una razón de masas crítica que se denota como q_{crit} . Este es un límite tal que si el cociente de masas de un sistema binario satisface que $q > q_{crit}$, la transferencia de masa será dinámicamente inestable (Ivanova et al., 2020).

Si se tiene el caso de un sistema binario compuesto por dos estrellas en secuencia principal y una de ellas evoluciona fuera de la secuencia principal y llena su Lóbulo de Roche, causará transferencia de masa inestable porque la estrella crece más rápido de lo que puede perder masa, impidiendo que permanezca dentro de su Lóbulo de Roche, causando la formación de envoltente común al rededor del gigante núcleo denso y la estrella de secuencia principal (Belloni & Schreiber, 2023).

Wind Roche Lobe Overflow

Si el sistema binario se encuentra muy separado, la transferencia de masa ocurre por viento en lugar de por L_1 o RLOF; pero si en el sistema una de las estrellas posee un viento muy lento, la transferencia de masa se asemejará al RLOF, por eso se le conoce como Desbordamiento de Lóbulo de Roche con Viento (WRLOF). En este caso, el Lóbulo de Roche de la donadora no se sobrellena con material de la expansión de la estrella como en el RLOF, sino con el material llevado por el viento lento (Ivanova et al., 2020). Aquí una fracción muy pequeña de material puede escapar del sistema con ayuda del viento y no llegará a la compañera acretante (Mohamed & Podsiadlowski, 2007).

1.3. Envolverte común

La fase de envolverte común (CE) es de suma importancia en la evolución de un sistema binario estelar a pesar de que aún no es un problema totalmente resuelto (Postnov & Yungelson, 2014). Esta fase es instrumental para la formación de binarias de objetos compactos de masa estelar que puedan ser detectados mediante la emisión de ondas gravitacionales (Ivanova et al., 2020).

La Envolverte común es una fase de un sistema binario que está conformado por una estrella gigante y una compañera mucho más pequeña y densa (estrella en secuencia principal, enana blanca, estrella de neutrones o agujero negro) y que su característica distintiva es que la órbita de la estrella compañera se encuentra dentro de la envolverte de la estrella gigante. Conforme la estrella compañera se mueve dentro de la envolverte, energía y momento angular orbital son transferidos a la envolverte, ocasionando que la separación orbital se reduzca y que eventualmente se expulse la envolverte de la gigante. Si la envolverte es expulsada, lo que al inicio pudo iniciar como un sistema binario lejano, se convertirá en un sistema binario cercano, mientras que si no es expulsada, las estrellas se fusionarán definitivamente (Ivanova et al., 2020).

La CE proporciona una manera de formar binarias cercanas a partir de binarias mucho más lejanas, como las que observamos, ya que dependiendo de la configuración, el camino evolutivo de la envolverte común puede disminuir la separación orbital entre las estrellas desde miles y hasta unos cuantos radios solares (Ablimit & Soker, 2023). Por lo que las estrellas pueden, previa a la fase de CE, cumplir su camino natural evolutivo sin haber sentido influencia de la otra estrella, llegando a una fase más evolucionada previa a la reducción orbital, logrando así una configuración de sistema binario que no habría sido posible normalmente. (Postnov & Yungelson, 2014).

Dado que una estrella, conforme avanza su evolución, se expande a medida que su núcleo comienza a quemar elementos más pesados que el hidrógeno Carroll & Ostie (2017), esto puede causar que una componente del sistema binario llena su Lóbulo de Roche antes que la otra (Postnov & Yungelson, 2014). La CE permite a estos núcleos

resultantes ser encontrados en sistemas binarios de corto periodo orbital (Ivanova et al., 2020).

En particular, la CE es muy importante para producir binarias cercanas con objetos compactos posibles de observar mediante ondas gravitacionales, ya que la pérdida de momento angular por emisión de GWs es muy pequeña para órbitas lejanas, y solamente los sistemas binarios que estén suficientemente cerca podrán fusionarse en un tiempo menor al tiempo de Hubble. (Ivanova et al., 2020).

La evolución de la CE se puede generalizar en una secuencia de cinco etapas, (Ivanova et al., 2020) cada una tomando lugar en escalas de tiempo distintas y provocadas por diferentes procesos físicos:

1. Pérdida de la estabilidad orbital y comienzo de la formación de la Envoltente común. Esta es la transición entre un sistema binario equilibrado y la fase de Envoltente común. Lo anterior se muestra esquemáticamente en la Figura 1.21:

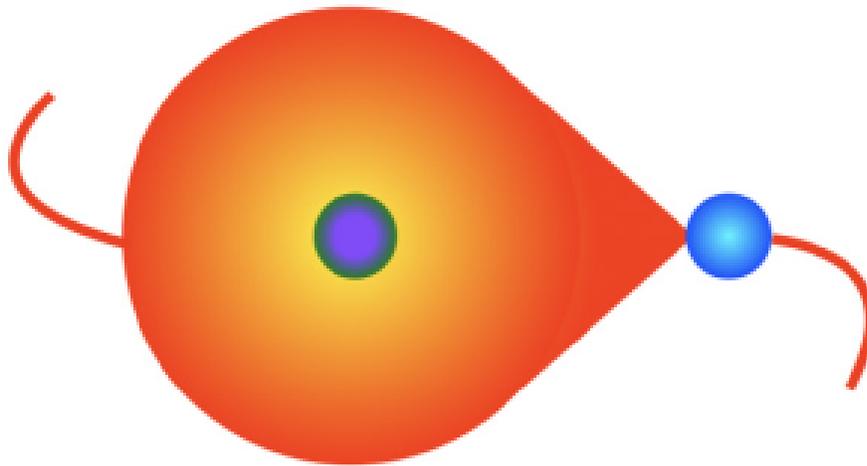


Figura 1.21: Pérdida de estabilidad orbital y transición a Envoltente común (Ivanova et al., 2020).

Es durante esta etapa donde la binaria progenitora es transformada de un sistema estable con una órbita probablemente excéntrica, a una binaria que cae en espiral con una Envoltente común rodeándola. Esta etapa es la que precede a lo que comúnmente se denomina como fase de Envoltente común en la evo-

lución de un sistema binario. Durante la etapa de pérdida de estabilidad, las dos estrellas se pueden tratar como objetos distintos. La compañera orbita ya sea fuera o dentro de las capas externas de la donadora expandida. Estas capas expandidas son las que en el futuro se convertirán en la Envolvente común. La órbita de la estrella compañera puede entrar a la Envolvente común ya sea por expansión de la donadora, reducción de su órbita, o una combinación de las dos. Para que la expansión de la donadora pueda absorber a la compañera, esta debe ocurrir rápidamente, es decir, más rápido que el tiempo de Kelvin-Helmoltz global, pero más lento que el tiempo dinámico global. Para que la compañera pueda entrar en la donadora mediante disminución de su distancia orbital, debe ocurrir que el momento angular orbital disminuya rápidamente, siendo transferido a la rotación de la donadora (Ivanova et al., 2020)

2. Inmersión. La compañera cae dentro de la envoltente de la donadora, existiendo un decaimiento orbital en escala de tiempo dinámico con órbitas no circulares que llevan a la segunda a acercarse al núcleo de la primera, como se muestra en la Figura 1.22:

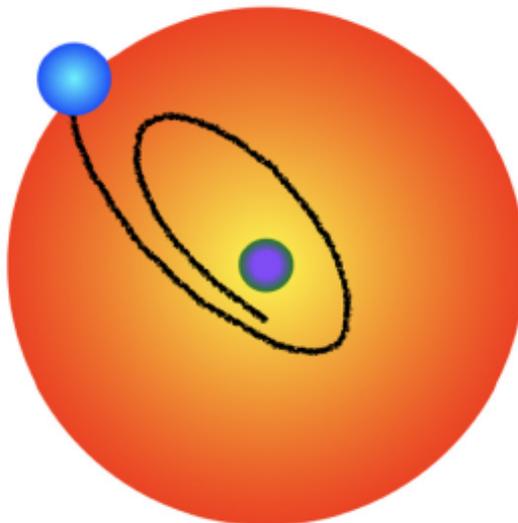


Figura 1.22: Inmersión de una estrella en la envoltente de su compañera (Ivanova et al., 2020).

A esta etapa también se le suele llamar caída espiral rápida (Ivanova et al., 2020), aquí es donde sucede la disminución más rápida de la separación orbital. La compañera orbita dentro de la envoltente de la donadora, depositando parte de su energía orbital en la envoltente y propiciando su expansión. La inmersión toma lugar a lo largo de múltiples periodos orbitales y puede ser más rápida que un periodo orbital inicial (Postnov & Yungelson, 2014). Esta etapa puede terminar con la eyección de la envoltente completa, la fusión de ambas estrellas o la transición a la etapa de la caída espiral lenta (Ablimit & Soker, 2023). Sin embargo, sin importar cuál sea el desenlace, una parte de la envoltente siempre será expulsada. (Ivanova et al., 2020)

Si la eyección de la envoltente ocurre durante la etapa de inmersión, ocurrirá en una escala de tiempo dinámico. Este rápido proceso es usualmente referido como eyección de la CE, pero no es la única manera de remover la envoltente (Ivanova et al., 2020). Durante esta etapa, la órbita no es Kepleriana, ya que la masa dentro de la órbita de la compañera, cambia en cada revolución en torno al núcleo de la donadora (Postnov & Yungelson, 2014)

La etapa de la inmersión es usualmente tratada como puramente dinámica, donde las pérdidas de energía por radiación o por transporte energético de convección son despreciables, lo cuál es una aproximación aceptable siempre que la convección sea subsónica y la escala de tiempo de Kelvin-Helmholtz de la envoltente sea mucho mayor que el tiempo dinámico (Postnov & Yungelson, 2014). Las excepciones son las estrellas en la rama asintótica gigante (AGB) y las estrellas supergigantes, ya que en ellas ambas escalas de tiempo son comparables, por lo que no es claro si la etapa de inmersión esté bien definida en esos casos (Ivanova et al., 2020; Ablimit & Soker, 2023).

Si la eyección de la Envoltente común es completa durante esta etapa, el sistema binario pasa directamente a la evolución post-CE; lo cual se espera que suceda en algunos sistemas binarios (Ivanova et al., 2020).

3. Caída espiral lenta autorregulada. Es donde el decaimiento orbital sucede en escalas de tiempo de Kelvin-Helmholtz. Aquí las órbitas se vuelven casi circulares como se muestra en la Figura 1.23

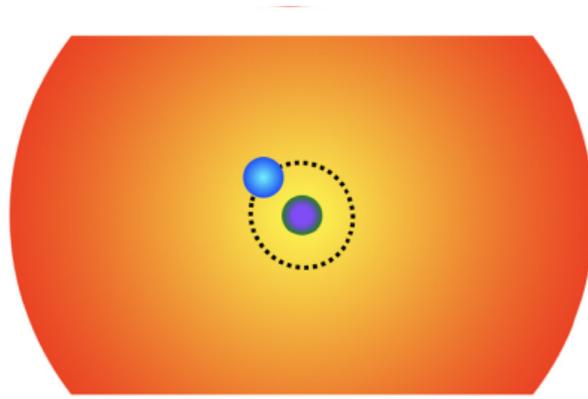


Figura 1.23: Caída lenta en espiral hacia el núcleo de la estrella compañera al núcleo (Ivanova et al., 2020).

En esta etapa la envoltura se expande lo suficiente para que la tasa de decaimiento orbital de la binaria formada por el núcleo de la donadora y la compañera, disminuya a causa de las mareas (Ivanova et al., 2020). Aquí los mecanismos dominantes de decaimiento orbital pasan a ser locales, incluyendo la fricción dinámica, por lo que se le denomina luminosidad por fricción L_{fr} a la energía orbital liberada durante esta etapa (Postnov & Yungelson, 2014).

La Envoltura común expandida tiene una luminosidad superficial, L_{CE} , mayor que la de la donadora inicial. En algunos casos L_{fr} se vuelve lo suficientemente baja para que la Envoltura común transporte toda la energía a la superficie donde la energía es irradiada de forma estable. Además, la tasa de caída en espiral puede ser determinada instantáneamente por la densidad local en la vecindad de la órbita. Lo que sucede en estos casos es que el cambio en el calentamiento instantáneo causa que la densidad local se modifique inversamente y, por lo tanto, la tasa de caída espiral cambie proporcionalmente y caliente el medio circundante. Es por esto que se dice que esta etapa transitoria es autorregulada al así irradiar desde la superficie toda la energía orbital liberada (Ivanova et al., 2020).

4. Final de la caída en espiral. Aquí pueden ocurrir diversos finales como la eyección de la envoltente, la fusión del núcleo de la donadora con la compañera o que el núcleo de la donadora acrete a la compañera, por ejemplo (Ivanova et al., 2020). Esquemas de los tres posibles casos mencionados se muestran en la Figura 1.24

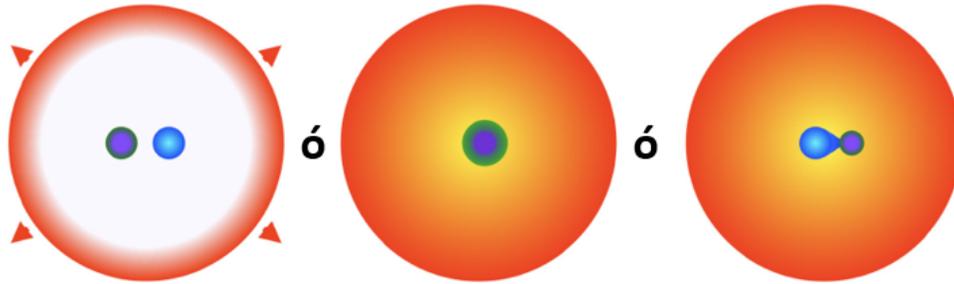


Figura 1.24: Fin de la caída en espiral y algunos posibles finales de esta etapa (Ivanova et al., 2020).

Esta etapa ocurre porque la caída en espiral lenta no será permanentemente estable, y se espera que su fin suceda en una escala de tiempo dinámico de la Envoltente común expandida (Ivanova et al., 2020). Como se mencionó previamente, hay varios resultados que pueden ocurrir durante esta etapa, siendo el más usual la eyección total de la Envoltente común (Ivanova et al., 2020). Otra opción es que la Envoltente común termine con una fusión cuando cualquiera de los componentes de la binaria sobrelleve su Lóbulo de Roche (Postnov & Yungelson, 2014; Ablimit & Soker, 2023); dicha unión puede durar cientos o más órbitas del sistema binario, por lo que se considera una fusión lenta (Postnov & Yungelson, 2014). La explosión generada por la fusión puede inyectar suficiente energía para eyectar la envoltente a su alrededor. Dicha explosión puede suceder cuando los objetos compactos son una enana blanca y el núcleo degenerado de la donadora, produciendo una SNIa (Fisher & Jumper, 2015); o una compañera de secuencia principal que transfiere su hidrógeno a la capa de quemado de helio del donador más evolucionado (Ivanova et al., 2020).

Esta etapa no necesariamente vendrá después de la caída lenta autorregulada, ya que en principio puede existir una segunda etapa de inmersión si el mecanismo de autorregulación se detuviese abruptamente (Ivanova et al., 2020). Por

ejemplo, si la envolvente aún está ligada, puede seguir una trayectoria parabólica en torno al sistema y recolapsar sobre sí misma en su tiempo dinámico, incrementando drásticamente la densidad en torno a la órbita, lo que incrementa la tasa de decaimiento orbital. La nueva inmersión puede ser seguida por otra eyección de la envolvente y etapa autorregulada; de hecho, esas fases pueden ocurrir múltiples veces de manera alternada, eyectando un poco de la envolvente cada vez, hasta que finalmente se haya expulsado suficiente material para terminar la caída en espiral (Ivanova et al., 2020; Ablimit & Soker, 2023).

5. Evolución post-CE. Análogamente a la fase anterior, aquí hay múltiples posibilidades de cómo puede continuar, como, por ejemplo, un disco circumbinario. Otro ejemplo es que los objetos resultantes salgan del remanente de la CE, como se muestra en Figura 1.25

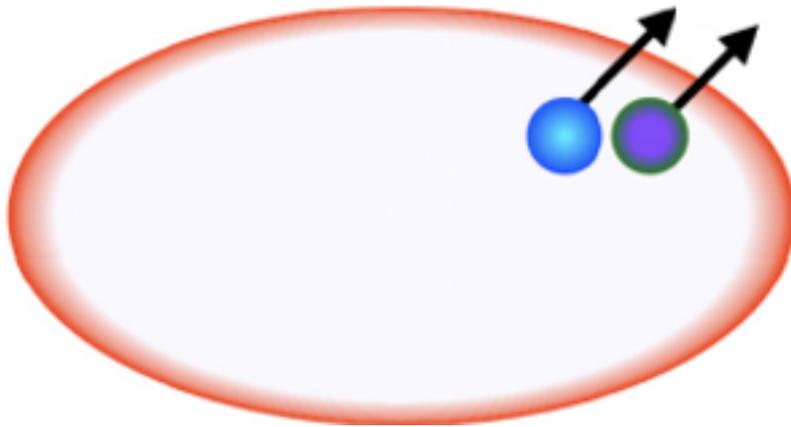


Figura 1.25: Evolución Post-CE, en particular este ejemplo muestra a los objetos resultantes dejando lo que queda de la CE. (Ivanova et al., 2020).

No hay un camino único para la evolución post-CE aunque se haya eyectado completamente la CE, porque no hay nada que garantice que la binaria u objeto resultante no se va a transformar más a causa de las condiciones finales en las que termine el sistema. Puede, por ejemplo, ocurrir que la evolución térmica de los núcleos remanentes cause más transferencia de masa entre ellos, o que vientos expulsados por dichos núcleos aumenten su separación orbital; que se creen discos circunestelares o circumbinarios con la materia remanente de la

CE, que cambien el periodo orbital del sistema, entre otros. Por su parte, la envoltente eyectada puede continuar su evolución y convertirse en una nebulosa planetaria (Ivanova et al., 2020).

A pesar del esfuerzo y recursos computacionales dedicados invertidos a lograr un mejor entendimiento de la evolución de la envoltente común, aún es complicado identificar y describir algunos de los procesos físicos involucrados en esta fase de evolución crucial, principalmente porque modelar apropiadamente la evolución de la envoltente común es un proceso muy demandante desde un punto de vista computacional a causa de la combinación de procesos físicos que operan en un amplio rango de escalas. Es por esto que usualmente se usan aproximaciones muy simples para restringir el resultado de la envoltente común (Ivanova et al., 2013).

1.3.1. Formalismo alpha

La formación de la CE y evolución del sistema binario dentro de ella es un proceso hidrodinámico tridimensional que también puede incluir reacciones nucleares. Actualmente el completo entendimiento del proceso y poder computacional no son suficientes para resolver el problema en su totalidad, es por esto que comúnmente se evalúa de forma simplificada utilizando el balance de la energía de amarre de la envoltente estelar y la energía orbital del sistema binario, siendo este tratamiento conocido como formalismo- α (Postnov & Yungelson, 2014) o formalismo energético (Belloni & Schreiber, 2023). La evolución orbital de la estrella acretora M_2 dentro de la envoltente de la estrella donadora M_1 se encuentra influenciada por la fricción dinámica, lo cuál lleva al proceso de caída en espiral mencionado en la Sección 1.3; y es por esto que solamente una fracción α de la energía orbital total es la que se encargará de expulsar la envoltente. La condición energética se puede escribir como:

$$\frac{GM_{1,i}M_{1,env}}{\lambda R_{1,i}} = \alpha_{CE} \left(\frac{GM_{1,i}M_{2,i}}{2a_i} - \frac{GM_{1,f}M_{2,f}}{2a_f} \right) \quad (1.8)$$

Donde α_{CE} es el parámetro de la Envoltente común, y describe la eficiencia del gasto de energía orbital en la expulsión de la envoltente. a_i y a_f son las separaciones

orbitales entre las estrellas inicial y final respectivamente. λ es un coeficiente numérico que depende de la estructura de la envoltente de la donadora (Dewi & Tauris, 2000). $M_{1,i}$ es la masa inicial de la donadora, previamente a que la envoltente ha sido expulsada; $M_{1,f}$ es la masa final de la donadora, después de que la envoltente ya ha sido expulsada. $M_{2,i}$ y $M_{2,f}$ son las masas inicial y final de la acretora. $M_{1,env}$ es la masa de la envoltente de la donadora. $R_{1,i}$ es el radio inicial de la donadora. Además se tiene que $\alpha_{CE}\lambda \sim 1$ (Postnov & Yungelson, 2014).

Este formalismo no considera las posibles transformaciones de los componentes de la binaria durante la fase de CE. Además, la evolución previa a CE de la binaria puede también influenciar el cómo se desarrolla la CE. El resultado de la fase de CE es considerada una fusión de los componentes si a_f es tal que el núcleo de la donadora entra en contacto con la compañera, de lo contrario se supone que el núcleo y la compañera forman un sistema separado con separación orbital a_f . Es necesario mostrar que en ocasiones la restricción impuesta por definición de eficiencia de que $\alpha \leq 1$ no puede reflejar la total complejidad de los procesos que ocurren dentro de las CEs (Postnov & Yungelson, 2014).

El formalismo $-\alpha$ no es útil para reproducir resultados de sistemas binarios de enanas blancas ya que su formación debe incluir forzosamente una etapa de caída en espiral a la CE durante el segundo episodio de transferencia de masa, pero si el primer episodio de transferencia de masa también ocurre durante la CE, la separación entre las componentes no se reduce mucho, contrariamente a lo que la Ecuación 1.8 predice. Tratando de ajustarla a los valores reales arroja un valor negativo para α , violando así la conservación de energía. Es por esto que en el primer episodio de transferencia de masa, que sería entre una gigante roja y una estrella de secuencia principal con masas comparables ($q \geq 0.5$) se describe con el formalismo $-\gamma$ (Postnov & Yungelson, 2014), en donde no se balancea la energía, sino el momento angular total J , y la conservación de energía solamente se encuentra implícita. La ecuación de este formalismo es $\frac{\delta J}{J} = \gamma \frac{\Delta M_1}{M_{tot,i}}$ y requiere forzosamente que $\alpha_{CE}\lambda > 1$ (Nelemans & Tout, 2005). Aquí ΔM_1 es la masa perdida por el donador, $M_{tot,i}$ es la masa total del sistema binario antes de la Envoltente común y γ es un coeficiente numérico. El caso

particular $\gamma = 1$ corresponde a la pérdida de momento angular por un viento estelar rápido, lo que siempre aumenta la separación orbital de la binaria. Hasta el momento no se ha determinado un proceso físico detrás del formalismo $-\gamma$, por lo que este modelo permanece puramente fenomenológico y en necesidad de futura investigación (Postnov & Yungelson, 2014).

1.4. Objetivo

El objetivo de esta tesis es realizar simulaciones numéricas de la evolución de sistemas estelares binarios, en donde la componente primaria tiene masa baja o intermedia y la secundaria es una masa puntual, es decir, un objeto ideal que posee masa pero no volumen; mediante el uso del código numérico de evolución estelar MESA. Se pondrá especial atención en los efectos que la transferencia de masa ocasiona en el sistema binario y se comparará con el caso donde no hay transferencia de masa para mostrar el efecto que tiene la transferencia de masa en el camino evolutivo de una estrella.

Capítulo 2

Evolución estelar

En este capítulo se explicarán de forma breve las ecuaciones de la evolución estelar para sistemas aislados y sistemas binarios.

2.1. Ecuaciones de la evolución estelar

Primero se detallaran las ecuaciones principales que rigen la evolución de las estrellas y que el código MESA resuelve al momento de correr las simulaciones. Todas las ecuaciones siguientes suponen simetría esférica, suponiendo que el centro del sistema de coordenadas está en el centro de la estrella y r es la distancia a él.

Equilibrio hidrostático

$$\frac{dP(r)}{dr} = -\rho(r)\frac{GM(r)}{r^2}, \quad (2.1)$$

donde $\frac{dP(r)}{dr}$ es el gradiente de presión, $\rho(r)$ es la densidad del gas y $M(r)$ la masa de la estrella; todas evaluadas al radio r . G es la constante gravitacional.

Lo que la Ecuación 2.1 implica es que para cada valor del radio r de la estrella, la fuerza gravitacional que atrae el material al centro de la estrella es compensada por el gradiente de presión que va a la superficie, evitando así que la estrella colapse sobre sí misma o que toda sea expulsada por su propia presión (Carroll & Ostie, 2017).

Gráficamente el mecanismo se puede apreciar esquemáticamente en la Figura 2.1

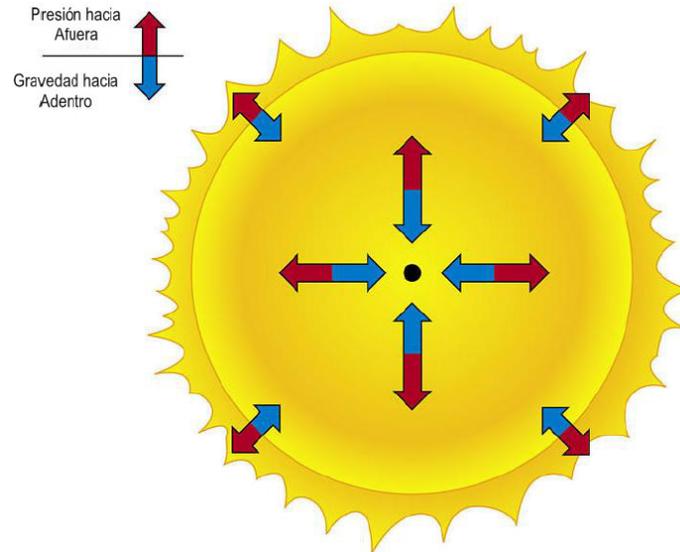


Figura 2.1: Representación esquemática de la compensación de la gravedad y presión en una estrella (https://academics.uccs.edu/rtirado/PES_1060_Astro_2/Chaisson_8e_pdfs/16_LectureOutline.pdf).

Conservación de masa

$$\frac{dM(r)}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r), \quad (2.2)$$

donde $\frac{dM(r)}{dr}$ es el cambio de masa con respecto al radio, evaluada a cualquier radio r en el interior de la estrella, el resto de las cantidades están definidas de la misma forma que la Ecuación 2.1. Lo que da la Ecuación 2.2 es la masa contenida dentro de un radio dado (Carroll & Ostie, 2017).

Conservación de energía

$$\frac{dL(r)}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r) \epsilon, \quad (2.3)$$

donde $\frac{dL(r)}{dr}$ es el cambio de la luminosidad que pasa por la superficie de una esfera de radio r y ϵ es la tasa de producción de energía por unidad de masa al radio r , determinada por las distintas reacciones nucleares que puedan ocurrir en las condiciones

físicas en el interior de la estrella. Las demás cantidades están definidas como en la Ecuación 2.1.

La Ecuación 2.3 implica que la energía producida a un cierto radio r va a ser transportada hacia regiones más frías, principalmente hacia el exterior de la estrella; además, la tasa de producción de energía es importante en las zonas más calientes y densas de la estrella, las cuales se logran en las regiones centrales de la misma.

Existen dos procesos muy importantes para transportar la energía producida en el interior de la estrella hacia su exterior, estos son el transporte radiativo y el transporte convectivo.

Transporte radiativo de energía

$$\frac{dT}{dr} = - \left(\frac{3}{16\pi ac} \right) \frac{\kappa \rho(r) L(r)}{r^2 T^3}, \quad (2.4)$$

donde $a \equiv \frac{4\sigma}{c} = 7.565767 \times 10^{-16} J m^{-3} K^{-4}$ es la constante de radiación, siendo σ la constante de Stefan-Boltzman¹; c la velocidad de la luz², κ es la opacidad media de Rosseland³, $L(r)$ la luminosidad que pasa por la superficie de la esfera de radio r , T la temperatura del gas y $\rho(r)$ la densidad del gas (Carroll & Ostie, 2017).

En el transporte radiativo, los fotones que son emitidos en las regiones más calientes y centrales de la estrella son absorbidos en las zonas más frías, transportando así energía del centro hacia el exterior de la estrella. Una estrella estará en equilibrio radiativo cuando la energía producida en el interior de la estrella sea transportada en su totalidad hacia la superficie por radiación (Von Steinkirch, 2012).

¹La constante de Stefan-Boltzman está definida en función de la Ley de Stefan-Boltzman, la cuál dice que la Luminosidad de un cuerpo negro es proporcional al área de emisión por su temperatura a la cuarta potencia, $L = \sigma AT^4$, siendo σ justamente la constante de proporcionalidad de la ecuación, con un valor de $\sigma = 6.670400 \times 10^{-8} W m^{-2} K^{-4}$ (Carroll & Ostie, 2017).

² $c = 2.99792458 \times 10^8 m s^{-1}$

³La opacidad media de Rosseland es aquella que ha sido promediada a lo largo de todas las longitudes de onda, obteniendo una expresión que depende únicamente de la composición, densidad y temperatura, con la forma $\kappa = \kappa_0 \rho T^{-3.5}$, siendo κ_0 aproximadamente constante. Además, a esta dependencia de opacidad se le conoce como Ley de opacidad de Kramers. También se le conoce como coeficiente de absorción por unidad de masa (Carroll & Ostie, 2017).

Transporte convectivo de energía

$$\frac{P}{T} \frac{dT}{dP} = \frac{\gamma - 1}{\gamma}, \quad (2.5)$$

donde P es la presión y T la temperatura del gas. γ es el exponente adiabático. En el transporte convectivo es el movimiento del propio gas el que transporta la energía y la masa. El gas caliente asciende a las capas más frías de la estrella, donde pierde energía y vuelve a descender (Carroll & Ostie, 2017).

Criterios de estabilidad transporte energético

Para poder determinar si en una región de una estrella domina el mecanismo de transporte es radiativo o el convectivo existen dos principales criterios (Von Steinkirch, 2012). Estos criterios dependen del gradiente de temperatura de la estrella :

$$\nabla = \frac{3k_B}{16\pi acG\mu m_H} \left(\frac{\kappa \rho L}{MT^3} \right), \quad (2.6)$$

donde k_B es la constante de Boltzman, μ es el peso molecular medio, m_H es la masa de Hidrógeno y el resto de las constantes y cantidades son las mismas que en la Ecuación 2.4. El gradiente adiabático es:

$$\nabla_{ad} = \frac{\gamma - 1}{\gamma}, \quad (2.7)$$

y el gradiente de composición química (Von Steinkirch, 2012) es:

$$\nabla_{\mu} = \frac{d \ln(\mu)}{d \ln(P)} \quad (2.8)$$

Si la región que se analiza posee composición química homogénea, o el mezclado de la composición es despreciable, se puede suponer que $\nabla_{\mu} = 0$; con esta hipótesis se tiene el criterio de estabilidad de Schwarzschild (Von Steinkirch, 2012), el cuál dice que si en la región se cumple que

$$\nabla < \nabla_{ad}$$

ocurrirá transporte radiativo, mientras que si sucede que

$$\nabla > \nabla_{ad}$$

se presentará transporte convectivo.

Sin embargo, si en la región estelar el mezclado de la composición es importante, se debe considerar que $\nabla_{\mu} \neq 0$. En este caso se tiene el criterio de estabilidad de Ledoux ([Von Steinkirch, 2012](#)), donde si ahora en la región estelar se cumple

$$\nabla < \nabla_{ad} + \nabla_{\mu}$$

sucedará transporte radiativo, y si

$$\nabla > \nabla_{ad} + \nabla_{\mu}$$

será transporte convectivo.

Normalmente ambos criterios coincidirán para regiones donde se supone que ∇_{μ} es despreciable, sin embargo existen zonas donde hay un mezclado lento que el criterio de Ledoux indica son estrictamente convectivas, mientras que el criterio de Schwarzschild considera radiativas. Dichas regiones se pueden considerar como una inestabilidad adiabática a la que se le fuerza estabilidad por el gradiente de composición química y se les conoce como semiconvección ([Spruit, 2013](#)). La semiconvección no contribuye apreciablemente al transporte de energía, su importancia radica en que mezcla lentamente la composición en esa zona, ajustando su perfil de abundancias ([Biello, 2001](#)).

Ecuación de estado

Es la ecuación necesaria para cerrar el sistema de ecuaciones ya que permite colocar a la presión en términos de la densidad, temperatura y composición química del gas. La ecuación a utilizar dependerá de cómo se comporte el material de la estrella en esa región ([Prialnik, 2009](#)).

Suponemos que para una estrella en secuencia principal, la presión total será la suma del gas ideal y la presión de radiación.

$$P = P_{gas} + P_{rad}, \quad (2.9)$$

definidas como:

$$P_{gas} = nk_B T(r) = \frac{\rho(r)}{\mu m_u} k_B T(r) \quad (2.10)$$

$$P_{rad} = \frac{1}{3} a T(r)^4. \quad (2.11)$$

Sin embargo, conforme una estrella avanza en su evolución su gas interior se empieza a degenerar, por lo que también se deberá considerar la presión de degeneración del gas, la cuál está definida como:

$$P_{deg} = K_\gamma \rho(r)^\gamma, \quad (2.12)$$

donde K_γ es una constante que depende del valor de γ . Si el gas está degenerado pero no es relativista, se tiene que $\gamma = \frac{5}{3}$, mientras que si está degenerado y es relativista, se considera $\gamma = \frac{4}{3}$ (Lamers & Levesque, 2017).

2.2. Formación y evolución de una estrella aislada

En esta sección se detallarán las principales etapas en la evolución de una estrella que posteriormente serán útiles en el análisis de resultados.

- ★ **Pre-Secuencia Principal.** Una estrella aislada comienza su vida como una nube molecular que se encuentra gravitacionalmente ligada, dentro de esta nube se forman partes más densas que caen al centro de la misma, combinándose y empezando a acretar material (Karttunen, 2007). Cuando llegan a densidades estelares, colapsan dinámicamente formando una protoestrella central dentro de una envolvente colapsante de polvo y gas que forma un disco de acreción

rotante en torno a ella. Conforme la protoestrella acreta material, se acerca a la secuencia principal y crea un viento que aleja de la estrella el material de la nube. Después de esto la caída de material a la protoestrella disminuye paulatinamente hasta que su núcleo finalmente logra quemar hidrógeno y la estrella enciende, eventualmente desapareciendo el disco de polvo que la rodea (Carroll & Ostie, 2017).

- ★ Secuencia Principal (MS). La secuencia principal comienza justo cuando la estrella comienza a quemar hidrógeno, a este momento inicial se le conoce como *Zero Age Main Sequence (ZAMS)* (Carroll & Ostie, 2017). El tiempo en que la estrella pasa en secuencia principal dependerá de su masa, pero fuera de eso, esta es una de las fases que todas las estrellas aisladas, sin importar su clase, tendrán en común. Cuando acaban su combustible de hidrógeno es cuando salen de la secuencia principal. Al tiempo de su vida justo donde se acaba el hidrógeno del núcleo se le conoce como *Terminal Age Main Sequence (TAMS)* (Carroll & Ostie, 2017).
- ★ Inestabilidad de Shonberg-Chandrasekhar (SH-CH). Esta fase evolutiva ocurre únicamente para estrellas que tuvieron una masa de entre $\sim (1.0 - 1.4) M_{\odot}$ y $\sim 6 M_{\odot}$ (Chowdhury & Sarkar, 2022); durante ZAMS, y se presenta justamente después de la TAMS. Lo que sucede aquí es que cuando la estrella sale de MS, deja de tener quemado de hidrógeno en su núcleo y aún no posee la temperatura y presión suficientes para quemar helio (ya que la inestabilidad se presenta previa al Flash de helio que se detallará más adelante); por lo que su núcleo se contrae un poco y se vuelve isoterma, completamente compuesto de helio. Además se encuentra rodeado por una capa de quemado de hidrógeno en helio. Cuando la masa del núcleo de helio supera el 10% de la masa total de la estrella, la inestabilidad SH-CH ya no puede compensar la fuerza de gravedad y el núcleo se colapsa (Pols, 2011).
- ★ Sub Giant Branch (SGB). La rama sub gigante ocurre cuando el núcleo se colapsa por su propio tamaño y continúa hasta que la presión de degeneración

de los electrones del núcleo logra frenar el colapso gravitacional (Carroll & Ostie, 2017). Durante esta etapa sigue existiendo una capa de quemado de hidrógeno en helio rodeando al núcleo, a esta capa se le conoce como *shell burning*. Esta capa causa un *mirror effect* donde al contraerse el núcleo, la envoltente se expande y esta última a su vez disminuye su temperatura. Durante esta fase también ocurre un fenómeno para estrellas de masa baja llamado *Dredge-Up*, el cuál también es consecuencia del shell burning. El Dredge-Up consiste en que la región de convectiva de la estrella penetra la capa de quemado y arrastra el helio creado, distribuyéndolo en toda la envoltente, aumentando en consecuencia la opacidad de la misma y disminuyendo la luminosidad; causando como resultado oscilaciones en el diagrama HR (Pols, 2011).

- ★ Gigante Roja (RG). La fase de gigante roja es donde la estrella aumenta considerablemente su tamaño, expandiendo su envoltente en lo que logra quemar helio en su núcleo, el camino exacto dependerá de acuerdo a, por ejemplo, la masa y metalicidad inicial de la estrella; pero sus principales características son que es la etapa en su camino evolutivo donde la estrella aumenta más su diámetro y luminosidad (Carroll & Ostie, 2017).
- ★ Flash de Helio. Es un efecto generado en estrellas de masa baja; requiere que el núcleo de la estrella se encuentre totalmente degenerado para que ocurra, lo cuál solo ocurre para estrellas de masa menor a $2M_{\odot}$. Para que se de este evento, no deben de existir reacciones en el núcleo, de tal manera que la presión de degeneración de los electrones compensa la fuerza gravitacional de la estrella y detiene el colapso; eventualmente la presión y temperatura en el núcleo son suficientes para que en el núcleo ocurran reacciones de quemado de Helio en Carbono y Oxígeno, las cuáles generan presión de radiación que expulsa el helio acumulado en la envoltente, aumentando en 10 órdenes de magnitud por tiempo limitado, y a su vez compensa la fuerza gravitacional, estabilizando la estrella y revirtiendo la degeneración del núcleo (Pols, 2011).

- ★ Rama Horizontal (HB). Haya o no existido Flash de Helio, la estrella llegará a esta etapa cuando comience a quemar helio en carbono y oxígeno en su núcleo; a este momento se le conoce como *Zero Age Horizontal Branch (ZAHB)* (Carroll & Ostie, 2017), su principal característica es que durante esta etapa, la fuerza gravitacional de la estrella será compensada por la presión de radiación resultante de quemado de helio en su núcleo (Karttunen, 2007).

