



Universidad Internacional de La Rioja
Escuela Superior de Ingeniería y Tecnología

Máster Universitario en Astrofísica y Técnicas de Observación
en Astronomía

MODELIZACIÓN DEL EFECTO DE LA ROTACIÓN EN LA EVOLUCIÓN DE ESTRELLAS DE $25M_{\odot}$

Trabajo fin de estudio presentado por:	CARLOS MIGUEL CENTENO
Tipo de trabajo:	Iniciación a la investigación en astronomía y astrofísica
Línea de trabajo:	Evolución estelar y dinámica galáctica
Director/a:	Alba Covelo Paz
Fecha:	Junio 2025

Resumen

El presente trabajo analiza la influencia de la rotación estelar en la evolución de estrellas masivas, centrando el estudio en un caso representativo de 25 M_o y metalicidad $Z = 0.02$. Utilizando el código MESA (Modules for Experiments in Stellar Astrophysics) en su versión web, se han generado modelos de evolución estelar para diferentes ratios de rotación ($\Omega/\Omega_{\text{crit}}$), desde 0.0 hasta 0.5, con el objetivo de cuantificar el efecto de la rotación en la pérdida de masa, la duración de la secuencia principal y el enriquecimiento químico.

Los resultados obtenidos muestran que una elevada rotación incrementa la duración de la secuencia principal, debido al efecto de la circulación meridional que facilita la mezcla y el reabastecimiento de material desde la envoltura estelar hacia el núcleo. No obstante, debido a las limitaciones del código MESA-Web, la pérdida de masa durante la fase de secuencia principal no ha podido ser modelizada, siendo observable de forma moderada solo en fases post-MS. Por otra parte, se ha podido observar un incremento poco significativo en la síntesis de los metales ligeros analizados, carbono y oxígeno, pero un aumento importante en la producción de hierro en los modelos de rotación elevada.

Este trabajo pone de manifiesto la importancia de la rotación en la evolución de estrellas masivas y su posible relevancia en el enriquecimiento del medio interestelar. Asimismo, sienta las bases para futuros trabajos centrados en la evolución hacia fases avanzadas como las estrellas Wolf-Rayet.

Palabras clave: evolución estelar, rotación, pérdida de masa, enriquecimiento químico

Abstract

This work analyses the influence of stellar rotation on the evolution of massive stars, focusing on a representative case of a 25 M_o star with a metallicity of $Z = 0.02$. Using the MESA (Modules for Experiments in Stellar Astrophysics) code in its web-based version, stellar evolution models were generated for various rotation rates ($\Omega/\Omega_{\text{crit}}$), ranging from 0.0 to 0.5, with the aim of quantifying the impact of rotation on mass loss, main sequence duration, and chemical enrichment.

The results show that increased rotation extends the main sequence phase due to meridional circulation, which promotes mixing and replenishment of material from the stellar envelope into the core. However, due to the limitations of the MESA-Web code, mass loss during the main sequence phase could not be fully modeled and was only moderately observed in post-MS phases. Additionally, a slight increase in the synthesis of light metals such as carbon and oxygen was observed, along with a significant increase in iron production in models with higher rotation rates.

This study highlights the importance of rotation in the evolution of massive stars and its potential role in the enrichment of the interstellar medium. It also lays the groundwork for future research focused on the evolution toward advanced stages, such as Wolf-Rayet stars.

Keywords: stellar evolution, rotation, mass loss, chemical enrichment

Índice de contenidos

1.	INTRODUCCIÓN	1
1.1.	Justificación	2
1.2.	Estado del arte. Trabajos previos.	3
1.3.	Estado del arte. Base teórica	3
1.3.1.	Masa estelar	3
1.3.2.	Evolución de estrellas masivas	4
1.3.3.	Estrellas Wolf-Rayet	7
1.3.4.	Pérdida de masa	9
1.3.5.	Metalicidad y evolución estelar.....	10
1.3.6.	Rotación y sus efectos en la evolución estelar.....	11
2.	OBJETIVOS	16
2.1.	Objetivo general	16
2.2.	Objetivos secundarios	16
2.2.1.	Influencia de la rotación en el enriquecimiento del medio interestelar	16
2.2.2.	Efecto de la rotación en la duración de la secuencia principal	16
3.	MATERIAL Y MÉTODO	17
3.1.	Descripción del código MESA	17
3.1.1.	Implementación de la rotación estelar en MESA.....	17
3.2.	Entradas de MESA Web	19
3.2.1.	Propiedades iniciales (<i>Initial Properties</i>)	20
3.2.2.	Reacciones nucleares (<i>Nuclear Reactions</i>)	21
3.2.3.	Mezcla (<i>Mixing</i>)	21
3.2.4.	Vientos estelares (<i>Winds</i>)	23
3.2.5.	Parámetros de resolución numérica	24

3.2.6.	Condiciones de parada personalizada.....	25
3.3.	Salidas de MESA Web	25
3.3.1.	Salida de película	26
3.3.2.	Salida de historial	27
3.3.3.	Salida de perfil	29
3.3.4.	Análisis mediante Python	29
4.	DISCUSIÓN Y RESULTADOS.....	30
4.1.	Evolución de la velocidad de rotación.....	30
4.2.	Diagrama Hertzsprung-Rusell.....	34
4.3.	Pérdida de masa	39
4.4.	Duración de la secuencia principal.....	41
4.5.	Enriquecimiento químico	43
4.5.1.	Análisis de formación de carbono	44
4.5.2.	Análisis de formación de oxígeno.....	46
4.5.3.	Análisis de formación de hierro.....	48
5.	CONCLUSIONES Y TRABAJO FUTURO	51
	Referencias bibliográficas.....	53

Índice de figuras

Figura 1. <i>Evolución estelar durante la secuencia principal</i>	5
Figura 2. <i>Diagrama HR, evolución de estrellas masivas</i>	6
Figura 3. <i>Nebulosa NGC 6888</i>	8
Figura 4. <i>Modelo 3D de circulación meridional</i>	14
Figura 5. <i>Página de entrada de datos de MESA-Web</i>	19
Figura 6. <i>Salida de película (modelo de prueba sin rotación)</i>	27
Figura 7. <i>Evolución de la velocidad angular de rotación</i>	31
Figura 8. <i>Evolución de la velocidad ecuatorial para diferentes masas estelares</i>	32
Figura 9. <i>Evolución del radio estelar</i>	33
Figura 10. <i>Diagrama HR</i>	34
Figura 11. <i>Diagrama HR para la Secuencia Principal</i>	35
Figura 12. <i>Diagrama HR para modelos de 3, 7 y 20 M_o</i>	36
Figura 13. <i>Diagrama HR. Zona de fases finales de evolución</i>	37
Figura 14. <i>Evolución de la masa de Helio en el núcleo</i>	38
Figura 15. <i>Evolución de la masa estelar con el tiempo</i>	39
Figura 16. <i>Tasa de pérdida de masa en fase RSG</i>	41
Figura 17. <i>Duración de la secuencia principal, según proceso triple-alfa</i>	42
Figura 18. <i>Duración de la MS vs. Rotación estelar</i>	43
Figura 19. <i>Formación de Carbono en el núcleo</i>	44
Figura 20. <i>Fracción másica de carbono en el núcleo</i>	45
Figura 21. <i>Fracción de masa máxima de carbono en función de la rotación</i>	46
Figura 22. <i>Fracción másica de oxígeno en el núcleo</i>	47
Figura 23. <i>Fracción de masa máxima de oxígeno en función de la rotación</i>	47
Figura 24. <i>Fracción másica de hierro en el núcleo</i>	48

Figura 25. <i>Fracción de masa máxima de hierro en el núcleo, en función de la rotación</i>	49
---	----

Índice de tablas

Tabla 1. <i>Pérdida de masa durante la MS, en función de la ratio de rotación, para $30 M_{\odot}$</i>	12
Tabla 2. <i>Parámetros obtenidos con la salida de historial</i>	28

1. INTRODUCCIÓN

En las primeras teorías de evolución estelar, la rotación estelar se consideraba un efecto despreciable. Sin embargo, las discrepancias encontradas entre los modelos y las observaciones, sobre todo en referencia a la abundancia de helio y nitrógeno en estrellas masivas tipo O y B (Maeder & Meynet, 2000), así como variaciones en la distribución de estrellas con diferentes metalicidades en el diagrama Hertzsprung-Rusell (HR) (Maeder & Meynet, 2000), mostraron que el efecto de la rotación se había pasado por alto en una medida importante.

Los modelos de los últimos años muestran la elevada influencia de la rotación en la evolución estelar, en cuanto a trayectorias en el diagrama HR, ciclo de vida, masa real perdida, abundancias de elementos en la superficie, etc. Se puede considerar que la evolución estelar es básicamente una función de la masa M , la metalicidad Z y la velocidad angular Ω (Maeder & Meynet, 2000).

Las estrellas masivas experimentan una importante pérdida de masa a lo largo de su evolución. Dicha pérdida tiene su origen en varias causas, pudiendo considerarse como más significativas la pérdida de masa radiativa, la pérdida de masa por superación del límite de Eddington y la pérdida de masa mecánica debida a la rotación estelar. Esta última es significativa, debido a que el efecto combinado de la rotación y la presión de radiación en el ecuador llevan a una reducción de la gravedad efectiva, que conlleva un aumento de la pérdida de masa y modifica la evolución de la estrella (Lamers & Levesque, 2017).

El presente trabajo pretende profundizar en el análisis del efecto de la rotación sobre la pérdida de masa en estrellas masivas, así como su incidencia en el enriquecimiento químico de la masa expulsada en las fases finales de evolución de la estrella; por este motivo, el estudio se centra en sistemas estelares simples, evitando así la incidencia que tienen los sistemas binarios en la pérdida de masa de sus componentes.

El interés en el tema objeto del trabajo radica en la cuantificación del mencionado efecto de la rotación en la evolución de estrellas masivas, profundizando a la vez en la utilización de códigos de modelización de evolución estelar. El código utilizado es MESA, *Modules for*

Experiments in Stellar Astrophysics (Paxton et al., 2011), en la versión web¹ (Rich Townsend, 2024).

Los principales retos a los cuales ha sido necesario hacer frente a lo largo de la elaboración del trabajo, han sido principalmente la selección de la masa estelar sobre la cual desarrollar el estudio, la selección de los parámetros de los modelos a evaluar y la interpretación y explotación de los datos generados por el código.

El objetivo del presente trabajo es obtener una cuantificación de la pérdida de masa estelar, permitiendo evaluar la incidencia de la rotación sobre dicha pérdida, así como las variaciones que la rotación puede ocasionar en diferentes aspectos de la evolución estelar, como son la duración de la secuencia principal (MS), las proporciones de metales en las fases finales de evolución o desplazamientos de trayectorias a lo largo del diagrama HR.

1.1. Justificación

El problema objeto de análisis en el estudio consiste en evaluar el efecto de la rotación en la pérdida de masa en estrellas de masa elevada, de $25 M_{\odot}$. Este valor de masa estelar ha sido seleccionado, en primer lugar, debido a que las estrellas masivas, superiores a $9 M_{\odot}$, sintetizan una mayor cantidad de elementos pesados en las fases finales de su evolución (fases Wolf-Rayet y supergigantes rojas), por lo que este estudio nos permite analizar dicho fenómeno en estrellas en rotación. La pérdida de masa en estrellas masivas constituye un factor importante en el enriquecimiento químico del medio interestelar, aspecto que motiva un avance en el conocimiento de los factores que influyen de forma significativa en dicha pérdida de masa, como es el efecto de la rotación estelar. El estudio se desarrolla para una metalicidad fija de $Z=0.02$, acorde con el valor promedio de la Vía Láctea, correspondiente a una elevada metalicidad, que permite observar mejor la síntesis de elementos pesados.

El segundo motivo de selección de la masa estelar analizada es debido al estudio de referencia (Ekström et al., 2012), en el cual se establece el límite de masa inferior para la evolución hacia estrellas Wolf-Rayet (WR), con valores de 25 y $20 M_{\odot}$ para modelos no rotatorios y rotatorios,

¹ <http://user.astro.wisc.edu/~townsend/static.php?ref=mesa-web>

respectivamente, siendo la evolución en estrellas tipo WR un objetivo de estudio futuro para el autor.

Según el trabajo de Ekström et al. (2012), para masas estelares inferiores a $40M_{\odot}$ las diferencias de pérdida de masa entre modelos rotatorios y no rotatorios son pequeñas. En el presente trabajo se evalúa este aspecto, utilizando un modelo de evolución estelar diferente al utilizado en el artículo de referencia, según se expone en el apartado siguiente.

1.2.Estado del arte. Trabajos previos.