- ★ Rama Gigante Asintótica (AGB). Ocurre en estrellas de masa baja y masa intermedia $M < 10 M_{\odot}$. En esta etapa es análoga a fase de RG, siendo aquí la principal característica que el núcleo de la estrella se vuelve isotermo y está compuesto de carbono y oxígeno; además la estrella se expande y aumenta considerablemente su luminosidad. Aquí existen dos shell burning (Pols, 2011), la primera de helio en carbono y oxígeno rodeando al núcleo, y la segunda de hidrógeno en helio rodeando una capa de helio que se encuentra entre ambas capas de quemado. La AGB se divide en dos etapas, primeramente la fase temprana (E-AGB) (Pols, 2011) es donde la envoltura de hidrógeno más externa se expande y la capa de quemado de hidrógeno en helio se encuentra apagada, por lo que solamente existe efecto espejo causado por la capa de quemado de helio en carbono y oxígeno. La segunda etapa es la del pulso termonuclear (TP-AGB) (Pols, 2011), aquí la capa de quemado de hidrógeno en helio es inestable y se producen pulsos termonucleares; aquí las dos capas de quemado prenden y apagan constantemente, pudiendo estar ambas prendidas simultáneamente o solamente una. Si la estrella es de masa intermedia también ocurren dredge-ups en esta etapa. El final de la fase de AGB se caracteriza por fuertes vientos que expulsan la envoltura de hidrógeno (Carroll & Ostie, 2017).

- ★ Blue Loops. Es un fenómeno que ocurre en estrellas de masa intermedia y alta durante la fase de AGB; estos se aprecian en el diagrama HR, son bucles donde la estrella aumenta su temperatura sin modificar mucho su luminosidad, para posteriormente regresar a su camino inicial y continuar su evolución hacia la rama asintótica. La ocurrencia y extensión de los bucles azules depende muy

sensiblemente de factores como la composición química de la estrella, la masa del núcleo de helio relativa a la envolvente, el perfil de abundancia de hidrógeno, etc (Pols, 2011).

- ★ Formación de un objeto compacto. Al final de la AGB, la estrella ya se encuentra en la etapa final de su vida y llega a ser un objeto compacto. Si la estrella es de masa baja ($M \approx (0.3 - 2) M_{\odot}$), creará una nebulosa planetaria (Carroll & Ostie, 2017) y su destino final será una enana blanca de C-O (Karakas, 2017). Si la estrella es de masa intermedia ($M \approx (2 - 8) M_{\odot}$), terminará su vida como una enana blanca de C-O o de O-Ne (Karakas, 2017). Finalmente si la estrella es de alta masa ($M > 8 M_{\odot}$), ocurrirá una supernova y llegará a ser una estrella de neutrones o un agujero negro; mas los límites de masa para estos últimos dos finales no son claros (O'Connor & Ott, 2013). Variaciones en estos objetos compactos (como pulsares o magnetares) dependerán de factores particulares de cada estrella (Carroll & Ostie, 2017).

2.2.1. Vientos

Los vientos se encuentran presentes durante toda la vida de una estrella, lanzando material en su espacio cercano, y son parte fundamental de la evolución tardía de la misma ya que su intensidad aumenta de tal forma que la pérdida de masa que la estrella sufre debido a ellos afecta su evolución principalmente durante la AGB y posterior. Lo primero que la estrella pierde es su atmósfera gracias a los vientos de la secuencia principal (Kubyskhina et al., 2022a). Todas las estrellas sin importar su masa poseen esas pérdidas y sus vientos son completamente ionizados, viajando radialmente a velocidades supersónicas e influyendo en sus regiones cercanas (Johnstone et al., 2015).

El flujo continuo de vientos estelares para las estrellas masivas es causado por la transferencia de energía y momento del campo de radiación a la atmósfera debida a la absorción de fotones en las transiciones atómicas. El porcentaje exacto de momento y

energía transferidos aún no se ha determinado con exactitud (Lucy & Solomon, 1970).

La mayoría de lo actualmente conocido de los vientos estelares se origina de los vientos del Sol, el cuál es sabido se genera por el campo magnético a partir de mecanismos aún no totalmente entendidos (Cranmer, 2009), lo cuál conlleva una incertidumbre al extrapolarlos a otras estrellas (Johnstone et al., 2015).

La pérdida de masa a causa de los vientos es un factor fundamental para la evolución de tanto la estrella como su ambiente circundante, jugando un rol importante a lo largo de todo su camino evolutivo y, posiblemente, teniendo un papel fundamental en la culminación de la misma, como, por ejemplo, colapso nuclear (Renzo et al., 2017). La pérdida de masa por vientos es la principal responsable de diversos aspectos que influyen el medio interestelar, como el enriquecimiento químico, la inyección de momento que puede causar formación estelar, o la disipación de gas que evita la formación estelar (Kubyshkina et al., 2022b).

Existen tres principales formas de viento (Renzo et al., 2017) para la pérdida de masa durante la evolución estelar:

- ★ Vientos de estado estacionario. Son impulsados por mecanismos radiativos, como por el polvo o liberación de energía en ondas (Ben, 2010); ya sea durante la fase de MS o de RG (Puls et al., 2008).
- ★ Impulsivos, pulsantes y/o erupciones de pérdida de masa (Smith, 2014).
- ★ RLOF. Como ya se mencionó en el capítulo pasado, es el mecanismo de transferencia de masa en un sistema binario que llena su Lóbulo de Roche, por lo que la estrella primaria pierde masa mientras que la secundaria gana (Postnov & Yungelson, 2014).

Como la pérdida de masa por vientos es un fenómeno intrínsecamente dinámico en su naturaleza, es difícil de incluir en los códigos de evolución estelar; por eso en

el presente trabajo se utiliza el esquema de viento *Dutch* programado en MESA, el cuál es el modelo preferente para simular los vientos en la fase de RG al ser el más versátil, y está basado en los trabajos de [Glebbeek et al. \(2009\)](#), [Vink et al. \(2001\)](#), [Nugis & Lamers \(2000\)](#), y [Maeder & Meynet \(2001\)](#).

2.3. Formación y evolución de un sistema binario

En general los mecanismos propuestos para la formación de estrellas binarias se pueden dividir en tres amplias categorías:

- ★ Captura. La nube molecular original es suficientemente grande como para crear dos estrellas que después de su formación se vuelven gravitacionalmente ligadas ([Shu & Adams, 1987](#); [Clarke, 1992](#)).
- ★ Fragmentación temprana. Durante o justo después de que la nube termine de colapsar, se fragmente en dos piezas que orbitan una a la otra y que se terminan convirtiendo en el sistema binario ([Boss, 1986](#)). En este caso el momento angular original de la nube se transforma casi directamente en el periodo orbital del sistema ([Bonnell et al., 1991](#)).
- ★ Ruptura tardía. Primero la región más central de la nube molecular es la que colapsa en la protoestrella, y mientras acreta material de las regiones exteriores de la nube, encuentra una inestabilidad que causa se fragmente en un sistema binario ([Cassen & Moosman, 1981](#); [Sawada et al., 1986](#)).

Para el presente trabajo no es de interés el mecanismo por el cual los sistemas binarios estudiados se hayan formado, sin embargo, la restricción considerada es que las estrellas se hayan formado a una distancia orbital lo suficientemente grande para que la compañera más masiva, que será la acretante del sistema, haya terminado su evolución, llegando a ser objeto compacto, sin alterar a la compañera que será la donadora del sistema.

2.3.1. Posibles configuraciones del sistema binario

Para definir las configuraciones que puede tener un sistema binario, es muy útil considerar al potencial del Lóbulo de Roche (Ecuación 1.7) representado en una dimensión, como mostrado en la Figura 1.17, para la representación de a lo que se refiere cada caso.

- ★ *Detached binary.* En este caso, ambas estrellas llenan una superficie equipotencial dentro de su Lóbulo de Roche, por lo que ambas estrellas serán menores que su respectivo lóbulo. Aquí, su estructura y evolución no se ve demasiado afectada por el potencial de Roche, y pueden ser bien aproximadas por estrellas aisladas (Portegies Zwart & Verbunt, 2012; Zharikov, 2022).
- ★ *Semi-detached binary.* En este caso una de las estrellas llena exactamente su Lóbulo de Roche, mientras que la otra es más pequeña que el suyo. Si la estrella que llenó su lóbulo creciera un poco más, llegaría a entrar en contacto con L_1 , por lo que no mantendría equilibrio hidrostático en la vecindad cercana a ese punto y habría flujo de material, ocasionando RLOF (Portegies Zwart & Verbunt, 2012; Zharikov, 2022).
- ★ *Contact binary.* Ocurre cuando ambas estrellas llenan su Lóbulo de Roche y llegan a una equipotencial superior a L_1 pero inferior a L_2 . Para que se de esta configuración ambas estrellas deben estar en contacto físico, permitiéndoles intercambiar calor y masa dentro de una Envoltente común de material (Portegies Zwart & Verbunt, 2012; Zharikov, 2022).

Los anteriores casos se muestran esquemáticamente en la Figura 2.2. Encontrándose en la parte izquierda el potencial de Roche en una dimensión, mientras que la parte derecha es una versión simplificada del potencial bidimensional resaltando las equipotenciales llenadas en cada configuración.

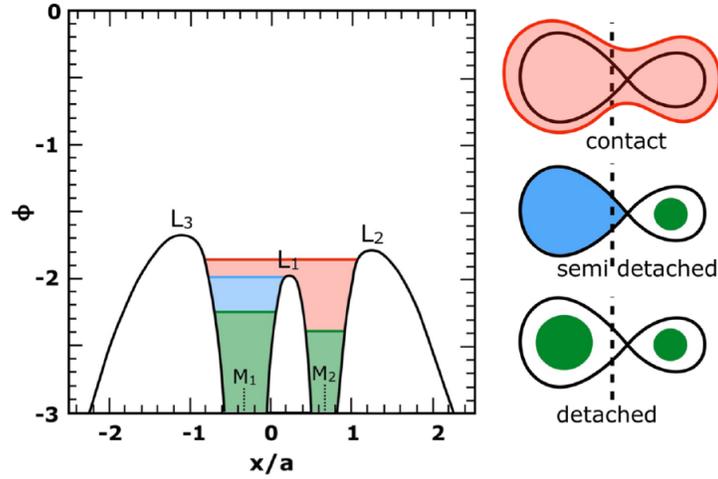


Figura 2.2: Representación esquemática de las posibles configuraciones del sistema binario en el potencial de Roche. La línea punteada muestra la ubicación del centro de masa del sistema (Zharikov, 2022).

2.3.2. Transferencia de masa

Se puede clasificar en distintos casos dependiendo de la etapa evolutiva de la estrella donadora.

- ★ Caso A. La transferencia de masa se da en la fase de MS del camino evolutivo de la estrella donadora (Neustroev, 2020; Portegies Zwart & Verbunt, 2012). Es posible si el periodo orbital de la binaria es lo suficientemente corto para que el Lóbulo de Roche sea lo suficientemente pequeño (Ecuación 1.6) para que la estrella donadora lo pueda llenar durante su lenta expansión en secuencia principal a causa del quemado de hidrógeno en su núcleo (Paczynski, 1971). A pesar de que la estrella se encuentra en la MS la mayor parte de su vida, es el momento más improbable de que ocurra transferencia de masa ya que solamente un conjunto muy pequeño de valores posibles para el periodo orbital, y por ende la separación (Ecuación 1.2), darán este caso. Lo anterior se ejemplifica en la Figura 2.3 donde se muestra para una estrella primaria de masa intermedia los distintos valores del periodo orbital inicial en días que dará cada caso de transferencia de masa, corroborando que la máxima duración posible del periodo orbital para el caso A es por mucho la menor.

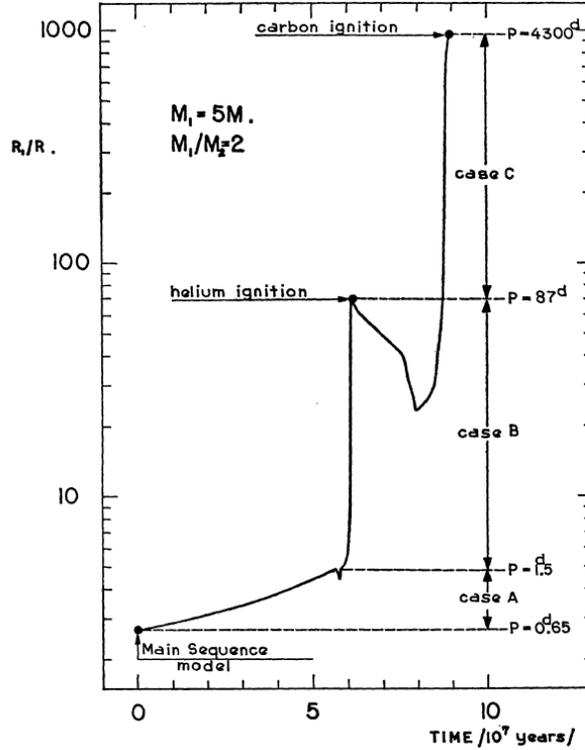


Figura 2.3: Variación del radio estelar en función del tiempo para una estrella primaria de $5 M_{\odot}$ y $Z = Z_{\odot}$ con un cociente de masas $q = 2$. Se muestran para este caso las cotas para el periodo orbital P (en días) que delimitan las ocurrencias de la transferencia de masa para los casos A, B y C. Análogamente se mencionan los acontecimientos que separan los distintos periodos evolutivos de la estrella (Paczynski, 1971).

★ Caso B. La transferencia de masa se da en la fase de la RG de la estrella primaria (Neustroev, 2020; Portegies Zwart & Verbunt, 2012). La estrella donadora llenará su Lóbulo de Roche durante su evolución en gigante roja mientras su núcleo de helio se enciende (Paczynski, 1971). El caso B en esta tesis se dividirá en dos tipos, temprano y tardío, dependiendo de en qué momento de la fase de RG (Figura 2.4) se da la transferencia de masa.

- El caso B temprano corresponde a cuando la transferencia de masa ocurre cuando la estrella primaria acaba de encender sus reacciones de quemado de helio en carbono y oxígeno (pero aún no ocurre en todo su núcleo, por lo que aún su luminosidad a causa de estas reacciones es menor que la debida a la capa de quemado de hidrógeno en helio que rodea al núcleo).

- El caso B tardío ⁴ corresponde a cuando la estrella primaria ya haya prendido sus reacciones de quemado de helio en carbono y oxígeno en todo su núcleo, produciendo una mayor luminosidad por causa de estas en comparación con la debida al quemado de hidrógeno en helio en la capa.

Hay autores que subdividen más el caso B, considerando en general que todo el tiempo en el que haya una capa de quemado de hidrógeno en helio activa como caso B y dependiendo de lo que suceda en el núcleo, casos particulares. Si el núcleo se encuentra quemando helio en carbono y oxígeno, lo denominan caso BA. Si existe tanto quemado de helio en el núcleo como en una capa, lo denominan caso BAB. Si existe núcleo de carbono-oxígeno isoterma y una capa de quemado de helio, lo denominan caso BB. Finalmente, si empieza a haber quemado de carbono en el núcleo, lo denominan caso BC (Dewi et al., 2002). Bajo esta nomenclatura, los casos que se mencionaron previamente que serán tratados en la presente tesis, serían caso BA temprano y caso BA tardío.

- ★ Caso C. La transferencia de masa se da después de que concluya la fase de RG en el camino evolutivo de la estrella donadora (Neustroev, 2020; Portegies Zwart & Verbunt, 2012). Para estrellas de masa baja e intermedia, es en la fase de AGB. En este caso la estrella llena su Lóbulo de Roche en su expansión final mientras posee un núcleo isoterma de CO (Paczyński, 1971). Se podría hacer una división similar al caso B, siendo el temprano correspondiente a la E-AGB y el tardío a la TP-AGB (Figura 2.4); sin embargo, en la presente tesis solamente ocurrió transferencia de masa durante la etapa de TP-AGB, por lo que se optó por no hacer una separación en este caso.

Como en el caso B, hay autores que consideran al caso C todo el tiempo que hay una capa de quemado de helio en carbono y oxígeno. Si la capa de quemado de helio está prendida, lo denominan caso CB. Si llegase a existir quemado de carbono, lo denominan CC (Dewi et al., 2002). Bajo esta nomenclatura, el caso

⁴No confundir con el caso BB, ya que ese ocurre después de que el quemado de helio ya ha terminado, pero aún no se enciende el quemado de carbono (Dewi & Pols, 2003).

estudiado en la presente tesis es CB.

- ★ Caso D. Es el caso donde la transferencia de masa se da cuando la estrella donadora ya ha llegado a su etapa de enana blanca (Neustroev, 2020). En este caso, el Lóbulo de Roche se llena porque la distancia orbital de las estrellas disminuye lo suficiente para que el Lóbulo de Roche de la donadora se encoja lo suficiente que se vuelva menor que la enana blanca y permitirle a lo restante de su atmósfera superficial (que rodea al núcleo de C–O o de O–Ne) sea transferido a su compañera. (Postnov & Yungelson, 2014).
- ★ Finalmente, puede existir la situación que la separación orbital de las estrellas es tan grande que no hay transferencia de masa, es decir, nunca interactúan (Neustroev, 2020).

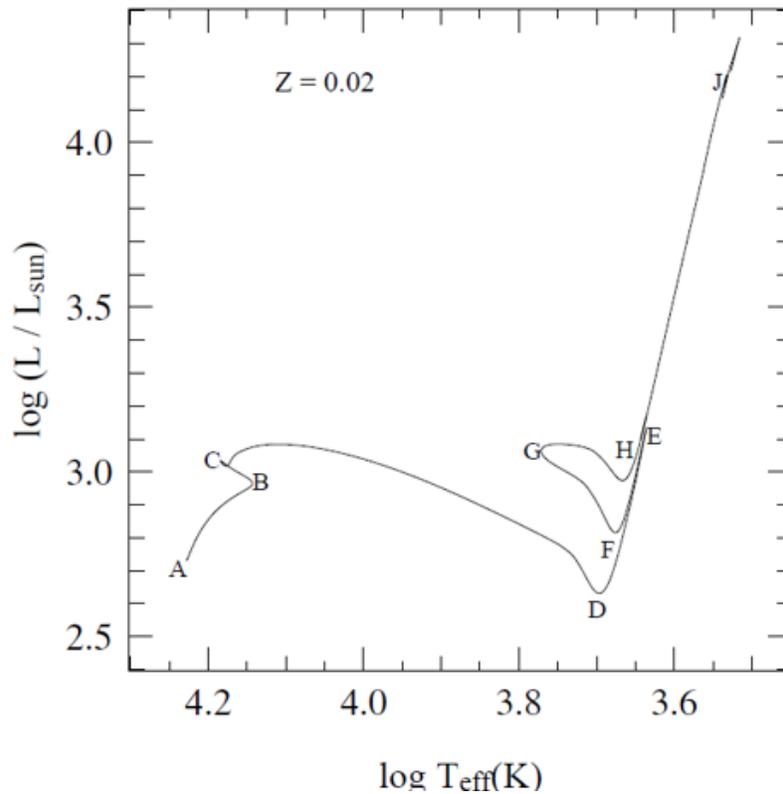


Figura 2.4: Camino evolutivo en el diagrama HR para una estrella de masa intermedia y metalicidad solar. La fase de gigante roja es la que ocurre entre los puntos marcados con D y E. La fase de E-AGB junto con los *blue loops* ocurren entre los puntos E y H, mientras que la fase de TP-AGB se da entre los puntos H y J. (Pols, 2011)

La respuesta de la estrella donadora a la pérdida de masa, y por ende la estabilidad de la transferencia, dependerá de la estructura de su envolvente. Estrellas con envolventes radiativas tienden a encogerse en respuesta a la pérdida repentina de masa, por lo que la transferencia de masa en este caso es estable. Si la estrella donadora posee una envolvente convectiva, al perder masa su radio tiende a crecer y su Lóbulo de Roche a decrecer (si es más masiva que la acretora), es por esto que la donadora desbordaría su Lóbulo de Roche constantemente, por lo que la transferencia de masa es inestable.

Además, debido a la transferencia de masa, el momento angular de la binaria cambia, afectando la separación y periodo orbital (Helen, 2018a). Diferenciando la Ecuación 1.5 se obtiene una relación entre el cambio en la separación orbital, \dot{a} ; el cambio en el momento angular, \dot{J}_{orb} ; y entre el cambio de masa de las estrellas \dot{M}_i :

$$\frac{\dot{a}}{a} = \frac{2\dot{J}_{orb}}{J_{orb}} - 2 \left(\frac{\dot{M}_1}{M_1} + \frac{\dot{M}_2}{M_2} \right), \quad (2.13)$$

Si se considera transferencia de masa conservativa, es decir, que la masa perdida por una estrella es ganada por la otra ($\dot{M}_2 = -\dot{M}_1$) y se supone que el momento angular también se conserva ($\dot{J}_{orb} = 0$), se obtiene la relación:

$$\frac{\dot{a}}{a} = -\frac{2\dot{M}_1}{M_1} \left(1 - \frac{M_1}{M_2} \right), \quad (2.14)$$

Si en la Ecuación 2.14 se considera que la estrella primaria es la que pierde masa, es decir, que $\dot{M}_1 < 0$, se tiene que cuando la masa de la estrella donadora sea menor que de la estrella acretora, $M_1 < M_2$, el cambio en la separación orbital será positivo, $\dot{a} > 0$, por lo que la órbita se expandirá, y de acuerdo a la Ecuación 1.2, el periodo orbital aumentará. Contrariamente, cuando la masa de la estrella donadora sea mayor que de la estrella acretora, $M_1 > M_2$, el cambio en la separación orbital será negativo, $\dot{a} < 0$, por lo que la órbita se encogerá, y de acuerdo a la Ecuación 1.2, el periodo orbital disminuirá (Helen, 2018a).

Si el momento angular no se conserva, es necesario considerar la totalidad de cambios a este; los cuáles se expresan mediante la ecuación:

$$\frac{\dot{J}_{orb}}{J_{orb}} = \frac{\dot{J}_{gwr}}{J_{orb}} + \frac{\dot{J}_{mb}}{J_{orb}} + \frac{\dot{J}_{ls}}{J_{orb}} + \frac{\dot{J}_{ml}}{J_{orb}}, \quad (2.15)$$

la cuál se conoce como ecuación de balance de momento angular orbital (Tauris & van den Heuvel, 2006). El primer término del lado derecho de la Ecuación 2.15, \dot{J}_{gwr} , es el cambio de momento angular orbital debido a la radiación de ondas gravitacionales. Para órbitas suficientemente angostas, este término será el dominante de la Ecuación 2.15 y causará que disminuyan la separación y el periodo orbital; por lo que las órbitas de binarias muy angostas tenderán a encogerse continuamente, forzando a sus componentes a llegar a estar en contacto (Landau & Lifshitz, 1958; Faulkner, 1971).

El segundo término de la Ecuación 2.15, \dot{J}_{mb} , corresponde a la ruptura magnética. La pérdida de momento angular es a causa de vientos estelares magnéticos que generan una torca, y están mayormente presentes en binarias estrechamente sincronizadas. Como resultado, el periodo y separación orbital decrecen mientras que las componentes estelares aumentan su rotación a causa de las fuerzas de marea, y se aproximan la una a la otra (Verbunt & Zwaan, 1981).

El tercer término de la Ecuación 2.15, \dot{J}_{ls} , describe la posibilidad del cambio de momento angular entre la órbita y la estrella donadora a causa de su expansión o contracción. Este efecto posee su mayor eficiencia para binarias con periodos orbitales de 2 a 5 días aproximadamente (Tauris & van den Heuvel, 2006).

Finalmente, el último término del lado derecho de la Ecuación 2.15, \dot{J}_{ml} , representa el cambio de momento angular orbital a causa de la pérdida de masa del sistema binario. Este término usualmente es el dominante de la ecuación y se puede escribir en términos de la pérdida de masa de la estrella donadora como:

$$\frac{\dot{J}_{ml}}{J_{orb}} = \frac{\alpha + \beta q^2 + \delta \gamma (1 + q)^2 \dot{M}_1}{1 + q} \frac{\dot{M}_1}{M_1}, \quad (2.16)$$

donde α , β y δ son las fracciones de masa perdida de la estrella donadora en forma de un rápido viento directo, la masa eyectada desde la vecindad de la estrella acretora y de un toroide coplanar de radio $a_r = \gamma^2 a$ respectivamente ([van den Heuvel, 1994](#); [Soberman et al., 1997](#)). La eficiencia de acreción entonces será:

$$\partial M_2 = -(1 - \alpha - \beta - \delta) \partial M_1, \quad (2.17)$$

donde $\partial M_1 < 0$. Estos factores serán funciones del tiempo conforme el sistema binario evolucione durante la fase de transferencia de masa. En general es una buena aproximación suponer $\dot{J}_{gr}, \dot{J}_{mb} \ll \dot{J}_{ml}$ ([Tauris & van den Heuvel, 2006](#)).

Capítulo 3

MESA

En este capítulo se explicará de forma breve los antecedentes, características, y limitaciones del código de evolución estelar MESA. Además, se detallarán los diagramas producidos por el mismo que se utilizarán para el análisis de los resultados obtenidos en la presente tesis.

3.1. Antecedentes

El código de evolución estelar "Modules for Experiments in Stellar Astrophysics" (MESA¹, Paxton et al., 2011) es un código unidimensional, es decir, supone simetría esférica, mediante el cual se puede simular la evolución de estrellas aisladas así como en sistemas binarios. En particular para la metodología de resolución del objetivo abordado en el presente trabajo, se utilizó la versión *r21.12.1* en su compilación para MAC OS.

MESA fue creado principalmente por Bill Paxton en conjunto con un grupo de astrofísicos y desarrolladores (por ejemplo Lars Bildsten, Matteo Cantiello, Pablo Marchant, Frank Timmes, Rich Townsend, y Ed Brown entre otros) durante más de una década. Actualmente el equipo de trabajo de MESA se encuentra distribuido a nivel mundial, al igual que su comunidad de usuarios.

La motivación tras la creación de MESA es que los cálculos de evolución estelar son

¹<https://docs.mesastar.org>

una herramienta básica para el investigación en la astrofísica, formando parte importante de múltiples ramas dentro de esta, como asterosismología, astrofísica nuclear, población estelar, evolución química y síntesis de población, astrobiología, estrellas variables, supernovas, objetos compactos, eventos de marea, hidrodinámica estelar y en particular, sistemas binarios. Mucho se puede obtener científica y pedagógicamente con cálculos unidimensionales precisos.

3.2. Características del código de evolución estelar MESA

MESA resuelve las ecuaciones de conservación de masa, conservación de energía, equilibrio hidrostático, transporte radiativo, abundancias, y la ecuación de estado (para más detalles véase la Sección 2.1), para obtener la evolución temporal de la estrella a medida que cambian sus propiedades internas. Se definen las condiciones iniciales para una configuración dada (masas, metalicidades, rotación, separación orbital, entre muchas otras variables). Adoptando unas condiciones iniciales y considerando aspectos como la interacción de la gravedad, la radiación y la transferencia de masa, entre otros; es como MESA puede calcular la evolución del sistema.

Mediante el uso de MESA se plantea estudiar la evolución de distintas configuraciones de sistemas binarios, conformados por una estrella (donadora) y un objeto compacto (acretor). Se consideraron distintas masas de la estrella, y que el objeto compacto sea una masa puntual (en este caso una enana blanca). Además se tomaron en cuenta distintas separaciones orbitales del sistema binario. Es importante mencionar que la implementación de la fase de CE en MESA está en desarrollo, se espera que en las próximas versiones de MESA el módulo de seguimiento de la CE ya esté implementado.

Para el caso de sistemas binarios además de resolver las ecuaciones de evolución estelar, se incluye la tercera ley de Kepler (Ecuación 1.2) y el potencial de Roche (Ecuación 1.7). La forma en la que MESA crea una simulación es que considera el

radio de la estrella y lo divide en la cantidad de celdas que determine apropiada para cada caso particular. Para detalles más específicos del funcionamiento de MESA, revisar [Paxton et al. \(2011\)](#).

Cabe señalar que MESA toma en cuenta las siguientes consideraciones:

- ★ Simetría esférica. MESA resuelve únicamente las ecuaciones en función del radio esférico. Por ende, las estrellas modeladas son esferas perfectas sin aplanamiento en los polos o dilatación en el ecuador. Tomando el caso particular del sol para justificar este punto; el periodo de rotación del Sol es $P_{\odot} = 2.33 \times 10^6 s$, con velocidad angular $\omega = \frac{2\pi}{P_{\odot}}$, entonces la razón entre la energía rotacional cinética y la potencial gravitacional es:

$$\frac{E_{Rot}}{E_g} = \frac{\frac{1}{2}m\omega^2 r^2}{G\frac{m^2}{r}} \approx \frac{w^2 r^3}{Gm} \sim 10^{-5}$$

Justificando así que la deformación por la rotación de la estrella es despreciable para estrellas con lenta rotación como nuestro Sol.

- ★ Composición homogénea. Se supondrá que se tiene la misma composición inicial en toda la estrella. Por ejemplo, para el caso del sol la composición inicial es: $X = 0.73$, $Y = 0.25$, $Z = 0.02$. Siendo X la fracción de hidrógeno nuclear, Y la fracción de helio y Z la fracción del resto de los metales presentes.

- ★ Campo magnético despreciable. Se toma como hipótesis que la contribución del campo magnético es despreciable² para la evolución de la estrella, esto nuevamente se justifica al comparar la energía magnética con la gravitacional:

$$\frac{E_B}{E_g} = \frac{\frac{B^2}{2\mu_0}}{G\frac{m^2}{r}} \sim 10^{-11}$$

²Esta afirmación no es cierta siempre y aún no se posee un entendimiento preciso de la importancia del campo magnético en la evolución de una estrella, pero la principal motivación para despreciar la contribución del campo magnético es disminuir el poder de cómputo y tiempo necesarios para la creación de las simulaciones en MESA.

Por lo que es mínima su contribución en relación a la parte gravitacional. La razón de esto es que MESA no tiene aún la posibilidad de implementar el campo magnético a la evolución de la estrella. Es ventajoso que la contribución del campo magnético sea tan baja, por lo que no deberían de haber diferencias notorias con la evolución de una estrella con campo magnético, pero desgraciadamente no es posible comprobar directamente en el código la similitud de los modelos evolutivos de un sistema estelar con o sin campo magnético presente. Esto a su vez limita el análisis de los sistemas binarios, ya que, si se deseara modelar un sistema binario cuya compañera es un objeto compacto (estrella de neutrones o magnetar), no se tendrá la contribución del campo magnético (Paxton et al., 2011; Ivanova et al., 2020; Postnov & Yungelson, 2014), siendo aquí una de las situaciones donde su contribución no sería despreciable, limitándonos así la comprensión de la evolución completa del sistema binario.

Dentro de MESA hay múltiples variables que se pueden modificar que afectan directamente la evolución del modelo, como la metalicidad. Para los modelos presentados en el presente trabajo, las variables principales modificadas fueron la masa tanto de la estrella donadora como la acretora, y la separación orbital inicial entre ambas. La metalicidad se mantuvo constante, seleccionando la solar $Z_{\odot} = 0.02$; no se colocó rotación extra más allá de la que el propio modelo automáticamente genera, no se consideró overshooting ni semi-convección.

3.3. Limitantes

MESA, a pesar de su gran importancia y utilidad, tiene limitaciones importantes siendo la principal, como ya se ha mencionado, es un programa únicamente unidimensional, por lo que no se tienen datos en dos o tres dimensiones. Para las simulaciones de sistemas binarios donde existe transferencia de masa, esta cruza por el punto L_1 por una región con un área definida, pero MESA trata a esa región como un punto, por lo que es imposible obtener las dimensiones de la misma utilizando únicamente este programa. Otros aspectos de la evolución estelar que para tener un entendimien-

to completo forzosamente requieren análisis tridimensional son convección, rotación y magnetismo; los cuales MESA solo puede incluir mediante aproximaciones sencillas. Sin embargo, MESA constantemente es actualizada por la comunidad, agregando nuevas capacidades al código.

3.4. Resultados y Diagramas

Antes de mencionar la forma en la que MESA presenta los resultados, es necesario aclarar primero algunos términos que usa, ya que se repetirán durante el análisis de resultados. Para cada paso de tiempo, *time_step*, MESA crea un modelo, este modelo consiste en un archivo de datos que incluye todos los parámetros físicos calculados, junto con una imagen que muestra en pantalla que incluye todos los diagramas que se le hayan solicitado, los cuáles se detallarán a continuación. Una simulación completa para una entrada de datos dada consiste en la totalidad de modelos calculados durante el tiempo que se le permitió correr al programa. Esta cantidad varía de una simulación a otra, en el presente trabajo se obtuvieron simulaciones con una totalidad de modelos tanto menor a 2000 como mayor a 10000. Los vídeos que se pueden crear con MESA se realizan compilando las imágenes brindadas en cada modelo, usándolos como fotogramas.

Para el análisis de los resultados de las simulaciones de MESA se mostrará la evolución de distintas propiedades tanto de las estrellas aisladas, como de los sistemas binarios. A continuación se explica brevemente cada uno de los diagramas construidos a partir de estas propiedades, poniendo como ejemplo la evolución de una estrella como el Sol, esto es, de $M = 1M_{\odot}$, $Z=0.02$ y sin rotación (ni overshoot o semi-convección); la cuál se encuentra en un sistema binario con una compañera representada por una masa puntual con $1M_{\odot}$ y una separación orbital de $10^{21} R_{\odot}$ la cual es suficientemente grande para evitar interacción entre ellas. La cuadrícula que muestra MESA con los diagramas a analizar se encuentra en la Figura [A.1](#).

Es muy importante recalcar que se muestran directamente los diagramas obtenidos con MESA porque un aspecto del propósito de esta tesis es mostrar la utilidad de MESA y lo ilustrativos que son sus diagramas, al ser MESA una parte fundamental para el trabajo aquí realizado. MESA es una herramienta aún no del todo explotada, por lo que mostrar los resultados que arroja directamente en pantalla para promover su uso es de gran importancia para el presente trabajo.

Diagrama HR

En el diagrama Hertzsprung-Russell (HR) se grafica la luminosidad de una estrella (L) en función de su temperatura efectiva³ (T_{eff}). En la Figura 3.1 se muestra el camino evolutivo que sigue una estrella como el Sol. En particular este diagrama muestra su evolución desde que se crea, luego pasa por la fase de secuencia principal, continuando por la inestabilidad SH-CH, la rama sub-gigante, y en particular terminando en la gigante roja previamente al flash de helio (Carroll & Ostie, 2017). Para el presente trabajo se detuvo la evolución en esa etapa, pero se es posible continuar su evolución más allá del flash de helio, la rama horizontal, la etapa de nebulosa planetaria y su etapa final como enana blanca.

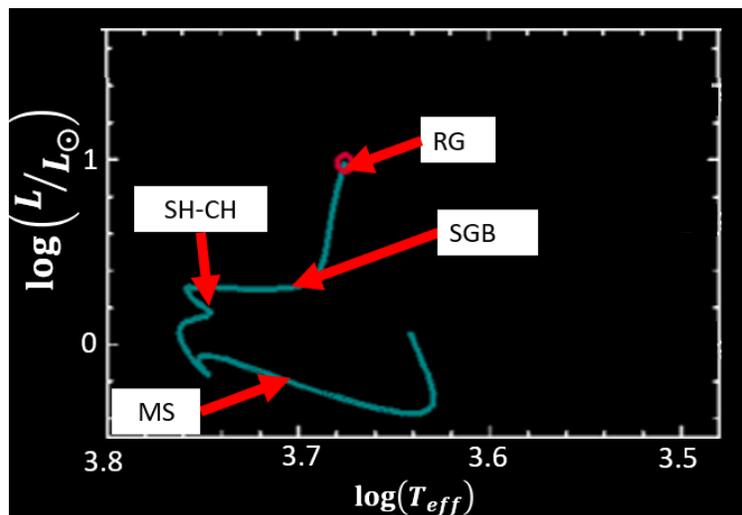


Figura 3.1: Diagrama HR para una estrella como el sol obtenido con MESA.

³La temperatura efectiva de una estrella es la temperatura que tendría un cuerpo negro (emisor perfecto hipotético) del mismo tamaño que la estrella y que tendría la misma luminosidad que la estrella (Carroll & Ostie, 2017).

Diagrama $\rho - T$

En este diagrama (Pols, 2011) se grafica el logaritmo de la temperatura ($\log(T)$) en función del logaritmo de la densidad ($\log(\rho)$). En la Figura 3.2 se muestra la relación entre la temperatura y densidad desde el núcleo de la estrella, que está arriba a la derecha; hasta su superficie, encontrándose abajo a la izquierda. Los puntos blancos indican cuánta masa de la estrella se encuentra contenida al interior de ese punto. Las líneas punteadas grises horizontales muestran los momentos donde hay quemado de elementos, desde H hasta O. Las líneas grises inclinadas muestran el cambio de ecuación de estado, siendo la de la derecha la que al cruzarse indica que el gas se ha degenerado. La línea verde punteada es el límite aproximado de la secuencia principal. El color rojo muestra donde se produce la mayor cantidad de energía, seguido del naranja y al final el amarillo. La línea verde fuerte indica ausencia de mezclado de material, el color azul claro indica convección y el morado mezclado termohalino.

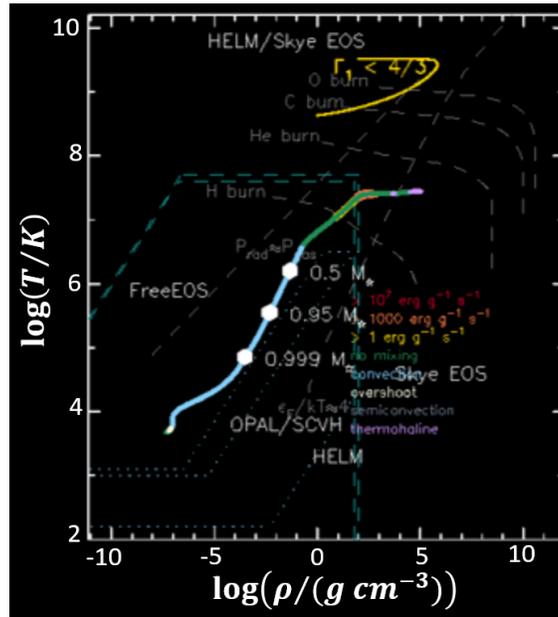


Figura 3.2: Diagrama $\rho - T$ para una estrella tipo solar con una edad de $1.22 \times 10^{10} \text{ yr}$ que se encuentra en la etapa de RG, obtenido con MESA. Las líneas punteadas grises horizontales representan los momentos donde el quemado de distintos elementos se da, H, He, C y O. Las líneas grises punteadas inclinadas corresponden a los límites de las distintas ecuaciones de estado del material estelar. Las líneas verdes punteadas delimitan la MS. El rojo representa quemado mayor a $10^7 \text{ erg g}^{-1} \text{ s}^{-1}$. El naranja, a quemado mayor a $1000 \text{ erg g}^{-1} \text{ s}^{-1}$. El amarillo, quemado mayor a $1 \text{ erg g}^{-1} \text{ s}^{-1}$. El verde implica ausencia de mezclado. El azul claro es convección. El blanco representa overshoot. El morado es mezclado termohalino.

Diagrama Kippenhahn

El diagrama de Kippenhahn (para más detalles consultar [Pols, 2011](#)) grafica la masa (M), normalizada a masas solares, contra el tiempo que se muestra como el número del modelo. La Figura 3.3 muestra en azul la zona convectiva de la estrella, en negro la zona radiativa, en rojo el quemado, el blanco es overshoot (el que el modelo pone automáticamente a la estrella) y el morado es el enfriamiento por neutrinos. La línea roja es el logaritmo de la luminosidad total, la línea amarilla es el logaritmo de la luminosidad únicamente debida al quemado de helio, y la línea blanca es la luminosidad debida únicamente al quemado de hidrógeno. Finalmente, la línea verde es el helio presente.

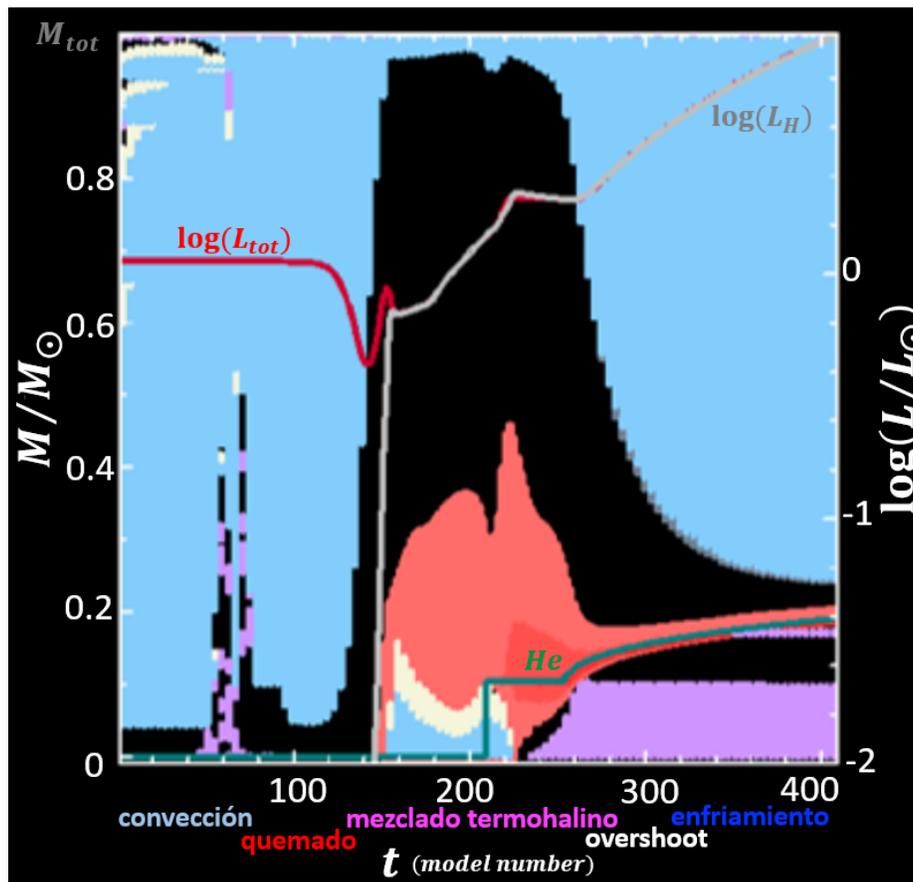


Figura 3.3: Diagrama Kippenhahn para una estrella como el sol con una edad de 1.22×10^{10} yr que se encuentra en la etapa de gigante roja, obtenido con MESA.

Diagrama de abundancias

Este diagrama muestra el logaritmo de la fracción de masa de distintos elementos en función de la masa total de la estrella normalizada a masas solares $\left(\frac{m}{M_{\odot}}\right)$. La Figura 3.4 indica en diferentes colores la fracción de masa de los distintos elementos que hay en función de la masa contenida al interior de la estrella. En particular la estrella de la Figura 3.4 se encuentra en etapa de gigante roja, por lo que en su núcleo domina el helio que posee una fracción de casi 1, representado por la línea roja, seguido por el nitrógeno con una fracción de 10^{-2} en color azul, seguido por el magnesio con una fracción de $10^{-2.4}$ en color gris, luego el oxígeno con una fracción de $10^{-2.5}$ en color naranja, y finalmente el neón con una fracción de $10^{-2.7}$ en color verde; ya no posee hidrógeno en su núcleo. Después en la envoltante el elemento que domina es el hidrógeno, con una fracción cercana a 0.7 en color amarillo, seguido por el helio con una fracción de aproximadamente 0.3; el resto de las abundancias son muy similares en la envoltante, salvo por el oxígeno que toma el lugar del nitrógeno en la envoltante, con una fracción de aproximadamente 10^{-2} .

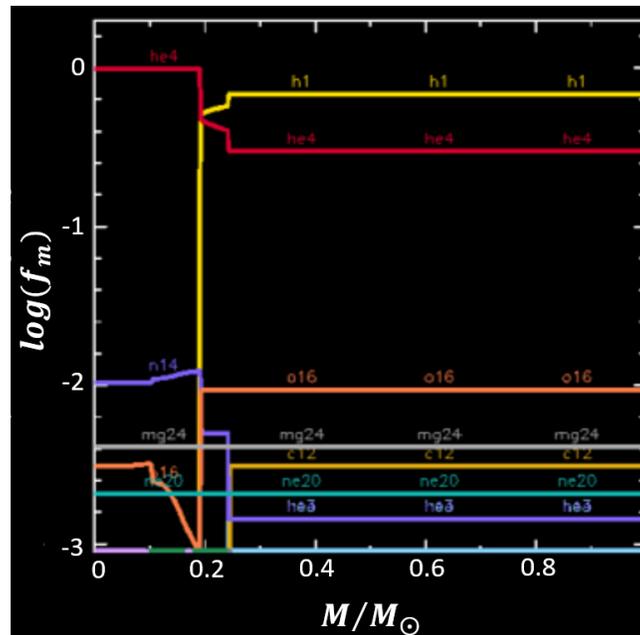


Figura 3.4: Diagrama de abundancias para una estrella como el sol con una edad de 1.22×10^{10} yr que se encuentra en la etapa de gigante roja, obtenido con MESA. Se muestra en amarillo el hidrógeno, en rojo el helio, en morado el nitrógeno, en naranja el oxígeno, en gris el magnesio, en dorado el carbono, en verde el neón y finalmente en azul claro el helio 3.

Perfiles de densidad y temperatura

En este diagrama, se muestran los perfiles del logaritmo de la densidad y temperatura en función de la masa al interior de la estrella. La Figura 3.5 muestra en color amarillo el perfil de temperatura, en morado el perfil de densidad, en blanco el perfil de energía nuclear y en verde el perfil de la energía emitida en neutrinos por el quemado térmico. Los procesos de pérdida de energía por neutrinos y enfriamiento por neutrinos son esenciales para mantener el quemado en el núcleo de las estrellas durante su evolución, mayormente en las etapas posteriores a la secuencia principal. Estos procesos son los que evitan un colapso nuclear temprano en las estrellas. (Yusof et al., 2021)

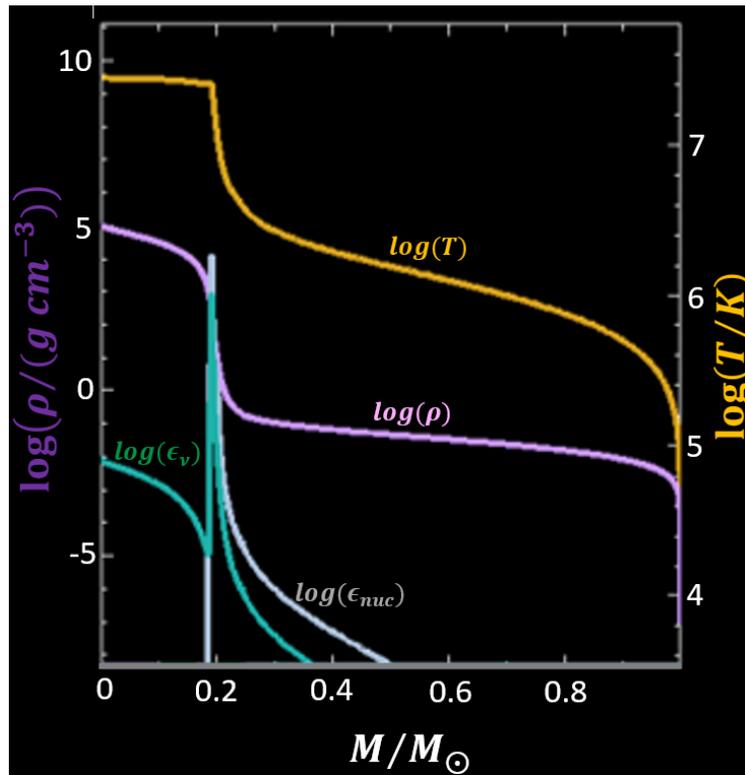


Figura 3.5: Diagrama de perfiles de densidad y temperatura para una estrella como el sol con una edad de $1.22 \times 10^{10} \text{ yr}$ que se encuentra en la etapa de gigante roja, obtenido con MESA.

Diagrama de emisividad

Muestra el logaritmo de la energía producida por unidad de masa y tiempo (ergs/g/s) en función de la masa interior normalizada a masas solares; indica en qué región de la estrella se están llevando a cabo las reacciones nucleares de quemado de elementos. La Figura 3.6 muestra en amarillo donde ocurren las reacciones carbono-nitrógeno-oxígeno (CNO), y en azul, las reacciones protón-protón (PP) de quemado de hidrógeno en helio. En el momento particular de la evolución de la estrella, gigante roja previa al flash de helio, solo se encuentran presentes esas reacciones, pero conforme la estrella continúe evolucionando, aparecerán, en este caso simbolizado por una línea en color morado, las reacciones triple- α de quemado de helio en carbono y oxígeno.

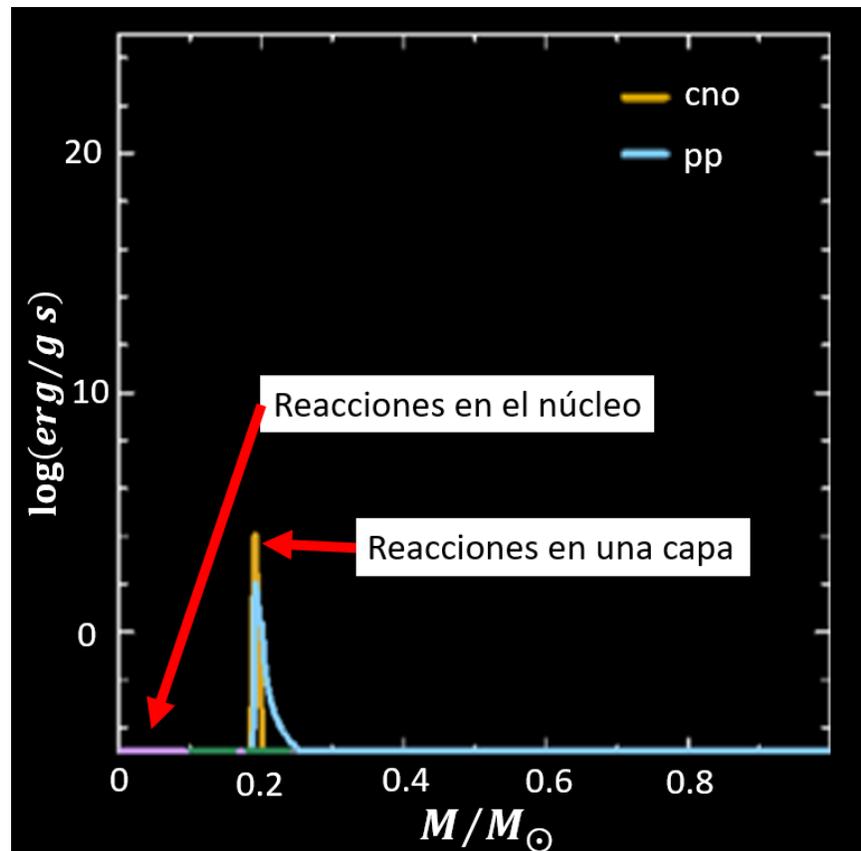


Figura 3.6: Diagrama de emisividad para una estrella como el sol con una edad de 1.22×10^{10} yr que se encuentra en la etapa de gigante roja, obtenido con MESA. Se puede apreciar que, por la etapa en la que la estrella está, no hay quemado nuclear, solamente hay una capa de quemado.

Para los sistemas binarios se utilizará las gráfica del periodo, masas de las dos componentes, y la tasa de transferencia de masa, todas en función del tiempo. A continuación se muestran las gráficas para una estrella como el Sol con una compañera puntual de $1M_{\odot}$.

Masas de las componentes estelares

Este diagrama muestra la masa de las dos estrellas del sistema binario en función del tiempo. En particular, en el panel superior de la Figura 3.7 se muestra en color amarillo la masa de la estrella donadora y en azul la masa de la estrella acretora. En este caso que, como iniciaron ambas componentes con masa de $1M_{\odot}$, después de que inicia la transferencia, se puede apreciar que las líneas se separan, aumentando la masa de la estrella acretora y disminuyendo la de la donadora.

Periodo orbital del sistema binario

En este diagrama se aprecia el periodo orbital del sistema binario (en días), en función del tiempo. En el panel medio de la Figura 3.7 se puede apreciar la evolución del periodo en amarillo, y como antes de la transferencia de masa el periodo se mantiene constante, pero después de que ésta inicia, el periodo del sistema aumenta, lo que significa que las estrellas se comienzan a alejar.

Transferencia de masa

Se muestra el logaritmo del valor absoluto de la transferencia de masa de la donadora a la acretora en masas solares por año $\left(\frac{M_{\odot}}{yr}\right)$, en amarillo, y la masa que recibe la compañera en azul (tasa de transferencia de masa). En el panel inferior de la Figura 3.7 se aprecia que antes de que aparezca la línea azul, no hay transferencia de masa entre las estrellas, pero una vez aparece, la línea amarilla deja de ser constante, mostrando momentos donde la transferencia de masa se detiene y vuelve a iniciar.

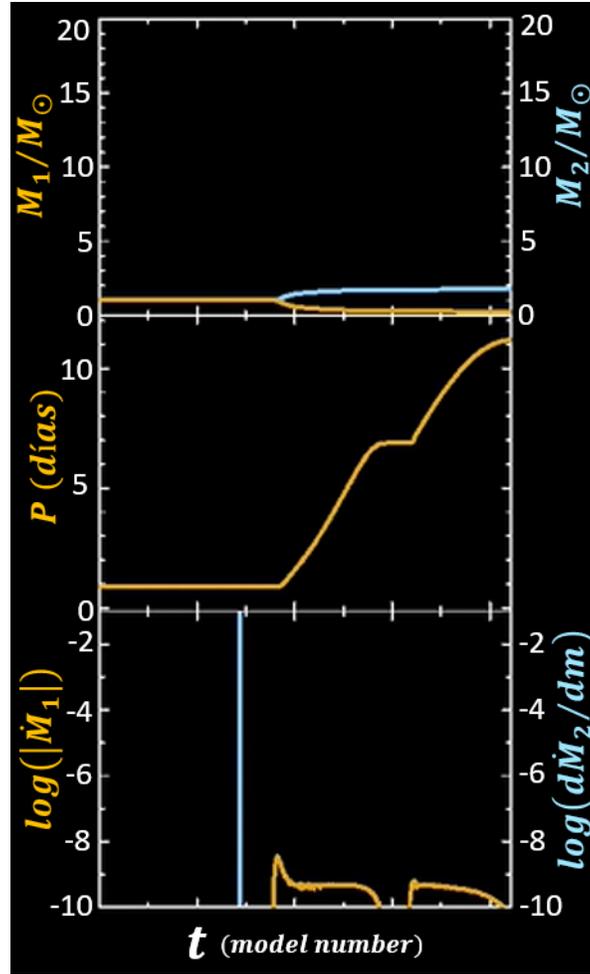


Figura 3.7: En el presente diagrama obtenido con MESA se muestra en el panel superior las masas de las componentes del sistema binario, en el panel medio el periodo del sistema binario y en el panel inferior la transferencia de masa del sistema binario.

Los archivos donde se detalla la física del sistema, las condiciones iniciales y el formato de presentación gráfica se denominan Inlist (Inlist proyect, Inlist PGStar, Inlist extras) se anexan en el Apéndice B. Cabe señalar que en el Inlist proyect es donde se incluye la física y condiciones iniciales del sistema, como la masa inicial de los componentes, la metalicidad, separación orbital, si hay o no rotación, overshoot, semiconvección, etc. En el Inlist PGStar se indica qué gráficas mostrar y en qué formato, además del formato para guardarlas y así posteriormente crear un video de la animación resultante. Finalmente en los Inlist extras se incluyen detalles como el orden en el que se leen los archivos, en donde se encuentran, información sobre la ecuación de estado y detalles sobre la componente puntual del sistema binario.

Capítulo 4

Resultados y discusión

En este capítulo se discutirá la evolución de sistemas estelares binarios en los que la componente donadora es una estrella de masa baja ($1 M_{\odot}$) y la componente acretante es una masa puntual de $1 M_{\odot}$. También se tratará el caso en el que la donadora tiene masa mediana ($7 M_{\odot}$) y la acretante es una masa puntual de $1 M_{\odot}$. Se analizarán los efectos que la transferencia de masa ocasiona en el sistema y se le comparará con el caso donde la estrella donadora evoluciona de forma aislada. Las presentes configuraciones fueron seleccionadas al ser las más representativas de cada escenario de masa. Como cada simulación tomó desde unos días hasta un par de semanas para realizarse; se optó por profundizar en las principales que se obtuvieron sobre buscar tener aún más configuraciones para analizar en el tiempo dado.

4.1. Evolución de una estrella de masa baja ($1M_{\odot}$) aislada y en un sistema binario

Antes de evolucionar un sistema binario, conformado por una estrella de masa baja y una compañera puntual (ambas con $1 M_{\odot}$, escogiéndose este valor para la primaria para que sea el caso de estudiar la diferencia en la evolución de nuestro Sol si tuviese una compañera acretora); se evolucionó el sistema con una separación orbital tan grande ($10^{21} R_{\odot}$) que el sistema binario nunca entro en interacción (y con lo

cual la estrella primaria evolucionó como si se encontrara aislada). En la Figura A.2 se muestra la cuadrícula que da MESA con los diagramas para la evolución de una estrella de $M = 1M_{\odot}$, $z = z_{\odot}$ ¹. En específico, se muestran: el diagramas de abundancias; el perfil de las reacciones nucleares (PP, CNO, triple alfa); el diagrama HR; el diagrama de Kippenhahn; el diagrama $\rho - T$; y los perfiles de densidad, temperatura, emisividad, y emisión de neutrinos, obtenidos cuando el sistema tenía una edad de 1.24×10^{10} yr. Además, se muestran las masas de cada componente estelar, el periodo orbital del sistema binario, y la tasa de transferencia de masa ($\log(\dot{M})$, que en este caso es cero), en función del tiempo. Cabe señalar que la estrella no rota ni incluye semi-convección, overshooting, o campos magnéticos.

En general se puede apreciar que para separaciones tan grandes, el comportamiento de la estrella primaria es el esperado para una estrella de masa baja aislada. En el diagrama HR la estrella llega a su flash de helio al final de la fase de RG (Figura 3.1 y Figura 4.1). La estrella posee una capa de quemado de hidrógeno en helio que rodea al núcleo de la estrella, y reacciones de quemado de helio en su núcleo produciendo carbono y oxígeno con el proceso Triple- α como se aprecia en la Figura 4.2.

La Figura 4.3 muestra que su envolvente es convectiva (región de color azul), que su luminosidad es aún dominada por el quemado de hidrógeno pero posee una contribución del helio, además presenta enfriamiento previo al flash de helio.

Como la simulación concluye en el flash de helio, el núcleo de la estrella aún se mantiene parcialmente degenerado cuando se recabaron los resultados como se aprecia en la Figura 4.4. La Figura 4.5 muestra que el perfil de temperatura deja de ser constante (isotermo) sobre su núcleo, y su perfil de emisividad nuclear es distinto de cero, presentando enfriamiento de neutrinos y una caída en densidad en la superficie. Finalmente, el elemento principal del núcleo es el helio como se aprecia en la Figura 4.6, mientras que el de la envolvente es el hidrógeno (el resto de los elementos son tan poco abundantes que en ese momento solamente son trazas tanto en el núcleo como en la envolvente).

¹Al ser la cuadrícula directamente como la muestra MESA, puede no ser tan clara para la lectura en esta sección, por eso se prefirió enviar al apéndice.

Si el sistema binario de masa baja comienza con una separación orbital de $5 R_{\odot}$, entonces se tiene transferencia de masa hacia la secundaria cuando la estrella donadora está en su fase de gigante roja (caso B²). Cuando el sistema tiene una edad de 1.15×10^{10} yr comienza la transferencia de masa como se aprecia en la Figura 4.7.

Durante esta etapa la masa de la estrella donadora disminuye mientras que la masa de la secundaria incrementa hasta $1.69 M_{\odot}$. El periodo orbital cambia de 0.9 días a 6.19 días y se tiene una transferencia de masa de $4.18 \times 10^{-10} M_{\odot} yr^{-1}$. El radio final de la estrella es de $4.36 R_{\odot}$, la masa final es de $0.31 M_{\odot}$, su temperatura efectiva final es de $\sim 4500 K$, con una luminosidad final de $6.82 L_{\odot}$. Cabe señalar que en este momento la estrella no ha presentado flash de helio, por lo que posee un núcleo degenerado y su envolvente es convectiva. En la Tabla 4.1 se presentan los parámetros físicos finales para la estrella primaria de masa baja (aislada y en un sistema binario).

²Cabe señalar que para el caso de una estrella de masa baja interaccionando con una secundaria de una masa solar independientemente de la separación orbital inicial siempre se obtiene transferencia de masa caso B.

Tabla 4.1: Parámetros físicos finales (a menos que se indique lo contrario) para el caso de una estrella de masa baja aislada y como la donadora de un sistema binario. La edad seleccionada fue tal donde la simulación del sistema binario dejó de avanzar de forma considerable.

Valores finales	Estrella asilada	Estrella donadora de la binaria
Edad	$1.24 \times 10^{10} \text{ yr}$	$1.24 \times 10^{10} \text{ yr}$
Radio	$178.89 R_{\odot}$	$4.36 R_{\odot}$
Masa	$0.98 M_{\odot}$	$0.31 M_{\odot}$
Fracción de H central	0	0
Fracción de He central	0.99	0.99
Temperatura efectiva	3200 K	4500 K
Pérdida de masa $ \dot{M} $	$1.17 \times 10^{-8} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$	$4.18 \times 10^{-10} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$
Luminosidad	$2.75 \times 10^3 L_{\odot}$	$6.82 L_{\odot}$
Magnitud absoluta	0.91	3.21
Reacciones en la capa	PP, CNO	PP, CNO
Reacciones en el núcleo	Triple- α	Ninguna
Flash de Helio	Sí	No
Transporte en la envoltante	Convectivo	Convectivo
Núcleo degenerado	Sí	Sí
Periodo orbital inicial	–	0.9 días
Periodo orbital final	–	6.19 días
Separación orbital inicial	–	$5 R_{\odot}$
Separación orbital final	–	$17.88 R_{\odot}$
Masa final de la WD	–	$1.69 M_{\odot}$

Análogamente al caso anterior, los diagramas completos en forma de cuadrícula tal como directamente muestra MESA en pantalla cuando el sistema tiene $1.24 \times 10^{10} \text{ yr}$ se muestran en la Figura A.3 y serán comparados uno a uno.

Para ejemplificar como la transferencia de masa en el sistema binario afecta el camino evolutivo de la estrella donadora, en la Figura 4.1 se muestra el diagrama HR para el caso cuando no hay transferencia de masa (panel izquierdo) y el caso en el

que si hay transferencia de masa (panel derecho), ambos a un tiempo evolutivo de $t_f = 1.24 \times 10^{10} \text{ yr}$. Claramente la transferencia de masa afecta la evolución de la estrella donadora. Para el caso sin transferencia de masa, la estrella donadora está en su fase de gigante roja y justo ha presentado el flash de helio. Por el contrario, para el caso cuando hay transferencia de masa la estrella donadora evoluciona más lento, no llega a la fase de gigante roja, como se muestra en la Tabla 4.1, se queda con un radio ~ 41 veces menor, tiene una luminosidad menor (~ 2.5 órdenes de magnitud menor), y tiene una temperatura superficial mayor (1.4 veces mayor).

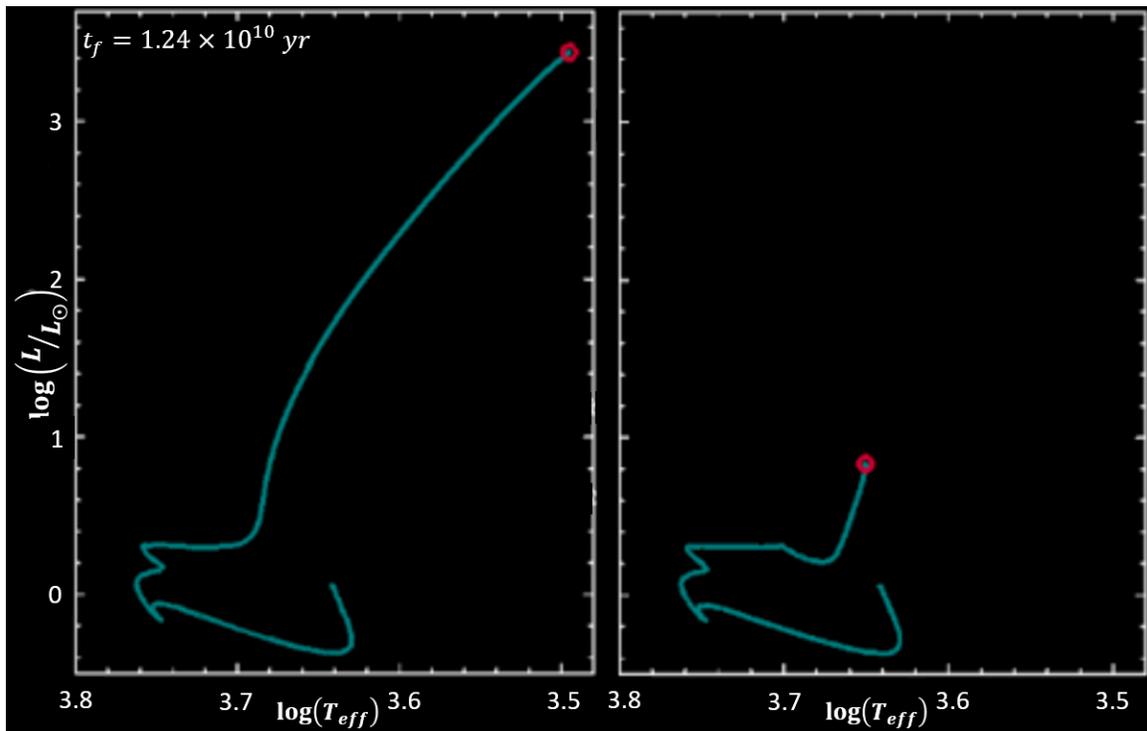


Figura 4.1: Diagrama HR para el caso de una estrella de masa baja aislada (panel izquierdo) y en un sistema binario (panel derecho). El tiempo final de ambos sistemas es de $t_f = 1.24 \times 10^{10} \text{ yr}$.

En la Figura 4.2 se muestra el diagrama de emisividad para el caso cuando no hay transferencia de masa (panel izquierdo) y el caso en el que si hay transferencia de masa (panel derecho), ambos a $t = 1.24 \times 10^{10} \text{ yr}$. Se puede apreciar claramente que hay más reacciones de quemado en la estrella aislada en comparación a la donadora. En la estrella donadora del sistema binario solamente está presente una capa de quemado de hidrógeno en helio donde se encuentran las reacciones de PP y CNO, teniendo una

emisividad de aproximadamente un orden de magnitud menor en comparación con la estrella aislada que además de presentar la capa de quemado de hidrógeno en helio, como acaba de ocurrir su flash de helio, también posee reacciones de quemado de helio en carbono y oxígeno, que son triple α , $C\alpha$ y $N\alpha$, por lo que se encuentra más avanzada en su evolución. También se puede notar, proporcionalmente hablando, que en relación a la masa que le queda a ambas estrellas en este momento de vida, la capa de quemado de hidrógeno en helio de la estrella en el sistema binario se encuentra a dos terceras partes de la masa total desde su núcleo, mientras que en la estrella aislada se encuentra aproximadamente donde está la mitad de la masa total restante de la estrella.

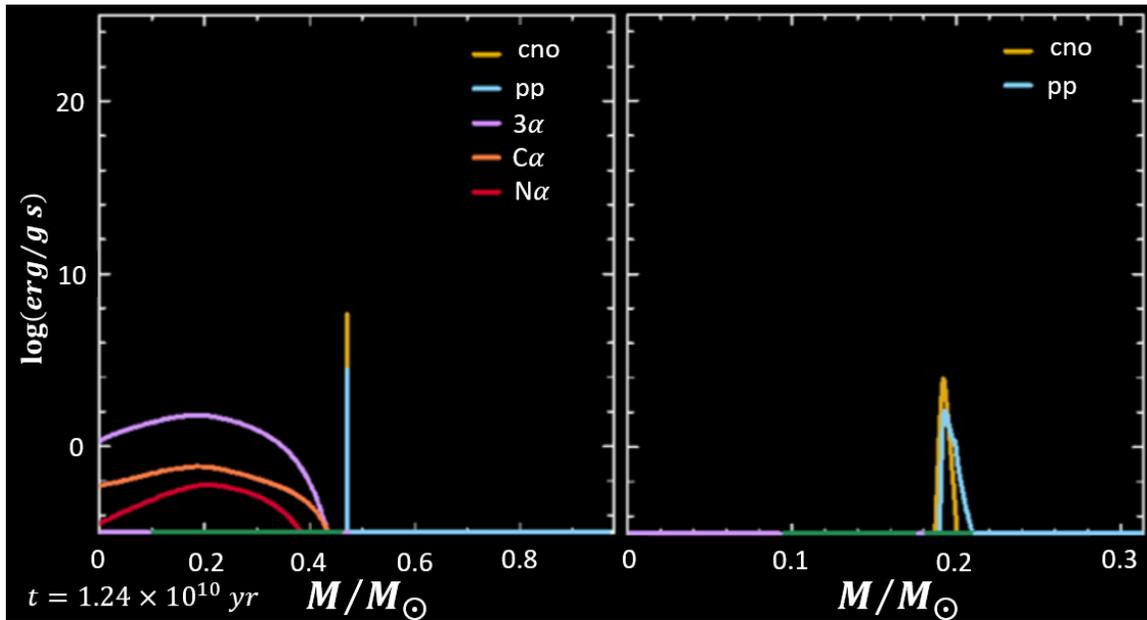


Figura 4.2: Diagrama de emisividad para el caso de una estrella de masa baja aislada (panel izquierdo) y en un sistema binario (panel derecho). La línea amarilla corresponde a las reacciones CNO, la línea azul a las reacciones PP, la línea morada corresponde al proceso Triple- α , la línea roja al $N\alpha$, la verde al $O\alpha$ y la línea naranja al $C\alpha$. El tiempo mostrado de la evolución de ambos sistemas es de $t = 1.24 \times 10^{10} \text{ yr}$.

El diagrama de Kippenhahn mostrado en la Figura 4.3, con un tiempo de integración de hasta $t_f = 1.24 \times 10^{10} \text{ yr}$, muestra una diferencia notable. Primeramente es necesario mencionar que la cantidad de modelos (definidos como en la Sección 3.4), en el caso de no interacción es mucho mayor que en el caso binario porque el flash de helio es una de las etapas evolutivas más complicadas de simular para MESA, por

lo que requiere una gran cantidad de modelos para resolverla, en comparación con el sistema binario que, como no llegó a esa etapa (como se estableció en la Tabla 4.1). La principal diferencia que salta a la vista es la envolvente, ya que para el caso de la estrella aislada, la región externa está representada en color azul claro, lo que representa transporte convectivo, habiendo tenido solamente un pico radiativo (indicado por la línea negra vertical dentro de la región convectiva) en la parte temprana de su evolución. Se nota una sutil disminución en la parte superior de la envolvente hacia el final de la simulación, siendo la pequeña región negra que se ve sobre el color azul; la cuál corresponde a pérdida de masa a causa de los vientos de la RG.

En el caso del sistema binario se puede apreciar que después de la fase radiativa (color negro rodeado por el azul), en lugar de seguir con una envolvente prácticamente estacionaria, se presentó una disminución considerable en la envolvente, lo que se aprecia por la región en negro sobre la envolvente. Esto es a causa de que la masa perdida por la estrella primaria, enviada a la compañera acretante. Comparando los otros parámetros que brinda este diagrama, se puede apreciar que la luminosidad dominante en la estrella aislada es la generada por el quemado de helio (línea color amarillo), mientras que para el sistema binario aún es la causada por el quemado de hidrógeno (línea color gris). También se aprecia que hay presencia de enfriamiento por neutrinos en la estrella aislada, representado por el color azul en la parte inferior del diagrama, mientras que no hay presencia de este enfriamiento en la estrella binaria. En ambos casos hay un núcleo con mezclado termohalino³ (Cantiello & Langer, 2010). Este núcleo se estableció en la estrella primaria aislada a partir de los 6.93×10^9 años, mientras que en la donadora de la binaria, a partir de los 1.08×10^{10} años; mostrando que tardó $\sim 3 \times 10^9$ años más en establecerse en la estrella primaria del sistema binario en comparación a la estrella aislada.

Como la estrella aislada acaba de tener su flash de helio, se puede apreciar que su

³El mezclado termohalino es una inestabilidad que surge cuando un gradiente de composición inestable es estabilizado por un gradiente de temperatura. La forma en que se presenta en estrellas es cuando se invierte el gradiente de peso molecular medio en regiones térmicamente estables, y produce abundancias anormales en la superficie.

núcleo se vuelve a encender, mostrando la región color rojo que se encuentra al lado de la región azul que se encuentra en la parte inferior derecha de su diagrama. Esta segunda fase de quemado no está presente en la estrella primaria del sistema binario, teniendo únicamente quemado en la capa de hidrógeno a helio.

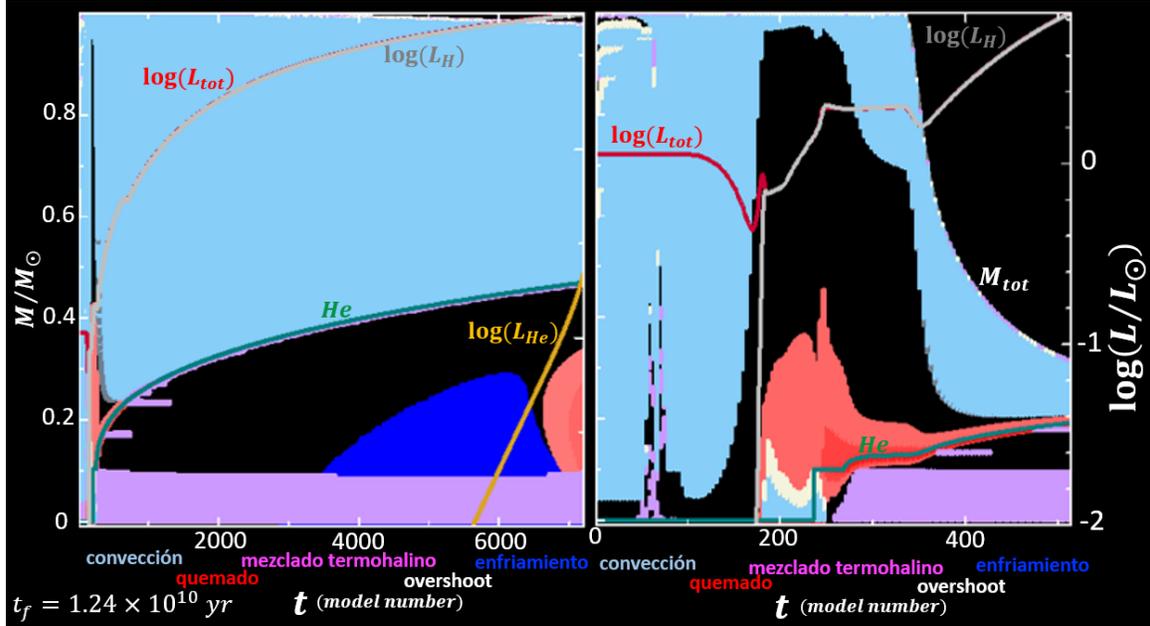


Figura 4.3: Diagrama de Kippenhahn para el caso de una estrella de masa baja aislada (panel izquierdo) y en un sistema binario (panel derecho). En el eje Y se denota la masa de la estrella y en el eje X el número de modelo. La región azul corresponde a transporte convectivo, mientras que la negra a transporte radiativo. La región roja significa quemado, la región azul enfriamiento, la región en blanco overshoot, la región en morado mezclado termohalino. La línea verde indica el helio producido, la línea gris indica la luminosidad a causa del quemado de hidrógeno, la línea amarilla la luminosidad a causa del quemado de helio, y la línea roja, la luminosidad total. El tiempo final de la evolución de ambos sistemas es de $t_f = 1.24 \times 10^{10} \text{ yr}$.

En la Figura 4.4 se muestra a la izquierda el diagrama $\rho-T$ para la estrella aislada, y a la derecha para la estrella con transferencia de masa (a $t = 1.24 \times 10^{10} \text{ yr}$). Cabe mencionar que en ambos casos el núcleo aparece degenerado, esto es porque como la estrella aislada acaba de tener su flash de helio, a su núcleo aún no se le ha quitado la degeneración. En el caso de la estrella aislada, el punto blanco hasta donde se encuentra contenida la mitad de su masa se encuentra en una región convectiva, mientras que en el caso de la estrella primaria del sistema binario, la mitad de su masa se encuentra casi en su núcleo. La capa de quemado de hidrógeno en helio de la

estrella aislada muestra una producción energética mayor a la estrella donadora del sistema binario (~ 5 órdenes de magnitud mayor), lo cuál se aprecia por el color rojo sobre la línea verde en el caso de la estrella aislada que es apenas perceptible en el diagrama de la estrella donadora del binario.

Finalmente se puede apreciar que en la estrella aislada el punto morado del núcleo ha cruzado la línea gris claro horizontal que delimita el inicio de quemado de helio en carbono y oxígeno, es decir, el flash de helio; mientras que el núcleo de la donadora en el sistema binario se encuentra lejos de llegar a ella.