El trabajo presentado parte del estudio previo publicado por Maeder & Meynet (2000), constituyendo éste un trabajo compilatorio de la base teórica referente a los efectos de la rotación sobre la evolución estelar, y sobre todo del trabajo posterior publicado por Ekström et al. (2012), en el cual se desarrollan modelos de evolución estelar con rotación, incluyendo un amplio abanico de variables, siendo este último el artículo que ha constituido el punto de partida del presente trabajo. El trabajo de Ekström se desarrolló mediante el código GENE (Eggenberger et al., 2008), de la Universidad de Ginebra, a la cual pertenece la autora.

La elección de MESA como software de modelización de evolución estelar en el presente trabajo se ha basado en el amplio desarrollo de la aplicación, con múltiples actualizaciones desde su inicio en 2011, así como el hecho de ser uno de los códigos más utilizados por la comunidad científica para modelizar la evolución estelar. Se ha utilizado la versión web, debido a su accesibilidad, información disponible relativa a su utilización y posibilidad de contactar con el desarrollador, Rich Townsend, para dirigir consultas sobre su funcionamiento y resultados, aspecto que ha facilitado el avance del trabajo en algún momento puntual importante.

1.3.Estado del arte. Base teórica

1.3.1. Masa estelar

En función de su masa, las estrellas se pueden clasificar como de masa baja (de 0.8 a $2 M_{\odot}$), intermedia (entre 2 y $8 M_{\odot}$) y estrellas masivas, cuando su masa es superior a $9 M_{\odot}$ (Lamers & Levesque, 2017). Para el estudio de la evolución estelar, se toma como referencia el valor de

la masa estelar en el momento inicial de la secuencia principal, ZAMS (*zero age main sequence*).

A lo largo de su ciclo evolutivo, la estructura interna de la estrella varía. Durante la fase de la secuencia principal, que se caracteriza por la combustión de hidrógeno en el núcleo y en la que la estrella pasa la mayor parte de su vida, la estructura interna de la estrella depende de su masa.

En estrellas de baja masa, inferior a $1.3 M_{\odot}$, la fusión de H en el núcleo se realiza principalmente mediante la cadena protón-protón. En este caso, el transporte de energía en el núcleo se realiza por radiación; en cambio, en la envoltura la opacidad es elevada, dominando el transporte convectivo.

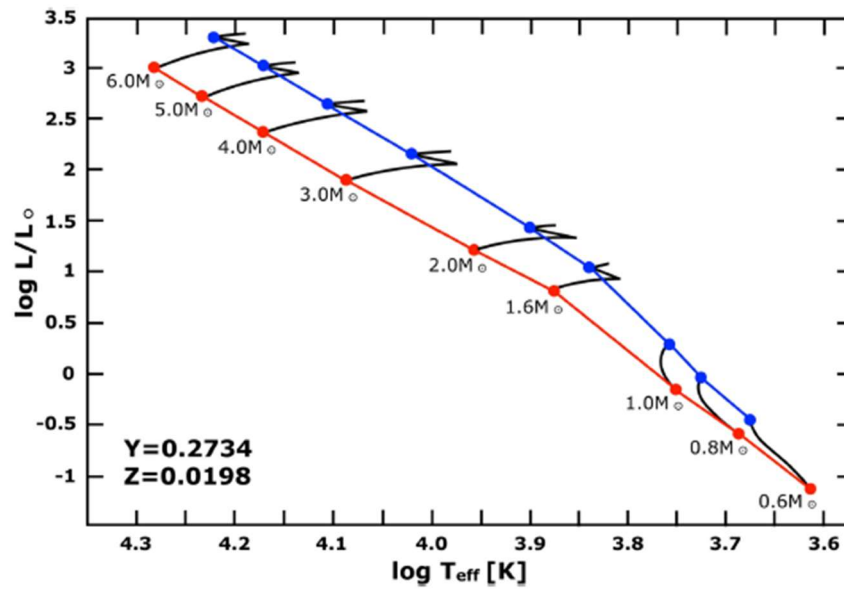
En estrellas de masa intermedia y alta, superior a $1.3 M_{\odot}$, las reacciones nucleares de fusión de hidrógeno siguen el ciclo CNO, el cual genera un gradiente de temperatura muy intenso y favorece el transporte convectivo en el núcleo. En la envoltura, el gradiente de temperatura es más suave, favoreciendo el transporte radiativo en la misma.

En las estrellas masivas, el flujo f , correspondiente a la energía emitida por unidad de tiempo por la superficie estelar, es muy superior a las estrellas de masa baja e intermedia.

1.3.2. Evolución de estrellas masivas

Durante la secuencia principal, las estrellas masivas fusionan hidrógeno para formar helio en su núcleo, siguiendo el ciclo CNO, tal y como se ha mencionado en el apartado anterior. Durante la mayor parte de esta etapa, la luminosidad se va incrementando ligeramente a medida que aumenta el peso molecular medio en el núcleo, a la vez que la envoltura de la estrella se expande (aumenta el radio estelar) y disminuye la temperatura efectiva, T_{eff} . Al final de la secuencia principal, la reducción de la cantidad de hidrógeno disponible para los procesos de fusión nuclear provoca que la producción de energía en el núcleo disminuya, lo cual da lugar a que la estrella se contraiga, incrementando temporalmente la T_{eff} ; esta evolución se visualiza en el diagrama HR por un giro hacia la zona azul del diagrama al final de la MS.

Figura 1. *Evolución estelar durante la secuencia principal*

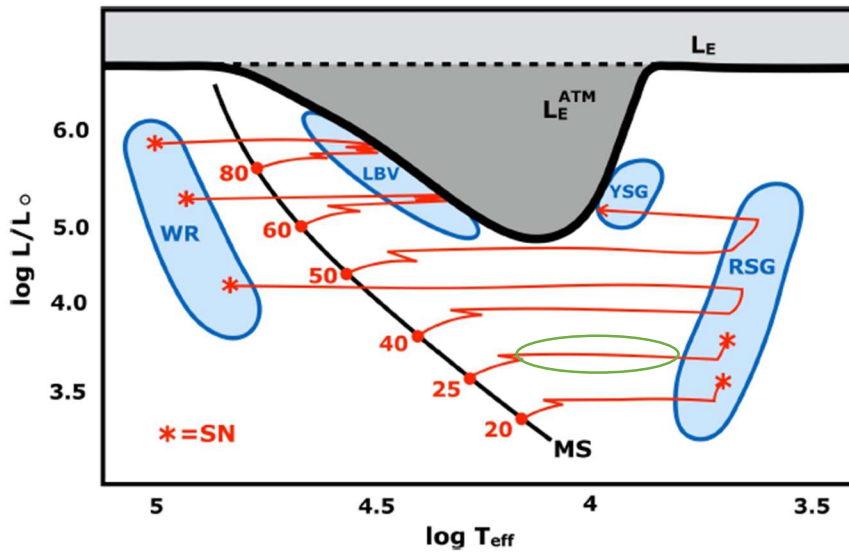


Fuente: Lamers & Levesque (2017)

En la Figura 1 se muestra en el diagrama HR la evolución de estrellas de diferente masa. Las estrellas de masa superior a $1.6M_{\odot}$ siguen las trayectorias descritas anteriormente.

Una vez agotado el hidrógeno del núcleo, fusionado en helio, las reacciones nucleares se detienen y el núcleo se contrae, aumentando su temperatura, lo cual desencadena en el inicio de la fusión del hidrógeno en la capa de la envoltura situada junto al núcleo, expandiéndose la envoltura y provocando la disminución de la temperatura efectiva, lo cual se manifiesta en el desplazamiento hacia la derecha en el diagrama HR, según la trayectoria indicada en color verde en la Figura 2, para la trayectoria correspondiente a $25M_{\odot}$.

Figura 2. Diagrama HR, evolución de estrellas masivas



Fuente: Lamers & Levesque (2017)

La trayectoria horizontal descrita en el párrafo anterior lleva a la fase evolutiva de supergigante roja (RSG, por sus siglas en inglés). En esta etapa la estrella se vuelve totalmente convectiva, debido a su baja temperatura efectiva, pudiendo ascender por la traza de Hayashi, como muestra la Figura 2. En esta fase, la estrella genera vientos estelares densos y lentos, expulsando gran parte de la envoltura. En el núcleo, puede darse la fusión de elementos cada vez más pesados, desde el carbono hasta el hierro, en un intervalo de tiempo muy corto, por lo que en la atmósfera estelar no se llegan a producir cambios significativos que conlleven a desplazamientos en el diagrama HR. En estrellas de $25M_{\odot}$, el final de la evolución estelar se alcanzará con el colapso del núcleo, una vez alcanzada la síntesis del hierro, explotando en forma de supernova y dejando como remanente un agujero negro (para masa $M > 25M_{\odot}$) o una estrella de neutrones (si $M < 25M_{\odot}$).

Para masas estelares elevadas, a partir de $40M_{\odot}$, la evolución puede continuar desde la fase RSG hacia las fases de Wolf-Rayet y Variable Luminosa Azul (LBV), según se puede observar en la Figura 2 (Lamers & Levesque, 2017).

1.3.3. Estrellas Wolf-Rayet

Las estrellas Wolf-Rayet (WR) constituyen una etapa evolutiva avanzada de estrellas de masa elevada, las cuales han pasado previamente por las fases de RSG y/o variable luminosa azul (ver Figura 2). Se caracterizan por fusionar helio en el núcleo, mediante el proceso triple alfa, encontrándose en equilibrio hidrostático y térmico. Las estrellas WR han perdido sus capas externas, debido a que poseen vientos estelares intensos que dan origen a líneas de emisión intensas y anchas (Lamers & Levesque, 2017), presentando temperaturas efectivas altas. La composición química de la envoltura de las estrellas WR incluye elementos típicos de la nucleosíntesis estelar, como el carbono, oxígeno y nitrógeno, con el helio dominante en lugar de hidrógeno, el cual ha perdido desde sus capas externas mediante los intensos vientos estelares.

Las estrellas WR se clasifican según su composición química observada, determinada según la intensidad de las líneas de emisión observadas en sus espectros, siendo dicha composición química un indicador de su estado evolutivo. De esta forma, los principales tipos de estrellas WR se clasifican de la siguiente manera:

- Estrellas WN, son ricas en N, también en He, pero pobres en C y O. Tienen una envoltura con un contenido en H bajo y una elevada presencia de productos asociados al ciclo CNO. Se dividen en estrellas WNL o tardías, ricas en N y pobres en C y O, las cuales conservan aún cierta cantidad de H en su envoltura, y estrellas WNE o de tipo temprano, las cuales no conservan ya cantidades apreciables de H en la envoltura.
- Estrellas WC, son ricas en C y He, mostrando también la presencia de O. La envoltura carece de H, el cual ha perdido completamente debido a los fuertes vientos estelares, siendo por lo tanto estrellas más evolucionadas que las WN.
- Estrellas WO, las cuales presentan mayor riqueza en O, C y He, siendo su espectro dominado por intensas líneas de emisión de O.

En las estrellas WR, la pérdida de masa debida a los intensos vientos estelares da origen a las denominadas nebulosas sopladas por vientos, pudiendo resultar en espectaculares nebulosas de emisión, como es el caso de NGC 6888, mostrada en la Figura 3, la cual presenta intensas zonas de emisión en H α , OIII, NII y OII.

Figura 3. *Nebulosa NGC 6888*



Fuente: Telescopio Isaac Newton, Instituto Astrofísico de Canarias.

<https://www.ing.iac.es/PR/dissemination/ngc6888.pdf>

Las nebulosas de estrellas WR constituyen una interesante fuente de enriquecimiento químico del medio interestelar, las cuales permiten analizar la historia de la evolución de estrellas masivas y los procesos de nucleosíntesis en las futuras generaciones de estrellas (Fernández Martín, 2014).

Para estrellas sin rotación, la masa mínima a partir de la cual se considera factible una evolución hacia estrellas WR se estima en 40M_o (Lamers & Levesque, 2017); sin embargo, el efecto de la rotación puede reducir la masa mínima necesaria hasta 20 M_o (Ekström et al., 2012; Maeder & Meynet, 2000). En el presente trabajo no se ha tratado de determinar la evolución hacia estrellas WR, siendo este estudio una motivación de futuro para el autor.

1.3.4. Pérdida de masa

La pérdida de masa constituye un factor clave que rige la evolución estelar. Las principales causas, tal y como se ha indicado anteriormente, se pueden resumir en las siguientes:

- Pérdida de masa radiativa, fruto de los vientos estelares rápidos, formados por partículas cargadas, en estrellas luminosas calientes, tipo O y B de la MS, estrellas gigantes y supergigantes calientes, estrellas Wolf-Rayet y estrellas centrales de nebulosas planetarias; por otro lado, la pérdida de masa puede ser debida a vientos estelares lentos, formados por polvo, en estrellas gigantes rojas y AGBs (Lamers & Levesque, 2017).