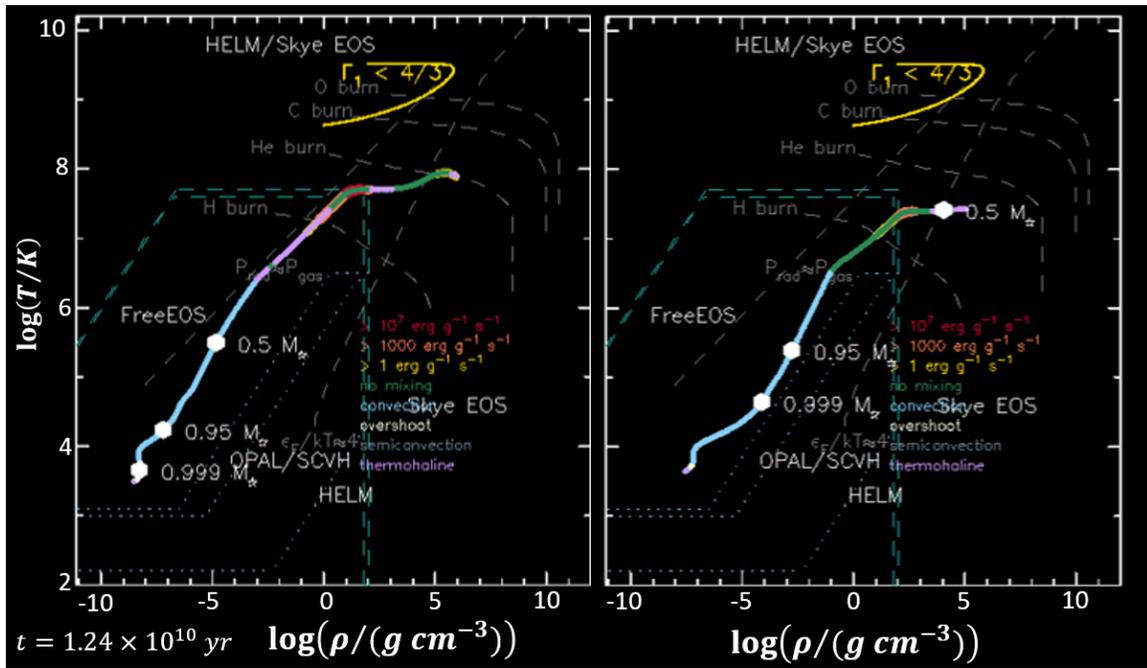


Figura 4.4: Diagrama de $\rho - T$ para el caso de una estrella de masa baja aislada (panel izquierdo) y en un sistema binario (panel derecho). El tiempo mostrado de la evolución de ambos sistemas es de $t = 1.24 \times 10^{10} \text{ yr}$.

Los perfiles de temperatura, densidad, emisividad nuclear y pérdida de energía térmica por neutrinos, a $t = 1.24 \times 10^{10} \text{ yr}$, se muestran en la Figura 4.5. La escala logarítmica del eje Y de la derecha corresponde a la temperatura, mientras que la del eje Y de la izquierda corresponde al resto de los perfiles. Se puede apreciar que en el caso de la estrella aislada (panel izquierdo) el perfil de temperatura (línea color naranja) dentro de la capa de quemado de hidrógeno es $\sim 10^8 \text{ K}$. Después de la capa de quemado el perfil de temperatura decae abruptamente hasta llegar a $\sim 10^4 \text{ K}$ en la

superficie de la estrella. En contraste se puede apreciar que en la estrella donadora del sistema donde hay transferencia (panel derecho), no se tiene quemado nuclear en el núcleo, al no estar presente la línea gris en esta región; y por ende el núcleo es isotermo ($\sim 10^{7.4}$ K). Posterior a la capa de quemado, la línea del perfil de temperatura no es tan pronunciada, es decir, vertical; como en la estrella donde no hay transferencia de masa.

La principal diferencia que se presenta en el perfil de densidad (línea color morado) es que en el caso donde no hay transferencia de masa, la caída posterior a la capa de quemado es mucho más pronunciada en comparación a donde si hay transferencia de masa. Al borde de la estrella aislada, el perfil de densidad cae abruptamente a cero. Las caídas se ven más pronunciadas donde no hay transferencia porque como no ha habido pérdida de masa importante, los perfiles tienen una región mayor que recorrer, permitiéndoles llegar naturalmente a cero. En la estrella donadora del sistema binario, como hay transferencia de masa, la envoltura de la estrella es mucho menor, por lo que los perfiles deben precipitarse a cero donde la envoltura ha desaparecido.

El perfil de producción de energía nuclear (línea gris) es totalmente diferente en ambos casos. En la estrella aislada tiene forma de curva que cae a cero en la capa de quemado (dado que el flash de helio caba de ocurrir, referido en en la Tabla 4.1). Para la estrella donadora del sistema binario, el perfil de energía nuclear vale cero hasta la frontera de la capa de quemado porque no ha logrado quemar helio en su núcleo.

Finalmente, el perfil de pérdida de energía térmica por neutrinos (línea verde claro) en la estrella donadora del sistema binario tiene un valor mucho menor (~ 2 órdenes de magnitud menor), mostrando que el enfriamiento tiene mucho menor importancia en comparación con la estrella aislada.

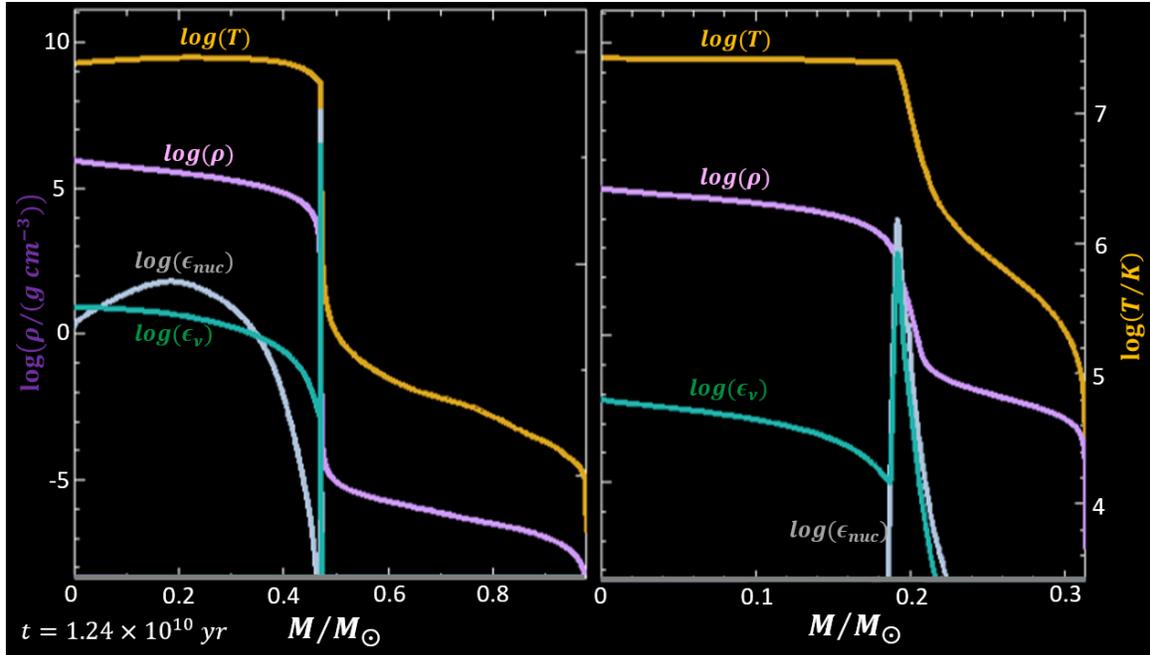


Figura 4.5: Perfiles de temperatura (naranja), densidad (morado), emisividad en el núcleo (gris), y emisión de neutrinos (verde) para el caso de una estrella de masa baja aislada (panel izquierdo) y en un sistema binario (panel derecho). El tiempo mostrado de la evolución de ambos sistemas es de $t = 1.24 \times 10^{10}$ yr.

Finalmente, la Figura 4.6 muestra la composición de la estrella aislada (panel izquierdo) y la estrella con transferencia de masa (panel derecho) a $t = 1.24 \times 10^{10}$ yr. En ambas, la composición es prácticamente idéntica, poseen un núcleo de helio sin hidrógeno, y una envoltura compuesta principalmente por hidrógeno y helio.

Cabe señalar que hay sutiles diferencias en las abundancias de los elementos que se encuentran presentes de forma muy reducida (trazas). Notando primero el oxígeno (línea naranja), que en la estrella aislada hay una sección, entre $0.2 M_{\odot}$ y $0.4 M_{\odot}$ donde su abundancia es tan baja que ni siquiera aparece en el diagrama. Para el caso de la donadora de la binaria, en todo momento se muestra continua en el diagrama la línea de abundancia del oxígeno. También hay una diferencia en el carbono (línea naranja claro), ya que la abundancia después de la capa de quemado es levemente mayor en la estrella aislada en comparación con la estrella primaria del sistema binario. Finalmente la abundancia del nitrógeno (línea azul fuerte) después de la capa de quemado es mayor en la estrella aislada ya que en la estrella primaria del sistema binario tiene una abundancia es tan baja que no aparece en el diagrama. El resto de

las trazas aparentan tener la misma abundancia en ambos modelos. Estas diferencias en abundancias probablemente se deben a la pérdida de masa, ya que como hay menos envolvente sobre el núcleo, la presión sobre este es menor, disminuyendo su producción energética, como también se puede apreciar en la Figura 4.4 y la Figura 4.5, evitando así se crearan las mismas trazas.

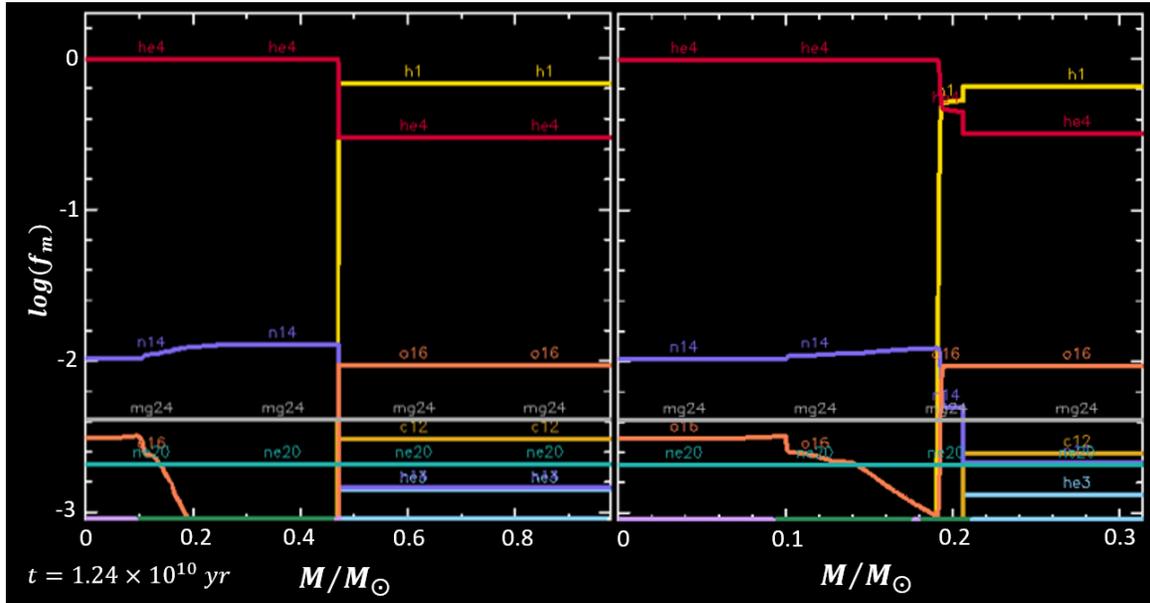


Figura 4.6: Abundancias para el caso de una estrella de masa baja aislada (panel izquierdo) y en un sistema binario (panel derecho). En amarillo se muestra el hidrógeno, en rojo el helio, en azul el nitrógeno, en naranja el oxígeno, en gris el magnesio, en dorado el carbono, en verde el neón, y en blanco el helio 3. El tiempo mostrado de la evolución de ambos sistemas es de $t = 1.24 \times 10^{10} \text{ yr}$.

Para el sistema binario con transferencia de masa, en el panel superior de la Figura 4.7 se muestra como antes de que la transferencia de masa ocurra, ambos componentes del sistema binario poseen la misma masa ($1 M_{\odot}$), hasta que la estrella donadora llena su Lóbulo de Roche (lo cuál ocurre cuando el sistema tiene una edad de $1.15 \times 10^{10} \text{ yr}$), y la estrella donadora se encuentra en la fase de SGB (corroborando que es caso B). Como resultado de la intensa transferencia de masa entre las estrellas, luego de $1.24 \times 10^{10} \text{ yr}$, como se menciona en la Tabla 4.1, la masa de la estrella donadora es $0.31 M_{\odot}$, la de la secundaria a este tiempo tiene una masa de $1.69 M_{\odot}$. En el panel central se puede apreciar que previo a que ocurriera la transferencia de masa, el periodo del sistema era prácticamente constante y de 0.9 días, mientras que

después de que se da la transferencia de masa, el periodo aumenta prácticamente de forma lineal, llegando a un valor de 6.19 días al momento de la comparación, esto por el cambio en el momento angular total del sistema como se muestra en las Ecuaciones 2.13 – 2.16. Finalmente en el panel inferior se puede apreciar que antes de que se diera el momento descrito de la transferencia de masa inicial, no había transferencia entre ambos componentes, luego hay un pico en la transferencia de masa que coincide con el momento mencionado, para posteriormente disminuir; teniendo una transferencia de masa menor pero prácticamente constante por el resto de la simulación.

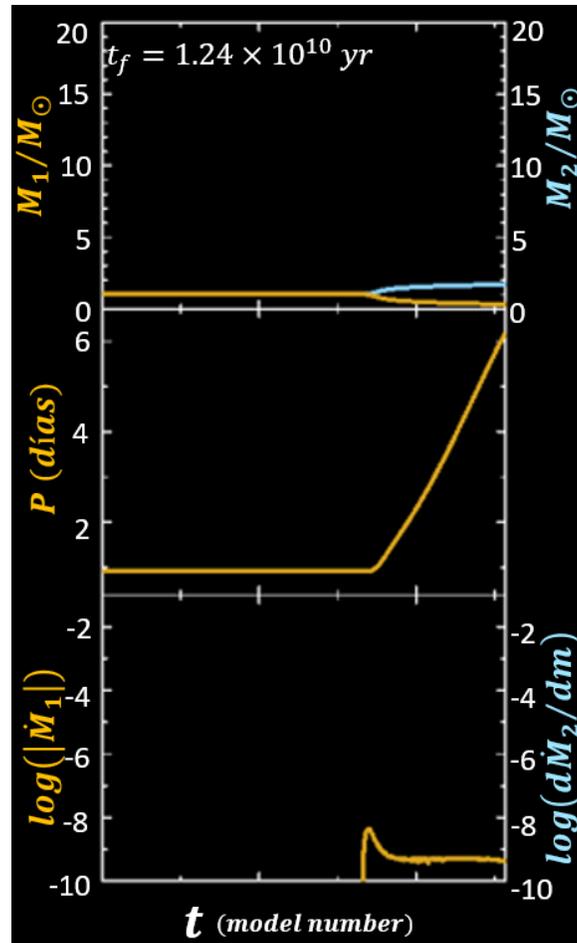


Figura 4.7: Diagramas de masas de los componentes del sistema binario, periodo orbital y transferencia de masa para el sistema binario de una estrella de masa baja. El tiempo final de la evolución del sistema es de $t_f = 1.24 \times 10^{10} \text{ yr}$.

4.2. Evolución de una estrella de masa intermedia ($7M_{\odot}$) aislada y una estrella en un sistema binario

Análogamente al caso de masa baja, se realizó el mismo análisis para una estrella primaria de $7 M_{\odot}$ con una compañera de masa puntual de $1 M_{\odot}$. Se escogió la masa de la primaria de $7 M_{\odot}$ para que fuera mucho más masiva que la primaria de la sección anterior, pero que se mantuviera en el intervalo de estrellas de masa intermedia sin estar en el límite del mismo.

Para empezar con el análisis de una estrella de masa intermedia se evolucionó un sistema binario con una separación orbital tan grande (nuevamente $10^{21} R_{\odot}$) que en el sistema nunca ocurre transferencia de masa y la estrella primaria evolucionó como si estuviera aislada. La totalidad de los diagramas a analizar (en forma de la cuadrícula que muestra MESA directamente) se muestran en la Figura A.4 para este caso. La estrella alcanza una edad de $4.01 \times 10^7 yr$. Para el caso cuando la estrella está aislada se obtuvo el comportamiento esperado para una estrella de masa intermedia y metalicidad solar. En su diagrama HR (Figura 4.8) se apreció que la estrella, al momento que terminó la simulación, se encuentra al final de su fase de RG, previo a donde iniciaría la AGB y los blue loops. Como se nota en la Figura 4.9, su envolvente ha vuelto a ser convectiva después de una fase radiativa, teniendo una luminosidad que es resultante de la capa de quemado de hidrógeno en helio y de las reacciones de quemado de helio (principalmente Triple- α como se ve en la Figura 4.12) en su núcleo no degenerado (Figura 4.10); siendo dominante la emisión de las reacciones nucleares. Los perfiles de temperatura, densidad, emisividad y enfriamiento, como se aprecia en la Figura 4.11, tienen un comportamiento similar, caen ligeramente en el núcleo, luego una caída pronunciada en la capa de quemado, y finalmente una caída muy leve casi constante hasta llegar a la superficie de la estrella. Finalmente, el núcleo ya no posee hidrógeno, sino que se encuentra dominado por helio, y la envolvente es dominada por hidrógeno y el resto de los elementos son muy poco abundantes aún,

como se aprecia en la Figura 4.13.

Si el sistema binario previo comienza con una separación orbital de $110 R_{\odot}$ ⁴, se tiene transferencia de masa hacia la enana blanca cuando la estrella donadora está justo por entrar a la fase de gigante roja (caso B temprano⁵). La Figura A.6 muestra los diagramas a analizar en forma de cuadrícula tal como MESA lo muestra, cuando el sistema tiene $4.01 \times 10^7 yr$. En el momento que el sistema tiene una edad de $4 \times 10^7 yr$, la estrella primaria una luminosidad de $1.30 \times 10^3 L_{\odot}$ y una temperatura efectiva de $\sim 4500 K$, es cuando comienza la transferencia de masa. Durante esta etapa la masa de la estrella donadora disminuye mientras que la masa del objeto compacto incrementa hasta $1.01 M_{\odot}$. El periodo cambia de 47.25 días a 46.29 días, la distancia orbital disminuye a $108.46 R_{\odot}$ y se tiene una tasa de transferencia de masa de $1.14 \times 10^{-3} M_{\odot} yr^{-1}$ (Figura 4.14).

Si el sistema binario previo ahora comienza con una separación orbital de $257 R_{\odot}$ ⁶, entonces se tiene transferencia de masa hacia la enana blanca cuando la estrella donadora cerca de la conclusión de su fase de gigante roja (caso B tardío). La Figura A.7 muestra diagramas a comparar en forma de la cuadrícula que muestra MESA en el momento que la edad del sistema es $4.01 \times 10^7 yr$. Cuando el sistema tiene una edad de $4 \times 10^7 yr$ comienza la transferencia de masa (la estrella donadora tiene una luminosidad de $3.96 \times 10^3 L_{\odot}$ y una temperatura efectiva de $\sim 3900 K$). Durante esta etapa la masa de la estrella donadora disminuye mientras que la masa del objeto compacto incrementa hasta $1.008 M_{\odot}$. El periodo cambia de 168.73 días a 165.49 días, la distancia orbital disminuye a $253.56 R_{\odot}$ y se tiene una tasa de transferencia de masa de $1.19 \times 10^{-4} M_{\odot} yr^{-1}$ (Figura 4.14).

Finalmente, en el caso donde el sistema binario previo inicia con una separación orbi-

⁴Se seleccionó esta separación orbital inicial para permitir a la estrella donadora evolucionar hasta su etapa de gigante roja antes de que comience la transferencia de masa.

⁵Cabe señalar que para el caso de una estrella de masa intermedia interaccionando con una enana blanca, dependiendo de la separación orbital inicial, se tenía transferencia de masa caso B, ya sea temprano justo cuando va a entrar a la fase de RG, o tardío que es cuando se encuentra ya entrada en su evolución de RG; o caso C. Las configuraciones posibles con MESA no permitieron caso A

⁶Las diferentes separaciones orbitales iniciales se escogieron mediante ensayo y error al correr distintas simulaciones; de tal manera que la transferencia de masa comenzara en distintas regiones de la gigante roja, como en los dos casos previos, o posterior a la gigante roja, como se mostrará en el siguiente caso.

tal de $270 R_{\odot}$, sucede transferencia de masa hacia la enana blanca cuando la estrella donadora ha realizado *blue loops* y se encuentra en la fase de TP-AGB (caso C), como en particular se nota en la Figura 4.15. La Figura A.8 muestra los diagramas a comparar en el momento que la edad del sistema es $4.74 \times 10^7 \text{ yr}$ en el formato de cuadrícula justo como MESA los muestra. Cuando el sistema tiene una edad de $4.73 \times 10^7 \text{ yr}$ comienza la transferencia de masa (la estrella donadora tiene una luminosidad de $4.58 \times 10^3 L_{\odot}$ y una temperatura efectiva de $\sim 3900 \text{ K}$). Durante esta etapa la masa de la estrella donadora disminuye mientras que la masa del objeto compacto incrementa hasta $1.03 M_{\odot}$. El periodo cambia de 181.70 días a 172 días, la distancia orbital disminuye a $259.61 R_{\odot}$ y se tiene una tasa de transferencia de masa de $6.17 \times 10^{-3} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ (Figura 4.21).

Cabe resaltar que la edad de referencia para el sistema binario del caso C es distinta para ambos modelos del caso B, a causa de que la estrella tarda más en evolucionar a la fase TP-AGB en comparación a la RG ($\sim 7.4 \times 10^6 \text{ yr}$). Ambas simulaciones del caso B (temprano y tardío) no llegan a la edad donde empieza la transferencia de masa del caso C porque una vez se da la transferencia de masa, el interior de la estrella se vuelve tan complicado que el paso de tiempo entre cada modelo es del orden de un año o menor, por lo que avanzar los $7.34 \times 10^6 \text{ yr}$ que le faltan para llegar a la misma edad le tomaría a MESA un tiempo del orden de años; por eso se decidió detener la simulación en esa edad. Por esta razón se optó por comparar por separado la estrella aislada con ambos casos B, y la estrella aislada con el caso C. Para la comparación del caso C se permitió evolucionar a la estrella aislada hasta llegar a una edad de $4.74 \times 10^7 \text{ yr}$. La totalidad de sus diagramas a analizar en el formato de cuadrícula brindado por MESA se muestran en la Figura A.5. Se obtuvo nuevamente el comportamiento esperado para una estrella de masa intermedia y metalicidad solar que ha evolucionado este tiempo. En su diagrama HR (Figura 4.15) se apreció que la estrella ha realizado *blue loops* y se encuentra en su fase de TP-AGB. La envoltente ha vuelto a ser convectiva después de una segunda fase radiativa, teniendo una luminosidad que es resultante de la capa de quemado de hidrógeno en helio (Figura 4.16) y de las reacciones de quemado de helio (principalmente Triple- α como se muestra en la

Figura 4.19) en capas de quemado que se encuentran encendidas simultáneamente. No presenta reacciones en su núcleo, el cuál está cerca de la degeneración como se muestra en la Figura 4.17. La emisión dominante corresponde a la capa de quemado de helio en carbono y oxígeno. Los perfiles de temperatura, densidad, emisividad y enfriamiento tienen un comportamiento similar, siendo casi horizontales en el núcleo (isotermo), luego una caída pronunciada que abarca ambas capas de quemado, y finalmente una caída muy leve casi constante hasta llegar a la superficie de la estrella como se ve en la Figura 4.18. Finalmente, el núcleo ya no posee hidrógeno ni helio, sino que se encuentra dominado oxígeno y carbono, luego una capa dominada por helio, y finalmente la envoltente dominada por hidrógeno; el resto de los elementos son muy poco abundantes en comparación como se aprecia en la Figura 4.20.

En la Tabla 4.2 se presentan aspectos claves de la física los modelos cuando hay transferencia de masa caso B temprano y cuando hay transferencia de masa caso B tardío comparados con el caso en el que la estrella primaria evoluciona de forma aislada. En el caso B temprano el radio final de la estrella es de $61.41 R_{\odot}$ y en el tardío es $143.75 R_{\odot}$; la masa final en el B temprano es $6.96 M_{\odot}$ y en el tardío $6.92 M_{\odot}$; la temperatura efectiva del caso B temprano es $\sim 5600 K$ y del tardío es $\sim 5000 K$; la luminosidad final del caso B temprano es $3.34 \times 10^3 L_{\odot}$ y del tardío $1.19 \times 10^4 L_{\odot}$. Ambos casos presentan las mismas reacciones, PP y CNO en la capa y Triple- α en el núcleo. El caso B temprano posee una envoltente que es tanto convectiva como radiativa, mientras que el B tardío solo tiene una envoltente convectiva. Finalmente, en ambos casos se tiene un núcleo no degenerado.

En la Tabla 4.3 se muestran los parámetros físicos mencionados previamente, pero para la estrella que evolucionó de forma aislada comparada con la transferencia de masa del caso C. En el sistema binario la estrella donadora disminuye mientras que la masa de la WD incrementa hasta $1.07 M_{\odot}$. El periodo cambia de 181.70 días a 156.19 días y se tiene una transferencia de masa de $9.17 \times 10^{-2} M_{\odot} yr^{-1}$. El radio final de la estrella es de $151.51 R_{\odot}$, la masa final es de $6.87 M_{\odot}$, su temperatura efectiva final es de $\sim 4700 K$, con una luminosidad final de $1.03 \times 10^4 L_{\odot}$. En la capa más externa de quemado presenta reacciones PP y CNO, mientras que en la capa más interna

Triple- α ; el núcleo es isotermo, por lo que no presenta reacciones. Su envolvente es convectiva y su núcleo no se encuentra degenerado.

Tabla 4.2: Parámetros físicos finales (a menos que se indique lo contrario) para el caso de una estrella de masa intermedia aislada y en un sistema binario con transferencia de masa caso B temprano y B tardío. La edad seleccionada fue tal donde la simulación de los sistemas binarios dejó de avanzar de forma considerable.

Valores finales	Estrella asilada	Caso B temprano	Caso B tardío
Edad	$4.01 \times 10^7 \text{ yr}$	$4.01 \times 10^7 \text{ yr}$	$4.01 \times 10^7 \text{ yr}$
Radio	$135.52 R_{\odot}$	$61.41 R_{\odot}$	$143.75 R_{\odot}$
Masa	$6.99 M_{\odot}$	$6.96 M_{\odot}$	$6.92 M_{\odot}$
Fracción de H central	0	0	0
Fracción de He central	0.99	0.99	0.99
Fracción de C central	10^{-24}	0	10^{-23}
Fracción de O central	0	0	0
Temperatura efectiva	3900 K	6300 K	5000 K
Pérdida de masa $ \dot{M} $	$1.42 \times 10^{-8} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$	$2.72 \times 10^{-2} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$	$9.68 \times 10^{-2} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$
Luminosidad	$3.79 \times 10^3 L_{\odot}$	$3.34 \times 10^3 L_{\odot}$	$1.19 \times 10^4 L_{\odot}$
Magnitud absoluta	-2.95	-3.96	-5.19
Reacciones en la capa	PP, CNO	PP, CNO	PP, CNO
Reacciones en el núcleo	Triple- α	Triple- α	Triple- α
Envolvente	Convectiva	Convectiva y radiativa	Convectiva
Núcleo degenerado	No	No	No
Periodo orbital inicial	—	47.25 días	168.73 días
Periodo orbital final	—	43.90 días	143.85 días
Separación orbital inicial	—	$110 R_{\odot}$	$257 R_{\odot}$
Separación orbital final	—	$104.69 R_{\odot}$	$230.94 R_{\odot}$
Masa final de la WD	—	$1.03 M_{\odot}$	$1.07 M_{\odot}$

Tabla 4.3: Parámetros físicos finales (a menos que se indique lo contrario) para el caso de una estrella de masa intermedia aislada y en un sistema binario con transferencia de masa caso C. La edad seleccionada fue tal donde la simulación del sistema binario dejó de avanzar de forma considerable.

Valores finales	Estrella asilada	Estrella donadora caso C
Edad	$4.74 \times 10^7 \text{ yr}$	$4.74 \times 10^7 \text{ yr}$
Radio	$154.68 R_{\odot}$	$151.51 R_{\odot}$
Masa	$6.93 M_{\odot}$	$6.87 M_{\odot}$
Fracción de H central	0	0
Fracción de He central	0	0
Fracción de C central	0.39	0.39
Fracción de O central	0.60	0.60
Temperatura efectiva	3900 K	4700 K
Pérdida de masa $ \dot{M} $	$6.80 \times 10^{-12} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$	$9.17 \times 10^{-2} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$
Luminosidad	$4.64 \times 10^3 L_{\odot}$	$1.03 \times 10^4 L_{\odot}$
Magnitud absoluta	-3.04	-4.92
Reacciones en la primer capa	PP, CNO	PP, CNO
Reacciones en la segunda capa	Triple- α	Triple- α
Reacciones en el núcleo	Ninguna	Ninguna
Transporte en la envoltente	Convectivo	Convectivo
Núcleo degenerado	No	No
Periodo orbital inicial	—	181.70 días
Periodo orbital final	—	156.19 días
Separación orbital inicial	—	$270 R_{\odot}$
Separación orbital final	—	$243.45 R_{\odot}$
Masa final de la WD	—	$1.07 M_{\odot}$

A continuación se realizará la comparación entre la estrella aislada con ambos casos B, y posteriormente se hará la comparación de la estrella aislada con el caso C.

4.2.1. Caso B temprano y caso B tardío

La Figura 4.8 muestra el diagrama HR para el escenario cuando no hay transferencia de masa (panel a), el escenario para cuando se da el caso B temprano de transferencia de masa (panel b) y el escenario para cuando se da el caso B tardío de transferencia de masa (panel c). El tiempo final de los tres sistemas es de $t_f = 4.01 \times 10^7 \text{ yr}$. Para el caso cuando no hay transferencia de masa, la estrella donadora está en su fase de gigante roja. Para el caso B temprano de transferencia de masa, la estrella donadora cambia completamente su camino evolutivo, en lugar de seguir por la vertical a la gigante roja, se desvía en una rama inclinada donde se queda oscilando y no continua con su camino a la gigante roja. La estrella primaria se queda con un radio ~ 2.21 veces menor, tiene una luminosidad ligeramente menor (tiene 88 % del valor), y tiene una temperatura superficial mayor (1.62 veces mayor) que cuando la estrella evoluciona de forma asilada. Para el caso B tardío de transferencia de masa, la estrella donadora sigue un camino similar al del caso B temprano, esta vez comienza su camino normal por la vertical de gigante roja, pero también se desvía en una rama inclinada donde se queda oscilando y no continua con su camino de gigante roja, mostrando el mismo comportamiento de estancar su evolución. La estrella primaria se queda con un radio ~ 1.06 veces mayor, tiene una luminosidad mayor (~ 1 orden de magnitud mayor), y tiene una temperatura superficial mayor (1.3 veces mayor) que la estrella asilada. Comparando ambos casos de transferencia de masa con los datos de la Tabla 4.2, la estrella del caso B tardío tiene un radio mayor (~ 2.34 veces mayor) que la estrella del caso B temprano; la estrella del caso B temprano posee $0.04 M_\odot$ más en su masa total que la del caso B tardío. La temperatura superficial de la estrella del caso B temprano es ~ 1.25 veces mayor a de la estrella del caso B tardío. La pérdida de masa (ΔM) es ~ 2 veces mayor en la estrella primaria del caso B tardío en comparación al B temprano. Con respecto a la tasa de pérdida de masa (\dot{M}), la del caso B tardío es mayor (~ 1 orden de magnitud mayor) en comparación con la del caso B temprano, igualmente como la luminosidad (que también es ~ 1 orden de magnitud mayor que en el caso B temprano).

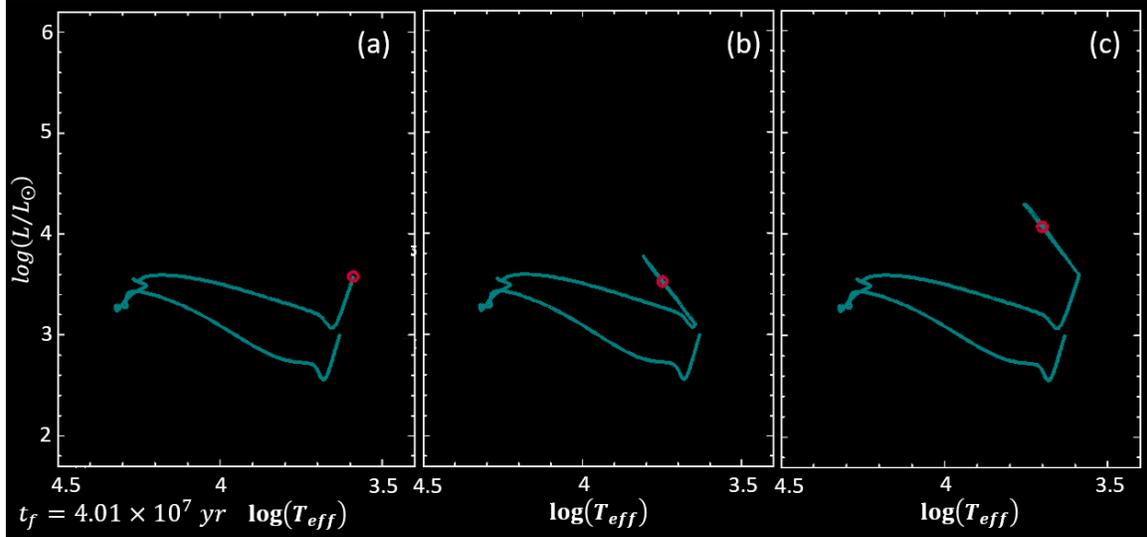


Figura 4.8: Diagrama HR para el caso de una estrella de masa intermedia aislada (panel a), en un sistema binario con caso B temprano de transferencia de masa (panel b) y en un sistema binario con caso B tardío de transferencia de masa (panel c). El tiempo final de los tres sistemas es de $t_f = 4.01 \times 10^7 \text{ yr}$.

La Figura 4.9 muestra los diagramas de Kippenhahn para los 3 casos (sin transferencia de masa, panel a; caso B temprano, en el panel b; y caso B tardío, panel c). El tiempo final de los tres sistemas es de $t_f = 4.01 \times 10^7 \text{ yr}$. La etapa inicial de ambos casos B es prácticamente igual con lo mostrado en la estrella donde no hay transferencia de masa. Las principales diferencias que se encuentran entre ambos casos es que el transporte energético en la envoltura del caso B tardío es casi totalmente convectivo (el transporte energético), mientras que en el caso B temprano, solamente en la parte más externa de la envoltura el transporte es convectivo (mientras que en el resto de la estrella, el transporte es radiativo).

Un comportamiento similar se puede apreciar en el núcleo de ambas estrellas, en el caso B temprano el núcleo de la estrella es radiativo, en contraste con la estrella del caso B tardío, cuyo núcleo es convectivo y posee una región radiativa muy pequeña entre ambas zonas convectivas.

En los tres casos la luminosidad total (línea roja) es similar, siendo mayor en el caso B tardío como se muestra en la Tabla 4.2. En la primaria aislada y en la donadora del B tardío, la luminosidad está compuesta por contribuciones de la generada por el quemado de H en He (línea gris) y la del quemado de He en C y O (línea amarilla).

En la estrella primaria del caso B temprano la luminosidad sólo es debida a la capa de quemado de H en He, ya que, como se muestra en la Figura 4.10; el quemado nuclear de He en C y O es prácticamente nulo, estancando así su camino evolutivo en comparación con la estrella aislada.

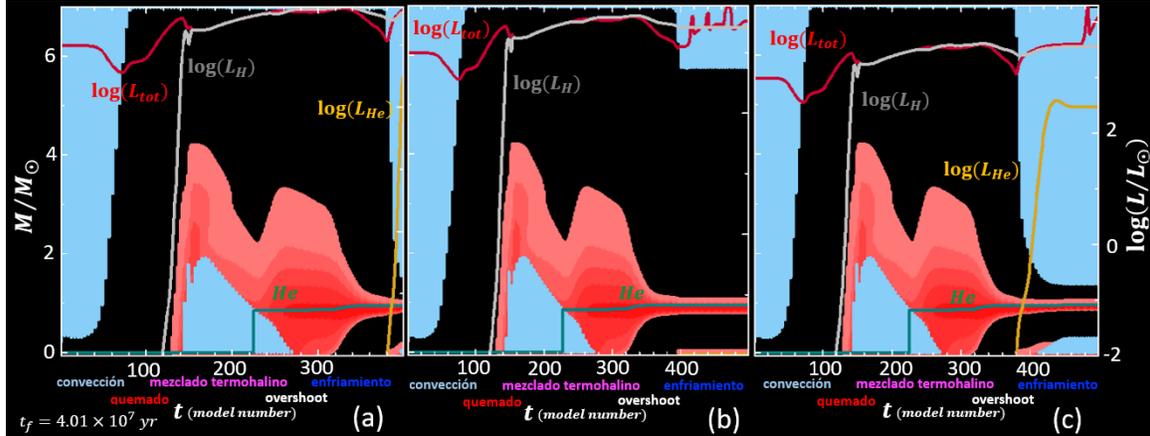


Figura 4.9: Diagrama de Kippenhahn para el caso de una estrella de masa intermedia aislada (panel a), en un sistema binario con caso B temprano de transferencia de masa (panel b) y en un sistema binario con caso B temprano de transferencia de masa (panel c). En el eje Y se denota la masa de la estrella y en el eje X el número de modelo. La región azul claro corresponde a transporte convectivo, mientras que la negra a transporte radiativo. La región roja significa quemado, la región en blanco overshoot, la región en morado mezclado termohalino. La línea verde indica el helio producido, la línea gris indica la luminosidad a causa del quemado de hidrógeno, la línea amarilla la luminosidad a causa del quemado de helio, y la línea roja, la luminosidad total. El tiempo final de los tres sistemas es de $t_f = 4.01 \times 10^7 \text{ yr}$.

En la Figura 4.10 se aprecian los diagramas $\rho-T$ de los tres escenarios, a $t = 4.01 \times 10^7 \text{ yr}$, sin transferencia de masa (panel a), transferencia de masa caso B temprano (panel b), y transferencia de masa caso B tardío (panel c). El comportamiento para la estrella aislada y para la primaria del caso B tardío son prácticamente iguales, con la diferencia más notable la forma de la línea azul la parte más externa de la estrella. En la estrella primaria del caso B tardío la parte externa de la estrella parece ser más caótico (es decir, la línea azul mostraba movimientos aparentemente erráticos en el vídeo de la simulación); probablemente por la transferencia de masa a su compañera. El diagrama correspondiente al caso B temprano es considerablemente diferente a los otros dos, siendo la característica más prominente que el núcleo de esta estrella

apenas tiene quemado de helio en carbono y oxígeno. Otra diferencia en el diagrama del caso B temprano es que pasando la región hasta donde se encuentra la mitad de la masa de la estrella no hay mezclado de material, evidenciado por el fragmento de línea verde entre los dos puntos blancos (y como se observa en la Figura 4.9). Finalmente, el interior de la estrella primaria del caso B temprano es mayormente radiativo, contrastando con las otras dos estrellas donde hay convección desde antes de que se llegase a la mitad de la masa de la misma a partir de su núcleo, como se mencionó en la Tabla 4.2.

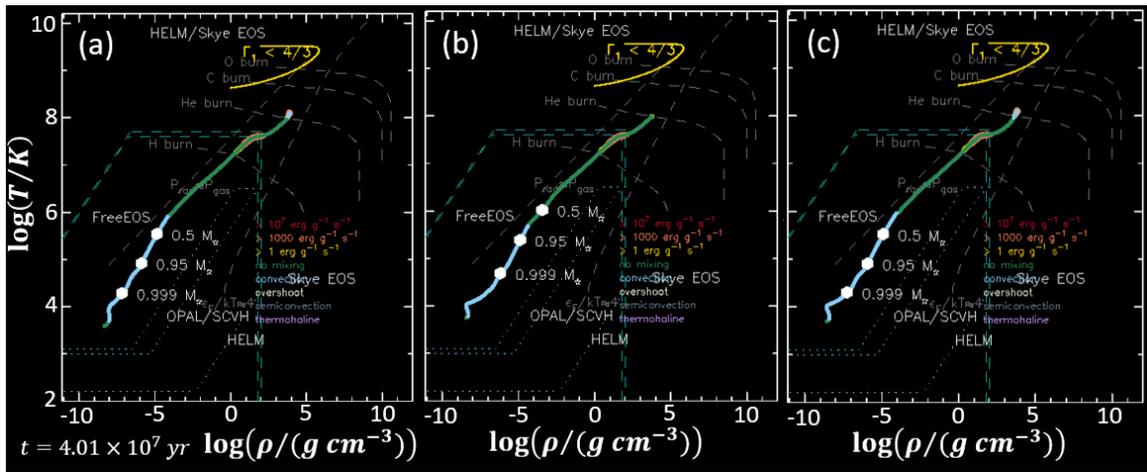


Figura 4.10: Diagrama de $\rho - T$ para el caso de una estrella de masa intermedia aislada (panel a), en un sistema binario con caso B temprano de transferencia de masa (panel b) y en un sistema binario con caso B temprano de transferencia de masa (panel c). El tiempo mostrado de la evolución de los tres sistemas es de $t = 4.01 \times 10^7 \text{ yr}$.

En la Figura 4.11 se muestran los perfiles de temperatura, densidad, emisividad y enfriamiento en los tres modelos a $t = 4.01 \times 10^7 \text{ yr}$. Para los casos de estrella aislada y caso B tardío los perfiles son prácticamente iguales ya que, como la estrella compañera acretora tuvo una distancia orbital inicial mucho mayor en el caso B tardío que en el caso B temprano, le permitió a la estrella primaria donadora evolucionar por mucho más tiempo como si fuera una estrella aislada antes de que la transferencia de masa ocurriera, teniendo así un comportamiento mucho más similar, prácticamente idéntico en este caso, a la estrella aislada. Comparando la estrella aislada y la donadora del caso B tardío con el diagrama correspondiente al del caso B temprano, hay diferencias sutiles: después del pico correspondiente a la capa de quemado de hidró-

geno en helio, los perfiles de temperatura (línea naranja) y densidad (línea morada) presentan una caída más abrupta y pronunciada en el caso B tardío y aislada en comparación con el caso B temprano. Además, el perfil de la emisividad (línea gris) del caso B temprano, cae a cero en la región que delimita donde se encuentra contenida $2 M_{\odot}$ de la masa total de la estrella, mientras que en los otros dos modelos, este perfil cae a cero poco después de que se pasa el punto donde se encuentra contenida $1 M_{\odot}$ de la masa total de la estrella. Finalmente, en los modelos de estrella aislada y caso B tardío, el perfil de enfriamiento (línea verde) cae a cero en el mismo punto que el perfil de emisividad, mientras que en el caso B temprano, el perfil de enfriamiento cae a cero un poco antes que el perfil de emisividad.

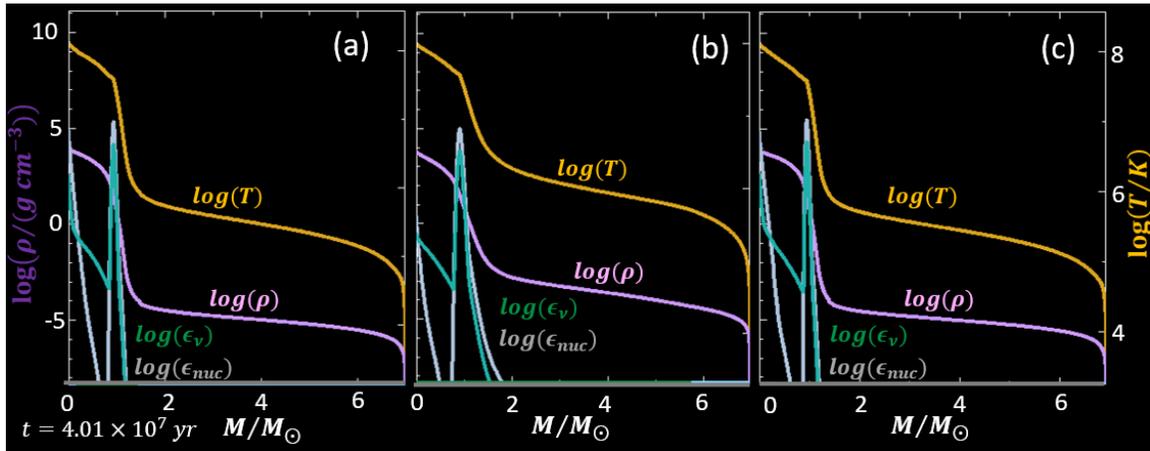


Figura 4.11: Perfiles de temperatura (naranja), densidad (morado), emisividad en el núcleo (gris), y emisión de neutrinos (verde) para el caso de una estrella de masa intermedia aislada (panel a), en un sistema binario con caso B temprano de transferencia de masa (panel b) y en un sistema binario con caso B tardío de transferencia de masa (panel c). El tiempo mostrado de la evolución de los tres sistemas es de $t = 4.01 \times 10^7 \text{ yr}$.

Para el caso de las reacciones del quemado nuclear (emisividad), la Figura 4.12 muestra los diagramas para los tres casos a $t = 4.01 \times 10^7 \text{ yr}$. Para la estrella aislada y caso B tardío se obtienen perfiles prácticamente idénticos, teniendo las reacciones PP y CNO en la capa de quemado de hidrógeno en helio, y las reacciones Triple- α y sus variantes en el núcleo para el quemado de helio en carbono y oxígeno, siendo en estas ultimas la principal diferencia que se encuentran ligeramente más cercanas al núcleo de la estrella en la estrella aislada en comparación con el caso B tardío. En el

caso B temprano es donde se las diferencias son más notorias; en los dos mencionados previamente, la emisividad tanto del núcleo como la dominante de la capa de quemado es del mismo orden, mientras que para el caso B temprano, la emisividad causada por la reacción dominante en la capa de quemado, CNO, es aproximadamente 5 órdenes de magnitud superior a las reacciones de quemado de helio en carbono y oxígeno en el núcleo. Aunado a la anterior, se puede apreciar que en el núcleo tanto en el caso aislado como el B tardío, la extensión de las reacciones en el núcleo sobre la masa total de la estrella es mayor en comparación con el caso B temprano, mientras que sucede lo opuesto con las reacciones de la capa de quemado. En el caso B temprano la región de la capa de quemado tiene mayor grosor en comparación con los otros dos modelos, mientras que en estos últimos, la región de quemado en el núcleo tiene un mayor grosor en comparación con el caso B temprano.

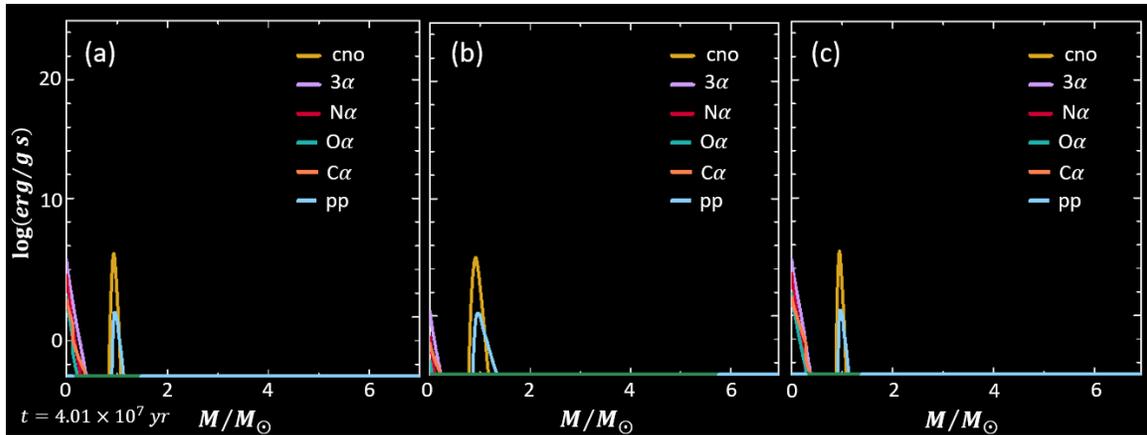


Figura 4.12: Diagrama de emisividad para el caso de una estrella de masa intermedia aislada (panel a), en un sistema binario con caso B temprano de transferencia de masa (panel b) y en un sistema binario con caso B tardío de transferencia de masa (panel c). La línea amarilla corresponde a las reacciones CNO, la línea azul a las reacciones PP, la línea morada corresponde al proceso Triple- α , la línea roja al $N\alpha$, la verde al $O\alpha$ y la línea naranja al $C\alpha$. El tiempo mostrado de la evolución de los tres sistemas es de $t = 4.01 \times 10^7 \text{ yr}$.

La Figura 4.13 muestra los diagramas de abundancias de los tres modelos estelares, a $t = 4.01 \times 10^7 \text{ yr}$ y manteniendo el mismo orden de paneles utilizado hasta el momento. Similarmente a la composición final de las estrellas en la Sección 4.1, los diagramas son considerablemente similares. Para los tres casos se ha agotado el hidrógeno del núcleo y el helio es el 99 % del núcleo como se indica en la Tabla 4.2,

donde empiezan a diferenciarse es en donde cambia el dominio de hidrógeno con el de helio, esto es porque la capa de quemado abarca una región con más masa en la estrella del caso B temprano comparado a los otros dos modelos, por esto es que el cambio del elemento dominante es menos abrupto en el caso B temprano. El caso B temprano posee menor cantidad de carbono y oxígeno en la región más interna de la estrella (como se muestra en las Figura 4.10 y Figura 4.12) las reacciones de quemado del núcleo son considerablemente menos intensas que en los otros dos modelos, por lo que no ha producido la misma cantidad de esos elementos. Otra diferencia son las trazas del carbono y el nitrógeno.

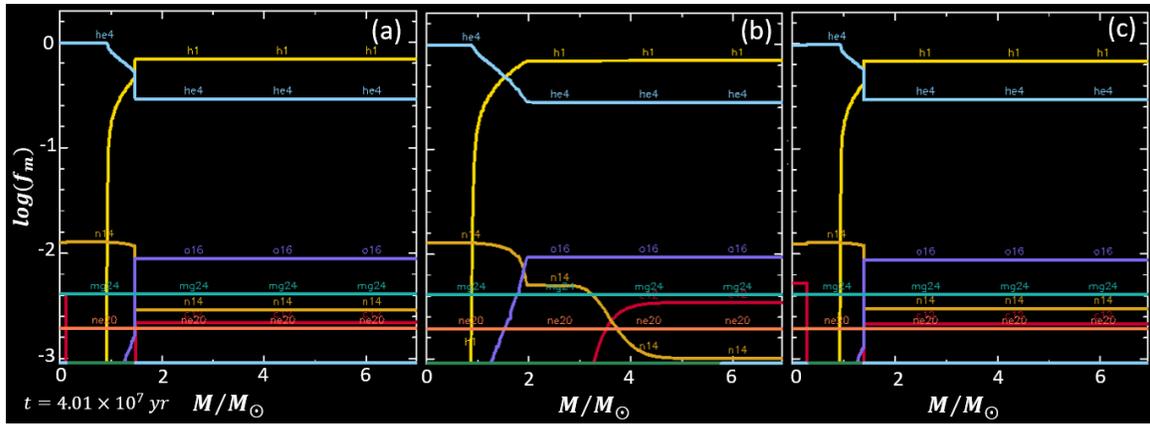


Figura 4.13: Abundancias para el caso de una estrella de masa intermedia aislada (panel a), en un sistema binario con caso B temprano de transferencia de masa (panel b) y caso B tardío de transferencia de masa (panel c). En amarillo se muestra el hidrógeno, en azul el helio, en dorado el nitrógeno, en morado el oxígeno, en verde el magnesio, en rojo el carbono, y en naranja el neón. El tiempo mostrado de la evolución de los tres sistemas es de $t = 4.01 \times 10^7 \text{ yr}$.

La Figura 4.14 muestra los diagramas correspondientes a la masa de los componentes del sistema binario, periodo orbital, y la transferencia de masa \dot{M} para los casos B temprano (izquierda) y B tardío de transferencia de masa (derecha). La primera fila, correspondiente a la masa de las componentes en función del tiempo muestra un comportamiento similar de la masa. En el caso B temprano la transferencia de masa ocurre antes que en el B tardío, como se aprecia por ocurrir en un número de modelo anterior. Como la transferencia de masa entre las estrellas en ambos casos es del orden $\sim 10^{-2} M_{\odot}$, el cambio en la masa de cada componente del sistema (disminución en la

línea naranja y aumento en la línea azul) es muy sutil y difícil de notar.

Después del primer episodio principal de transferencia de masa, en el caso B temprano la masa final de la estrella donadora tiene $0.04 M_{\odot}$ más que la donadora del caso B tardío, mientras que la estrella acretante cuenta con $0.04 M_{\odot}$ más masa en el caso B tardío en comparación con la estrella acretante del caso B temprano, haciendo notar que se ha transferido más masa en el caso B tardío que en el caso B temprano. Como posterior a esto, la masa que recibe la acretadora es mínima por el resto de la simulación para ambos casos, se puede suponer las masas finales como constantes hasta el final de la simulación.

La segunda fila de la Figura 4.14, correspondiente al periodo orbital, muestra como en ambos casos disminuye abruptamente el periodo orbital en el momento de la primera transferencia de masa del sistema (continuando con una disminución paulatina).

Además, en ambos casos de esta sección, la transferencia de masa se dió cuando la envoltura de la estrella donadora era aún radiativa, opuestamente a la Sección 4.1, donde la envoltura era convectiva en la transferencia de masa.

En la estrella primaria del caso B temprano, de acuerdo a la Tabla 4.2, pasó de tener un periodo orbital de 47.25 días a 43.90 días, por lo que sufrió una reducción en el periodo orbital de $\sim 7\%$. Lo anterior implica una disminución en su separación orbital de $110 R_{\odot}$ a $104.69 R_{\odot}$, lo que corresponde a una disminución de la distancia orbital del $\sim 5\%$. Para el caso B tardío, de acuerdo a la Tabla 4.2, hubo una reducción en el periodo orbital de 168.73 días a 143.85 días, correspondiendo a una reducción del periodo orbital de $\sim 15\%$. El periodo del caso B tardío se redujo mucho más (aproximadamente 3 veces más porcentualmente) que el periodo del caso B temprano. Lo anterior corresponde a una disminución de $257 R_{\odot}$ a $230.94 R_{\odot}$, esto es, una disminución de $\sim 10\%$.

La tercera fila de la Figura 4.14 muestra a la transferencia de masa (\dot{M}) que se da en el sistema binario. La línea naranja muestra que la estrella donadora perdió masa y la línea azul indica que la estrella acretante recibió masa. Este diagrama muestra que en el caso B temprano, la estrella acretante recibió masa de la donadora en dos

ocasiones, esto a causa de que, al estar más cerca a su donadora, recibió material por los vientos de la estrella previo a llenar su Lóbulo de Roche. La masa recibida por la estrella acretora en la primera línea azul vertical es considerablemente menor (aproximadamente 7 órdenes de magnitud menor) que la masa recibida en la segunda línea azul, la cuál corresponde a la transferencia de masa desde la estrella donadora a la acretora a través del primer punto de Lagrange L_1 ya que es donde ambas líneas, azul y naranja, coinciden; es por esto que la explicación más probable para la primer línea azul es que la estrella acretora recibió un poco de masa a causa de los vientos de la donadora, la cuál se puede notar fue mucho menor que por L_1 . Una segunda posible explicación, es que la estrella llena un porcentaje mayor de su Lóbulo de Roche, lo que evita que los vientos se aceleren completamente, es decir, ocurre WRLOF. En el caso B tardío nada más aparece un pico de recepción de masa por la estrella acretora.

Con respecto a la masa perdida por la estrella donadora, el comportamiento en ambos casos es análogo, empieza levemente oscilante, para subir rápidamente en el momento que se da la transferencia de masa por L_1 , y continua en ese valor alto de forma prácticamente constante por el resto de la simulación. La diferencia entre ambos casos es el valor de la tasa de pérdida de masa, siendo la del caso B tardío mayor (cerca de un orden de magnitud como se muestra en la Tabla 4.2) que la del caso B temprano.

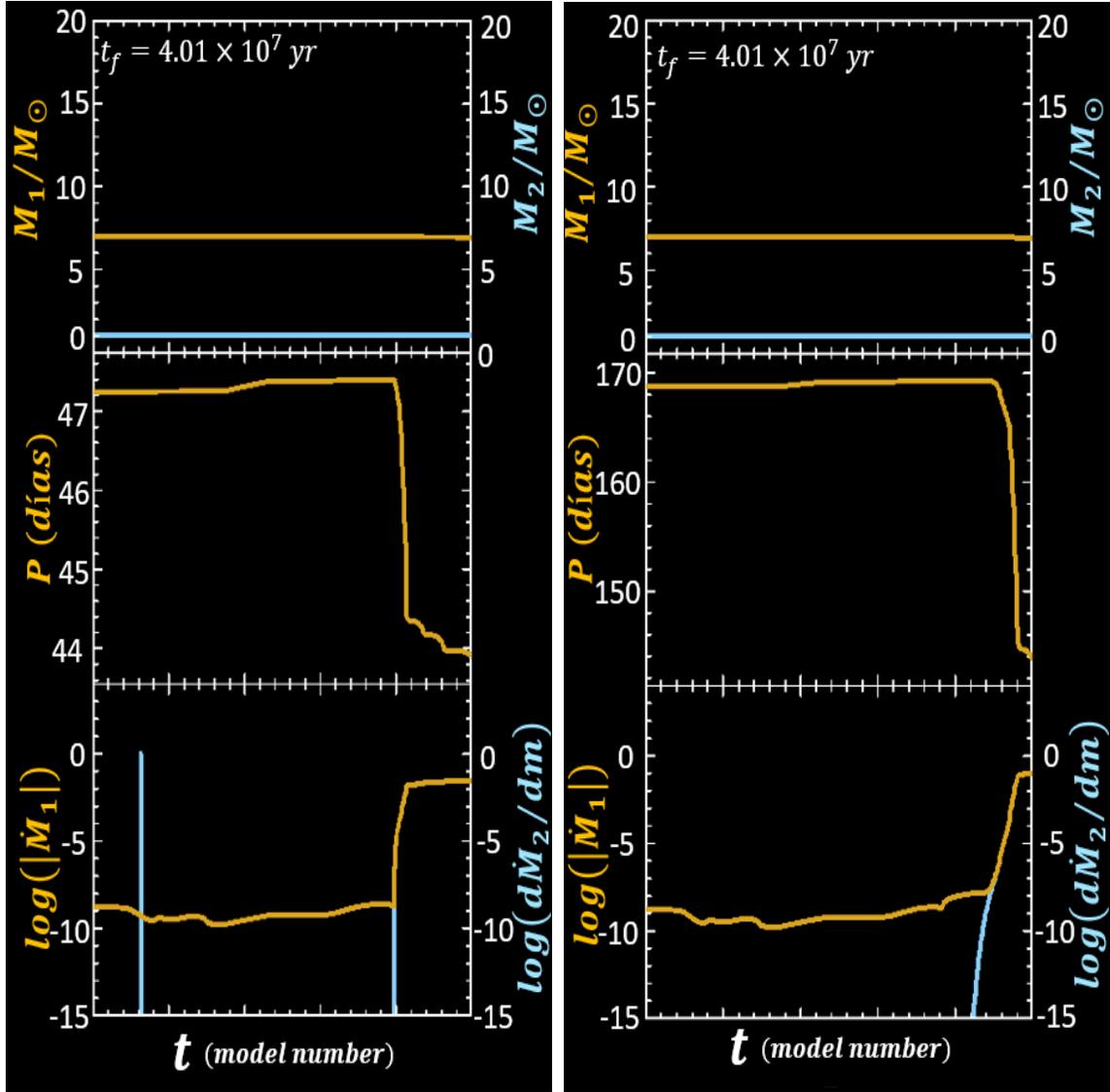


Figura 4.14: Diagramas de masas, periodo orbital y transferencia de masa para sistemas binarios de masa intermedia con caso B temprano de transferencia de masa (paneles de la izquierda) y caso B tardío de transferencia de masa (paneles de la derecha). Todos se encuentran en función del número del modelo, el cuál es equivalente al tiempo para MESA. El tiempo final de los dos sistemas es de $t_f = 4.01 \times 10^7 \text{ yr}$.

4.2.2. Caso C

Para este caso la Figura 4.15 muestra el diagrama HR para el caso de la estrella aislada cuando no hay transferencia de masa (panel izquierdo) y el caso de la estrella primaria del sistema binario en el que si hay transferencia de masa (panel derecho). El tiempo final de los dos sistemas es de $t_f = 4.74 \times 10^7 \text{ yr}$. Para el caso de la estrella primaria aislada, se encuentra en la vertical correspondiente a la fase de TP-AGB. En el caso C la estrella primaria donadora se desvía totalmente de su camino evolutivo usual al entrar a una rama inclinada y se queda oscilando en lugar de continuar hacia la rama TP-AGB. Como se muestra en la Tabla 4.3, la estrella primaria se queda con un radio ~ 1.02 veces menor, tiene una luminosidad menor (~ 1 orden de magnitud menor), y tiene una temperatura superficial mayor (1.23 veces mayor) que cuando evoluciona de forma aislada. Este diagrama es el que muestra las mayores diferencias para este caso.

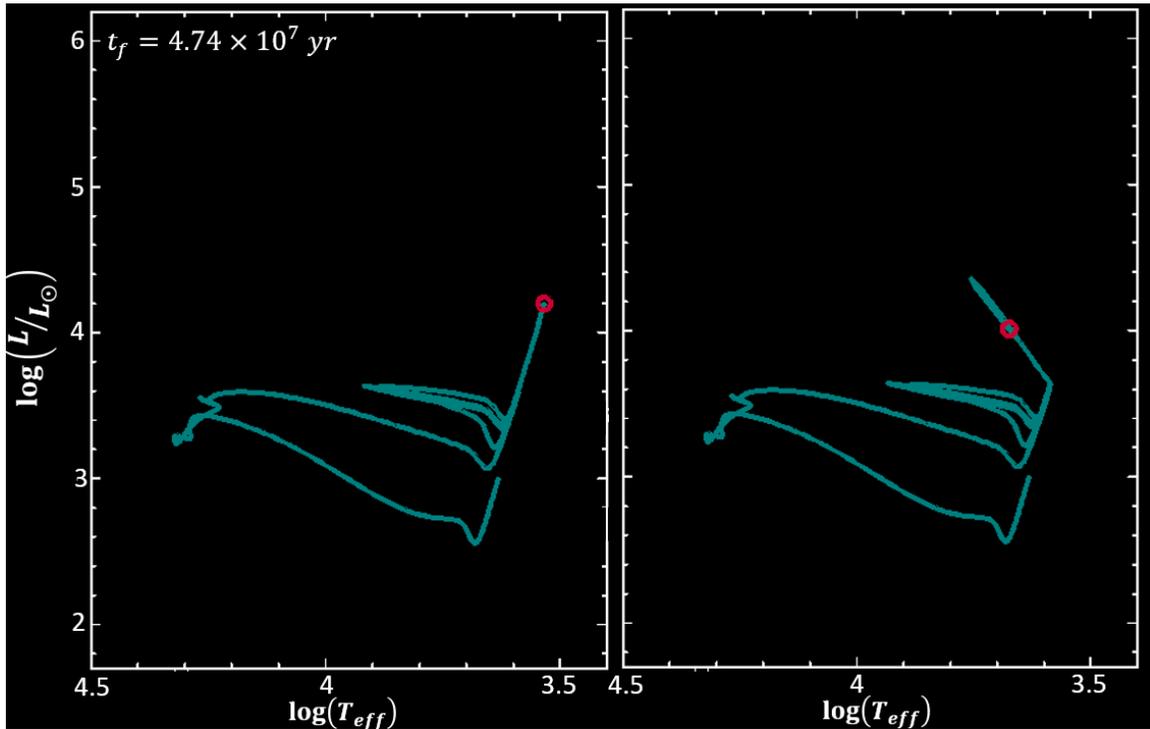


Figura 4.15: Diagrama HR para el caso de una estrella de masa intermedia aislada (panel izquierdo) y en un sistema binario con transferencia de masa caso C (panel derecho). El tiempo final de los dos sistemas es de $t_f = 4.74 \times 10^7 \text{ yr}$.

En la Figura 4.16 se muestra el diagrama de Kippenhahn para ambas estrellas primarias, siendo el panel izquierdo el correspondiente a la estrella primaria aislada y el panel derecho a la estrella donadora del caso C de transferencia de masa. El tiempo final de los dos sistemas es de $t_f = 4.74 \times 10^7 \text{ yr}$. No se aprecian diferencias drásticas en este diagrama, siendo las más notorias que antes del modelo donde se tomó el diagrama, la luminosidad total (línea roja) era mayor en la estrella aislada, pero justo al momento de seleccionar este modelo, la luminosidad en la estrella primaria del caso C (línea roja) crece drásticamente, superando a la de la estrella aislada, como se muestra en la Tabla 4.3. Fuera de esto, el comportamiento en ambos diagramas de Kippenhahn es análogo; ambas estrellas empezaron con una envolvente convectiva que se volvió radiativa, luego repitió el ciclo al regresar a ser convectiva y volverse nuevamente radiativa, para culminar en una envolvente convectiva. Ninguna estrella posee quemado en su núcleo al este tener únicamente enfriamiento, lo que se puede apreciar con la región azul en la esquina inferior derecha de ambos diagramas. Ambas estrellas primarias tienen dos capas de quemado que se encuentran simultáneamente prendidas, mostrado por las dos regiones rojas en la parte derecha de los diagramas; corroborando que ambas estrellas primarias se encuentran en la fase de TP-AGB. El que ambas estrellas primarias se encuentran en esta fase es la razón de que los diagramas sean tan similares, ya que como la transferencia de masa para la donadora del caso C se dió cerca del final de su evolución, esta ya no tendría tanto efecto en su parte interna en comparación a lo que se vio en el caso B.

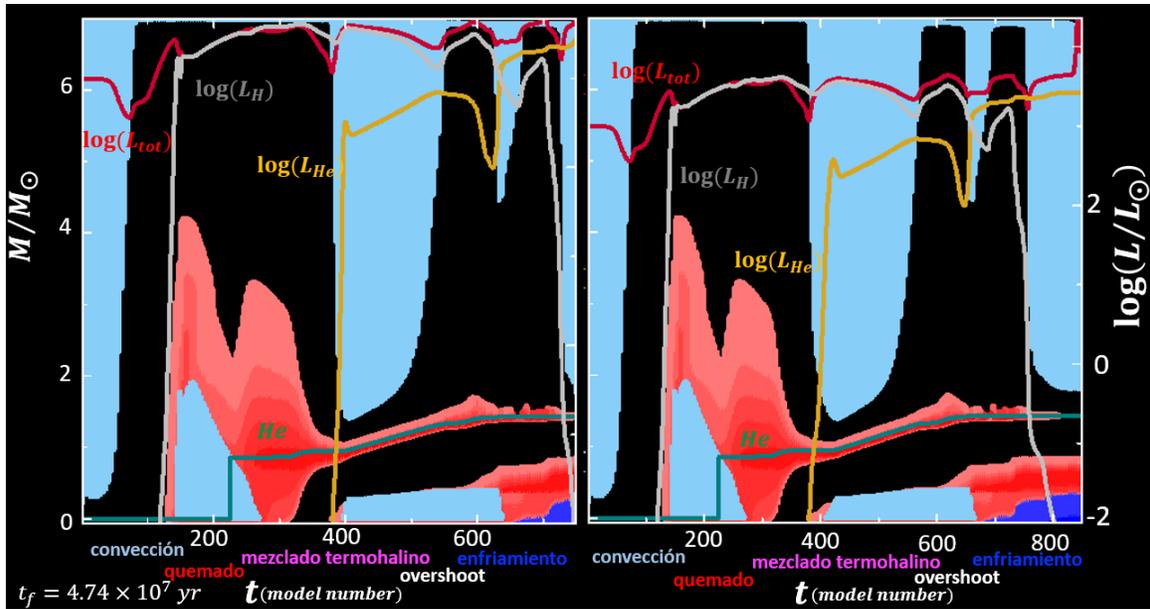


Figura 4.16: Diagrama de Kippenhahn para el caso de una estrella de masa intermedia aislada (panel izquierdo) y en un sistema binario con transferencia de masa caso C (panel derecho). En el eje Y se denota la masa de la estrella y en el eje X el número de modelo. La región azul corresponde a transporte convectivo, mientras que la negra a transporte radiativo. La región roja significa quemado, la región azul enfriamiento, la región en blanco overshoot, la región en morado mezclado termohalino. La línea verde indica el helio producido, la línea gris indica la luminosidad a causa del quemado de hidrógeno, la línea amarilla la luminosidad a causa del quemado de helio, y la línea roja, la luminosidad total. El tiempo final de los dos sistemas es de $t_f = 4.74 \times 10^7 \text{ yr}$.

En la Figura 4.17 se muestra el diagrama $\rho - T$, a la izquierda la estrella aislada y a la derecha la donadora del caso C a $t = 4.74 \times 10^7 \text{ yr}$. Ambos diagramas son prácticamente idénticos, siendo la única diferencia levemente notoria que la parte más externa de la estrella donadora en el caso C aparenta ser más caótico (es decir, en el video de la simulación esta sección de la estrella cambia muy rápidamente) a causa de la transferencia de masa a la compañera. Se aprecia el mismo comportamiento en los dos escenarios; los núcleos se encuentran muy cerca de degenerarse, ya no poseen reacciones. No hay mezclado (línea verde) hasta aproximadamente la mitad de la masa de la estrella y el resto es convectivo (línea azul). Son tan similares porque ambas estrellas primarias pudieron evolucionar hasta cerca su final sin que la transferencia de masa afectara a la donadora antes.

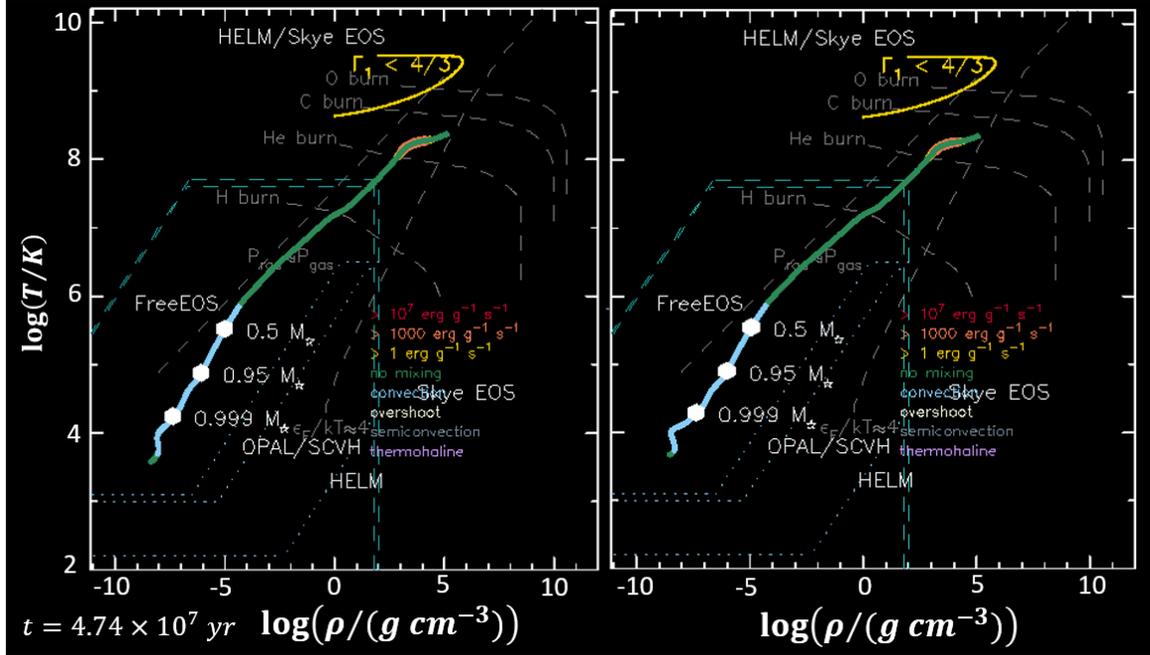


Figura 4.17: Diagrama de $\rho - T$ para el caso de una estrella de masa intermedia aislada (panel izquierdo) y en un sistema binario con transferencia de masa caso C (panel derecho). El tiempo mostrado de la evolución de los dos sistemas es de $t = 4.74 \times 10^7 \text{ yr}$.

Los perfiles de temperatura (línea naranja), densidad (línea morada), emisividad nuclear (línea gris) y enfriamiento por neutrinos (línea verde) se muestran en la Figura 4.18 para la estrella aislada (panel izquierdo) y la donadora del caso C (panel derecho), ambas a $t = 4.74 \times 10^7 \text{ yr}$. La forma de los cuatro perfiles en ambos diagramas es prácticamente idéntica por la misma razón previa. En el perfil de temperatura se nota que sobre el núcleo la línea es casi horizontal, corroborando que el núcleo es isoterma en esta fase, luego tiene una caída leve que corresponde a la capa de quemado más interna, posteriormente una caída pronunciada en la capa de quemado más externa, continúa de forma casi horizontal por toda la envoltura de la estrella hasta caer a cero en la superficie. El perfil de densidad muestra un descenso prácticamente lineal desde el núcleo hasta la capa de quemado más externa donde presenta una caída vertical, para continuar de forma casi horizontal durante la envoltura de la estrella principal hasta caer a cero en la superficie. El perfil de emisividad es cero en el núcleo, luego presenta un pico muy elevado en la capa de quemado más interna, pasando la cuál se hace cero para volver a tener un pico menor en la capa de quemado

externa, volviéndose cero inmediatamente después de esta. Finalmente, el perfil de enfriamiento por neutrinos muestra una caída casi lineal desde el núcleo hasta el final de la primera capa de quemado donde posee un pico, luego cae abruptamente hasta su segundo pico en la capa de quemado externa, donde cae a cero en el mismo lugar que el perfil de emisividad.

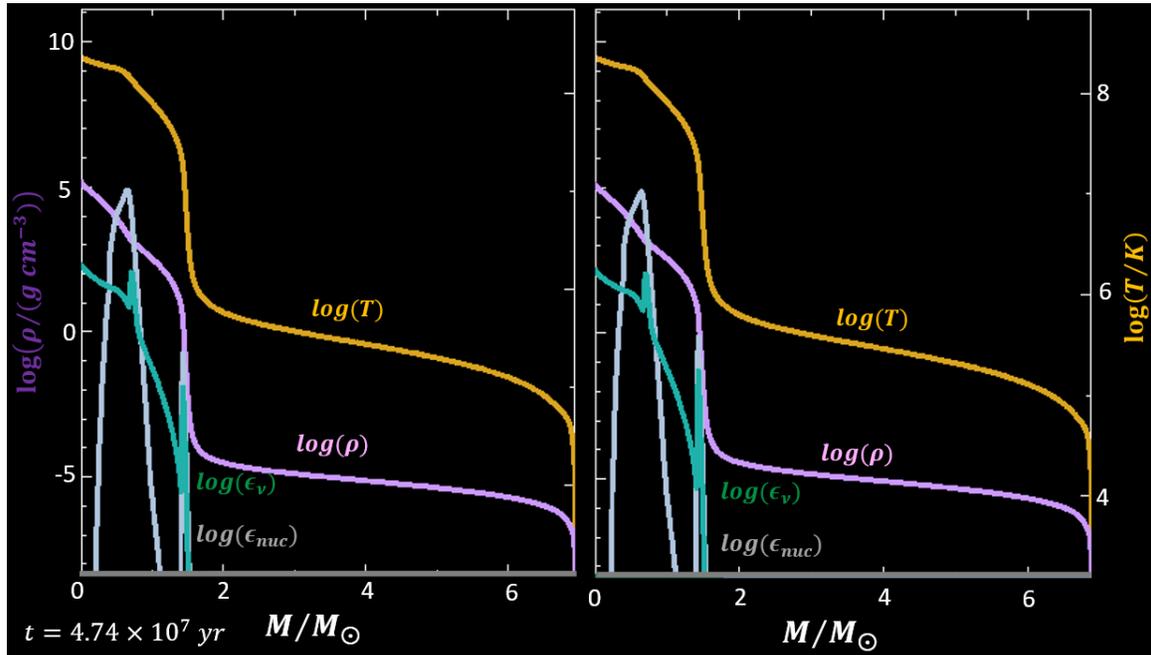


Figura 4.18: Perfiles de temperatura (naranja), densidad (morado), emisividad en el núcleo (gris), y emisión de neutrinos (verde) para el caso de una estrella de masa intermedia aislada (panel izquierdo) y en un sistema binario con transferencia de masa caso C (panel derecho). El tiempo mostrado de la evolución de los dos sistemas es de $t = 4.74 \times 10^7 \text{ yr}$.