Como valor de referencia bibliográfico, la pérdida de masa calculada durante la MS, para estrellas de la Vía Láctea de $30M_{\odot}$ sin rotación, se sitúa en $3.09 \cdot 10^{-7} M_{\odot}/\text{año}$, lo que supone una pérdida acumulada de $1.7M_{\odot}$, aproximadamente un 6% de su masa inicial, considerando una duración total de la MS de 5.5 millones de años (Lamers & Levesque, 2017).

- Pérdida de masa por superación del límite de luminosidad de Eddington (Bestenlehner, 2024). Este caso se produce en estrellas muy masivas y luminosas, de más de $40 M_{\odot}$, en la post-MS. En estas estrellas, la opacidad dominante es debida a la dispersión de electrones, con un coeficiente de dispersión constante en toda la estrella. Ello proporciona un límite superior para la luminosidad de las estrellas, denominado límite de luminosidad de Eddington. Cuando, en la etapa de fusión de hidrógeno en capa, su luminosidad alcanza el límite de luminosidad de Eddington, la estrella pierde el equilibrio hidrostático, lo que provoca importantes eyecciones de material, perdiendo así una importante cantidad de su masa, aumentando su temperatura efectiva y, por lo tanto, girando hacia el azul en el diagrama HR.

Una vez recuperado el equilibrio hidrostático, la estrella vuelve a evolucionar, disminuyendo su temperatura efectiva. Este proceso se produce de forma cíclica, hasta que la pérdida de masa resulta lo suficientemente elevada como para impedir el alcance del límite de luminosidad de Eddington.

Esta etapa evolutiva de estrellas muy masivas se denomina Variable Luminosa Azul (LBV, por sus siglas en inglés), las cuales quedan muy por encima de la masa estelar objeto del presente trabajo, de $25 M_{\odot}$.

- Pérdida mecánica de masa debida a la rotación estelar. Resulta significativa cuando la velocidad tangencial es importante y cercana a la velocidad crítica, la cual se describe en la sección 1.3.6.

1.3.5. Metalicidad y evolución estelar

El concepto de metalicidad estelar (Z) hace referencia a la fracción de masa de elementos más pesados que el hidrógeno y el helio. Estrellas de metalicidad baja o muy baja corresponden a poblaciones antiguas, formadas en épocas tempranas en la edad del Universo, que se formaron a partir de nubes constituidas fundamentalmente por hidrógeno y helio primordial. Por contra, estrellas con metalicidades elevadas se forman a partir de nubes de gas y polvo más ricas en metales, los cuales han sido sintetizados en procesos estelares de generaciones anteriores y, posteriormente, enviados al medio interestelar en las fases finales de la evolución de dichas estrellas.

Tal y como se menciona en el capítulo 1 INTRODUCCIÓN, la evolución estelar es básicamente una función de la masa M , la metalicidad Z y la velocidad angular Ω (Maeder & Meynet, 2000). Los efectos de la metalicidad en la evolución estelar son diversos y no pueden ser tratados todos en el presente estudio, por lo que a continuación se exponen aquellos relacionados en mayor medida con el objeto del trabajo.

Durante la secuencia principal, una elevada metalicidad, como es el caso de $Z = 0.02$, provoca un aumento de la opacidad del material estelar, ralentizando el transporte de energía y afectando a su temperatura superficial. En etapas avanzadas de su evolución, las estrellas con alta metalicidad pueden presentar vientos estelares más intensos, debido a la mayor presión de radiación generada por los metales más pesados, provocando una mayor pérdida de masa. Todo ello lleva a diferencias en los caminos evolutivos de las estrellas con diferentes metalicidades, reflejados en variaciones en la distribución de estrellas en el diagrama HR.

En relación a la rotación, la mayor pérdida de masa a mayor Z provoca, a su vez, una disminución del momento angular, lo que se traduce en una disminución de la velocidad de rotación a lo largo de su evolución (Maeder & Meynet, 2004).

1.3.6. Rotación y sus efectos en la evolución estelar

La velocidad de rotación en estrellas masivas es más elevada que en estrellas poco masivas debido a que, en las fases tempranas de su ciclo de vida, éstas últimas disponen de una envoltura convectiva y fuertes campos magnéticos, que proporcionan un mecanismo de frenado a la velocidad de rotación estelar. En el caso de estrellas masivas, este frenado magnético en las fases iniciales es poco importante, dando como resultado importantes velocidades de rotación ecuatoriales, de hasta 400 km s⁻¹ (Lamers & Levesque, 2017), muy superiores a la del Sol, de 1.8475 km s⁻¹ (Zhou, 2023).

Gravedad efectiva. Velocidad crítica de rotación

La gravedad efectiva de una estrella en rotación se define como la diferencia entre la aceleración gravitatoria y la aceleración centrífuga. La velocidad crítica de rotación, v_{crit} , es aquella en la que la gravedad efectiva es 0 en el ecuador de la estrella, igualándose por lo tanto la aceleración gravitatoria y la centrífuga, $g_{grav} = g_{centr}$. Esta velocidad crítica se puede expresar también como velocidad angular, Ω_{crit} .

La velocidad angular crítica puede definirse según la relación entre la luminosidad y la luminosidad de Eddington, siendo dependiente así mismo de la masa de la estrella, según la ecuación (Paxton et al., 2013):

$$\Omega_{crit}^2 = \left(1 - \frac{L}{L_{Edd}}\right) \frac{GM}{R^3}. \quad (1)$$

Pérdida de masa por rotación

La elevada velocidad de rotación en estrellas masivas da como resultado una importante reducción de la gravedad efectiva en el ecuador, al combinarse los efectos de la presión de radiación y rotación. Las estrellas con velocidades de rotación más elevadas pueden acercarse

al límite crítico de gravedad efectiva cero en el ecuador, lo cual origina una elevada pérdida de masa que modifica su evolución.

La evaluación de la tasa de pérdida de masa en función de la velocidad de rotación angular ha sido evaluada en estudios anteriores (Langer, 1998; Maeder & Meynet, 2000), de los cuales se extrae la expresión:

$$\dot{M}_{\Omega} = \dot{M}_{\Omega=0} \left(\frac{1}{1 - \frac{\Omega}{\Omega_{crit}}} \right)^{\xi}, \quad (2)$$

donde $\xi = 0.43$

Aplicando la Ecuación (2) al ejemplo expuesto en la sección 1.3.4, para una masa estelar de 30 M_o, una duración de la MS de 5.5 millones de años y una pérdida de masa $\dot{M}_{\Omega=0} = 3.09 \cdot 10^{-7}$ M_o/año, se obtienen los siguientes resultados para diferentes ratios de rotación:

Tabla 1. Pérdida de masa durante la MS, en función de la ratio de rotación, para 30 M_o

Ω/Ω_{crit}	$\log \dot{M}$ (M _o /año)	M _o total perdida (M _o)	Masa Final (M _o)	M _o total perdida (%)
0,0	-6,510	1,70	28,30	5.67 %
0,1	-6,490	1,78	28,22	5.93 %
0,2	-6,468	1,87	28,13	6.24 %
0,3	-6,443	1,98	28,02	6.60 %
0,4	-6,415	2,12	27,88	7.06 %
0,5	-6,381	2,29	27,71	7.63 %
0,6	-6,339	2,52	27,48	8.40 %
0,7	-6,285	2,85	27,15	9.51 %
0,8	-6,209	3,40	26,60	11.32 %
0,9	-6,080	4,57	25,43	15.25 %

Fuente: elaboración propia

Teorema de Von Zeipel. Circulación meridional

En una estrella con rotación rápida, las superficies con gravedad constante no se ubican uniformemente en la superficie de la estrella, sino que están más próximas a los polos que al ecuador. Estas son superficies equipotenciales, lo que supone que presenten la misma presión

y temperatura. Ello lleva a que las líneas isotermas sean más próximas en los polos que en el ecuador, haciendo más elevado el gradiente de temperatura en los polos. El flujo radiativo es proporcional a dT^4/dr , según se puede deducir de la ecuación de Eddington para el equilibrio radiativo (Lamers & Levesque, 2017):

$$\frac{L_r}{4\pi r^2} = -\frac{4}{3} \frac{1}{\kappa \rho} \frac{d\sigma T^4}{dr}, \quad (3)$$

siendo κ el coeficiente de opacidad, σ la constante de Stefan-Boltzmann y ρ la densidad.

Como consecuencia a lo expuesto anteriormente, el flujo radiativo también es mayor en los polos que en el ecuador, según expuso Von Zeipel (1924). El Teorema de Von Zeipel establece que, en una estrella en rotación, el flujo radiativo local es proporcional a la gravedad efectiva, según se recoge en la Ecuación 4 (Lamers & Levesque, 2017):

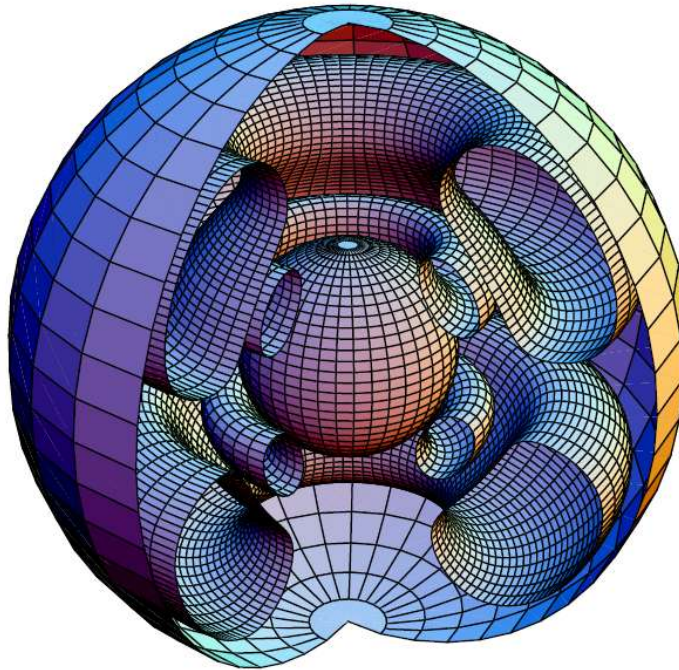
$$F_{rad}(\Omega, \theta) = \frac{L}{4\pi GM} g_{eff}(\Omega, \theta), \quad (4)$$

siendo θ la latitud estelar.

El mayor flujo radiativo en los polos de la estrella en rotación lleva a una mayor temperatura efectiva, respecto a la correspondiente al ecuador, aspecto que debe tenerse en cuenta en los estudios espectroscópicos, siendo necesario considerar la orientación de la estrella en rotación respecto la línea de visión.

Por otro lado, según el teorema de Von Zeipel, una estrella en rotación no puede estar localmente en equilibrio hidrostático y radiativo al mismo tiempo. De este hecho se deriva la existencia de una circulación meridional a gran escala, en el interior de la estrella (Eddington, 1925), flujo denominado *circulación de Eddington-Sweet*, el cual se ilustra en la Figura 4. Este efecto es mayor durante la secuencia principal de la estrella, cuando la velocidad de rotación es todavía elevada. En las fases posteriores a la MS, la estrella pierde velocidad de rotación debido a la expansión que experimenta en su evolución.

Figura 4. *Modelo 3D de circulación meridional*



Fuente: (Meynet & Maeder, 2002)

Esta circulación meridional produce una mezcla de especies químicas, incluso en capas estables frente a la convección. En estrellas masivas sin rotación o con rotación lenta, la mezcla se produce fundamentalmente en el núcleo convectivo, pudiéndose ver incrementada por el sobreimpulso convectivo (*convective overshooting*), que corresponde a la extensión de la zona convectiva más allá de los límites esperados debido a la inercia del movimiento convectivo, el cual favorece ligeramente el transporte de materiales del núcleo hacia la envoltura de la estrella. Debido a que la envoltura en estrellas masivas es radiativa, el transporte y mezcla de materiales a lo largo de todo el volumen de la estrella es poco eficiente. Sin embargo, cuando la rotación de la estrella masiva es elevada, la mezcla se ve favorecida por la circulación meridional, que permite el transporte de elementos formados en el núcleo hacia la envoltura, a la vez que reabastece el núcleo con hidrógeno fresco; este último hecho tiene como consecuencia una mayor duración de la secuencia principal, en el caso de estrellas con rotación rápida (Ekström et al., 2012).

Por otro lado, una rotación estelar rápida favorece los vientos estelares, cuya distribución carece de simetría esférica. La presencia de estos vientos asimétricos puede originar la

desaceleración de la estrella, dependiendo de la relación entre la pérdida de masa en los polos y en el ecuador (Lamers & Levesque, 2017).