En la Figura 4.19 se muestra el diagrama de quemado nuclear (emisividad) para el caso cuando no hay transferencia de masa de la estrella aislada (panel izquierdo) y el caso en el que si hay transferencia de masa de la donadora del caso C (panel derecho) a $t = 4.74 \times 10^7 \text{ yr}$. El comportamiento de ambas simulaciones es prácticamente idéntico sin diferencias apreciables. Como se aprecia en la Tabla 4.3, ambas estrellas poseen una capa de quemado de hidrógeno en helio donde se encuentran presentes las reacciones PP (línea azul) y CNO (línea amarilla, siendo esta última la dominante); y una capa más interna de quemado de helio en carbono y oxígeno, donde la reacción dominante es Triple- α (línea morada), pero también se encuentran presentes sus

variantes $C - \alpha$, $O - \alpha$, $N - \alpha$ y $Ne - \alpha$. En ambos casos la reacción dominante de la capa de quemado más interna posee una producción energética de ~ 6 órdenes de magnitud mayor que la reacción dominante de la capa externa. En ningún caso hay reacciones de quemado en el núcleo de la estrella.

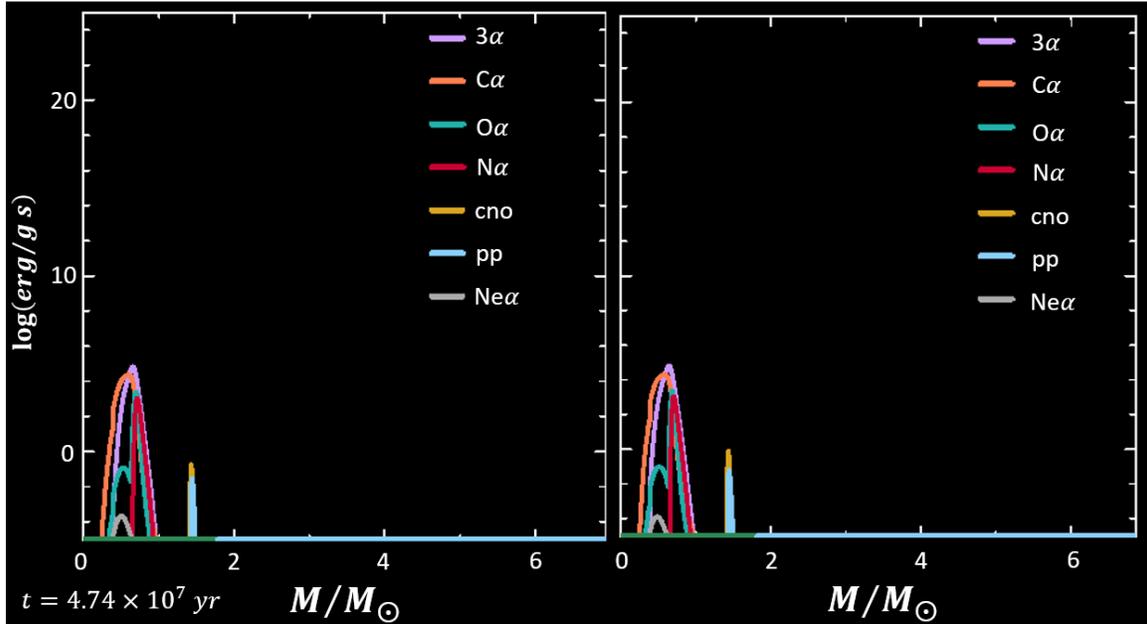


Figura 4.19: Diagrama de emisividad para el caso de una estrella de masa intermedia aislada (panel izquierdo) y en un sistema binario con transferencia de masa caso C (panel derecho). La línea amarilla corresponde a las reacciones CNO, la línea azul a las reacciones PP, la línea morada corresponde al proceso Triple- α , la línea roja al $N\alpha$, la verde al $O\alpha$, la línea naranja al $C\alpha$ y la línea gris al $Ne\alpha$. El tiempo mostrado de la evolución de los dos sistemas es de $t = 4.74 \times 10^7 \text{ yr}$.

La Figura 4.20 muestra como la composición de ambas estrellas, a $t = 4.74 \times 10^7 \text{ yr}$, es prácticamente la misma. El panel izquierdo muestra la estrella aislada y en el panel derecho la estrella donadora donde sí se da transferencia de masa de caso C. Ambas estrellas poseen un núcleo sin helio ni hidrógeno, dominado por oxígeno y carbono, como se aprecia en la Tabla 4.3. Poseen una sección que no posee hidrógeno y que se encuentra dominada por helio, la cuál corresponde a la región entre ambas capas de quemado, y una envolvente compuesta principalmente por hidrógeno y en segunda abundancia, helio. Cabe señalar que en el resto de los elementos presentes, aún en los de menor cantidad, no se aprecian diferencias, por lo que la composición final de ambas estrellas es idéntica.

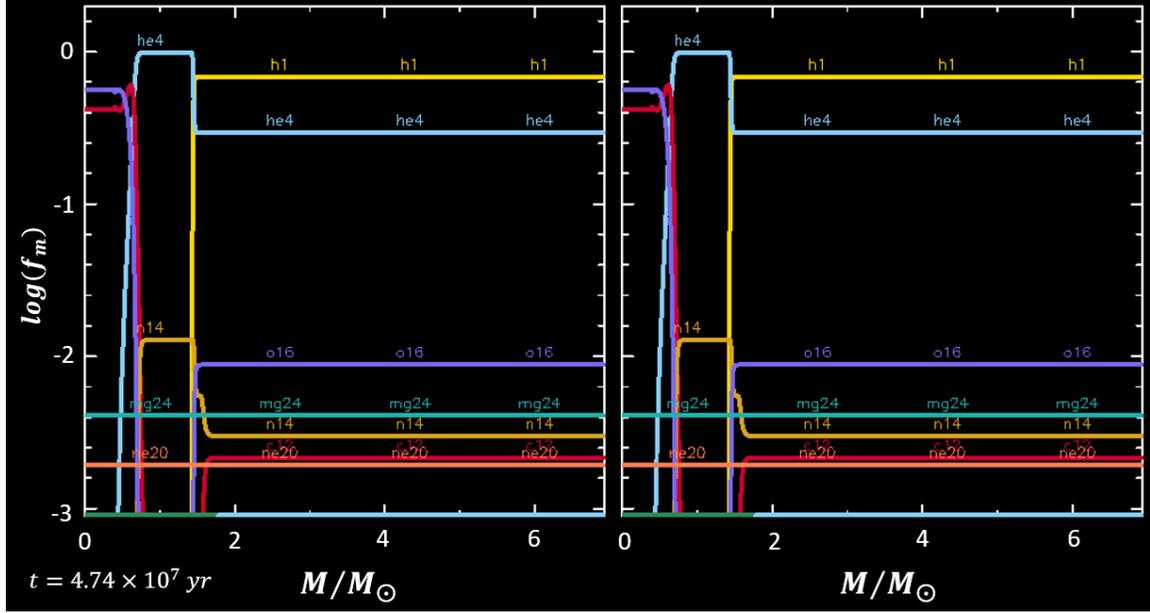


Figura 4.20: Diagrama de abundancias para el caso de una estrella de masa intermedia aislada (panel izquierdo) y en un sistema binario con transferencia de masa caso C (panel derecho). En amarillo se muestra el hidrógeno, en azul el helio, en dorado el nitrógeno, en morado el oxígeno, en verde el magnesio, en rojo el carbono, y en naranja el neón. El tiempo mostrado de la evolución de los dos sistemas es de $t = 4.74 \times 10^7 \text{ yr}$.

Los siguientes diagramas solamente son relevantes para el sistema con transferencia de masa, (la estrella donadora y su compañera acretante). En el panel superior de la Figura 4.21 se muestra como antes de que la transferencia de masa ocurra, ambos componentes del sistema binario poseen una masa constante, pero cuando ocurre la primera transferencia de masa por L_1 cuando el sistema tiene $4.73 \times 10^7 \text{ yr}$, se puede apreciar que la masa de la donadora tiene un descenso muy sutil, mientras que la masa de la acretante tiene un aumento apenas perceptible (ya que en ambos casos es del orden $\sim 10^{-2} M_\odot$), esto a causa de que la masa transferida fue muy poca como se aprecia en la Tabla 4.3. La masa final de la estrella donadora es de $6.87 M_\odot$, y la de la acretante de $1.07 M_\odot$, considerando la masa que le llegó tanto por transferencia de L_1 y los vientos de la estrella donadora en la fase de AGB. En comparación, la estrella aislada terminó con una masa de $6.93 M_\odot$, con pérdida únicamente debida a los vientos.

$6.87 M_\odot$ para la donadora y $1.07 M_\odot$ para la acretante fueron las masas que mantuvieron de forma prácticamente constante hasta el final de la simulación ya que,

como se mencionará posteriormente, la transferencia de masa, aunque continuó constante, fue muy baja hasta el final de la simulación; es por esto que estas masas finales se consideraron como constantes.

En el panel central se puede apreciar que previo a que ocurriera la transferencia de masa, el periodo del sistema aumentó levemente hasta llegar a 181.70 días. Después de que se da la transferencia de masa el periodo disminuye en una caída muy pronunciada, terminando en un valor de 156.19 a causa de los cambios de masa y momento angular binario como se muestra en las Ecuaciones 2.13 – 2.16.

Finalmente en el panel inferior se puede apreciar que, a diferencia de lo visto para el caso B en la Figura 4.14, hay 4 picos donde la estrella acretora recibe masa de la donadora previamente a la transferencia por L_1 , esto a causa de los vientos propios de la fase de TP-AGB de la estrella donadora, y es mucho menor que la ocurrida por L_1 . Cuando ocurre la transferencia principal es cuando las líneas correspondientes a M_\odot (naranja) y a la recibida (azul) se igualan, para posteriormente continuar la transferencia de masa de forma prácticamente constante hasta el final de la simulación. Como se muestra en la Tabla 4.3, mantuvo un valor de $\sim 9.17 \times 10^{-2} M_\odot yr^{-1}$.

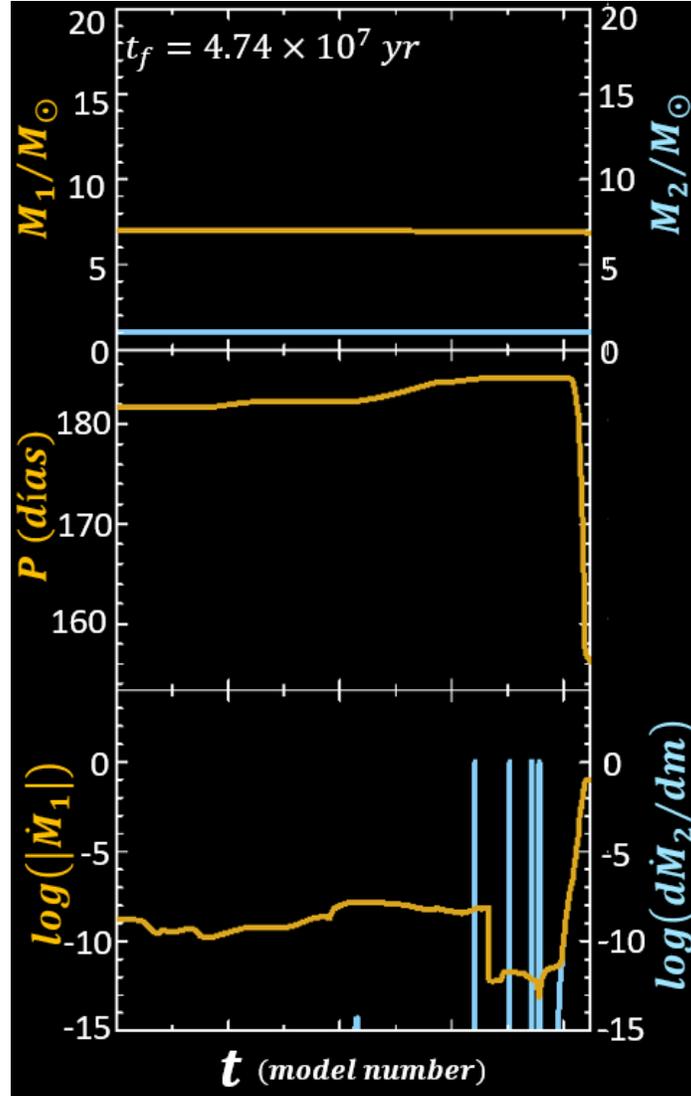


Figura 4.21: Diagramas de masas de los componentes del sistema binario, periodo orbital y transferencia de masa para el sistema binario de una estrella de masa intermedia caso C. El tiempo final del sistema es de $t_f = 4.74 \times 10^7 \text{ yr}$.

No es posible comparar todos los sistemas binarios a la misma edad de referencia, pero es posible utilizar la Tabla 4.2 y la Tabla 4.3 para comparar los principales valores finales de los sistemas binarios para mostrar cómo la evolución del sistema binario es distinta dependiendo del caso de transferencia de masa que se presente.

La estrella primaria con el radio final mayor de los 3 sistemas binarios es la del caso C, siendo este ~ 1.05 veces mayor que el del caso B tardío y ~ 2.47 veces mayor que el del caso B temprano, esto porque la estrella donadora del caso C se ha expan-

dido mucho más que la estrella primaria en ambos casos B. La estrella primaria con más masa final es la del caso B temprano, teniendo $0.04 M_{\odot}$ más que el caso B tardío, y $0.09 M_{\odot}$ más que el caso C, mostrando que la estrella donadora pierde más masa entre más lejos se encuentra la WD.

Sin embargo esto último no significa que la WD reciba la mayor cantidad de masa, ya que tanto en el caso B tardío como en el C, la masa final de la WD es de $1.07 M_{\odot}$ ($0.04 M_{\odot}$ más que en el caso B temprano), sino que la estrella del caso C, al estar en la fase de TP-AGB, posee muchos vientos que expulsan masa del sistema. La estrella donadora con la mayor temperatura superficial es la del caso B temprano, siendo esta ~ 1.25 veces más alta que en el caso B tardío y ~ 1.33 veces más alta que en el caso C. El caso B tardío y el caso C tienen una pérdida de masa muy similar, la del caso B tardío solamente es $\sim 5\%$ mayor que el caso C, pero ambas son aproximadamente ~ 1 orden de magnitud mayor que el caso B temprano. Análogamente con la luminosidad, la estrella primaria del caso B tardío posee una luminosidad $\sim 13\%$ mayor que la del caso C, y ambas son ~ 1 orden de magnitud mayor que la del caso B temprano.

Las estrellas primarias de los tres casos poseen reacciones PP y CNO en la capa de quemado de hidrógeno en helio, y también en los tres casos se presentan reacciones Triple- α para el quemado de He. La diferencia principal es que en ambos casos B las reacciones de quemado de He en C y O se encuentran presentes en el núcleo de la donadora, mientras que en el caso C ocurren en una segunda capa de quemado que rodea su núcleo, el cuál no presenta reacciones. Las estrellas primarias el caso B tardío y del caso C poseen una envoltente convectiva, diferenciándose de la del caso B temprano que posee una envoltente que es tanto convectiva como radiativa. Ninguna estrella primaria posee un núcleo degenerado.

El caso B temprano fue donde el periodo y la distancia orbital finales fueron menores, mientras que el caso C tuvo un periodo y distancia orbital mayor.

Una vez concluido el análisis y comparación de los casos vistos en la presente sección, se regresó a los sistemas con estrella primaria de $1 M_{\odot}$ vistos en la Sección 4.1, y se modificó la separación inicial del sistema y se encontró que si se aumenta la distancia orbital inicial de $5 R_{\odot}$ a $10 R_{\odot}$, se obtiene un comportamiento análogo al caso B tardío de la estrella de $7 M_{\odot}$, por lo que se optó por ya no agregar la comparación, ya que sería repetir lo mencionado en la presente sección.

Cuando se intentó reducir la distancia en los sistemas de $1 M_{\odot}$ para poder obtener caso B temprano o caso A, se llegó a un bloqueo donde el sistema inicial no podía estabilizarse por la influencia de la compañera puntual a distancias menores que $4.9 R_{\odot}$, por lo que el modelo no correrá, y si se le ordena a MESA ignorar esto, el modelo entrará a un bucle infinito al inicio de su evolución produciendo resultados inválidos. El modelo con distancia orbital inicial de $4.9 R_{\odot}$ era prácticamente idéntico al de $5 R_{\odot}$, con diferencias despreciables, mostrando el mismo comportamiento del caso B ya reportado, por lo cuál se optó por no agregar a la comparación.

Capítulo 5

Conclusiones y trabajo a futuro

En esta tesis se estudió por medio de simulaciones numéricas de evolución estelar como la transferencia de masa en un sistema binario afecta dramáticamente la evolución estelar de la estrella primaria donadora. En específico se estudiaron sistemas binarios compuestos por una estrella de masa baja o una estrella de masa intermedia, con una compañera WD de masa puntual. Además, para entender como la transferencia de masa afecta la evolución del sistema binario, se estudio la evolución de la estrella primaria de masa baja y mediana cuando cada una está aislada.

Para poder estudiar sistemas binarios, es necesario primeramente resolver las ecuaciones de evolución estelar, cada una dominando un aspecto de la estrella, siendo estas la ecuación de equilibrio hidrostático, conservación de masa, conservación de energía, transporte energético (convectivo y radiativo), los criterios de estabilidad para el transporte energético (Schwarzschild y Ledoux) y la ecuación de estado. Para el sistema binario a estas ecuaciones se le añade la tercera ley de Kepler y la ecuación del potencial de Roche. Es necesario mencionar que el factor más importante que determina la evolución de la estrella primaria es el momento cuando ocurre la transferencia de masa entre las componentes del sistema. En las simulaciones hechas se presentó el caso B, donde la primera transferencia de masa ocurre cuando la donadora se encuentra en fase de gigante roja; y el caso C donde la primera transferencia de masa ocurre cuando la donadora se encuentra en fase de rama asintótica. Como la fase de gigante roja ocupa una amplia región en el camino evolutivo del diagrama HR, se conside-

raron dos subcasos, B temprano y B tardío, dependiendo en qué parte de la gigante roja se dio la transferencia de masa. Si la transferencia ocurrió cuando justamente empezaban las reacciones de quemado de helio en su núcleo, se consideró como caso B temprano, mientras que si la transferencia de masa se dio cuando la emisividad del quemado de helio superaba la del quemado de hidrógeno, se consideró como caso B tardío. Esta distinción no fue necesaria de realizar en el caso C ya que en los presentes modelos ambas capas de quemado se encontraban prendidas en todo momento, por lo que la transferencia siempre ocurrió en la etapa de pulso termonuclear dentro de la rama asintótica.

Para estudiar la evolución de los sistemas binarios y las estrellas aisladas se utilizó el código unidimensional de evolución estelar MESA (el cual resuelve las ecuaciones de la evolución estelar suponiendo simetría esférica). En específico, se estudió el caso cuando la componente principal tenía una masa solar y la compañera era una masa puntual (es decir, un objeto ideal computacional de radio cero pero con masa) de una masa solar y se estudio el caso en que la primaria tenía siete masas solares y la compañera era una masa puntual de una masa solar. Para cada caso se estudió el caso en que la primaria estaba aislada y el caso cuando se presentaba transferencia de masa (caso B para ambas masas y caso C para la estrella de masa intermedia).

Los resultados principales para el sistema binario en el que se presenta transferencia de masa fueron los siguientes:

- ★ La transferencia de masa (es decir, la pérdida de masa por parte de la estrella donadora) retrasa considerablemente la evolución de una estrella de masa baja, evitando que llegue al flash de helio. Lo anterior se refuerza al comparar las reacciones que se llevan a cabo dentro de cada una de las estrellas, mientras que en la estrella aislada hay reacciones de quemado de hidrógeno en una capa y de helio en el núcleo, la binaria solamente tiene reacciones de quemado de hidrógeno en capa.
- ★ El interior de la primaria cuando está en un sistema binario es mucho más caótico (es decir, mostrando un movimiento errático en el vídeo de la simulación)

por el cambio de regiones de mezclado y de convección y radiación, además de que en el caso donde apenas se presentaron reacciones nucleares, causaron que el núcleo no generara la energía que hubiera generado en el caso aislado. En el caso del sistema binario, la estrella primaria binaria pierde una considerable fracción de su envolvente.

- ★ Desde que se produce la transferencia de masa a la compañera puntual, el periodo orbital aumentó de forma prácticamente lineal, y, aunque menor a la inicial, la transferencia de masa continuó de manera constante hasta el final de la simulación. Cabe mencionar que como después de que se diera la transferencia de masa, el intervalo de tiempo entre cada modelo era de menos de un año, causando que la futura evolución del sistema fuera bastante lenta y por esto se terminó manualmente la simulación, indicándole directamente al programa que finalizara, cuando pasó ese punto.
- ★ Independientemente si la estrella primaria de masa baja se encuentra en un sistema binario o si está aislada, las envolventes de ambas estrellas son totalmente convectivas. De igual forma los perfiles de temperatura, densidad y emisión de neutrinos y composición química son en ambos casos muy similares.

Las diferencias entre el caso de masa baja con el de masa mediana fueron:

- ★ Masa baja: Mientras la estrella aislada llega al flash de helio, la que se encuentra en el sistema binario se encuentra considerablemente lejos de llegar a este (continuando en la parte inicial de su fase de gigante roja). Masa mediana: la transferencia de masa, tanto en el caso B temprano como en el tardío y en el caso C, la estrella abandona prominentemente su camino evolutivo usual, al continuar por una tangente, en la cuál permanece oscilando, aumentando y disminuyendo su temperatura efectiva y luminosidad, quedándose así en un bucle hasta el final de la simulación.
- ★ Como la transferencia de masa en el caso B temprano inició cuando la estrella primaria justo empezó a quemar helio, la estrella no logró mantener la misma

producción energética en su núcleo en comparación con el B tardío, por lo que su luminosidad a causa del quemado de helio fue mucho menor.

- ★ En el caso B tardío la transferencia de masa inicial es mayor que en el B temprano. En el caso C la masa total perdida por la estrella donadora es mayor, pero a causa de sus vientos, no toda llega a su compañera.
- ★ Como en el caso C, la estrella primaria ya se encuentra cerca del final de su camino evolutivo, las diferencias entre esta y la estrella aislada son mucho menores en comparación con lo obtenido en el caso B.

Es importante mencionar que no se logró producir transferencia de masa caso A en los sistemas binarios analizados (variando la separación orbital inicial). Para separaciones orbitales menores a las que se reportan en esta tesis el modelo inicial de MESA no podía estabilizarse a causa de la influencia de la masa puntual compañera, evitando que corriera la simulación, y si se le indicaba a MESA que ignorara esto, la simulación entraba en un bucle infinito.

En previos trabajos que han utilizado simulaciones numéricas para modelar sistemas binarios, se habla del uso de distintos programas para calcular los distintos aspectos físicos de la estrella, como la ecuación de estado, gravedad o transporte radiativo ([Ivanova et al., 2020](#)); la dependencia de soluciones analíticas que no siempre se pueden obtener ([Negu & Tessema, 2015](#)), o la necesidad de brindarle datos observacionales a las simulaciones, por lo que se tiene una fuerte dependencia de *surveys* de los que se tienen propias limitaciones por las longitudes de onda de observación de cada uno ([Belloni & Schreiber, 2023](#)). Al estudiar los sistemas binarios con MESA, no se tienen dichos problemas ya que como es unidimensional, se pueden obtener todos los parámetros con el mismo código, no se necesitan soluciones analíticas debido a su forma de resolución de las ecuaciones, y no depende de datos observacionales para obtener los modelos y simulaciones. Es por esto que MESA provee una nueva herramienta muy útil para el estudio de sistemas binarios que aún no ha sido ampliamente explotada.

Quedan por estudiarse los efectos que la metalicidad, rotación, pérdida de masa,

overshooting, semiconvección y campos magnéticos producen en los sistemas binarios que se estudiaron en esta tesis. En un futuro se obtendrán datos más precisos de la fase de CE ya que en la versión de MESA utilizada en la presente tesis aún no tiene el módulo de la CE implementado. Se espera que en las próximas versiones de MESA ya se encuentre instalado dicho módulo.

En un futuro se planea utilizar códigos tridimensionales hidrodinámicos y magneto-hidrodinámicos los cuales, a partir de los resultados y configuraciones dadas por MESA, estudien con mayor detalle y física la evolución de la CE, por lo que se espera poder aportar estudios sobre sistemas binarios con transferencia de masa utilizando simulaciones numéricas con MESA y a partir de las mismas crear simulaciones hidrodinámicas del sistema para así modelar otras características que MESA no puede, como disco de acreción y jets, siendo esta la especial contribución a futuro del presente trabajo, ya que es algo que aún no se ha hecho.

Como comentario final, en un futuro próximo se planea también publicar un estudio dónde se analiza el comportamientos de varios sistemas binarios con coeficiente de masas de $q = 5$, variando la masa de la donadora para cubrir escenarios donde esta sea de masa baja, intermedia y, de ser posible, alta. Junto con variar la masa de la compañera puntual de tal forma que sea enana blanca, estrella de neutrones, o agujero negro, para conseguir así un gran catálogo con una gran variedad de configuraciones útiles para estudios más detallados.

Apéndice A

Diagramas adicionales

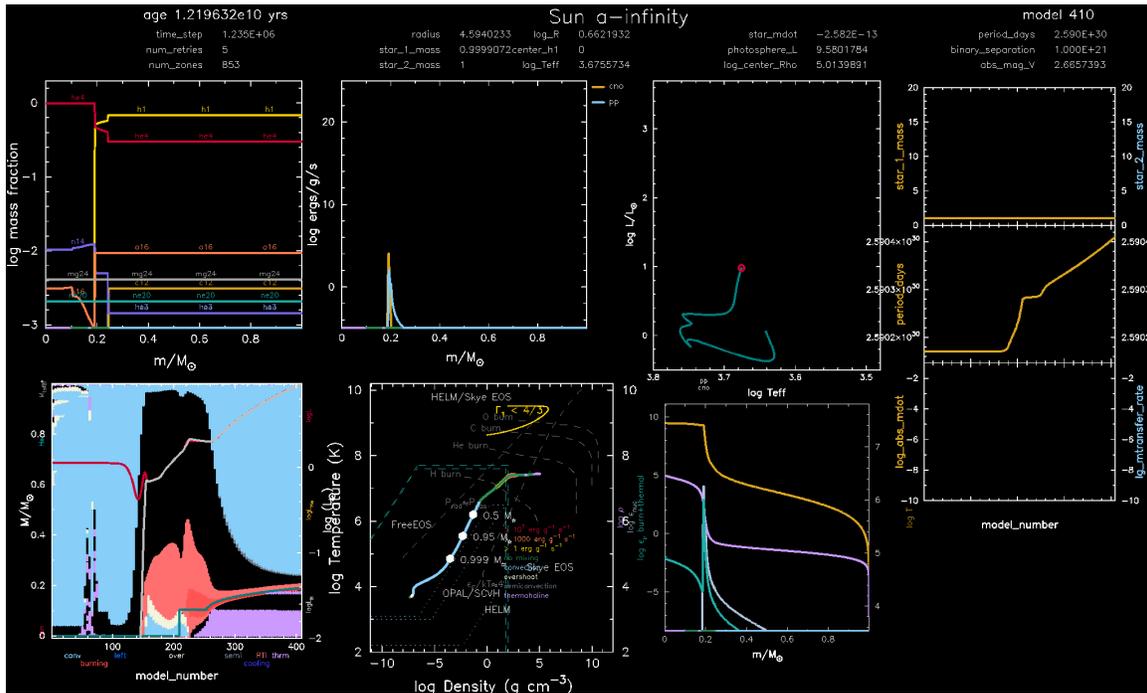


Figura A.1: Cuadrícula de diagramas mostrada por MESA, en la parte superior de izquierda a derecha se encuentran abundancias, emisividad, HR, masa, periodo orbital, transferencia de masa en la parte superior; en la parte inferior de izquierda a derecha se encuentran Kippenhahn, $\rho - T$ y perfiles.

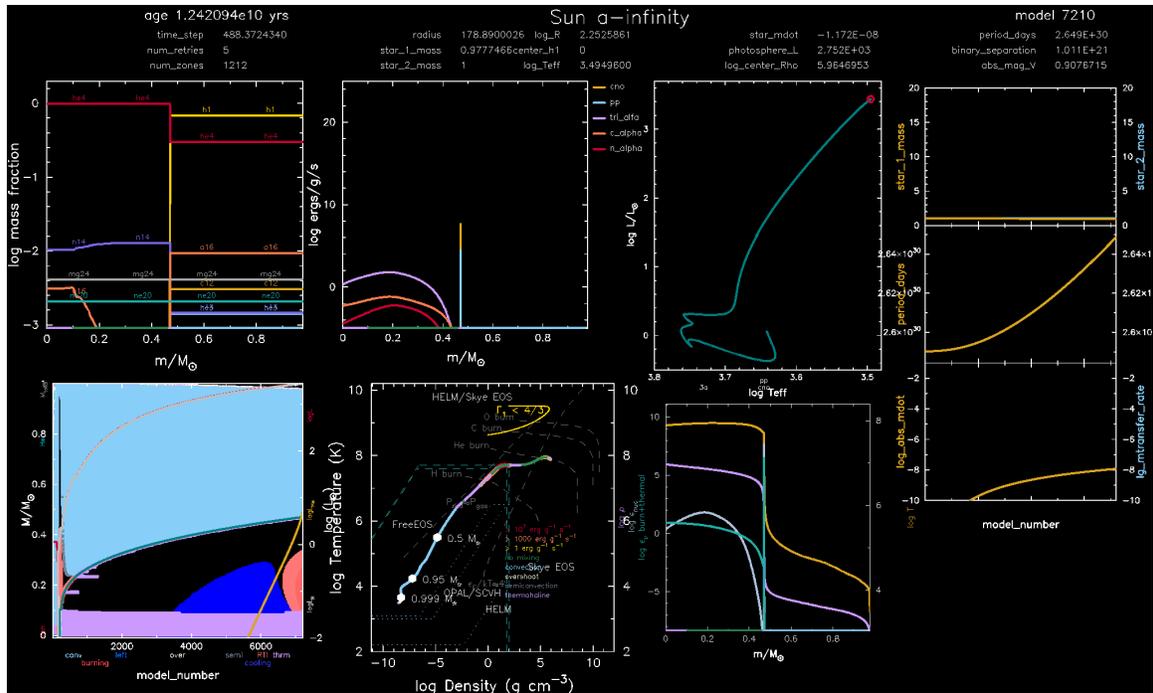


Figura A.2: Evolución de un sistema binario conformado por una estrella de $1 M_\odot$ y una masa puntual de $1 M_\odot$ (dada la separación orbital tan grande, $10^{21} R_\odot$, el sistema binario no entra en interacción). Las gráficas que se muestran son los diagramas de abundancias; el perfil de las reacciones nucleares (PP, CNO, triple alfa); el diagrama HR; el diagrama de Kippenhahn; el diagrama $\rho - T$; y los perfiles de densidad, temperatura, emisividad, y emisión de neutrinos cuando el sistema binario tiene una edad de 1.24×10^{10} yr.

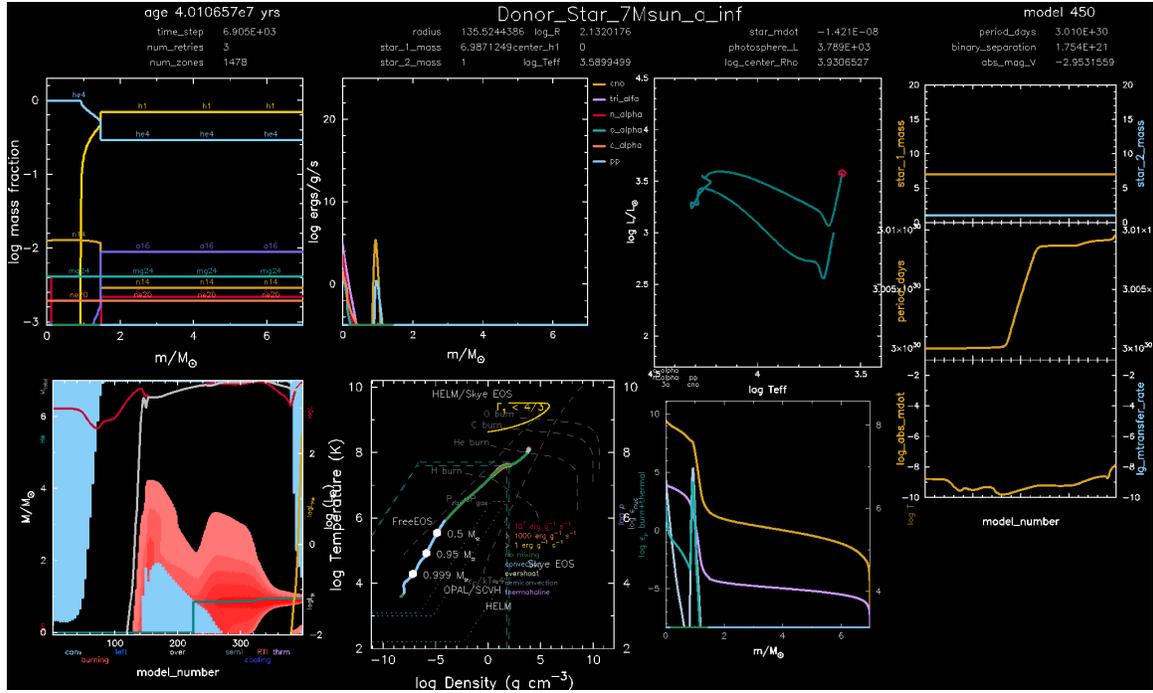


Figura A.4: Evolución de un sistema binario conformado por una estrella de $7 M_{\odot}$ y una masa puntual de $1 M_{\odot}$ (dada la separación orbital tan grande, $10^{21} R_{\odot}$, el sistema binario no entra en interacción). Las gráficas que se muestran son los diagramas de abundancias; el perfil de las reacciones nucleares (PP, CNO, triple alfa); el diagrama HR; el diagrama de Kippenhahn; el diagrama $\rho - T$; y los perfiles de densidad, temperatura, emisividad, y emisión de neutrinos cuando el sistema binario tiene una edad de 4.01×10^7 yr.

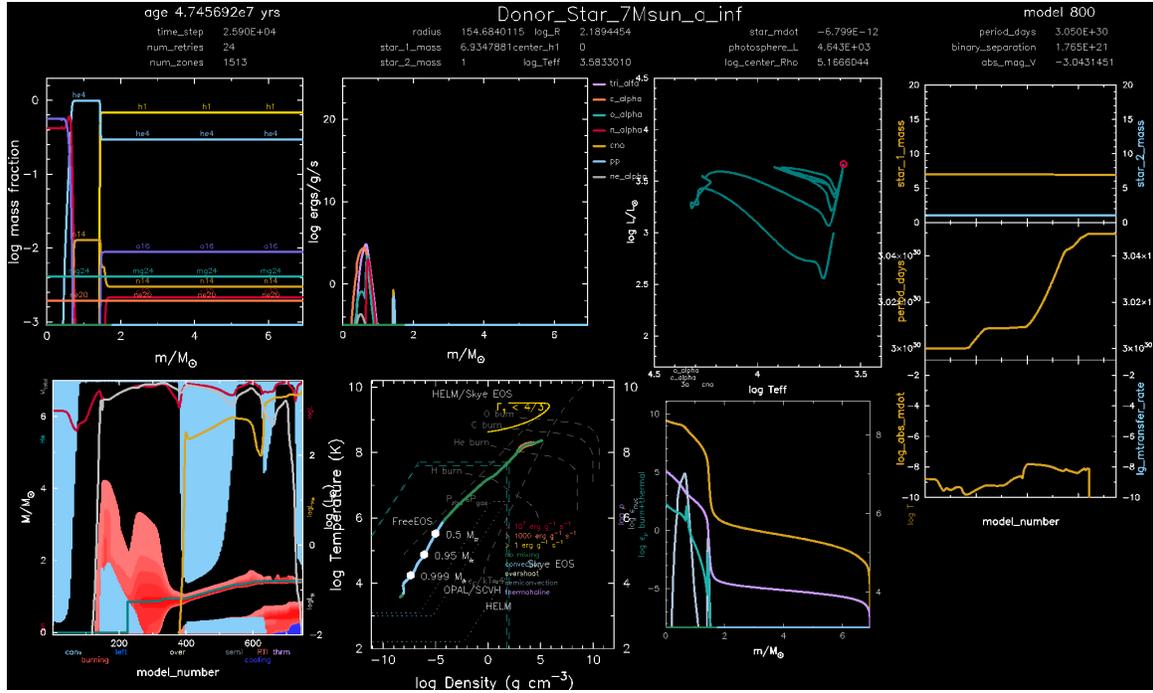


Figura A.5: Evolución de un sistema binario conformado por una estrella de $7 M_{\odot}$ y una masa puntual de $1 M_{\odot}$ (dada la separación orbital tan grande ($10^{21} R_{\odot}$), el sistema binario no entra en interacción). Las gráficas que se muestran son el diagramas de abundancias; el perfil de las reacciones nucleares (PP, CNO, triple alfa); el diagrama HR; el diagrama de Kippenhahn; el diagrama $\rho - T$; y los perfiles de densidad, temperatura, emisividad, y emisión de neutrinos cuando el sistema binario tiene una edad de 4.74×10^7 yr.

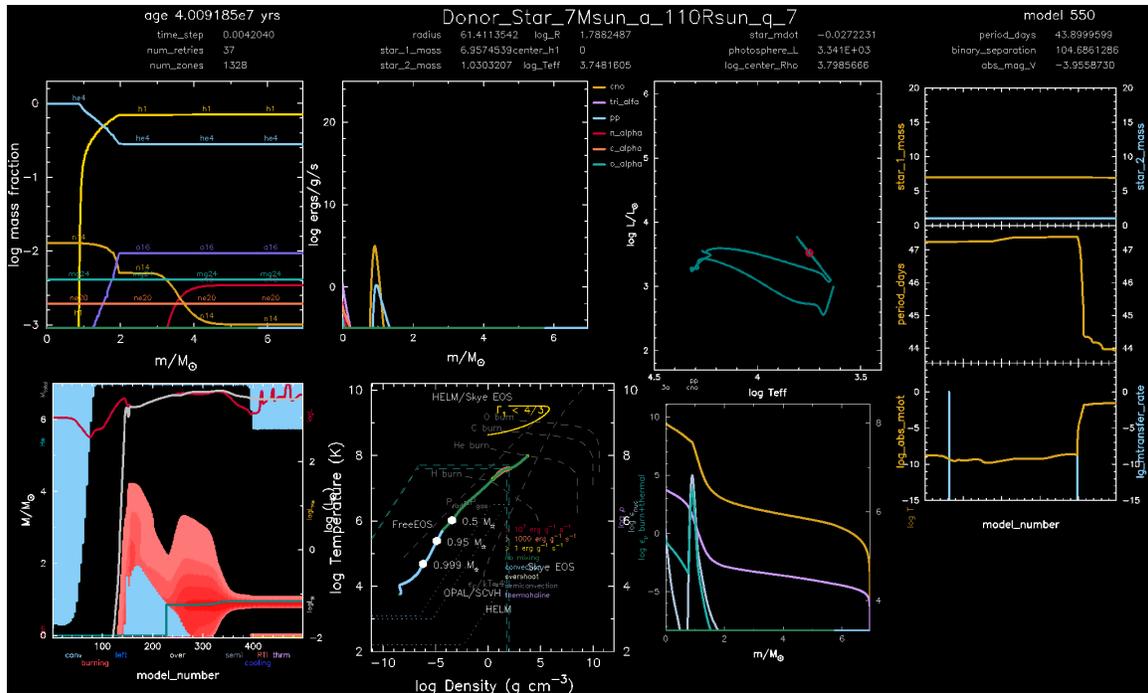


Figura A.6: Igual que la Figura A.4 para el caso en que se tiene transferencia de masa justo entrando a la etapa de gigante roja.

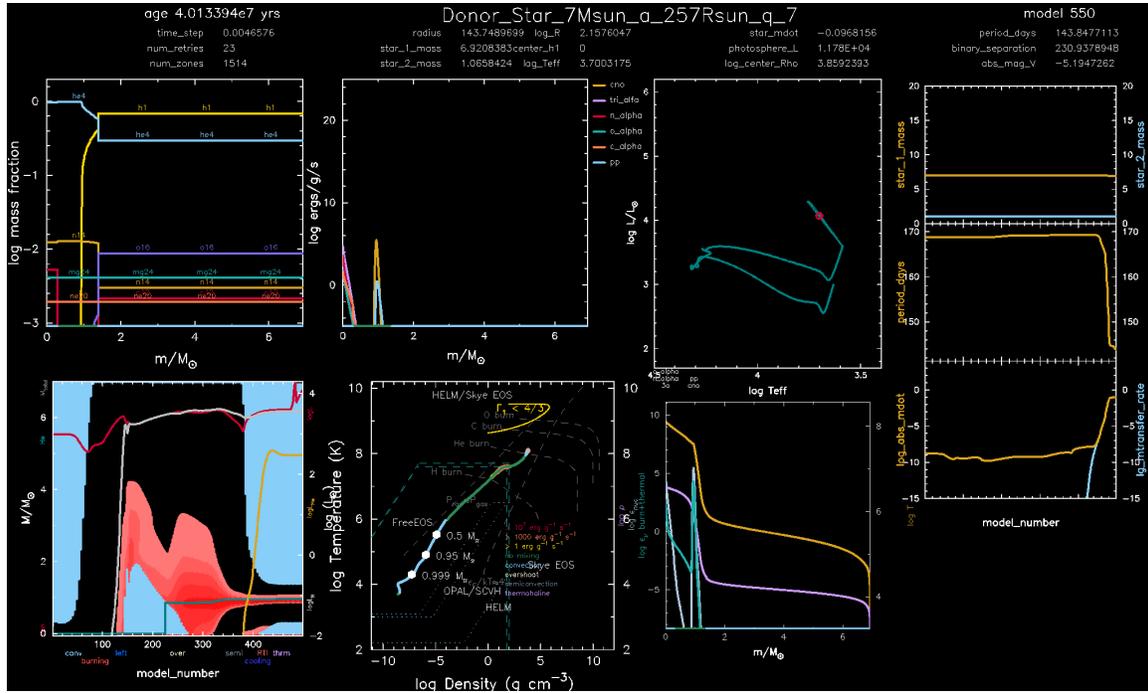


Figura A.7: Igual que la Figura A.4 para el caso en que se tiene transferencia de masa cerca del final de su etapa de gigante roja.

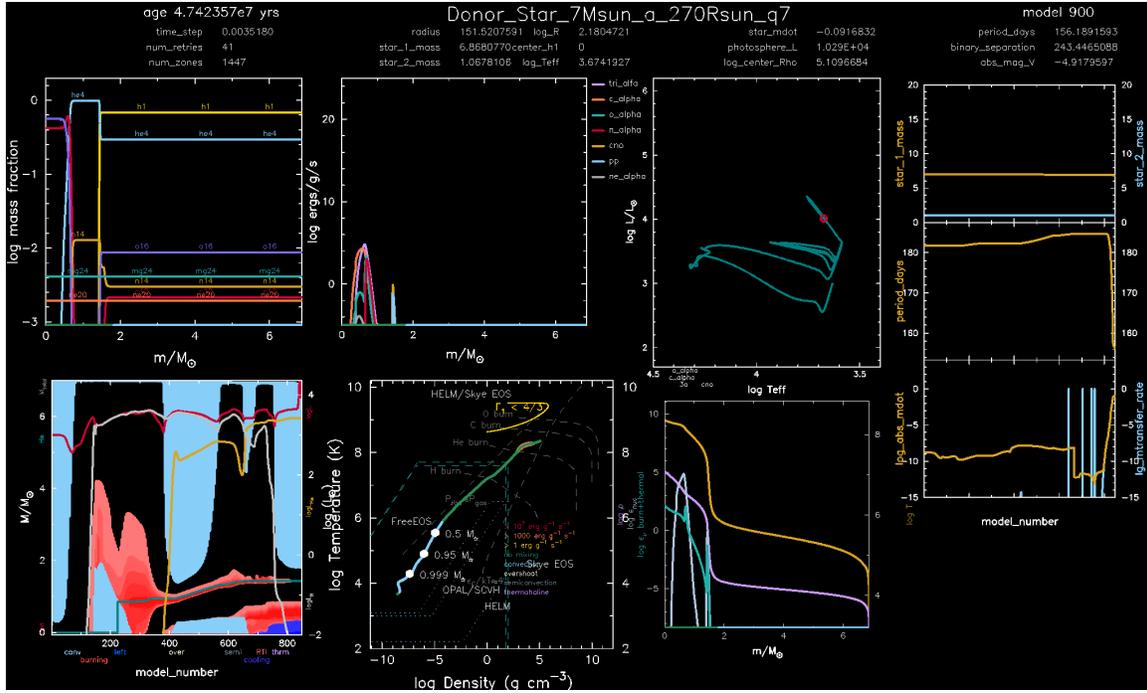


Figura A.8: Igual que la Figura A.5 para el caso en que se tiene transferencia de masa en la fase de TP-AGB.

Apéndice B

Inlists

B.1. Estrella aislada de masa baja

```
1 &binary_job
2
3 ! What inlist to use for the first star
4 inlist_names(1) = 'inlist1'
5
6 ! Whether to evolve both stars in the system or treat one as a point mass
7 evolve_both_stars = .false.
8
9 /! end of binary_job namelist
10
11
12 &binary_controls
13
14 ! Initial conditions for the binary
15 m1 = 1.000 ! donor mass in Msun
16 m2 = 1.000 ! companion mass in Msun
17 initial_period_in_days = -1
18 initial_separation_in_Rsuns = 1.0021
19
20 ! Mass transfer efficiency controls
21 mass_transfer_alpha = 0.00 ! fraction of mass lost from the vicinity of donor as fast wind
22 mass_transfer_beta = 0.00 ! fraction of mass lost from the vicinity of accretor as fast wind
23 mass_transfer_delta = 0.00 ! fraction of mass lost from circumbinary coplanar toroid
24
25 ! Orbital angular momentum controls
26 do_jdot_mb = .false. ! Magnetic braking around accretor
27 do_jdot_gr = .false. ! Gravitational radiation taken into account
28 do_jdot_m = .true. ! Mass loss, see mechanisms applied in mass_transfer_*
29
30 ! Mass transfer scheme
31 mdot_scheme = "Kolb" ! These have similar speed
32
33 ! Resolution parameters
34 ! NB! To speed up the models, we have reduced the resolution.
35 ! This coarse resolution is not recommended to use for robust predictions.
36 ! Timestep controls
37 ! fr is related to Roche lobe
38 fr = 0.05 ! change of relative Roche lobe gap (default 0.01)
39 fr_limit = 1d-2 ! Limit change
40 fr_dt_limit = 502 ! Minimum timestep limit allowed for fr in years
41 ! fj is related to orbital angular momentum
42 fj = 0.05 ! change of orbital angular momentum
43 fm = 0.05 ! default 0.01, envelope mass
44 fm_limit = 1d-2
45 fdm = 0.05 ! default 0.005, fractional mass change of either star
46 fdm_hard = 0.1
47 fa = 0.05 ! default 0.01, binary separation
48
49 max_tries_to_achieve = 100 ! If this is <= 0 then explicit mass transfer scheme is used.
50 implicit_scheme_tolerance = 1d-1
51
52 terminal_interval = 1
53 !report_rlo_solver_progress = .true.
54
55 ! Correct the mass accretion rate by radiation emitted from BH accretion
56 use_radiation_corrected_transfer_rate = .false.
57
58 /! end of binary_controls namelist
59
60
```

Figura B.1: Inlist project. En este archivo se especifica que la masa de la estrella primaria y secundaria sean de $1M_{\odot}$, que la secundaria sea tratada como una masa puntual, el periodo orbital del sistema binario (en este caso en particular, lo suficientemente grande para que la estrella primaria actúe como aislada), las condiciones de la transferencia de masa, las condiciones del momento angular orbital, el modelo para la transferencia de masa, las condiciones del Lóbulo de Roche, y la tolerancia para el cálculo de la tasa de transferencia de masa; además en este archivo se indicaría si la compañera debería considerarse como agujero negro.

```

1   &star_job
2
3
4   ! For the output in the beginning of the screenlog
5   show_log_description_at_start = .true.
6   show_net_species_info = .true.
7
8   ! Load ZAMS model
9   load_saved_model = .true.
10  load_model_filename = 'start.mod'
11
12  ! Get pgstar going
13  pgstar_flag = .true.
14
15  ! Pause before the code finishes running
16  ! pause_before_terminate = .true.
17
18  / ! end of star_job namelist
19
20
21  &eos
22  ! eos options
23  ! see eos/defaults/eos.defaults
24
25  / ! end of eos namelist
26
27
28  &kap
29  ! kap options
30  ! see kap/defaults/kap.defaults
31
32  use_Type2_opacities = .true.
33  Zbase = 0.02
34
35  / ! end of kap namelist
36
37
38  &controls
39
40  ! Where to put the output files for the star
41  log_directory = 'LOGS1'
42
43  ! Store the screenlong from the star
44  extra_terminal_output_file = 'log1'
45
46  ! Settings for saving output and for screenlog
47  profile_interval = 1000
48  history_interval = 1
49  terminal_interval = 1
50  write_header_frequency = 10
51
52  ! Metallicity
53  !initial_z = 0.02
54
55  ! Central abundance limit
56  ! xa_central_lower_limit_species(1) = 'c12'
57  ! xa_central_lower_limit(1) = 0.000001d0
58
59  log_l_upper_limit = 3.44
60
61
62  ! MIXING
63  ! 1) Semiconvection
64  use_ledoux_criterion = .true.
65  alpha_semiconvection = 1.0
66
67  ! 2) Thermohaline mixing
68  thermohaline_coeff = 2.0
69
70  ! 3) Convection
71  mixing_length_alpha = 2.0
72
73  ! 4) Overshooting (over all convective regions)
74  overshoot_scheme(1) = 'exponential'
75  overshoot_zone_type(1) = 'any'
76  overshoot_zone_loc(1) = 'any'
77  overshoot_bdy_loc(1) = 'top'
78  overshoot_f(1) = 0.0425d0
79  overshoot_f0(1) = 0.001d0
80
81  ! WIND MASS LOSS
82  ! 1) Cool stars
83  cool_wind_RGB_scheme = 'Dutch'
84  cool_wind_AGB_scheme = 'Dutch'
85  Reimers_scaling_factor = 1d0
86
87  ! 2) Hot stars
88  hot_wind_scheme = 'Dutch'
89  Dutch_scaling_factor = 1d0
90
91
92  ! Resolution parameters
93  ! NB! For this lab to run smoothly, we have decreased the temporal and spatial resolution.
94  ! These settings are not recommended for reliable numerical results
95
96  varcontrol_target = 1e-2
97  time_delta_coeff = 1.5
98  mesh_delta_coeff = 1.5
99
100
101 / ! end of controls namelist

```

Figura B.2: Inslit donar. En este archivo se especifica el modelo inicial que carga MESA, los datos que muestra en terminal, las especificaciones del guardado de archivos, y los parámetros de la estrella donadora, como ecuación de estado, la metalicidad, los límites permitidos de las abundancias, el límite máximo para la luminosidad, las condiciones de mezclado, el viento y la resolución.

B.2. Estrella binaria de masa baja

```

1  &binary_job
2
3  ! What inlist to use for the first star
4  inlist_names(1) = 'inlist1'
5
6  ! Whether to evolve both stars in the system or treat one as a point mass
7  evolve_both_stars = .false.
8
9  /! end of binary_job namelist
10
11  &binary_controls
12
13  ! Initial conditions for the binary
14  m1 = 1.000 ! donor mass in Msun
15  m2 = 1.000 ! companion mass in Msun
16  initial_period_in_days = -1
17  initial_separation_in_Rsuns = 5
18
19  ! Mass transfer efficiency controls
20  mass_transfer_alpha = 0.00 ! fraction of mass lost from the vicinity of donor as fast wind
21  mass_transfer_beta = 0.00 ! fraction of mass lost from the vicinity of accretor as fast wind
22  mass_transfer_delta = 0.00 ! fraction of mass lost from circumbinary coplanar toroid
23
24  ! Orbital angular momentum controls
25  do_jdot_mb = .false. ! Magnetic braking around accretor
26  do_jdot_gr = .false. ! Gravitational radiation taken into account
27  do_jdot_ml = .true. ! Mass loss, see mechanisms applied in mass_transfer_*
28
29  ! Mass transfer scheme
30  mdot_scheme = "Kolb" ! These have similar speed
31
32  ! Resolution parameters
33  ! NB! To speed up the models, we have reduced the resolution.
34  ! This coarse resolution is not recommended to use for robust predictions.
35  ! Timestep controls
36  ! fr is related to Roche lobe
37  fr = 0.05 ! change of relative Roche lobe gap (default 0.01)
38  fr_limit = 1d-2 ! Limit change
39  fr_dt_limit = 5d2 ! Minimum timestep limit allowed for fr in years
40  ! fj is related to orbital angular momentum
41  fj = 0.05 ! change of orbital angular momentum
42  fm = 0.05 ! default 0.01, envelope mass
43  fm_limit = 1d-2
44  fdm = 0.05 ! default 0.005, fractional mass change of either star
45  fdm_hard = 0.1
46  fa = 0.05 ! default 0.01, binary separation
47
48  max_tries_to_achieve = 100 ! If this is <= 0 then explicit mass transfer scheme is used.
49  implicit_scheme_tolerance = 1d-1
50
51  terminal_interval = 1
52  !report_rlo_solver_progress = .true.
53
54  ! Correct the mass accretion rate by radiation emitted from BH accretion
55  use_radiation_corrected_transfer_rate = .false.
56
57  /! end of binary_controls namelist
58
59
60

```

Figura B.3: Inlist project. En este archivo se especifica que la masa de a estrella primaria y secundaria sean de $1M_{\odot}$, que la secundaria sea tratada como una masa puntual, el periodo orbital del sistema binario, las condiciones de la transferencia de masa, las condiciones del momento angular orbital, el modelo para la transferencia de masa, las condiciones del Lóbulo de Roche, y la tolerancia para el cálculo de la tasa de transferencia de masa; además en este archivo se indicaría si la compañera debería considerarse como agujero negro. Finalmente, también dentro de este archivo se indica cuál Inlist pgstar usar.

```

1      &star_job
2
3
4      ! For the output in the beginning of the screenlog
5      show_log_description_at_start = .true.
6      show_net_species_info = .true.
7
8      ! Load ZAMS model
9      load_saved_model = .true.
10     load_model_filename = 'start.mod'
11
12     ! Get pgstar going
13     pgstar_flag = .true.
14
15     ! Pause before the code finishes running
16     ! pause_before_terminate = .true.
17
18     / ! end of star_job namelist
19
20
21     &eos
22     ! eos options
23     ! see eos/defaults/eos.defaults
24
25     / ! end of eos namelist
26
27
28     &kap
29     ! kap options
30     ! see kap/defaults/kap.defaults
31
32     use_Type2_opacities = .true.
33     Zbase = 0.02
34
35     / ! end of kap namelist
36
37
38     &controls
39
40     ! Where to put the output files for the star
41     log_directory = 'LOGS1'
42
43     ! Store the screenlong from the star
44     extra_terminal_output_file = 'log1'
45
46     ! Settings for saving output and for screenlog
47     profile_interval = 1000
48     history_interval = 1
49     terminal_interval = 1
50     write_header_frequency = 10
51
52     ! Metallicity
53     !initial_z = 0.02
54
55     ! Central abundance limit
56     xa_central_lower_limit_species(1) = 'he4'
57     xa_central_lower_limit(1) = 0.01d0
58
59
60     ! MIXING
61     ! 1) Semiconvection
62     use_ledoux_criterion = .true.
63     alpha_semiconvection = 1.0
64
65     ! 2) Thermohaline mixing
66     thermohaline_coeff = 2.0
67
68     ! 3) Convection
69     mixing_length_alpha = 2.0
70
71     ! 4) Overshooting (over all convective regions)
72     overshoot_scheme(1) = 'exponential'
73     overshoot_zone_type(1) = 'any'
74     overshoot_zone_loc(1) = 'any'
75     overshoot_bdy_loc(1) = 'top'
76     overshoot_f(1) = 0.0425d0
77     overshoot_f0(1) = 0.001d0
78
79     ! WIND MASS LOSS
80     ! 1) Cool stars
81     cool_wind_RGB_scheme = 'Dutch'
82     cool_wind_AGB_scheme = 'Dutch'
83     Reimers_scaling_factor = 1d0
84
85     ! 2) Hot stars
86     hot_wind_scheme = 'Dutch'
87     Dutch_scaling_factor = 1d0
88
89
90     ! Resolution parameters
91     ! NB! For this lab to run smoothly, we have decreased the temporal and spatial resolution.
92     ! These settings are not recommended for reliable numerical results
93
94     varcontrol_target = 1e-2
95     time_delta_coeff = 1.5
96     mesh_delta_coeff = 1.5
97
98
99     / ! end of controls namelist

```

Figura B.4: Inslit donar. En este archivo se especifica el modelo inicial que carga MESA, los datos que muestra en terminal, las especificaciones del guardado de archivos, y los parámetros de la estrella donadora, como ecuación de estado, la metalicidad, los límites permitidos de las abundancias, el límite máximo para la luminosidad, las condiciones de mezclado, el viento y la resolución.

B.3. Estrella aislada de masa intermedia

```

1 &binary_job
2
3 ! What inlist to use for the first star
4 inlist_names(1) = 'inlist1'
5
6 ! Whether to evolve both stars in the system or treat one as a point mass
7 evolve_both_stars = .false.
8
9 /! end of binary_job namelist
10
11 &binary_controls
12
13 ! Initial conditions for the binary
14 m1 = 7.000 ! donor mass in Msun
15 m2 = 1.400 ! companion mass in Msun
16 initial_period_in_days = 3.0000
17
18 ! Mass transfer efficiency controls
19 mass_transfer_alpha = 0.00 ! fraction of mass lost from the vicinity of donor as fast wind
20 mass_transfer_beta = 0.00 ! fraction of mass lost from the vicinity of accretor as fast wind
21 mass_transfer_delta = 0.00 ! fraction of mass lost from circumbinary coplanar toroid
22
23 ! Orbital angular momentum controls
24 do_jdot_mb = .false. ! Magnetic braking around accretor
25 do_jdot_gr = .false. ! Gravitational radiation taken into account
26 do_jdot_ml = .true. ! Mass loss, see mechanisms applied in mass_transfer_*
27
28 ! Mass transfer scheme
29 mdot_scheme = "Kolb" ! These have similar speed
30
31
32 ! Resolution parameters
33 ! NB! To speed up the models, we have reduced the resolution.
34 ! This coarse resolution is not recommended to use for robust predictions.
35 ! Timestep controls
36 ! fr is related to Roche lobe
37 fr = 0.05 ! change of relative Roche lobe gap (default 0.01)
38 fr_limit = 1d-2 ! Limit change
39
40 ! fj is related to orbital angular momentum
41 fj = 0.05 ! change of orbital angular momentum
42 fm = 0.05 ! default 0.01, envelope mass
43 fm_limit = 1d-2
44 fdm = 0.05 ! default 0.005, fractional mass change of either star
45 fdm_hard = 0.1
46 fa = 0.05 ! default 0.01, binary separation
47
48 max_tries_to_achieve = 100 ! If this is <= 0 then explicit mass transfer scheme is used.
49 implicit_scheme_tolerance = 1d-1
50
51 terminal_interval = 1
52 !report_rlo_solver_progress = .true.
53
54 ! Correct the mass accretion rate by radiation emitted from BH accretion
55 use_radiation_corrected_transfer_rate = .false.
56
57
58 /! end of binary_controls namelist
59
60

```

Figura B.5: Inlist project. En este archivo se especifica que la masa de la estrella primaria sea de $7 M_{\odot}$ y la secundaria de $1.4 M_{\odot}$, que la secundaria sea tratada como una masa puntual, el periodo orbital del sistema binario (que en este caso sea lo suficientemente grande para que no interactúe), las condiciones de la transferencia de masa, las condiciones del momento angular orbital, el modelo para la transferencia de masa, las condiciones del Lóbulo de Roche, y la tolerancia para el cálculo de la tasa de transferencia de masa; además en este archivo se indicaría si la compañera debería considerarse como agujero negro. Finalmente, también dentro de este archivo se indica cuál Inlist pgstar usar.

```

1  &star_job
2
3
4  ! For the output in the beginning of the screenlog
5  show_log_description_at_start = .true.
6  show_net_species_info = .true.
7
8  ! Load ZAMS model
9  !load_saved_model = .true.
10 !saved_model_name = ''
11
12 ! Get pgstar going
13 pgstar_flag = .true.
14
15 ! Pause before the code finishes running
16 ! pause_before_terminate = .true.
17
18 / ! end of star_job namelist
19
20
21 &eos
22 ! eos options
23 ! see eos/defaults/eos.defaults
24
25 / ! end of eos namelist
26
27
28 &kap
29 ! kap options
30 ! see kap/defaults/kap.defaults
31
32 use_Type2_opacities = .true.
33 Zbase = 0.02
34
35 / ! end of kap namelist
36
37
38 &controls
39
40 ! Where to put the output files for the star
41 log_directory = 'LOGS1'
42
43 ! Store the screenlong from the star
44 extra_terminal_output_file = 'log1'
45
46 ! Settings for saving output and for screenlog
47 profile_interval = 1000
48 history_interval = 1
49 terminal_interval = 1
50 write_header_frequency = 10
51
52 ! Metallicity
53 !initial_z = 0.02
54
55 ! Central abundance limit
56 xa_central_lower_limit_species(1) = 'c12'
57 xa_central_lower_limit(1) = 0.000001d0
58
59
60 ! MIXING
61 ! 1) Semiconvection
62 use_ledoux_criterion = .true.
63 alpha_semiconvection = 1.0
64
65 ! 2) Thermohaline mixing
66 thermohaline_coeff = 2.0
67
68 ! 3) Convection
69 mixing_length_alpha = 2.0
70
71 ! 4) Overshooting (over all convective regions)
72 overshoot_scheme(1) = 'exponential'
73 overshoot_zone_type(1) = 'any'
74 overshoot_zone_loc(1) = 'any'
75 overshoot_bdy_loc(1) = 'top'
76 overshoot_f(1) = 0.0425d0
77 overshoot_f0(1) = 0.001d0
78
79 ! WIND MASS LOSS
80 ! 1) Cool stars
81 cool_wind_RGB_scheme = 'Dutch'
82 cool_wind_AGB_scheme = 'Dutch'
83 Reimers_scaling_factor = 1d0
84
85 ! 2) Hot stars
86 hot_wind_scheme = 'Dutch'
87 Dutch_scaling_factor = 1d0
88
89
90 ! Resolution parameters
91 ! NB! For this lab to run smoothly, we have decreased the temporal and spatial resolution.
92 ! These settings are not recommended for reliable numerical results
93
94 varcontrol_target = 1e-2
95 time_delta_coeff = 1.5
96 mesh_delta_coeff = 1.5
97
98
99 / ! end of controls namelist

```

Figura B.6: Inslit donar. En este archivo se especifica el modelo inicial que carga MESA, los datos que muestra en terminal, las especificaciones del guardado de archivos, y los parámetros de la estrella donadora, como ecuación de estado, la metalicidad, los límites permitidos de las abundancias, el límite máximo para la luminosidad, las condiciones de mezclado, el viento y la resolución.

B.4. Estrella binaria de masa intermedia caso B temprano

```

1  $binary_job
2
3  ! What inlist to use for the first star
4  inlist_names(1) = 'inlist1'
5
6  ! Whether to evolve both stars in the system or treat one as a point mass
7  evolve_both_stars = .false.
8
9  /! end of $binary_job namelist
10
11
12  $binary_controls
13
14  ! Initial conditions for the binary
15  m1 = 7.000 ! donor mass in Msun
16  m2 = 1.400 ! companion mass in Msun
17  initial_period_in_days = 3.0d30
18  initial_period_in_days = -1
19  initial_separation_in Rsuns = 110
20
21  ! Mass transfer efficiency controls
22  mass_transfer_alpha = 0d0 ! fraction of mass lost from the vicinity of donor as fast wind
23  mass_transfer_beta = 0d0 ! fraction of mass lost from the vicinity of accretor as fast wind
24  mass_transfer_delta = 0d0 ! fraction of mass lost from circumbinary coplanar toroid
25
26  ! Orbital angular momentum controls
27  do_idot_mb = .false. ! Magnetic braking around accretor
28  do_idot_gr = .false. ! Gravitational radiation taken into account
29  do_idot_al = .true. ! Mass loss, see mechanisms applied in mass_transfer_*
30
31  ! Mass transfer scheme
32  mdot_scheme = "Kolb" ! These have similar speed
33
34  ! Resolution parameters
35  ! NB! To speed up the models, we have reduced the resolution.
36  ! This coarse resolution is not recommended to use for robust predictions.
37  ! Timestep controls
38  ! fr is related to Roche lobe
39
40  ! Resolution parameters
41  ! NB! To speed up the models, we have reduced the resolution.
42  ! This coarse resolution is not recommended to use for robust predictions.
43  ! Timestep controls
44  ! fr is related to Roche lobe
45  fr = 0.05 ! change of relative Roche lobe gap (default 0.01)
46  fr_limit = 1d-2 ! Limit change
47  fr_dt_limit = 502 ! Minimum timestep limit allowed for fr in years
48  ! fj is related to orbital angular momentum
49  fj = 0.05 ! change of orbital angular momentum
50  fm = 0.05 ! default 0.01, envelope mass
51  fm_limit = 1d-2
52  fdm = 0.05 ! default 0.005, fractional mass change of either star
53  fdm_hard = 0.1
54  fa = 0.05 ! default 0.01, binary separation
55
56  max_tries_to_achieve = 100 ! If this is <= 0 then explicit mass transfer scheme is used.
57  implicit_scheme_tolerance = 1d-1
58
59  terminal_interval = 1
60  !report_rlo_solver_progress = .true.
61
62  ! Correct the mass accretion rate by radiation emitted from BH accretion
63  use_radiation_corrected_transfer_rate = .false.
64
65  /! end of $binary_controls namelist
66

```

Figura B.7: Inlist project. En este archivo se especifica que la masa de la estrella primaria sea de $7 M_{\odot}$ y la secundaria de $1.4 M_{\odot}$, que la secundaria sea tratada como una masa puntual, el periodo orbital del sistema binario (en este caso lo suficientemente cercano para que se de la transferencia temprana), las condiciones de la transferencia de masa, las condiciones del momento angular orbital, el modelo para la transferencia de masa, las condiciones del Lóbulo de Roche, y la tolerancia para el cálculo de la tasa de transferencia de masa; además en este archivo se indicaría si la compañera debería considerarse como agujero negro. Finalmente, también dentro de este archivo se indica cuál Inlist pgstar usar.

```

1  &star_job|
2
3
4  ! For the output in the beginning of the screenlog
5  show_log_description_at_start = .true.
6  show_net_species_info = .true.
7
8  ! Load ZAMS model
9  !load_saved_model = .true.
10 !saved_model_name = ''
11
12 ! Get pgstar going
13 pgstar_flag = .true.
14
15 ! Pause before the code finishes running
16 ! pause_before_terminate = .true.
17
18 / ! end of star_job namelist
19
20
21 &eos
22 ! eos options
23 ! see eos/defaults/eos.defaults
24
25 / ! end of eos namelist
26
27
28 &kap
29 ! kap options
30 ! see kap/defaults/kap.defaults
31
32 use_Type2_opacities = .true.
33 Zbase = 0.02
34
35 / ! end of kap namelist
36
37
38
39
40
41
42
43
44
45
46
47
48
49
50
51
52
53
54
55
56
57
58
59
60
61
62
63
64
65
66
67
68
69
70
71 ! 4) Overshooting (over all convective regions)
72 overshoot_scheme(1) = 'exponential'
73 overshoot_zone_type(1) = 'any'
74 overshoot_zone_loc(1) = 'any'
75 overshoot_bdy_loc(1) = 'top'
76 overshoot_f(1) = 0.0425d0
77 overshoot_f0(1) = 0.001d0
78
79 ! WIND MASS LOSS
80 ! 1) Cool stars
81 cool_wind_RGB_scheme = 'Dutch'
82 cool_wind_AGB_scheme = 'Dutch'
83 Reiners_scaling_factor = 1d0
84
85 ! 2) Hot stars
86 hot_wind_scheme = 'Dutch'
87 Dutch_scaling_factor = 1d0
88
89
90 ! Resolution parameters
91 ! NB! For this lab to run smoothly, we have decreased the temporal and spatial resolution.
92 ! These settings are not recommended for reliable numerical results
93
94 varcontrol_target = 1e-2
95 time_delta_coeff = 1.5
96 mesh_delta_coeff = 1.5
97
98
99 / ! end of controls namelist

```

Figura B.8: Inslit donar. En este archivo se especifica el modelo inicial que carga MESA, los datos que muestra en terminal, las especificaciones del guardado de archivos, y los parámetros de la estrella donadora, como ecuación de estado, la metalicidad, los límites permitidos de las abundancias, el límite máximo para la luminosidad, las condiciones de mezclado, el viento y la resolución.

B.5. Estrella binaria de masa intermedia caso B tardío

```

1 $binary_job
2
3 ! What inlist to use for the first star
4 inlist_names(1) = 'inlist1'
5
6 ! Whether to evolve both stars in the system or treat one as a point mass
7 evolve_both_stars = .false.
8
9 ! end of binary_job namelist
10
11
12 $binary_controls
13
14 ! Initial conditions for the binary
15 m1 = 7.0d0 ! donor mass in Msun
16 m2 = 1.4d0 ! companion mass in Msun
17 initial_period_in_days = 3.0d30
18 initial_period_in_days = -1
19 initial_separation_in Rsuns = 270
20
21 ! Mass transfer efficiency controls
22 mass_transfer_alpha = 0d0 ! fraction of mass lost from the vicinity of donor as fast wind
23 mass_transfer_beta = 0d0 ! fraction of mass lost from the vicinity of accretor as fast wind
24 mass_transfer_delta = 0d0 ! fraction of mass lost from circumbinary coplanar toroid
25
26 ! Orbital angular momentum controls
27 do_jdot_mb = .false. ! Magnetic braking around accretor
28 do_jdot_gr = .false. ! Gravitational radiation taken into account
29 do_jdot_ml = .true. ! Mass loss, see mechanisms applied in mass_transfer_*
30
31 ! Mass transfer scheme
32 mdot_scheme = "Kolb" ! These have similar speed
33
34
35 ! Resolution parameters
36 ! NB! To speed up the models, we have reduced the resolution.
37 ! This coarse resolution is not recommended to use for robust predictions.
38 ! Timestep controls
39 ! fr is related to Roche lobe
40 fr = 0.05 ! change of relative Roche lobe gap (default 0.01)
41 fr_limit = 1d-2 ! Limit change
42 fr_dt_limit = 5d2 ! Minimum timestep limit allowed for fr in years
43 ! fj is related to orbital angular momentum
44 fj = 0.05 ! change of orbital angular momentum
45 fm = 0.05 ! default 0.01, envelope mass
46 fm_limit = 1d-2
47 fom = 0.05 ! default 0.005, fractional mass change of either star
48 fom_hard = 0.1
49 fa = 0.05 ! default 0.01, binary separation
50
51 max_tries_to_achieve = 100 ! If this is <= 0 then explicit mass transfer scheme is used.
52 implicit_scheme_tolerance = 1d-1
53
54 terminal_interval = 1
55 !report_rlo_solver_progress = .true.
56
57 ! Correct the mass accretion rate by radiation emitted from BH accretion
58 use_radiation_corrected_transfer_rate = .false.
59
60 ! end of binary_controls namelist
61

```

Figura B.9: Inlist project. En este archivo se especifica que la masa de la estrella primaria sea de $7 M_{\odot}$ y la secundaria de $1.4 M_{\odot}$, que la secundaria sea tratada como una masa puntual, el periodo orbital del sistema binario (en este caso la distancia apropiada para que ocurra el caso tardío), las condiciones de la transferencia de masa, las condiciones del momento angular orbital, el modelo para la transferencia de masa, las condiciones del Lóbulo de Roche, y la tolerancia para el cálculo de la tasa de transferencia de masa; además en este archivo se indicaría si la compañera debería considerarse como agujero negro. Finalmente, también dentro de este archivo se indica cuál Inlist pgstar usar.

```

1  &star_job
2
3
4  ! For the output in the beginning of the screenlog
5  show_log_description_at_start = .true.
6  show_net_species_info = .true.
7
8  ! Load ZAMS model
9  !load_saved_model = .true.
10 !saved_model_name = ''
11
12 ! Get pgstar going
13 pgstar_flag = .true.
14
15 ! Pause before the code finishes running
16 ! pause_before_terminate = .true.
17
18 / ! end of star_job namelist
19
20
21 &eos
22 ! eos options
23 ! see eos/defaults/eos.defaults
24
25 / ! end of eos namelist
26
27
28 &kap
29 ! kap options
30 ! see kap/defaults/kap.defaults
31
32 use_Type2_opacities = .true.
33 Zbase = 0.02
34
35 / ! end of kap namelist
36
37
38 &controls
39
40 ! Where to put the output files for the star
41 log_directory = 'LOGS1'
42
43 ! Store the screenlong from the star
44 extra_terminal_output_file = 'log1'
45
46 ! Settings for saving output and for screenlog
47 profile_interval = 1000
48 history_interval = 1
49 terminal_interval = 1
50 write_header_frequency = 10
51
52 ! Metallicity
53 !initial_z = 0.02
54
55 ! Central abundance limit
56 xa_central_lower_limit_species(1) = 'c12'
57 xa_central_lower_limit(1) = 0.000001d0
58
59
60 ! MIXING
61 ! 1) Semiconvection
62 use_ledoux_criterion = .true.
63 alpha_semiconvection = 1.0
64
65 ! 2) Thermohaline mixing
66 thermohaline_coeff = 2.0
67
68 ! 3) Convection
69 mixing_length_alpha = 2.0
70
71 ! 4) Overshooting (over all convective regions)
72 overshoot_scheme(1) = 'exponential'
73 overshoot_zone_type(1) = 'any'
74 overshoot_zone_loc(1) = 'any'
75 overshoot_bdy_loc(1) = 'top'
76 overshoot_f(1) = 0.0425d0
77 overshoot_f0(1) = 0.001d0
78
79 ! WIND MASS LOSS
80 ! 1) Cool stars
81 cool_wind_RGB_scheme = 'Dutch'
82 cool_wind_AGB_scheme = 'Dutch'
83 Reimers_scaling_factor = 1d0
84
85 ! 2) Hot stars
86 hot_wind_scheme = 'Dutch'
87 Dutch_scaling_factor = 1d0
88
89
90 ! Resolution parameters
91 ! NB! For this lab to run smoothly, we have decreased the temporal and spatial resolution.
92 ! These settings are not recommended for reliable numerical results
93
94 varcontrol_target = 1e-2
95 time_delta_coeff = 1.5
96 mesh_delta_coeff = 1.5
97
98
99 / ! end of controls namelist

```

Figura B.10: Inlist donador. En este archivo se especifica el modelo inicial que carga MESA, los datos que muestra en terminal, las especificaciones del guardado de archivos, y los parámetros de la estrella donadora, como ecuación de estado, la metalicidad, los límites permitidos de las abundancias, el límite máximo para la luminosidad, las condiciones de mezclado, el viento y la resolución.