Los diferentes aspectos explicados anteriormente describen los fenómenos que, derivados de la rotación, influyen en la evolución estelar, pero ¿cuál es la magnitud de dicha influencia? Los siguientes capítulos del presente trabajo exponen la cuantificación del efecto de la rotación en la evolución estelar, tomando como base el efecto sobre la pérdida de masa, en las condiciones de análisis establecidas en cuanto a masa y metalicidad.

2. OBJETIVOS

2.1. Objetivo general

El objetivo general del presente trabajo es evaluar el efecto que la rotación estelar tiene sobre la pérdida de masa en estrellas de 25 M_o y Z = 0.02, utilizando para ello el código MESA, en su versión web. La evaluación se realiza básicamente mediante la cuantificación de la masa perdida a lo largo del período de duración del modelo, en función de la ratio entre la velocidad de rotación de la estrella y la velocidad crítica (expuesta en la sección 1.3.6). Por consiguiente, el objetivo general trata de analizar el efecto expuesto de forma teórica en la Tabla 1.

El artículo de referencia (Ekström et al., 2012) establece una ratio de rotación de 0.4 en todo el estudio, evaluando diferentes masas estelares. El presente trabajo se centra en la evaluación de la masa estelar seleccionada, variando la rotación, con el objetivo de obtener una cuantificación específica del efecto de la rotación.

2.2. Objetivos secundarios

2.2.1. Influencia de la rotación en el enriquecimiento del medio interestelar

Un objetivo derivado del principal es estudiar el efecto de la rotación en el enriquecimiento del medio interestelar, por el aporte de metales al mismo, tanto en cantidad global, consecuencia directa de la pérdida de masa, como en su composición química, por el efecto de la mejora en el dragado y mezcla de material desde el núcleo hasta la superficie, debido a la circulación meridional. La modelización de estrellas masivas, como es el caso de 25 M_o, permite observar dicho efecto para una mayor variedad de metales y de peso atómico más elevado.

2.2.2. Efecto de la rotación en la duración de la secuencia principal

Según se ha indicado en el apartado 1.3.6, la circulación meridional, provocada por la rotación, produce el reabastecimiento de hidrógeno desde la envoltura hacia el núcleo, lo cual ocasiona el incremento de la duración de la secuencia principal. La observación y cuantificación de este efecto constituye un objetivo secundario del presente trabajo.

3. MATERIAL Y MÉTODO

3.1.Descripción del código MESA

La modelización de la física y evolución estelar requiere la utilización de programas informáticos que faciliten los complejos cálculos que se deben desarrollar. Para la elaboración del presente trabajo se ha utilizado el código MESA (*Modules for Experiments in Stellar Astrophysics*), que provee las librerías necesarias para un amplio abanico de aplicaciones en astrofísica estelar computacional. El código MESA fue desarrollado por Bill Paxton y colaboradores (Paxton et al., 2011), como código abierto, lo cual ha permitido su desarrollo y evolución continua a lo largo de los años, desde su implementación inicial.

MESA constituye un módulo de evolución estelar unidimensional: en este tipo de modelización las propiedades de la estrella varían solo en una dimensión, generalmente el radio, y se ignoran las variaciones en otras direcciones. El código se estructura en librerías creadas en lenguaje Fortran, disponiendo los usuarios de interfaces de acceso y utilización mediante lenguaje Python. La versión web, utilizada en el presente trabajo, permite la utilización del código sin necesidad de su instalación; sin embargo, utilizando esta versión no es posible experimentar con condiciones no preestablecidas en la página de entrada de parámetros de modelización de MESA-Web. Los resultados obtenidos por el código son enviados al usuario mediante correo electrónico, pudiendo ser analizados y explotados mediante Python; las posibilidades de evaluación y análisis de la versión web utilizada han resultado adecuadas para alcanzar los objetivos establecidos en el presente trabajo.

3.1.1. Implementación de la rotación estelar en MESA

La implementación de la rotación estelar en el modelo de MESA se basa en el potencial de Roche. En una estrella en rotación rígida en equilibrio hidrostático, las superficies de presión constante (isóbaras) coinciden con superficies equipotenciales, definidas por el potencial de Roche, Ψ (Paxton et al., 2019):

$$\Psi(r, \theta) = \Phi(r, \theta) - \frac{r^2 \Omega^2 \sin^2 \theta}{2}, \quad (5)$$

donde Φ es el potencial gravitatorio newtoniano ($\Phi = -Gm/r$), Ω es la velocidad angular de rotación, θ es el ángulo polar y r el radio.

Los efectos de la rotación, en el modelo unidimensional de evolución estelar, se recogen mediante la introducción de dos factores de corrección, desarrollados por Kippenhahn & Thomas (1970) y Endal & Sofia (1976):

$$f_p = \frac{4\pi r_\psi^4}{Gm_\psi S_\psi} \frac{1}{\langle g \rangle \langle g^{-1} \rangle}, \quad (6)$$

$$f_T = \left(\frac{4\pi r_\psi^2}{S_\psi} \right) \frac{1}{\langle g \rangle \langle g^{-1} \rangle}, \quad (7)$$

siendo r_ψ el radio equivalente de una esfera de volumen V_ψ , correspondiente a una isóbara, y m_ψ y S_ψ la masa incluida en el volumen de dicha isóbara y su superficie.

La implementación del modelo requiere considerar así mismo, como parámetros de cálculo, el radio ecuatorial de la isóbara, r_e , el momento de inercia en rotación, $i_{rot} = 2r^2/3$, y el momento angular, $j_{rot} = i_{rot}\Omega$. Considerando los parámetros indicados, MESA modeliza el efecto de la rotación basándose en la expresión:

$$\frac{j_{rot}}{\sqrt{Gm_\psi r_\psi}} = \frac{\Omega_\psi}{\Omega_{crit,\psi}} \frac{i_{rot}}{r_e^2} \sqrt{\frac{r_e}{r_\psi}}. \quad (8)$$

Como puede observarse en la ecuación (8), la ratio entre la velocidad angular de rotación y la velocidad angular crítica constituye una variable para la resolución de ésta.

MESA modeliza la pérdida de masa debida a la rotación según la ecuación (2), pero cuando la ratio de rotación Ω/Ω_{crit} se aproxima a 1, la ecuación (2) diverge. Ello es especialmente relevante en el caso de estrellas luminosas, aún sin una rotación muy rápida, debido a que la velocidad crítica de rotación disminuye cuando la luminosidad se aproxima a la luminosidad de Eddington. Para evitar este problema de cálculo, MESA limita la escala de tiempo de pérdida de masa a la escala térmica de la estrella (Paxton et al., 2013). La modelización de las velocidades de rotación en MESA se ha mostrado efectiva hasta ratios de $\Omega/\Omega_{crit} = 0.9$ (Paxton et al., 2019). Sin embargo, en el desarrollo del presente trabajo, los modelos con ratios de

rotación superiores a 0.5 generaron resultados poco fiables o incoherentes, aspecto que se consultó al responsable de mantener MESA-Web, Rich Townsend, quien recomendó no superar la ratio de 0.5, por lo que en el presente trabajo se ha fijado este valor como límite superior.

3.2. Entradas de MESA Web

Los modelos generados para el desarrollo del presente trabajo se han elaborado mediante la versión web de MESA, la cual dispone de una página de entrada de datos que permite seleccionar múltiples opciones y valores paramétricos para desarrollar los modelos requeridos.

Figura 5. *Página de entrada de datos de MESA-Web*

Rich Townsend's
mad star

About News Research Teaching Publications Outreach People Download Tools Links Contact

You are here: Department / Mad Star Home / Tools / MESA-Web / MESA-Web Calculation Submission

MESA-Web Calculation Submission

To submit a *MESA-Web* calculation, simply enter your email address in the *Email Address* field at the bottom of the form below, and then click the *Submit* button.

The default parameters have been chosen to evolve a 1 M_o model from pre main-sequence to white dwarf in less than 2 hours of wall time. To obtain more-Detailed information about each parameter, click on the name of the parameter to visit the corresponding entry on the the [MESA-Web Input](#) page.

After a calculation completes, you will receive an email with link to a [Zip archive](#) that contains the output from *MESA-Web* (note that the link expire after one day). For information on the contents of this archive, see the [MESA-Web Output](#) page.

Initial Properties

Mass: 1.0 M_o

Metallicity: 0.02

Rotation Rate ($\Omega_{\text{ZAMS}}/\Omega_{\text{crit}}$): 0.0

Nuclear Reactions

Burning Modifiers: none

Network: basic

Custom Nuclear Reaction Rate: none

Upload Rate: Seleccionar archivo | Ningún archivo seleccionado

Mixing

Convection

Mixing Length Alpha (α_{MLT}): 2.0

Mixing Length Theory Prescription: Cox

Boundary Mixing: Predictive Mixing (H-burning core only)

Convective Overshoot

Overshoot f : 0.0001

Overshoot f_0 : 0.0005

☐ Semi-Convection Alpha (α_{semi}): 0.01

Fuente: (Rich Townsend, 2024), <http://user.astro.wisc.edu/~townsend/static.php?ref=mesa-web-submit>

Los cuadros de entrada de datos están divididos según su tipología, tanto del propio modelo estelar a analizar, como de los parámetros de cálculo del modelo. Estos cuadros generales corresponden a Propiedades Iniciales, Reacciones Nucleares, Mezcla, Vientos, Resolución Numérica, Condiciones de Paro y Salida General.

En los apartados siguientes se describe la entrada de cada parámetro necesario para el desarrollo de los modelos de evolución estelar en MESA, así como la opción seleccionada en cada caso. Se añade la terminología en idioma inglés, para su identificación en la plataforma web.

3.2.1. Propiedades iniciales (*Initial Properties*)

Tal y como se indica al inicio del capítulo 1 INTRODUCCIÓN, la evolución estelar es básicamente función de la masa, la metalicidad y la rotación. Éstos constituyen los parámetros de entrada en las propiedades iniciales del modelo:

- Masa (*Mass*): masa inicial de la estrella, en masas solares. El rango admitido por MESA-Web es de 0,1 a 100 M_o. Los modelos previos elaborados para la realización del presente trabajo se desarrollaron para una masa de 100 M_o, en los que se apreciaron errores en los resultados obtenidos, como por ejemplo saltos incoherentes en la escala temporal e inestabilidades de cálculo en las fases avanzadas de la evolución estelar. Debido a ello, se procedió a hacer un análisis previo de los resultados a partir de 1 M_o, incrementando primero a 10 y posteriormente hasta 25 M_o, valores para los cuales se obtuvieron resultados a priori coherentes. Este último valor de masa estelar se ajustaba a los objetivos que se pretendían alcanzar, por lo que el presente trabajo se ha centrado en el estudio de modelos de evolución estelar para una masa de 25 M_o.
- Metalicidad (*Metallicity*): fracción inicial de masa de metales en el material estelar. La metalicidad adoptada para el desarrollo de los modelos de evolución es de $Z = 0.02$, siendo ésta la metalicidad promedio de la Vía Láctea.
- Ratio de rotación (*Rotation rate*): relación entre la velocidad angular de rotación en la ZAMS y la velocidad angular crítica, $\Omega_{\text{ZAMS}}/\Omega_{\text{crit}}$. El rango admitido por MESA-Web se sitúa

entre 0.0 y 1.0. La ratio de rotación constituye la variable fundamental sobre la cual generar los modelos de evolución estelar en el presente trabajo, habiéndose tomado los valores de 0.0 (estrella sin rotación), 0.1, 0.2, 0.3, 0.4 y 0.5, este último como límite superior aceptable en el modelo.

3.2.2. Reacciones nucleares (*Nuclear Reactions*)

- Modificadores de combustión (*Burning Modifiers*): la plataforma permite inhibir la liberación de energía y/o el consumo de combustible nuclear, mediante la nucleosíntesis. No se ha contemplado ninguna de estas modificaciones en los modelos del presente trabajo, dado que ambos parámetros intervienen en la evolución estelar a estudiar.
- Red (*Network*): selección de la red de reacciones nucleares a contemplar en el modelo. Se ha adoptado la red aprox21, definida para estrellas masivas (15-30 M_o) evolucionadas (Farmer et al., 2016).
- Velocidad de reacción nuclear personalizada (*Custom Nuclear Reaction Rate*): MESA-web permite adoptar alguna de las reacciones nucleares establecidas. En el presente trabajo no se ha considerado introducir modificaciones al respecto.
- Carga de reacciones (*Upload Rate*): en este apartado es posible cargar archivos de reacciones nucleares personalizados. No se han adoptado reacciones personalizadas en este trabajo.

3.2.3. Mezcla (*Mixing*)

- Longitud de mezcla Alfa (*Mixing Length Alpha*): la longitud de mezcla (l_m) se configura a partir de la entrada del parámetro α_{MLT} , correspondiente al factor a aplicar a la altura de escala de presión (H_p) para determinar la l_m (Lamers & Levesque, 2017):

$$H_p = \frac{RT}{\mu} \frac{r^2}{GM_r}, \quad (9)$$

ecuación a partir de la cual se obtiene la longitud de mezcla (Kippenhahn et al., 2012):

$$l_m = \alpha_{MLT} H_p. \quad (10)$$

El valor adoptado para el parámetro de longitud de mezcla alfa es 1.6, siguiendo lo expuesto por Schaller et al. (1992) y Ekström et al. (2012).

- Prescripción de la teoría de longitud de mezcla (*Mixing Length Theory Prescription*): MESA-Web permite seleccionar entre diferentes teorías para el transporte convectivo de energía. La opción adoptada en el presente trabajo corresponde a la prescripción de Cox & Giuli (1968).
- Mezcla en el límite (*Boundary Mixing*): prescripción para los procesos de mezcla en el límite de las zonas de convección. MESA-Web permite seleccionar entre mezcla predictiva, predictiva únicamente para combustión de hidrógeno, convectiva, o ninguna. En el presente trabajo se ha adoptado la opción *Convective Premixing*, la cual mejora los resultados de las anteriores prescripciones (Paxton et al., 2019).
- Sobreimpulso convectivo. Sobreimpulso f (*Overshoot f*): parámetro de longitud de escala del sobreimpulso (Paxton et al., 2011). En el presente trabajo se ha adoptado el valor de $f = 0.016$ (Herwig, 2000), no siendo posible en MESA-Web establecer diferentes valores a lo largo de la evolución estelar en el diagrama HR.
- Sobreimpulso convectivo. Sobreimpulso (*Overshoot f_0*): parámetro de desplazamiento del límite de sobreimpulso (Moravveji et al., 2016); en el presente trabajo se adopta 0.001, siguiendo el artículo indicado.
- Eficiencia de semiconvección alfa (α_{semi}) (*Semi-convection Alpha*): parámetro adimensional utilizado internamente por MESA para el cálculo del coeficiente de difusión en condiciones de semiconvección (Paxton et al., 2013). Este parámetro puede no ser considerado en la

modelización. Queda fuera del alcance del presente trabajo analizar la influencia de este parámetro, por lo que no es considerado.

- Termohalina alfa (α_{th}) (*Thermohaline Alpha*): parámetro de eficiencia termohalina, definido en (Paxton et al., 2013)). Hace referencia a la mezcla en la capa termohalina por inversión de material con masas diferentes, teóricamente estables frente a la convección, como por ejemplo en las envolturas de fusión de H en capa en estrellas de la rama gigante roja. En el presente trabajo se ha adoptado un valor de $\alpha_{th} = 1.0$
- Prescripción de mezcla termohalina (*Thermohaline Mixing Prescription*): establece el modelo de cálculo de la mezcla termohalina. El análisis de este aspecto no forma parte de los objetivos de este trabajo; se ha adoptado la prescripción *Brown_Garaud_Stellmach_13* (Brown et al., 2013), dado que incorpora el estudio y evaluación de las anteriores.

3.2.4. Vientos estelares (*Winds*)

- Prescripción para vientos en la rama gigante roja (*Red Giant Branch Wind Prescription*): MESA-Web permite seleccionar entre diferentes opciones para establecer el cálculo de pérdidas de masa radiativa (vientos estelares) en la rama gigante roja. Se ha adoptado la opción *Vink* (Vink et al., 2001), siguiendo el criterio del artículo de referencia de Ekström et al. (2012).
- Factor de escala de vientos en RGB (*RGB Wind Scaling Factor*): factor de escala para la tasa de pérdida de masa radiativa en la rama de las gigantes rojas (RGB). En el presente trabajo se ha adoptado un factor de 0.5, siguiendo los resultados de McDonald & Zijlstra (2015).
- Prescripción para vientos en la rama asintótica gigante (*Asymptotic Giant Branch Wind Prescription*): para la rama AGB, permite la selección de las mismas opciones que en el apartado anteriormente descrito, correspondiente a la rama gigante roja. Se mantiene la selección de la prescripción *Vink*.

- Factor de escala de vientos en AGB *AGB Wind Scaling Factor*): factor de escala similar al establecido para la RGB. Se adopta el mismo factor de 0.5 que en el caso de la RGB.

3.2.5. Parámetros de resolución numérica

- Resolución espacial. Coeficiente de malla (*Mesh Delta Coefficient*): Coeficiente de resolución de la cuadrícula espacial de cálculo. Un mayor espaciado entre puntos implica un menor número total de dichos puntos de cálculo. Se ha adoptado un valor de 2.0, habiéndose comprobado en diferentes modelos de prueba que este valor permite la resolución necesaria y el número de puntos de cálculo para completar los modelos.
- Resolución temporal. Objetivo de control de varianza (*Variance Control Target*): Variación relativa del modelo entre un paso de tiempo y el siguiente. Se ha adoptado un valor de 1 d⁻¹, determinado en las diferentes pruebas de modelos realizadas.
- Resolución temporal. Límite mínimo de caída de núcleos de H (*dX nuc drop min X limit*): Fracción de masa mínima de hidrógeno en la que se controlan las caídas en la abundancia de hidrógeno, debido a la combustión nuclear, al elegir los pasos de tiempo. Se ha adoptado un valor de 1d⁻¹, determinado en las diferentes pruebas de modelos realizadas.
- Resolución temporal. *delta lg XH cntr min*: valor mínimo del logaritmo de la abundancia de H en el núcleo en el que se aplican *delta_lg_XH_cntr_limit* y *delta_lg_XH_cntr_hard_limit*. Se ha adoptado un valor de -6, determinado en las diferentes pruebas de modelos realizadas.
- Resolución temporal. *delta lg XH cntr max*: valor máximo del logaritmo de la abundancia de H en el núcleo en el que se aplican *delta_lg_XH_cntr_limit* y *delta_lg_XH_cntr_hard_limit*. Se ha adoptado un valor de -6, determinado en las diferentes pruebas de modelos realizadas.

- Resolución temporal. *delta lq XH cntr limit*: se utiliza para establecer un límite superior en el cambio logarítmico de la abundancia central de hidrógeno debido a la combustión nuclear. Este parámetro ayuda a controlar la resolución temporal del modelo, asegurando que los cambios en la abundancia de hidrógeno en el núcleo de la estrella no sean demasiado grandes entre pasos de tiempo. Se ha adoptado un valor de 0.05.
- Resolución temporal. *delta lq XH cntr hard limit*: establece un límite estricto en el cambio logarítmico de la abundancia central de hidrógeno, a lo largo de un solo paso de tiempo; los pasos de tiempo se reducen para respetar este límite. Se ha adoptado un valor de -1 (no limit).

3.2.6. Condiciones de parada personalizada

- Cantidad (*Quantity*): Cantidad a monitorizar para determinar el momento de detención del cálculo del modelo. Se puede seleccionar entre las opciones preestablecidas. En el presente trabajo se ha optado por la opción *iron core collapse*, con el objetivo de alargar el cálculo del modelo al final de la evolución de la estrella.
- Valor (*Value*): valor correspondiente a la cantidad a monitorizar para determinar el paro del cálculo. Se ha adoptado un valor de 1e8, determinado a partir de las pruebas de modelos realizadas.
- Frecuencia de salida de perfiles (*Detailed Profile Output Frequency*): número de pasos de tiempo entre cada perfil consecutivo, referido cada uno a la estructura detallada. Se ha adoptado una frecuencia correspondiente a un perfil cada 50 modelos.

3.3. Salidas de MESA Web

Los datos generados por el código son enviados por MESA-Web por correo electrónico, a la dirección que el usuario configura en la página de entrada de datos, en forma de enlace desde

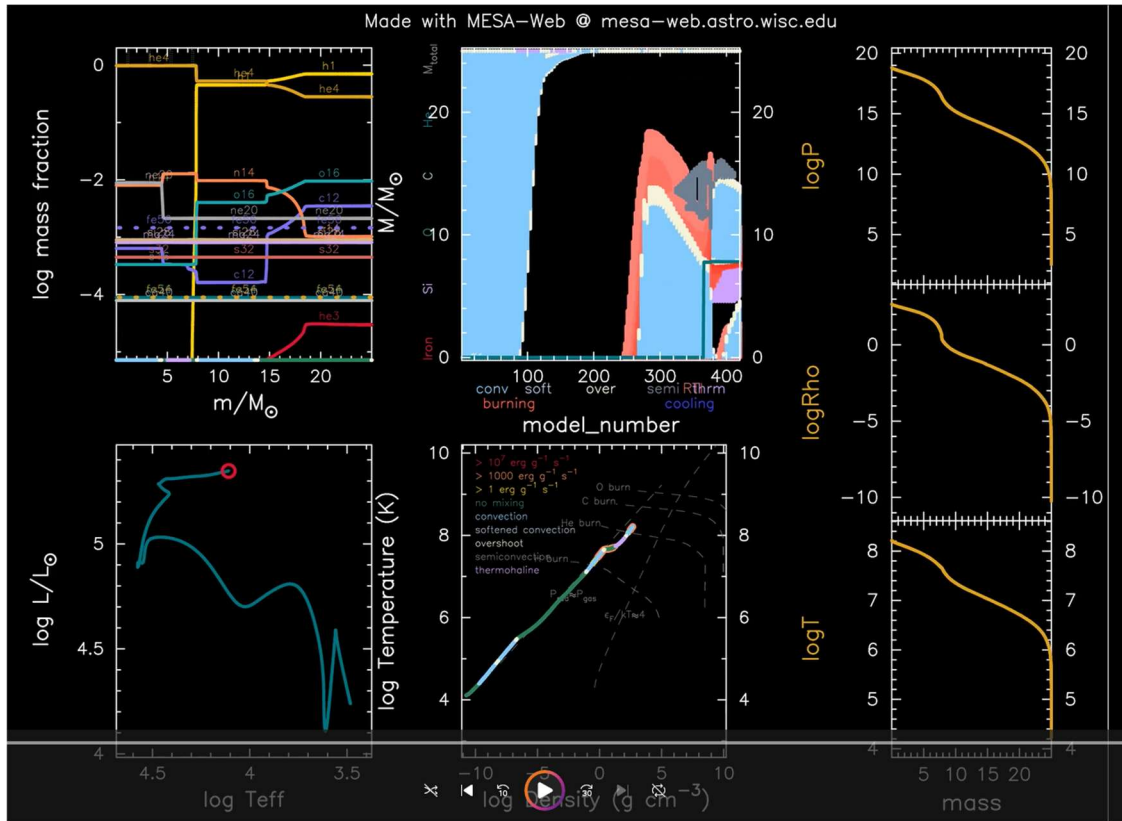
el cual descargar los archivos de datos, los cuales se componen de las siguientes cuatro diferentes tipologías:

3.3.1. Salida de película

El modelo incluye un archivo formato MP4 que contiene una película con gráficos en movimiento, la cual representa de forma dinámica las variables de salida del modelo. Los datos mostrados en la película son los siguientes:

- Perfiles de fracción de masa de diferentes elementos químicos, en función de la distancia al centro de la estrella.
- Diagrama de Kippenhahn, que muestra la evolución de la masa estelar a lo largo del tiempo de su evolución, diferenciando las diferentes especies nucleares.
- Diagrama Hertzsprung-Russell.
- Gráfico de evolución de densidad-temperatura.
- Perfiles de estados termodinámicos, los cuales muestran la presión total, la densidad y la temperatura, en función de las coordenadas de masa de la estrella.

Figura 6. Salida de película (modelo de prueba sin rotación)



Fuente: elaboración propia

Los gráficos dinámicos proporcionados permiten visualizar la evolución del modelo a lo largo del tiempo, resultando una herramienta útil, sobre todo para evaluar cada uno de los modelos generados y comprobar si se aproximan a los resultados esperados. En el presente trabajo han servido como guía para realizar una primera evaluación visual de los modelos, aunque el análisis de resultados se ha realizado a partir de los archivos de datos obtenidos.

3.3.2. Salida de historial

El archivo principal que contiene los datos de evolución proporcionados por el modelo generado por MESA-Web es el denominado archivo de historial, *trimmed_history.data*. El archivo contiene los datos correspondientes a los diferentes parámetros que caracterizan la evolución estelar, ordenados por columnas, en una secuencia de filas correspondientes a los intervalos de tiempo en los que se ha dividido el modelo.

Los datos proporcionados en el archivo de historial para cada modelo han sido los utilizados para desarrollar el presente trabajo.