B.6. Archivos usados en todos los modelos

```
1
2  &binary_job
3
4      read_extra_binary_job_inlist1 = .true.
5      extra_binary_job_inlist1_name = 'inlist_project'
6
7  / ! end of binary_job namelist
8
9
10
11  &binary_controls
12
13      read_extra_binary_controls_inlist1 = .true.
14      extra_binary_controls_inlist1_name = 'inlist_project'
15
16  / ! end of binary_controls namelist
17
18
19
20  &binary_pgstar
21
22      read_extra_binary_pgstar_inlist1 = .true.
23      extra_binary_pgstar_inlist1_name = 'inlist_project'
24
25  / ! end of binary_pgstar namelist
26
```

Figura B.11: Inlist. En este archivo se especifica cuál archivo considerar para módulo del programa, incluyendo características físicas, parámetros del modelo y mostrado en pantalla

```

1 |
2
3 pgstar
4
5
6 pgstar_interval = 5
7 file_digits = 6
8 pgstar_show_age_in_years = .true.
9 pgstar_show_age_in_seconds = .false.
10 pgstar_sleep = 0.0
11
12 pgstar_show_model_number = .true.
13 pgstar_show_age = .true.
14
15
16 ! white_on_black_flag -- true means white foreground color on black background
17 white_on_black_flag = .true.
18 file_device = 'png' ! options 'png' and 'vcps' for png and postscript respectively
19 file_extension = 'png' ! common names are 'png' and 'ps'
20
21
22 !file_white_on_black_flag = .false.
23 !file_device = 'vcps' ! options 'png' and 'vcps' for png and postscript respectively
24 !file_extension = 'ps' ! common names are 'png' and 'ps'
25
26
27
28 ! Text_Summary windows
29
30 Text_Summary_win_flag = .false.
31 Text_Summary_win_width = 10
32 Text_Summary_win_aspect_ratio = 0.15
33
34 Text_Summary1_xleft = 0.01
35 Text_Summary1_xright = 0.01
36 Text_Summary1_ybot = 0.0
37 Text_Summary1_ytop = 1.0
38 Text_Summary1_txt_scale = 0.9

```

```

39 Text_Summary1_title = ''
40
41 Text_Summary1_num_rows = 6 ! <= 20
42 Text_Summary1_num_cols = 8 ! <= 20
43 Text_Summary1_name(1,:) = ''
44
45 Text_Summary1_name(1,1) = 'time_step!' 'time_step'
46 Text_Summary1_name(1,2) = ''! 'num_zones'
47 Text_Summary1_name(1,3) = 'radius!' 'species'
48 Text_Summary1_name(1,4) = 'log_R!' 'num_retries'
49 Text_Summary1_name(1,5) = ''! 'num_iters'
50 Text_Summary1_name(1,6) = 'star_mdot!' 'elapsed_time'
51 Text_Summary1_name(1,7) = ''! 'abs_mag_V'
52 Text_Summary1_name(1,8) = 'period_days!' ''
53
54 Text_Summary1_name(2,1) = ''! 'star_mass'
55 Text_Summary1_name(2,2) = ''! 'star_mdot'
56 Text_Summary1_name(2,3) = ''! 'center_T'
57 Text_Summary1_name(2,4) = ''! 'center_Rho'
58 Text_Summary1_name(2,5) = ''! 'center_P'
59 Text_Summary1_name(2,6) = ''! 'center_entropy'
60 Text_Summary1_name(2,7) = ''! 'log_Lincu'
61 Text_Summary1_name(2,8) = ''! ''
62
63 Text_Summary1_name(3,1) = 'num_retries!' 'total_angular_momentum'
64 Text_Summary1_name(3,2) = ''! 'effective_T'
65 Text_Summary1_name(3,3) = 'star_1_mass!' 'photosphere_L'
66 Text_Summary1_name(3,4) = 'center_h1!' 'photosphere_r'
67 Text_Summary1_name(3,5) = ''! 'log_g'
68 Text_Summary1_name(3,6) = 'photosphere_L!' 'lum_div_Ledd'
69 Text_Summary1_name(3,7) = ''! 'log_Lnuc'
70 Text_Summary1_name(3,8) = 'binary_separation!' 'log_max_T'
71
72 Text_Summary1_name(4,1) = ''! 'surf_avg_v_rot'
73 Text_Summary1_name(4,2) = ''! 'surface h1'
74 Text_Summary1_name(4,3) = ''! 'surface he4'
75 Text_Summary1_name(4,4) = ''! 'surface c12'
76 Text_Summary1_name(4,5) = ''! 'surface n14'

```

```

81 Text_Summary1_name(5,1) = 'num_zones!' 'center_h1'
82 Text_Summary1_name(5,2) = ''! 'center_he4'
83 Text_Summary1_name(5,3) = 'star_2_mass!' 'radius'
84 Text_Summary1_name(5,4) = 'log_Teff!' 'log_R'
85 Text_Summary1_name(5,5) = ''! 'star_1_mass!' 'center_s128'
86 Text_Summary1_name(5,6) = 'log_center_Rho!' 'star_2_mass!' 'center_fe52'
87 Text_Summary1_name(5,7) = ''! 'period_days!' 'center_fe56'
88 Text_Summary1_name(5,8) = 'abs_mag_V!' 'binary_separation!' 'center_neut'
89
90 Text_Summary1_name(6,1) = ''! 'neutron_rich_core_mass'
91 Text_Summary1_name(6,2) = ''! 'he_core_mass'
92 Text_Summary1_name(6,3) = ''! 'radius'
93 Text_Summary1_name(6,4) = ''! ''
94 Text_Summary1_name(6,5) = ''! 'binary_separation!' ''
95 Text_Summary1_name(6,6) = ''! ''
96 Text_Summary1_name(6,7) = ''! 'fe_core_mass!' 'center_yc'
97 Text_Summary1_name(6,8) = ''! 'center_eps_nuc'
98
99
100 !-----
101
102 ! Abundance profile plot
103
104 Abundance_win_flag = .false.
105
106 ! window properties
107 Abundance_win_width = 10
108 Abundance_win_aspect_ratio = 0.75
109
110 Abundance_xleft = 0.15
111 Abundance_xright = 0.85
112 Abundance_ybot = 0.15
113 Abundance_ytop = 0.85
114 Abundance_txt_scale = 0.8
115 Abundance_title = ''

```

```

119 Abundance_num_isos_to_show = 20
120
121 Abundance_which_isos_to_show(1) = 'h1'
122 Abundance_which_isos_to_show(2) = 'he3'
123 Abundance_which_isos_to_show(3) = 'he4'
124 Abundance_which_isos_to_show(4) = 'c12'
125 Abundance_which_isos_to_show(5) = 'n14'
126 Abundance_which_isos_to_show(6) = 'o16'
127 Abundance_which_isos_to_show(7) = 'ne20'
128 Abundance_which_isos_to_show(8) = 'mg24'
129 Abundance_which_isos_to_show(9) = 's128'
130 Abundance_which_isos_to_show(10) = 's32'
131 Abundance_which_isos_to_show(11) = 'ar36'
132 Abundance_which_isos_to_show(12) = 'ca40'
133 Abundance_which_isos_to_show(13) = 't144'
134 Abundance_which_isos_to_show(14) = 'cr48'
135 Abundance_which_isos_to_show(15) = 'cr56'
136 Abundance_which_isos_to_show(16) = 'fe52'
137 Abundance_which_isos_to_show(17) = 'fe54'
138 Abundance_which_isos_to_show(18) = 'fe56'
139 Abundance_which_isos_to_show(19) = 'ni56'
140 Abundance_which_isos_to_show(20) = 'neut'
141 !Abundance_which_isos_to_show(22) = 'ne22'
142
143 !Abundance_which_isos_to_show(1) = 'h1'
144 !Abundance_which_isos_to_show(2) = 'h2'
145 !Abundance_which_isos_to_show(3) = 'he3'
146 !Abundance_which_isos_to_show(4) = 'he4'
147 !Abundance_which_isos_to_show(5) = 'li7'
148 !Abundance_which_isos_to_show(6) = 'be7'
149 !Abundance_which_isos_to_show(7) = 'be9'
150 !Abundance_which_isos_to_show(8) = 'be10'
151 !Abundance_which_isos_to_show(9) = 'b8'
152 !Abundance_which_isos_to_show(10) = 'c12'
153 !Abundance_which_isos_to_show(11) = 'c13'
154 !Abundance_which_isos_to_show(12) = 'c13'
155 !Abundance_which_isos_to_show(13) = 'n13'

```

```

217 ! number and size of isotope labels along curves
218 num_abundance_line_labels = 4
219 Abundance_line_txt_scale_factor = 0.8
220
221
222 ! number and size of isotopes on legend
223 Abundance_legend_max_cnt = 0
224 Abundance_legend_txt_scale_factor = 0.6
225
226 ! xaxis name and orientation
227 Abundance_xaxis_name = 'mass'
228 Abundance_xaxis_reversed = .false.
229
230 ! xaxis limits
231 Abundance_xmin = 0.0
232 Abundance_xmax = -101d0
233
234 ! yaxis limits
235 Abundance_log_mass_frac_min = -3.0
236 Abundance_log_mass_frac_max = 0.3
237
238
239 ! file output
240 Abundance_file_flag = .false.
241 Abundance_file_dir = 'abund.png'
242 Abundance_file_prefix = 'abund.'
243 Abundance_file_interval = 1 ! output when mod(model_number,file_interval)=0
244 Abundance_file_width = -1 ! (inches) negative means use same value as for window
245 Abundance_file_height = 16 ! (inches) negative means use same value as for window
246 Abundance_file_aspect_ratio = -1 ! negative means use same value as for window
247
248
249
250 !-----
251

```

```

252 ! power plot
253
254
255 Power_win_flag = .false.
256 Power_win_width = 10
257 Power_win_aspect_ratio = 0.75
258 Power_title = ''
259
260 Power_xleft = 0.15
261 Power_xright = 0.85
262 Power_ybot = 0.15
263 Power_ytop = 0.85
264 Power_txt_scale = 1.0
265 Power_title = ''
266
267 Power_xaxis_name = 'mass'
268 Power_xaxis_reversed = .false.
269
270 Power_legend_max_cnt = 16
271 Power_legend_txt_scale_factor = 1.0 ! relative to other text
272
273 ! power axis limits -- to override system default selections
274 Power_xmin = 0.0
275 Power_xmax = -101d0
276
277 ! power yaxis limits -- to override system default selections
278 Power_ymin = -5.0 ! -101d0 ! only used if /= -101d0
279 Power_ymax = 25.0 ! -101d0 ! only used if /= -101d0
280
281 ! file output
282 Power_file_flag = .false.
283 Power_file_dir = 'power.png'
284 Power_file_prefix = 'power.'
285 Power_file_interval = 1 ! output when mod(model_number,file_interval)=0
286 !Power_file_width = -1 ! (inches) negative means use same value as for window
287 Power_file_height = 16 ! (inches) negative means use same value as for window
288 Power_file_aspect_ratio = -1 ! negative means use same value as for window

```

Figura B.12: Inlist pgstar binary. En este archivo es donde se especifica qué diagramas mostrar en pantalla y sus límites, qué parámetros considerar en cada uno, el texto a mostrar en la parte superior, el orden y formato de los diagramas al momento de mostrarlos en pantalla y el nombre y formato para guardar los archivos.

```

! History Panel plot

History_Panels1_win_flag = .false, !.true.
History_Panels1_win_width = 4
History_Panels1_win_aspect_ratio = 2.0 ! aspect_ratio = height/width
History_Panels1_num_panels = 4
!History_Panels1_xaxis_name = 'log_star_age'
!History_Panels1_xmin = -11
!History_Panels1_xmax = -11
History_Panels1_xmin = -101d0
History_Panels1_xmax = -101d0
History_Panels1_max_width = 10000

History_Panels1_win_width = 10
History_Panels1_win_aspect_ratio = 1.0
History_Panels1_txt_scale = 0.6
History_Panels1_title = ''

! The first panel
History_Panels1_yaxis_name(1) = 'star_1_mass'
History_Panels1_other_yaxis_name(1) = 'star_2_mass'
History_Panels1_ymin(1) = 0
History_Panels1_other_ymin(1) = 0
History_Panels1_ymax(1) = 20
History_Panels1_other_ymax(1) = 20
! The second panel
History_Panels1_yaxis_name(2) = 'period_days'
History_Panels1_other_yaxis_name(2) = ''

! The third panel
History_Panels1_yaxis_name(3) = 'log_abs_mdot'
History_Panels1_other_yaxis_name(3) = 'lg_mtransfer_rate'
History_Panels1_ymin(3) = -15
History_Panels1_other_ymin(3) = -15
History_Panels1_ymax(3) = 4
History_Panels1_other_ymax(3) = 4

337 !
338 ! Summary Burn o Perfil de densidad y energía que busco
339
340 Summary_Burn_win_flag = .false.
341
342 ! window properties
343 Summary_Burn_win_width = 6
344 Summary_Burn_win_aspect_ratio = 0.75
345
346 Summary_Burn_xleft = 0.15
347 Summary_Burn_xright = 0.85
348 Summary_Burn_ybot = 0.15
349 Summary_Burn_ytop = 0.85
350 Summary_Burn_txt_scale = 1.0
351 Summary_Burn_title = ''
352
353 ! x-axis
354 Summary_Burn_xaxis_name = 'mass'
355 Summary_Burn_xaxis_reversed = .false.
356 Summary_Burn_xmin = 0.0
357 Summary_Burn_xmax = -101d0
358
359 ! y-axis
360 Summary_Burn_ybot = -101d0
361 Summary_Burn_ytop = -101d0
362
363 ! file output
364 Summary_Burn_file_flag = .false.
365 Summary_Burn_file_dir = 'Summary_Burn'
366 Summary_Burn_file_prefix = 'Summary_Burn_'
367 Summary_Burn_file_interval = 5 ! output when mod(model_number, Summary_Burn_file_cnt)=0
368 Summary_Burn_file_width = -1 ! (inches) negative means use same value as for window
369 Summary_Burn_file_aspect_ratio = -1 ! negative means use same value as for window
370
371 ! Color magnitude diagram
372

400 !
401 ! Kippenhahn diagram history plot
402
403 Kipp_win_flag = .false.
404
405 ! window properties
406 Kipp_win_width = 10
407 Kipp_win_aspect_ratio = 0.75
408 Kipp_txt_scale = 0.9
409 Kipp_title = ''
410
411 ! y axis limits
412 Kipp_mass_max = -101d0
413 Kipp_mass_min = 0
414 Kipp_show_mass_boundaries = .true.
415
416 ! x axis limits
417 Kipp_xmax = -101 ! maximum step number, negative means use default.
418 Kipp_xmin = 0 ! minimum step number, negative means use default.
419 Kipp_max_width = -1 ! only used if > 0, causes xmin to move with xmax.
420
421 Kipp_show_mixing = .true.
422 Kipp_show_burn = .true.
423 Kipp_show_luminosities = .true.
424
425 ! file output
426 Kipp_file_flag = .false.
427 Kipp_file_dir = 'kipp.png'
428 Kipp_file_prefix = 'kipp_'
429 Kipp_file_interval = 1 ! output when mod(model_number, file_interval)=0
430 !Kipp_file_width = -1 ! (inches) negative means use same value as for window
431 Kipp_file_width = 16 ! (inches) negative means use same value as for window
432 Kipp_file_aspect_ratio = -1 ! negative means use same value as for window
433
444

447 ! HR window
448 HR_win_flag = .false.
449
450 HR_win_width = 10
451 HR_win_aspect_ratio = 1.0 ! aspect_ratio = height/width
452
453 HR_xleft = 0.15
454 HR_xright = 0.85
455 HR_ybot = 0.15
456 HR_ytop = 0.85
457 HR_txt_scale = 0.4
458 HR_title = ''
459
460 ! axis limits -- to override system default selections
461 HR_logT_min = 3.4
462 HR_logT_max = 4.5
463 HR_logL_min = 1.7
464 HR_logL_max = 6.2
465
466
467 HR_logL_margin = 0.1
468 HR_logT_margin = 0.1
469 HR_dlogT_min = -1
470 HR_dlogL_min = -1
471
472 HR_step_min = 1 ! only plot models with model number >= this
473 HR_step_max = 999999 ! only plot models with model number <= this
474
475 show_HR_classical_instability_strip = .false.
476 show_HR_Mira_instability_region = .false.
477 show_HR_WD_instabilities = .false.
478
479 show_HR_target_box = .false.
480 HR_target_n_sigma = -3 ! -n means show sig 1..n
481 HR_target_logL = 0
482 HR_target_logL_sigma = 0
483 HR_target_logT = 0
484 HR_target_logT_sigma = 0

509 ! Profile Panel - surface properties
510
511 Profile_Panels1_win_flag = .false.
512
513 Profile_Panels1_num_panels = 3
514
515 Profile_Panels1_show_grid = .true.
516 Profile_Panels1_show_mix_regions_on_xaxis = .true.
517
518 ! window properties
519 Profile_Panels1_win_width = 10
520 Profile_Panels1_win_aspect_ratio = 1.0
521 Profile_Panels1_txt_scale = 0.6
522 Profile_Panels1_title = ''
523
524 ! x-axis limits and properties
525 !Profile_Panels1_xaxis_name = 'mass'
526 !Profile_Panels1_xmin = 0.6
527 !Profile_Panels1_xmax = 1.8
528 !Profile_Panels1_xaxis_reversed = .false.
529
530 !Profile_Panels1_xaxis_name = 'logP'
531 !Profile_Panels1_xmin = 5.0
532 !Profile_Panels1_xmax = 16.0
533 !Profile_Panels1_xaxis_reversed = .true.
534
535 Profile_Panels1_xaxis_name = 'logtau'
536 Profile_Panels1_xmin = 0.0
537 Profile_Panels1_xmax = 8.0
538 Profile_Panels1_xaxis_reversed = .true.
539
540 ! contents of panel 1
541 Profile_Panels1_yaxis_name(1) = 'logT'
542 Profile_Panels1_ymin(1) = 3.0 ! only used if /= -101d0
543 Profile_Panels1_ymax(1) = 8.0 ! only used if /= -101d0

582 ! Profile Panel - core properties
583
584 Profile_Panels2_win_flag = .false.
585
586 Profile_Panels2_num_panels = 3
587
588 Profile_Panels2_show_grid = .true.
589 Profile_Panels2_show_mix_regions_on_xaxis = .true.
590
591 ! window properties
592 Profile_Panels2_win_width = 10
593 Profile_Panels2_win_aspect_ratio = 1.0
594 Profile_Panels2_txt_scale = 0.6
595 Profile_Panels2_title = ''
596
597 ! x-axis limits and properties
598 Profile_Panels2_xaxis_name = 'mass'
599 Profile_Panels2_xmin = 0.0
600 Profile_Panels2_xmax = 2.0
601 Profile_Panels2_xaxis_reversed = .false.
602
603 !Profile_Panels2_xaxis_name = 'logP'
604 !Profile_Panels2_xmin = 1.0
605 !Profile_Panels2_xmax = 0.0
606 !Profile_Panels2_xaxis_reversed = .true.
607
608 ! contents of panel 1
609 Profile_Panels2_yaxis_name(1) = 'logT'
610 Profile_Panels2_ymin(1) = 6.0
611 Profile_Panels2_ymax(1) = 10.0
612
613 Profile_Panels2_other_yaxis_name(1) = 'logRho'
614 Profile_Panels2_other_ymin(1) = -2.0
615 Profile_Panels2_other_ymax(1) = 10.0
616

```

Figura B.13: Inlist pgstar binary. En este archivo es donde se especifica qué diagramas mostrar en pantalla y sus límites, qué parámetros considerar en cada uno, el texto a mostrar en la parte superior, el orden y formato de los diagramas al momento de mostrarlos en pantalla y el nombre y formato para guardar los archivos.

```

728 !
729 TRho_win_flag = .false.
730 TRho_win_width = 10
731 TRho_win_aspect_ratio = 0.75 ! aspect_ratio = height/width
732
733 TRho_xleft = 0.15
734 TRho_xright = 0.85
735 TRho_ybot = 0.15
736 TRho_ytop = 0.85
737 TRho_txt_scale = 0.7
738 TRho_title = ' '
739
740 ! axis limits
741 TRho_logT_min = 7.0 ! only used if /= -101d0
742 TRho_logT_max = 10.0 ! only used if /= -101d0
743 TRho_logRho_min = -2.0 ! only used if /= -101d0
744 TRho_logRho_max = 10.0 ! only used if /= -101d0
745
746 ! options
747 show_TRho_degeneracy_line = .true.
748
749 ! file output
750 TRho_file_flag = .false.
751 TRho_file_dir = 'trhoc.png'
752 TRho_file_prefix = 'trhoc.'
753 TRho_file_interval = 1 ! output when 'mod(model_number,TRho_file_interval)=0'
754 !TRho_file_width = -1 ! (inches) negative means use same value as for window
755 TRho_file_width = 16 ! (inches) negative means use same value as for window
756 TRho_file_aspect_ratio = -1 ! negative means use same value as for window
757
758 !
759
760
761
762
763
764

```

```

728 ! temperature and density profile
729
730 TRho_Profile_win_flag = .false.
731
732 TRho_Profile_win_width = 10
733 TRho_Profile_win_aspect_ratio = 0.75 ! aspect_ratio = height/width
734
735 TRho_Profile_xleft = 0.15
736 TRho_Profile_xright = 0.85
737 TRho_Profile_ybot = 0.15
738 TRho_Profile_ytop = 0.85
739 TRho_Profile_txt_scale = 1.0
740 TRho_Profile_title = ' '
741
742 TRho_switch_to_Column_Depth = .false.
743 TRho_switch_to_mass = .false.
744
745 show_TRho_Profile_legend = .true.
746 TRho_Profile_legend_coord = 0.55
747 TRho_Profile_legend_fjust = 0.0
748 TRho_Profile_legend_displ = -20.5
749 TRho_Profile_legend_del_disp = -1.3
750
751 show_TRho_Profile_text_info = .false.
752 TRho_Profile_text_info_xfac = 0.77 ! controls x location
753 TRho_Profile_text_info_dxfac = 0.02 ! controls x spacing to value from text
754 TRho_Profile_text_info_yfac = 0.6 ! controls y location of 1st line
755 TRho_Profile_text_info_dyfac = -0.04 ! controls line spacing
756
757 show_TRho_Profile_mass_locs = .true.
758 show_TRho_accretion_mesh_borders = .false.
759 show_TRho_Profile_kap_regions = .false. !Cool stuff
760 show_TRho_Profile_eos_regions = .true.
761 show_TRho_Profile_degeneracy_line = .true.
762 show_TRho_Profile_Pgas_Prad_line = .true.
763 show_TRho_Profile_burn_lines = .true.
764 show_TRho_Profile_burn_labels = .true.

```

```

813 !
814
815 ! global grid plot settings
816 pgstar_title_scale = 1.3
817 pgstar_title_disp = 1.1
818 pgstar_title_coord = 0.5
819 pgstar_title_fjust = 0.5
820
821 pgstar_age_scale = 0.8
822 pgstar_age_disp = 3.0
823 pgstar_age_coord = 0.0
824 pgstar_age_fjust = 0.0
825
826 pgstar_model_scale = 0.8
827 pgstar_model_disp = 3.0
828 pgstar_model_coord = 1.0
829 pgstar_model_fjust = 1.0
830
831 pgstar_axis_label_disp = 2.5
832 pgstar_left_axis_label_disp = 2.0
833 pgstar_right_axis_label_disp = 2.5
834
835
836
837 !
838

```

```

841 Grid1_win_flag = .true.
842 Grid1_win_width = 15121
843 Grid1_win_aspect_ratio = 0.6
844
845 ! reset the defaults
846
847 Grid1_plot_name(1) = ' '
848 Grid1_plot_row(1) = 1 ! number from 1 at top
849 Grid1_plot_rowspan(1) = 1 ! plot spans this number of rows
850 Grid1_plot_col(1) = 1 ! number from 1 at left
851 Grid1_plot_colspan(1) = 1 ! plot spans this number of columns
852 Grid1_plot_pad_left(1) = 0.0 ! fraction of full window width for padding on left
853 Grid1_plot_pad_right(1) = 0.0 ! fraction of full window width for padding on right
854 Grid1_plot_pad_top(1) = 0.0 ! fraction of full window height for padding at top
855 Grid1_plot_pad_bot(1) = 0.0 ! fraction of full window height for padding at bottom
856 Grid1_txt_scale_factor(1) = 0.7 ! multiply txt_scale for subplot by this
857
858
859 Grid1_title = 'Donor_Star_7Msun_a_270Rsun'
860
861 Grid1_num_cols = 6 ! divide plotting region into this many equal width cols
862 Grid1_num_rows = 2 ! divide plotting region into this many equal height rows
863 Grid1_num_plots = 010 ! = 10
864
865
866 Grid1_plot_name(1) = 'Text_Summary!'
867 Grid1_plot_row(1) = 1 ! number from 1 at top
868 Grid1_plot_rowspan(1) = 1 ! plot spans this number of rows
869 Grid1_plot_col(1) = 1 ! number from 1 at left
870 Grid1_plot_colspan(1) = 6 ! plot spans this number of columns
871
872 Grid1_plot_pad_left(1) = 0.0 ! fraction of full window width for padding on left
873 Grid1_plot_pad_right(1) = 0.0 ! fraction of full window width for padding on right
874 Grid1_plot_pad_top(1) = -0.04 ! fraction of full window height for padding at top
875 Grid1_plot_pad_bot(1) = 0.39 ! fraction of full window height for padding at bottom
876 Grid1_txt_scale_factor(1) = 0.8 ! multiply txt_scale for subplot by this
877

```

```

878 Grid1_plot_name(2) = 'Abundance'
879 Grid1_plot_row(2) = 1 ! number from 1 at top
880 Grid1_plot_rowspan(2) = 1 ! plot spans this number of rows
881 Grid1_plot_col(2) = 1 ! number from 1 at left
882 Grid1_plot_colspan(2) = 1 ! plot spans this number of columns
883
884 Grid1_plot_pad_left(2) = -0.085 ! fraction of full window width for padding on left
885 Grid1_plot_pad_right(2) = 0.0 ! fraction of full window width for padding on right
886 Grid1_plot_pad_top(2) = 0.03 ! fraction of full window height for padding at top
887 Grid1_plot_pad_bot(2) = 0.03 ! fraction of full window height for padding at bottom
888 Grid1_txt_scale_factor(2) = 0.7 ! multiply txt_scale for subplot by this
889
890
891 Grid1_plot_name(3) = 'Power'
892 Grid1_plot_row(3) = 1 ! number from 1 at top
893 Grid1_plot_rowspan(3) = 1 ! plot spans this number of rows
894 Grid1_plot_col(3) = 2 ! number from 1 at left
895 Grid1_plot_colspan(3) = 1 ! plot spans this number of columns
896
897 Grid1_plot_pad_left(3) = 0.035 ! fraction of full window width for padding on left
898 Grid1_plot_pad_right(3) = -0.11 ! fraction of full window width for padding on right
899 Grid1_plot_pad_top(3) = 0.03 ! fraction of full window height for padding at top
900 Grid1_plot_pad_bot(3) = 0.03 ! fraction of full window height for padding at bottom
901 Grid1_txt_scale_factor(3) = 0.5 ! multiply txt_scale for subplot by this
902
903
904 Grid1_plot_name(4) = 'Kipp'
905 Grid1_plot_row(4) = 2 ! number from 1 at top
906 Grid1_plot_rowspan(4) = 1 ! plot spans this number of rows
907 Grid1_plot_col(4) = 1 ! number from 1 at left
908 Grid1_plot_colspan(4) = 1 ! plot spans this number of columns
909
910 Grid1_plot_pad_left(4) = -0.08 ! fraction of full window width for padding on left
911 Grid1_plot_pad_right(4) = 010.0110.065 ! fraction of full window width for padding on right
912 Grid1_plot_pad_top(4) = 0.05 ! fraction of full window height for padding at top
913 Grid1_plot_pad_bot(4) = 0.0 ! fraction of full window height for padding at bottom
914 Grid1_txt_scale_factor(4) = 0.5 ! multiply txt_scale for subplot by this

```

```

917 Grid1_plot_name(5) = 'Rho_Profile'
918 Grid1_plot_row(5) = 2 ! number from 1 at top
919 Grid1_plot_rowspan(5) = 1 ! plot spans this number of rows
920 Grid1_plot_col(5) = 2 ! number from 1 at left
921 Grid1_plot_colspan(5) = 211 ! plot spans this number of columns
922
923 Grid1_plot_pad_left(5) = 0.061-0.01 ! fraction of full window width for padding on left
924 Grid1_plot_pad_right(5) = 0.005 ! fraction of full window width for padding on right
925 Grid1_plot_pad_top(5) = 0.05 ! fraction of full window height for padding at top
926 Grid1_plot_pad_bot(5) = -0.02 ! fraction of full window height for padding at bottom
927 Grid1_txt_scale_factor(5) = 0.6 ! multiply txt_scale for subplot by this
928
929
930 Grid1_plot_name(6) = 'History_Panels!' !'Profile_Panels!'
931 Grid1_plot_row(6) = 1 ! number from 1 at top
932 Grid1_plot_rowspan(6) = 2 ! plot spans this number of rows
933 Grid1_plot_col(6) = 6 ! number from 1 at left
934 Grid1_plot_colspan(6) = 2 ! plot spans this number of columns
935
936 Grid1_plot_pad_left(6) = -0.0110.05 ! fraction of full window width for padding on left
937 Grid1_plot_pad_right(6) = 0.121-0.01 ! fraction of full window width for padding on right
938 Grid1_plot_pad_top(6) = 0.0410.03 ! fraction of full window height for padding at top
939 Grid1_plot_pad_bot(6) = 0.0 ! fraction of full window height for padding at bottom
940 Grid1_txt_scale_factor(6) = 0.7 ! multiply txt_scale for subplot by this
941
942
943 !Grid1_plot_name(7) = 'Profile_Panels!'
944 !Grid1_plot_row(7) = 1 ! number from 1 at top
945 !Grid1_plot_rowspan(7) = 2 ! plot spans this number of rows
946 !Grid1_plot_col(7) = 6 ! number from 1 at left
947 !Grid1_plot_colspan(7) = 1 ! plot spans this number of columns
948
949 !Grid1_plot_pad_left(7) = 0.06 ! fraction of full window width for padding on left
950 !Grid1_plot_pad_right(7) = -0.012 ! fraction of full window width for padding on right
951 !Grid1_plot_pad_top(7) = 0.03 ! fraction of full window height for padding at top
952 !Grid1_plot_pad_bot(7) = 0.00 ! fraction of full window height for padding at bottom
953 !Grid1_txt_scale_factor(7) = 0.7 ! multiply txt_scale for subplot by this

```

Figura B.14: Inlist pgstar binary. En este archivo es donde se especifica qué diagramas mostrar en pantalla y sus límites, qué parámetros considerar en cada uno, el texto a mostrar en la parte superior, el orden y formato de los diagramas al momento de mostrarlos en pantalla y el nombre y formato para guardar los archivos.

Bibliografía

2010, Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 425, Hot and Cool:
Bridging Gaps in Massive Star Evolution

Ablimit, I., & Soker, N. 2023, arXiv e-prints, arXiv:2304.08827

ATNF, A. T. N. F. 2015, Types of Binary Stars.

(www.atnf.csiro.au/outreach/education/senior/astrophysics/binary_types.html)

Belloni, D., & Schreiber, M. R. 2023, arXiv e-prints, arXiv:2303.08997

Biello, J. A. 2001, PhD thesis, University of Chicago

Bonnell, I., Martel, H., Bastien, P., Arcoragi, J. P., & Benz, W. 1991, JRASC, 85,
196

Boss, A. P. 1986, ApJS, 62, 519

Briggs, M. S. 1995, Ap&SS, 231, 3

Cantiello, M., & Langer, N. 2010, A&A, 521, A9

Carroll, B. W., & Ostie, D. A. 2017, An introduction to modern astrophysics, Second
Edition

Cassen, P., & Moosman, A. 1981, Icarus, 48, 353

Caton, D. B., Davis, S. A., & Walls, B. D. 1999, in American Astronomical Society
Meeting Abstracts, Vol. 195, American Astronomical Society Meeting Abstracts,
109.08

- Chaty, S. 2011, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 447, *Evolution of Compact Binaries*, ed. L. Schmidtobreick, M. R. Schreiber, & C. Tapert, 29
- Chowdhury, S., & Sarkar, T. 2022, arXiv e-prints, arXiv:2209.07389
- Clarke, C. J. 1992, in *Binaries as Tracers of Star Formation*, 38–51
- COSMOS. 2014, Roche-Lobe
(<https://astronomy.swin.edu.au/cosmos/r/roche-lobe>)
- Cranmer, S. R. 2009, *Living Reviews in Solar Physics*, 6, 3
- D’Avanzo, P. 2015, *Journal of High Energy Astrophysics*, 7, 73
- Dewi, J. D. M., & Pols, O. R. 2003, *MNRAS*, 344, 629
- Dewi, J. D. M., Pols, O. R., Savonije, G. J., & van den Heuvel, E. P. J. 2002, *MNRAS*, 331, 1027
- Dewi, J. D. M., & Tauris, T. M. 2000, *A&A*, 360, 1043
- Duchêne, G., & Kraus, A. 2013, *ARA&A*, 51, 269
- Eggleton, P. P. 1983, *ApJ*, 268, 368
- Faulkner, J. 1971, *ApJ*, 170, L99
- Fenimore, E. E., Epstein, R. I., Ho, C., et al. 1993, *Nature*, 366, 40
- Fisher, R., & Jumper, K. 2015, *ApJ*, 805, 150
- Glebbeek, E., Gaburov, E., de Mink, S. E., Pols, O. R., & Portegies Zwart, S. F. 2009, *A&A*, 497, 255
- Grimm, H. J., Gilfanov, M., & Sunyaev, R. 2003, *MNRAS*, 339, 793
- Hardegree-Ullman, K., Impey, C. D., Austin, C., et al. 2013, in *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, Vol. 222, *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, 120.15

- Heintz, W. D. 1978, *Double stars*, Vol. 15
- Helen, J. 2018a, *Binary evolution*.
(www.physics.usyd.edu.au/helenj/SeniorAstro/lecture13.pdf)
- . 2018b, *Binary stars*.
(www.physics.usyd.edu.au/helenj/SeniorAstro/lecture11.pdf)
- Henderson, S. 2021, *The only known double pulsar*
(www.samhenderson.xyz/posts/9)
- Hilditch, R. W. 2001, *An Introduction to Close Binary Stars*
- Hummel, C. A., & Benson, J. A. 1997, *IAU Symposium*, 189, 6
- Hut, P. 1980, *A&A*, 92, 167
- Ivanova, N., Justham, S., & Ricker, P. 2020, *Common Envelope Evolution*,
doi:10.1088/2514-3433/abb6f0
- Ivanova, N., Justham, S., Chen, X., et al. 2013, *A&A Rev.*, 21, 59
- Johnstone, C. P., Güdel, M., Lüftinger, T., Toth, G., & Brott, I. 2015, *A&A*, 577,
A27
- Kalita, S., Govindarajan, T. R., & Mukhopadhyay, B. 2021, *International Journal of
Modern Physics D*, 30, 2150101
- Karakas, A. I. 2017, in *Handbook of Supernovae*, ed. A. W. Alsabti & P. Murdin, 461
- Karttunen, H. Kroger, P. O. H. P. M. D. K. J. 2007, *Fundamental Astronomy*
- Kinugawa, T., Harikane, Y., & Asano, K. 2020, in *Gamma-ray Bursts in the Gravi-
tational Wave Era 2019*, 135–137
- Klebesadel, R. W., Strong, I. B., & Olson, R. A. 1973, in *Bulletin of the American
Astronomical Society*, Vol. 5, 322

Kubyskhina, D., Vidotto, A. A., Villarreal D'Angelo, C., et al. 2022a, MNRAS, 510, 2111

—. 2022b, MNRAS, 510, 2111

Lamers, H. J. G. L. M., & Levesque, E. M. 2017, Understanding Stellar Evolution, doi:10.1088/978-0-7503-1278-3

Landau, L. D., & Lifshitz, E. M. 1958, in Statistical Physics, 114

LIGO. 2017, What are Gravitational Waves?
(www.ligo.caltech.edu/page/what-are-gw)

Lucy, L. B., & Solomon, P. M. 1970, ApJ, 159, 879

Maeder, A., & Meynet, G. 2001, A&A, 373, 555

Martin, R. Vecilla, G. 2011, Optometry

Metchev, S. 2011, Binary Stars and Fundamental Stellar Parameters

Miller, M. C. 2016, General Relativity and Gravitation, 48, 95

Moe, M., & Di Stefano, R. 2017, ApJS, 230, 15

Mohamed, S., & Podsiadlowski, P. 2007, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 372, 15th European Workshop on White Dwarfs, ed. R. Napiewotzki & M. R. Burleigh, 397

Morton, D. C. 1960, ApJ, 132, 146

NASA, W. S. t. 2018, What is a Lagrange Point?
(astronomy.swin.edu.au/cosmos/r/roche-lobe)

Negu, S. H., & Tessema, S. B. 2015, International Journal of Astronomy and Astrophysics, 5, 222

Nelemans, G., & Tout, C. A. 2005, MNRAS, 356, 753

- Neustroev, V. 2020, *Astrophysics of interacting binary stars*
- Nugis, T., & Lamers, H. J. G. L. M. 2000, *A&A*, 360, 227
- O'Connor, E., & Ott, C. D. 2013, *ApJ*, 762, 126
- Paczynski, B. 1971, *ARA&A*, 9, 183
- Paxton, B., Bildsten, L., Dotter, A., et al. 2011, *ApJS*, 192, 3
- Peters, P. C. 1964, *Physical Review*, 136, 1224
- Phinney, E. S. 1991, *ApJ*, 380, L17
- Piran, T. 2004, *Reviews of Modern Physics*, 76, 1143
- Piran, T., Bromberg, O., Nakar, E., & Sari, R. 2013, *Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series A*, 371, 20120273
- Pols, O. R. 2011, *Stellar Structure and Evolution*
- Portegies Zwart, S. F., & Verbunt, F. 2012, *SeBa: Stellar and binary evolution, Astrophysics Source Code Library*, record ascl:1201.003, ascl:1201.003
- Postnov, K. A., & Yungelson, L. R. 2014, *Living Reviews in Relativity*, 17, 3
- Prialnik, D. 2009, *An Introduction to the Theory of Stellar Structure and Evolution*
- Puls, J., Vink, J. S., & Najarro, F. 2008, *A&A Rev.*, 16, 209
- Reimers, D., & Schroeder, K. P. 1989, *A&A*, 214, 261
- Renzo, M., Ott, C. D., Shore, S. N., & de Mink, S. E. 2017, *A&A*, 603, A118
- Richichi, A., & Leinert, C. 2000, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 4006, *Interferometry in Optical Astronomy*, ed. P. Léna & A. Quirrenbach, 289–298
- Sawada, K., Matsuda, T., & Hachisu, I. 1986, *MNRAS*, 221, 679

- Schombert, J. 2007, *Astronomy 122: Birth and Death of Stars*
- Shu, F. H., & Adams, F. C. 1987, in *Circumstellar Matter*, ed. I. Appenzeller & C. Jordan, Vol. 122, 7
- Smith, N. 2014, *ARA&A*, 52, 487
- Soberman, G. E., Phinney, E. S., & van den Heuvel, E. P. J. 1997, *A&A*, 327, 620
- Spruit, H. C. 2013, *A&A*, 552, A76
- Tauris, T. M., & van den Heuvel, E. P. J. 2006, in *Compact stellar X-ray sources*, Vol. 39, 623–665
- Thorne, K. S. 1995, in *Particle and Nuclear Astrophysics and Cosmology in the Next Millenium*, ed. E. W. Kolb & R. D. Peccei, 160
- Tohline, J. E. 2002, *ARA&A*, 40, 349
- van den Heuvel, E. P. J. 1994, in *Saas-Fee Advanced Course 22: Interacting Binaries*, 263–474
- van Kerkwijk, M. H., Chang, P., & Justham, S. 2010, *ApJ*, 722, L157
- Verbunt, F., & Zwaan, C. 1981, *A&A*, 100, L7
- Vink, J. S., de Koter, A., & Lamers, H. J. G. L. M. 2001, *A&A*, 369, 574
- Von Steinkirch, M. 2012
- Whelan, J., & Iben, Icko, J. 1973, *ApJ*, 186, 1007
- Woosley, S. E. 1993, *ApJ*, 405, 273
- Yusof, N., Abu Kassim, H., Garba, L. G., & Ahmad, N. S. 2021, *MNRAS*, 503, 5965
- Zharikov, S. 2022, *Introduction in Binary Systems*