Tabla 2. Parámetros obtenidos con la salida de historial

Parameter	Description
model_number	model number
star_age	stellar age [years]
star_mass	stellar mass [Msun]
log_L	log10(stellar luminosity [Lsun])
log_R	log10(stellar radius [Rsun])
log_Teff	log10(effective temperature [K])
log_center_T	log10(center temperature [K])
log_center_Rho	log10(center density [g/cm ³])
log_center_P	log10(center pressure [dyn/cm ²])
center_h1	center 1H mass fraction
center_he3	center 3He mass fraction
center_he4	center 4He mass fraction
center_c12	center 12C mass fraction
center_n14	center 14N mass fraction
center_o16	center 16O mass fraction
center_ne20	center 20Ne mass fraction
center_mg24	center 24Mg mass fraction
center_si28	center 28Si mass fraction
center_s32	center 32S mass fraction
center_ar36	center 36Ar mass fraction
center_ca40	center 40Ca mass fraction
center_ti44	center 44Ti mass fraction
center_cr48	center 48Cr mass fraction
center_fe52	center 52Fe mass fraction
center_fe54	center 54Fe mass fraction
center_fe56	center 56Fe mass fraction
center_ni56	center 56Ni mass fraction
center_degeneracy	center electron degeneracy parameter [kB*T]
center_ze	center average charge per baryon [e]
center_entropy	center entropy [kB]
compactness_parameter	(m/Msun)/(R(m)/1000km) for m = 2.5 Msun
dynamic_timescale	dynamical timescale [s]
kh_timescale	Kelvin - Helmholtz timescale [s]
nuc_timescale	nuclear timescale [s]
pp	log10(total pp luminosity [Lsun])
cno	log10(total CNO luminosity [Lsun])
tri_alfa	log10(total triple-alpha luminosity [Lsun])
log_LH	log10(total H-burning luminosity, excluding neutrinos [Lsun])
log_LHe	log10(total He-burning luminosity, excluding neutrinos [Lsun])
log_LZ	log10(total metal-burning luminosity, excluding neutrinos [Lsun])
log_Lneu	log10(total neutrino luminosity [Lsun])
he_core_mass	mass of helium core [Msun]
c_core_mass	mass of carbon core [Msun]
o_core_mass	mass of oxygen core [Msun]
si_core_mass	mass of silicon core [Msun]
fe_core_mass	mass of iron core [Msun]
he_core_radius	radius of helium core [Rsun]
c_core_radius	radius of carbon core [Rsun]
o_core_radius	radius of oxygen core [Rsun]
si_core_radius	radius of silicon core [Rsun]
fe_core_radius	radius of iron core [Rsun]
max_abs_v_velocity	maximum absolute velocity
surf_avg_omega_div_omega_crit	surface average rotation angular frequency [Omega_crit]
log_total_angular_momentum	log10 (total angular momentum [cm ² g/s])
surf_avg_omega	surface average rotation angular frequency [rad/s]
surf_avg_v_rot	surface average rotation velocity [km/s]
star_mdott	mass loss rate [Msun/year]

Fuente: MESA-Web, archivo *trimmed_history.data* proporcionado por el código.

La Tabla 2 muestra el listado completo de parámetros proporcionados por la salida de historial de MESA-Web. Se han resaltado en negrita aquellos que han sido utilizados en el presente trabajo.

3.3.3. Salida de perfil

Los archivos de perfil contienen los datos correspondientes a la estructura interna del modelo estelar, cada uno de ellos correspondiente a un intervalo de tiempo determinado a lo largo de la modelización de la evolución. Los archivos de perfil se denominan *profileN.data*, siendo N el número correspondiente a cada intervalo. La correspondencia entre el perfil N y el intervalo de tiempo del modelo se proporciona en el archivo *profiles.index*. Los archivos de perfil incluyen los datos de diferentes parámetros en columnas, ordenados por filas correspondientes a diferentes zonas de la estrella, ordenadas de más externa a más interna.

3.3.4. Análisis mediante Python

La lectura de los archivos de historial y de perfil se realizan en Python. Para facilitar esta lectura, MESA-Web proporciona un módulo denominado *mesa_web.py*, el cual puede descargarse desde la página web². Este módulo incluye tres funciones, definidas para la lectura de los datos:

- *read_history()*: lee el archivo de historial
- *read_profile()*: lee un archivo de perfil
- *find_read_profile()*: busca un archivo de perfil utilizando el archivo *profiles.index*.

Las tres funciones devuelven un diccionario Python o un objeto *astropy.table.Table*. Este módulo de lectura de datos ha sido utilizado en el presente trabajo únicamente para visualizar y realizar una evaluación preliminar de los resultados de cada modelo. Para desarrollar el análisis comparado de los archivos de historial de cada modelo y la generación de gráficas conjuntas, ha sido necesario elaborar diversos códigos propios en Python, los cuales permiten

² <http://user.astro.wisc.edu/~townsend/static.php?ref=mesa-web-output>

realizar la lectura comparada de los datos de cada uno de los modelos generados, para las diferentes condiciones de rotación, y de los que se han extraído los resultados que se exponen en el siguiente capítulo.

4. DISCUSIÓN Y RESULTADOS

El estudio comparativo de la evolución estelar para diferentes ratios de rotación se ha realizado analizando diferentes parámetros, resultando las gráficas comparativas una herramienta muy útil para visualizar las diferencias entre los distintos modelos. En los siguientes apartados se exponen los resultados obtenidos.

Es necesario señalar, previamente a la exposición de los resultados obtenidos, que el modelo correspondiente a la ratio de rotación 0.3 ha proporcionado resultados incompletos, en todos los intentos llevados a cabo para su modelización, debido a la finalización prematura del cálculo, sin motivo aparente y sin haberse podido determinar la causa. Ello ha ocasionado que los resultados correspondientes a la ratio de rotación de 0.3 sean parciales, aunque se muestran razonablemente coherentes en comparación con el resto de ratios, en los rangos en los que llegan a mostrarse de forma comparada.

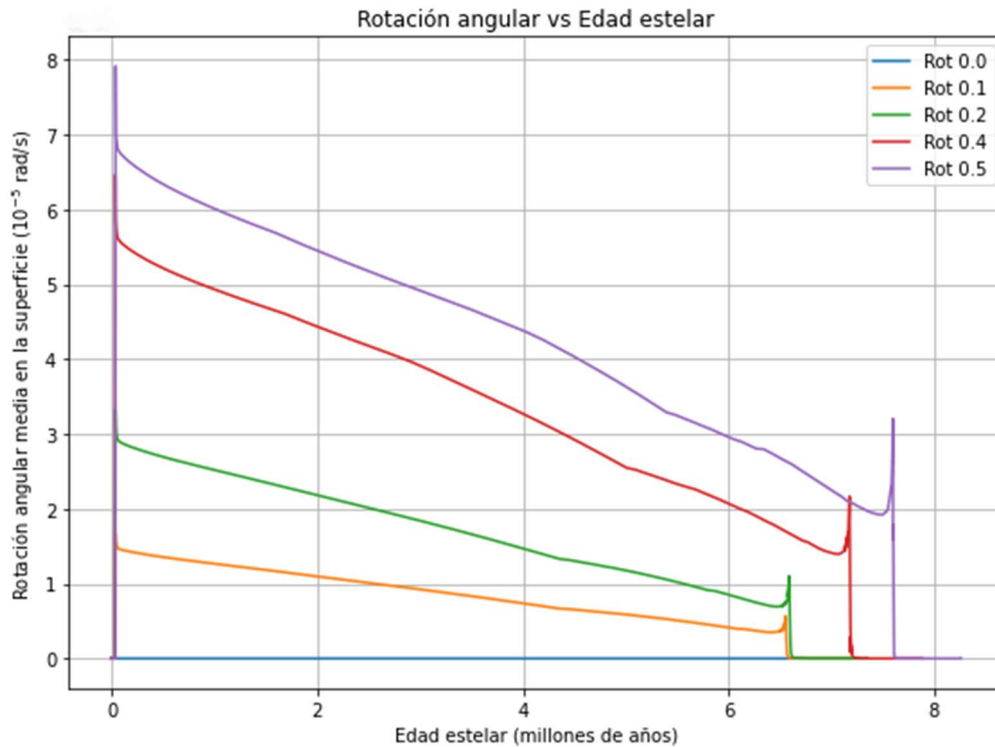
4.1. Evolución de la velocidad de rotación

Previamente al análisis de la evolución de los diferentes parámetros estudiados con relación a los objetivos del trabajo, se ha realizado una evaluación de la variación de la velocidad de rotación estelar. En la sección 1.3.6 se han indicado dos posibles causas que pueden ocasionar una disminución de la velocidad de rotación de la estrella a lo largo de su evolución. En primer lugar, la presencia de campos magnéticos intensos puede dar lugar a un efecto de frenado en la velocidad de rotación, aunque en el caso de estrellas masivas este efecto es poco relevante. En segundo lugar, la pérdida de masa ocasiona una disminución del momento angular y, por lo tanto, de la velocidad de rotación.

Por otro lado, la expansión que experimenta la estrella a lo largo de su evolución, de forma leve durante la MS debido al progresivo incremento de luminosidad, y de forma mucho más importante al finalizar la secuencia principal y perder el equilibrio hidrostático, conlleva a su

vez a una reducción de la velocidad de rotación, por conservación del momento angular (en este caso sin considerar pérdida de masa).

Figura 7. Evolución de la velocidad angular de rotación

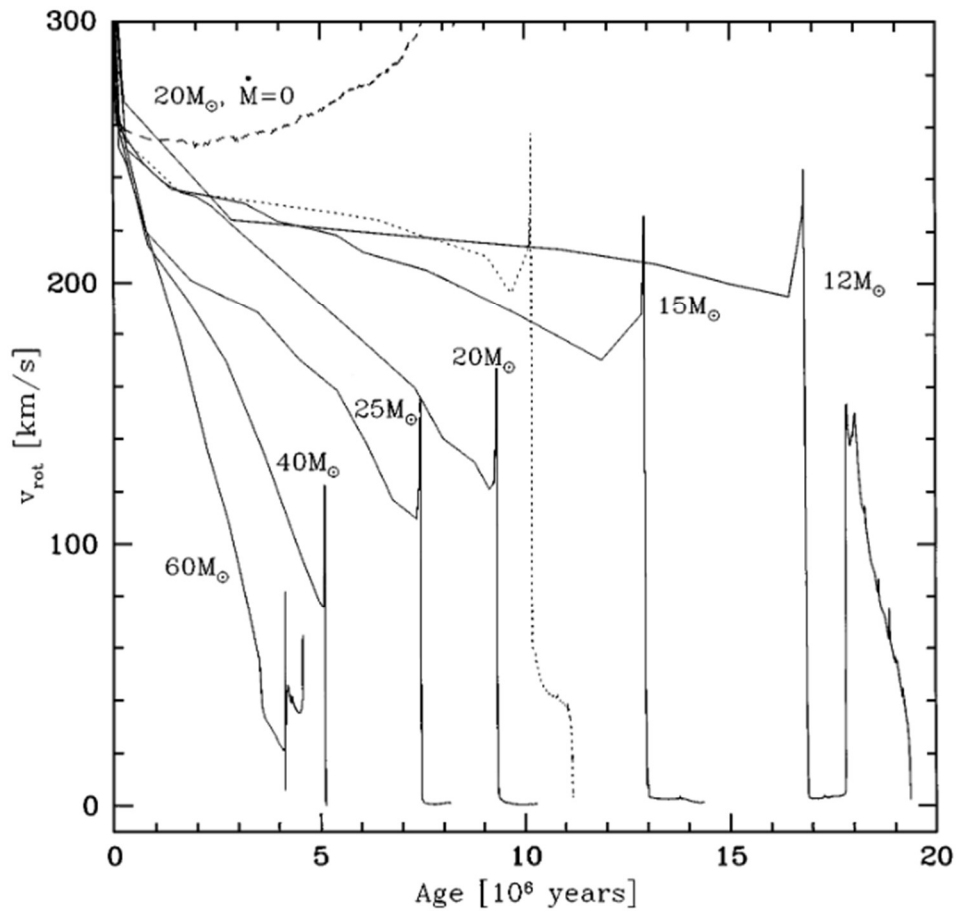


Fuente: elaboración propia

En la Figura 7 se aprecia una significativa pérdida de velocidad de rotación, con trayectorias de mayor pendiente para ratios de rotación elevados, de 0.4 y 0.5. La velocidad de rotación angular inicial depende de la ratio de rotación establecida para cada modelo.

El resultado obtenido muestra un comportamiento similar al presentado por Maeder & Meynet (2000), según se muestra en la Figura 8 para la curva correspondiente a 25 M_o, aunque en este caso la velocidad considerada en la gráfica es la velocidad lineal en el ecuador, partiendo todos los modelos de la misma velocidad de rotación, sin especificar su ratio de rotación respecto la velocidad crítica.

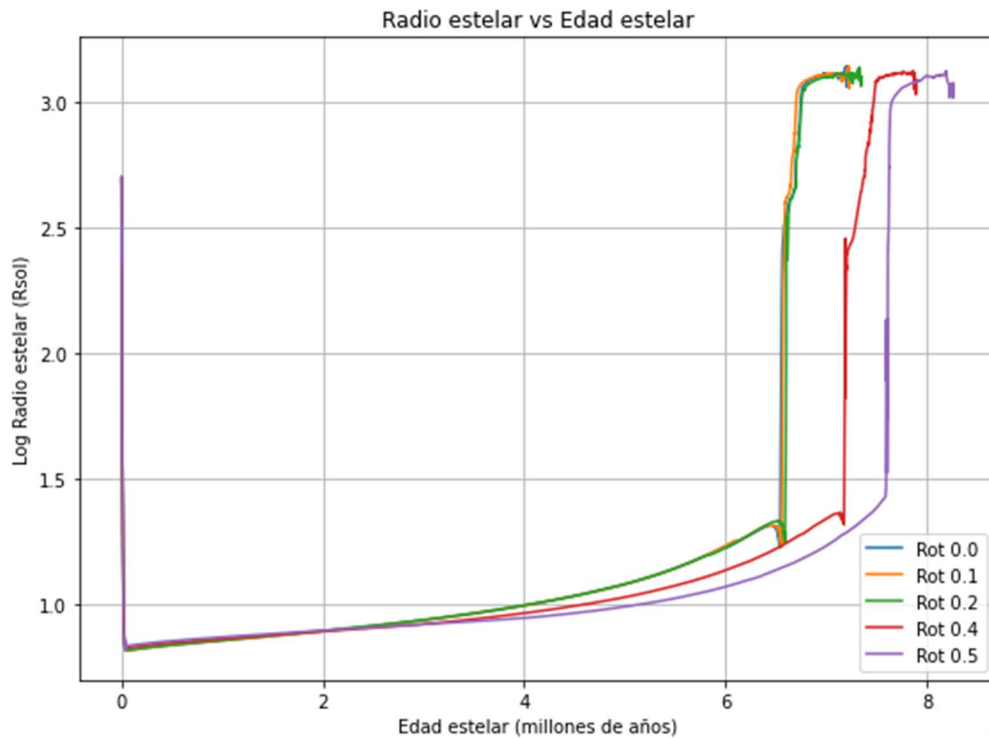
Figura 8. Evolución de la velocidad ecuatorial para diferentes masas estelares



Fuente: Maeder & Meynet (2000). Todos los modelos parten de la misma velocidad inicial, de 300 km/s

Dada la masa estelar objeto del estudio, se puede considerar que la influencia de la presencia de campos magnéticos en la pérdida de rotación puede ser muy leve, no habiendo sido objeto del presente trabajo el estudio de este aspecto. Por otro lado, la pérdida de masa es analizada en apartados posteriores, por lo que a continuación se presenta el análisis del tercer factor mencionado anteriormente, correspondiente al incremento del radio estelar.

Figura 9. *Evolución del radio estelar*



Fuente: elaboración propia

La Figura 9 muestra un suave y progresivo incremento del radio estelar a lo largo de la secuencia principal, llegando a valores ligeramente superiores para ratios de rotación mayores. Este incremento del radio estelar durante la MS puede tener su origen en el progresivo aumento de luminosidad que experimenta la estrella en esta fase evolutiva, tal y como se muestra en la Figura 11 del siguiente apartado. Posteriormente, el radio estelar se incrementa de forma muy importante en la post-MS, debido a la expansión que sufre la estrella cuando finaliza la secuencia principal.

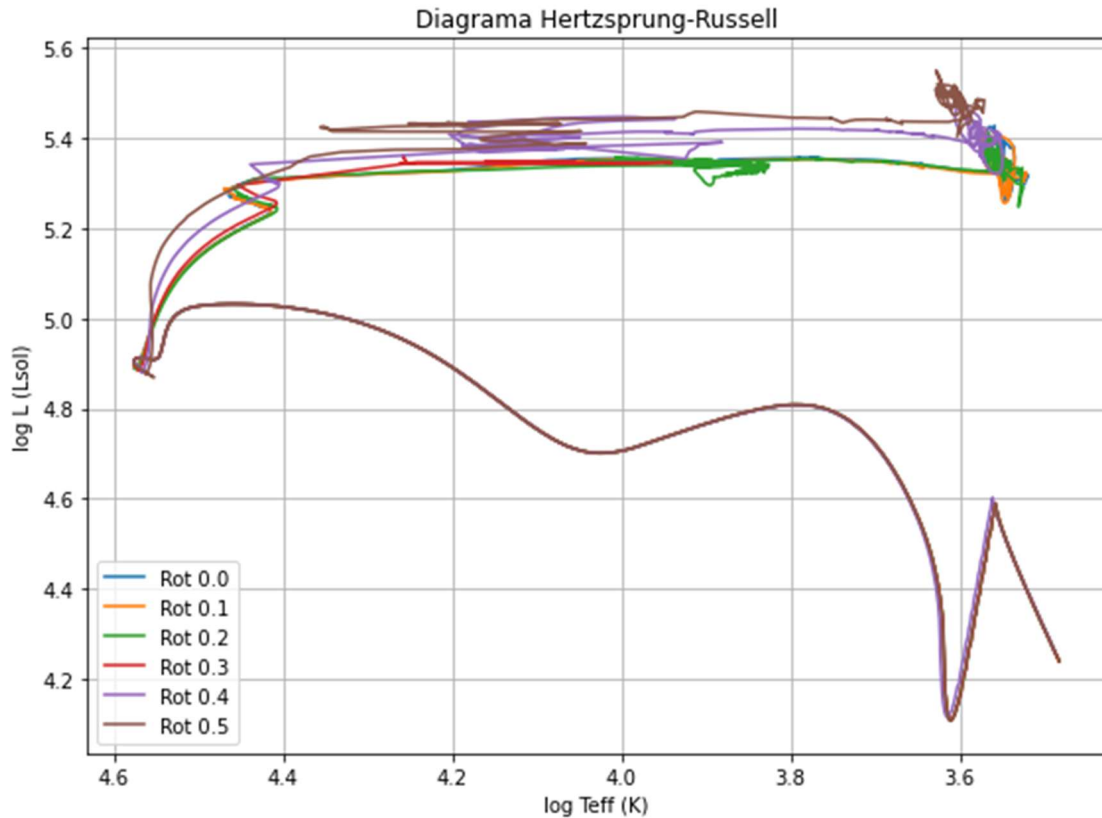
Las trayectorias obtenidas por los modelos para ratios de rotación bajos, hasta 0.2, presentan, a partir de una edad estelar de 3 millones de años, una tendencia de incremento de radio más temprana que las obtenidas para 0.4 y 0.5, mientras que el valor máximo del radio, al final de la MS, es mayor para los modelos de rotaciones más elevadas, dado que alcanzan la TAMS en un tiempo mayor.

El incremento del radio estelar obtenido puede considerarse un factor de disminución de la velocidad de rotación mostrada en la Figura 7, siendo la pérdida de masa evaluada en el apartado 4.3.

4.2. Diagrama Hertzsprung-Rusell

La evolución a lo largo del Diagrama HR permite evaluar diferencias fundamentales en la evolución de los diferentes modelos.

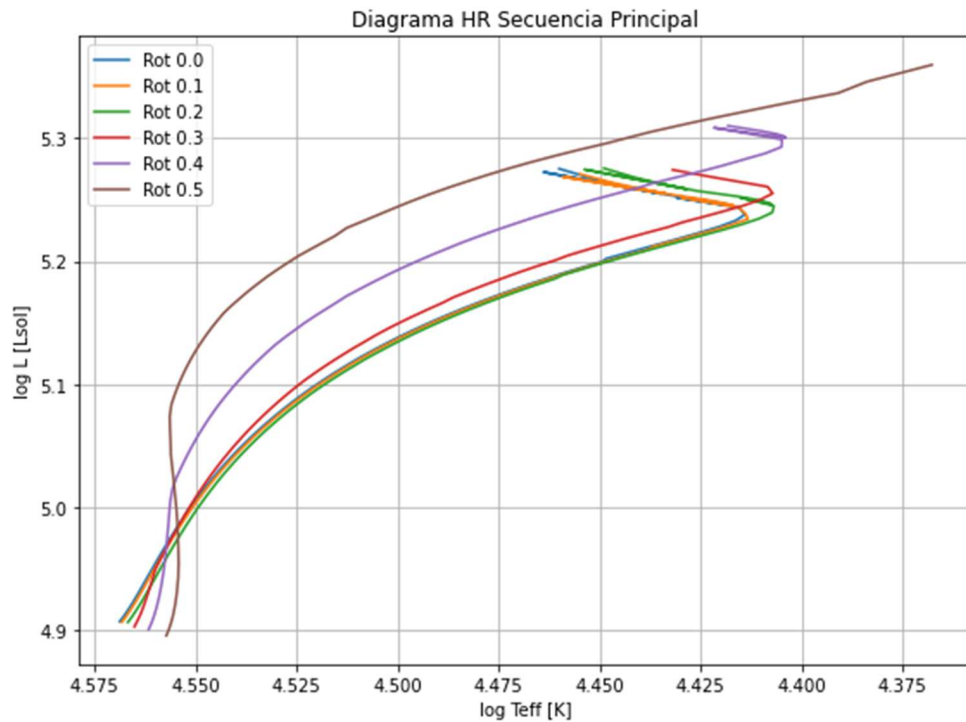
Figura 10. Diagrama HR



Fuente: elaboración propia

En el diagrama HR de la Figura 10 se puede apreciar una evolución similar en la pre-secuencia principal (*pre-main sequence, PMS*), para las diferentes ratios de rotación analizados. Las curvas se superponen, por lo que no es posible distinguir los diferentes colores con claridad.

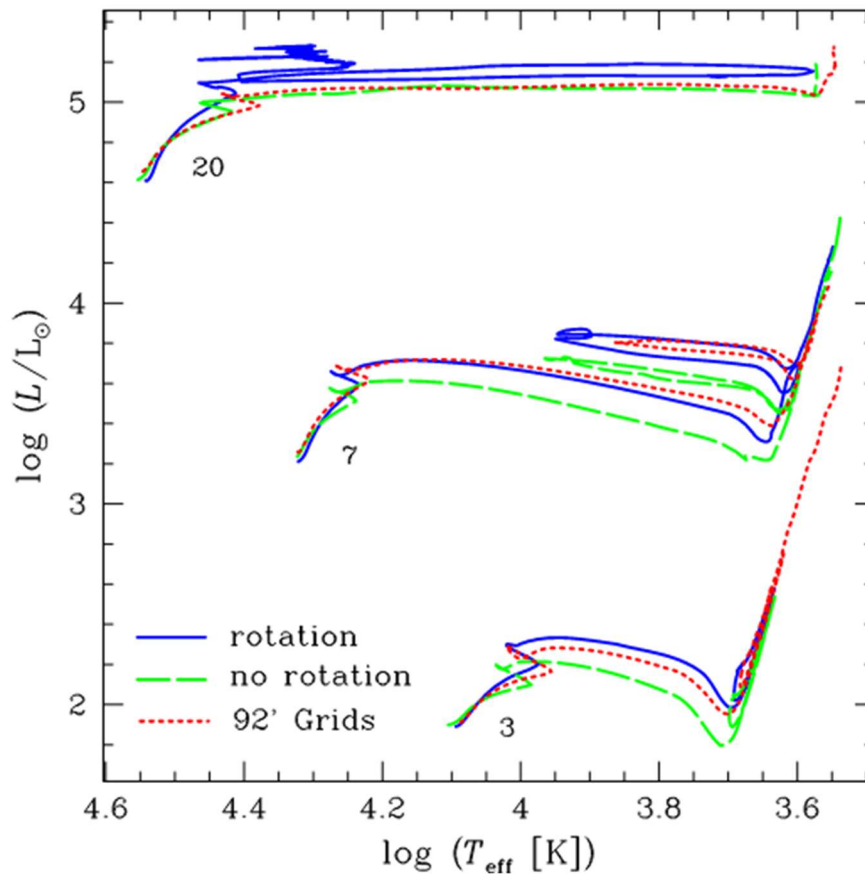
Figura 11. Diagrama HR para la Secuencia Principal



Fuente: elaboración propia

El mismo diagrama HR, detallado para la secuencia principal, se muestra en la Figura 11; se pueden apreciar trayectorias prácticamente iguales para ratios de 0.0 (en color azul, apenas perceptible por estar la línea enmascarada por las otras), 0.1, 0.2 y 0.3. En el caso de las ratios de rotación de 0.4 y 0.5, se observa un incremento de la luminosidad para una temperatura efectiva dada, siendo este un resultado similar al observado en el estudio de Ekström et al. (2012), según se puede observar en la Figura 12, particularmente para el modelo de 20M_o por similitud con la masa estelar estudiada en el presente trabajo. Este comportamiento de los modelos con elevada rotación, es debido a que ésta incrementa la mezcla de materiales, manteniendo la homogeneidad química de la estrella durante un tiempo más elevado (Lamers & Levesque, 2017).

Figura 12. Diagrama HR para modelos de 3, 7 y 20 M_o



Fuente: Estudio de referencia (Ekström et al., 2012)

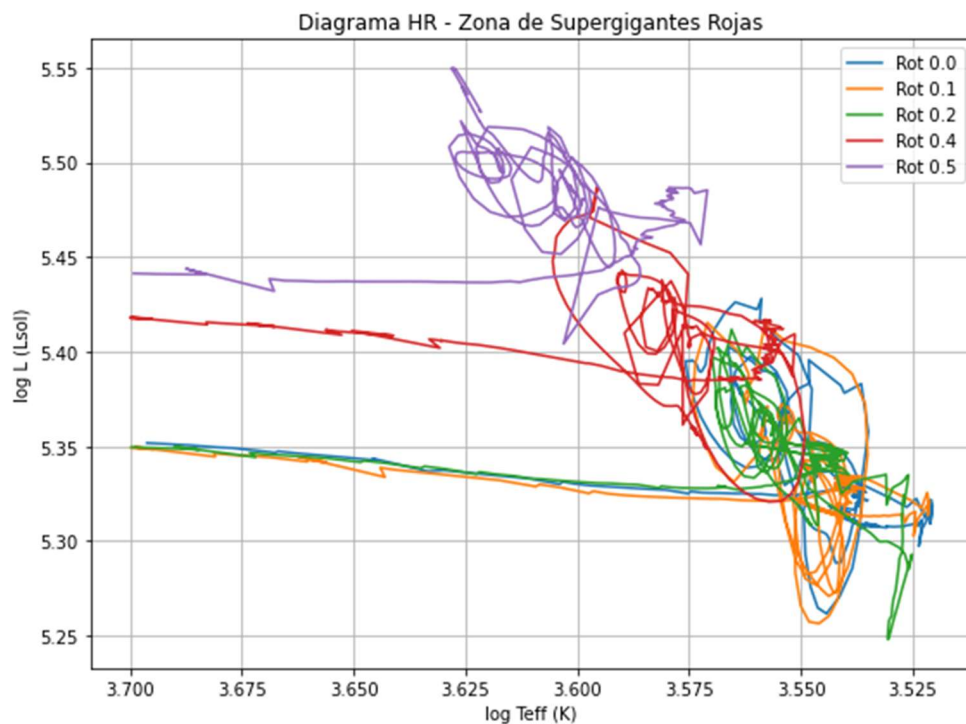
La mayor luminosidad obtenida para modelos con rotación puede ser debida al incremento de energía emitida por los vientos estelares fruto de la rotación, así como la mejora del transporte debida a la circulación meridional, expuesta en la sección 1.3.6.

En la Figura 11 se observa, para ratios de rotación de 0.0 a 0.4, un giro hacia la zona azul de diagrama al final de la MS, debido a la contracción que experimenta el núcleo cuando queda poca cantidad de H, provocando un aumento de la temperatura efectiva. Este fenómeno no se aprecia para la ratio de rotación de 0.5, por lo cual se ha analizado una posible falta de resolución en la malla de cálculo, que no permitiera visualizar los desplazamientos en ese intervalo de tiempo; aun así, la disminución de los intervalos temporales de cálculo del modelo para 0.5 ha arrojado los mismos resultados, rechazando esta hipótesis. La causa de este comportamiento podría deberse a que, con una elevada rotación, el dragado y reciclaje de combustible del núcleo aumenta, lo cual podría evitar que la fase transitoria de reducción de

hidrógeno disponible en el núcleo al final de la MS sea tan abrupta, que es lo que genera el comportamiento observado para ratios de rotación inferiores; esta hipótesis ha sido planteada por el autor del presente trabajo; se ha realizado una búsqueda al respecto en la bibliografía, pero no se han encontrado referencias que permitan contrastarla.

Como se observa en la Figura 10, la evolución en la post-secuencia principal es similar en todos los modelos, con trayectorias iguales para rotaciones de 0.0 hasta 0.2, y con mayor luminosidad para 0.4 y 0.5, siendo este último caso el que presenta valores más elevados. Para las ratios de rotación mayores, de 0.4 y 0.5, se observa una evolución de retorno hacia el azul, antes de alcanzar la zona de las supergigantes rojas (RSG), de acuerdo a lo esperado (Ekström et al., 2012). Esta evolución con retorno hacia el azul se produce para masas entre 25 y $40 M_{\odot}$ en modelos sin rotación, y para masas entre 20 y $25 M_{\odot}$ en modelos con rotación (Ekström et al., 2012). La fase RSG supone el final de todos los modelos para las ratios de rotación analizados, con valores de $\log T_{\text{eff}}$ de 3.525 a 3.625K.

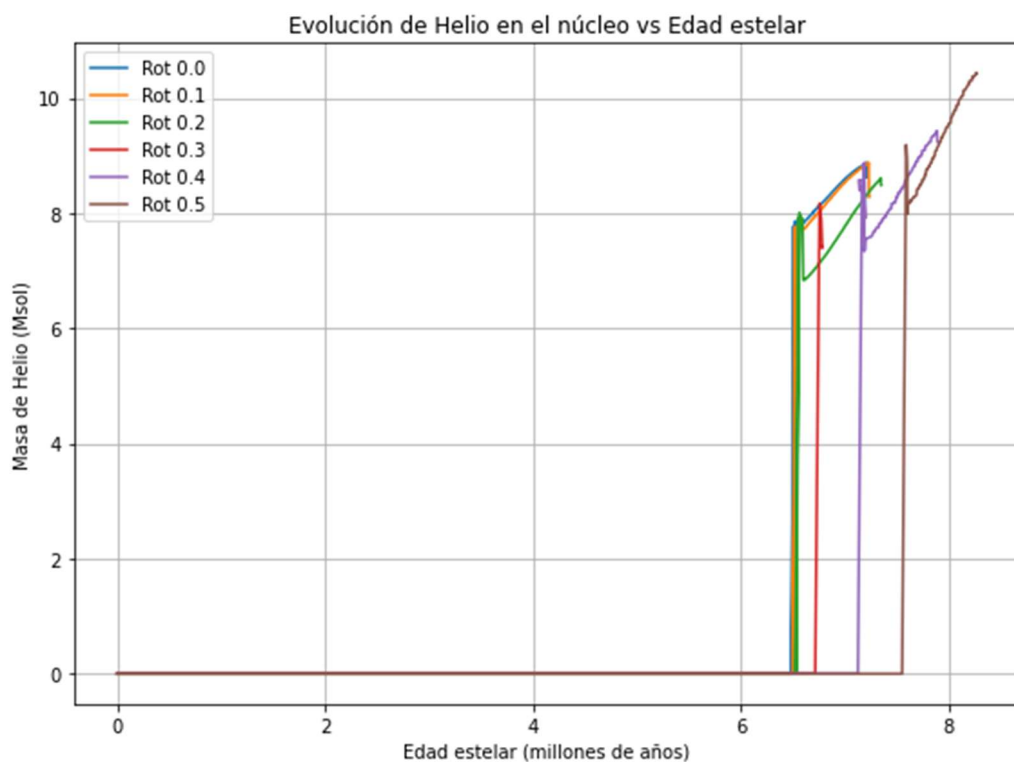
Figura 13. Diagrama HR. Zona de fases finales de evolución



Fuente: elaboración propia

La Figura 13, correspondiente a las fases finales de evolución estelar en la zona de las supergigantes rojas, presenta una gráfica peculiar, debido al enlace de puntos de datos que realiza el código. Aun así, se puede apreciar claramente que la luminosidad es mayor para los modelos correspondientes a ratios de rotación elevadas, de 0.4 y 0.5, de la misma forma que se ha comentado anteriormente para la MS; en el caso de la Post-MS es debido también a que la mayor mezcla de materiales, en el caso de rotación elevada, lleva a núcleos de helio más masivos (Lamers & Levesque, 2017), lo cual está de acuerdo a los resultados obtenidos en los modelos desarrollados, según se muestra en la Figura 14. Por otro lado, las trayectorias de los modelos de mayor rotación se desplazan menos en su evolución hacia la derecha del diagrama HR, al no alcanzar valores de temperatura efectiva tan bajos debido, según Lamers & Levesque (2017), a la mayor pérdida de masa sufrida debida a la rotación.

Figura 14. *Evolución de la masa de Helio en el núcleo*



Fuente: elaboración propia

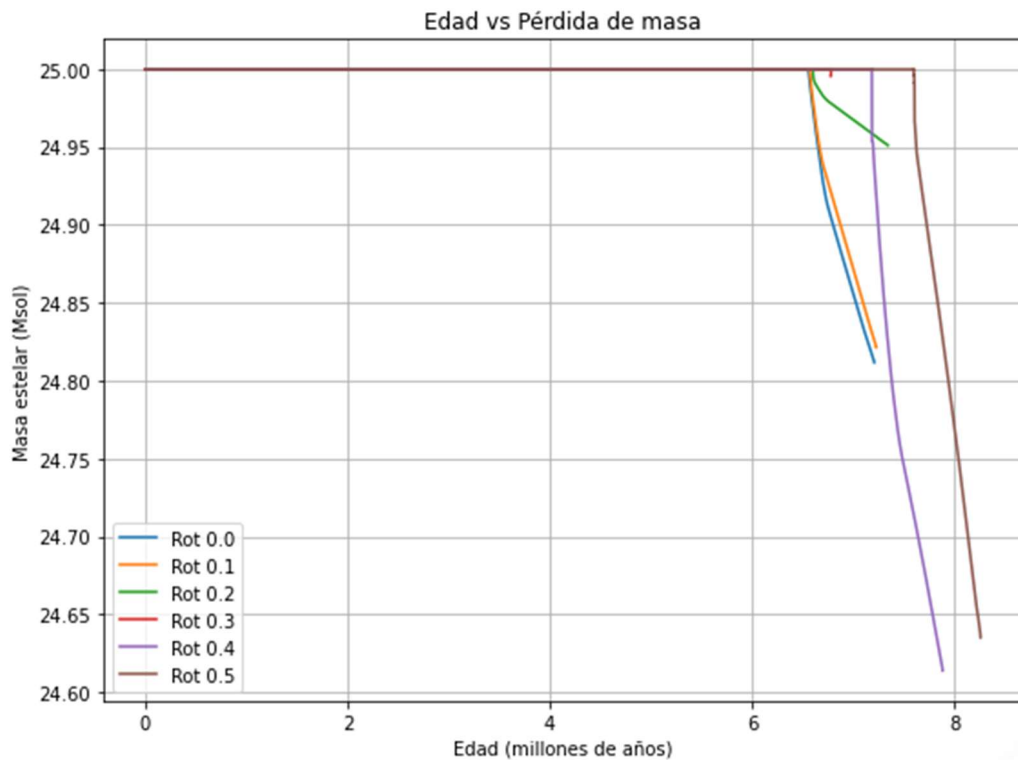
En síntesis, el diagrama HR muestra trayectorias similares para los modelos desde 0.0 a 0.3 (este último no se ha podido evaluar igual que el resto en fases avanzadas de evolución),

presentado mayores luminosidades en la MS y la post-MS para la ratio de rotación de 0.4 y aún mayor para 0.5, siendo este resultado coherente con la base teórica.

4.3. Pérdida de masa

Para determinar la influencia de la rotación en la pérdida de masa, se ha elaborado la gráfica que representa el valor de la masa a lo largo de la evolución estelar, a partir de la masa inicial de $25 M_{\odot}$. El resultado se muestra en la Figura 15.

Figura 15. Evolución de la masa estelar con el tiempo



Fuente: elaboración propia

La Figura 15 muestra un comportamiento alejado de lo esperado, dado que todos los modelos mantienen la masa inicial de $25 M_{\odot}$ hasta prácticamente el final de su evolución, mostrando una leve pérdida de masa en las etapas finales, entre el 0.8% para ratios de rotación de 0.1 y 0.2, y el 1.5 % para las ratios de 0.4 y 0.5. La mayor pérdida de masa para rotaciones más elevadas está de acuerdo a lo esperado a partir de la Ecuación (2), así como a los resultados

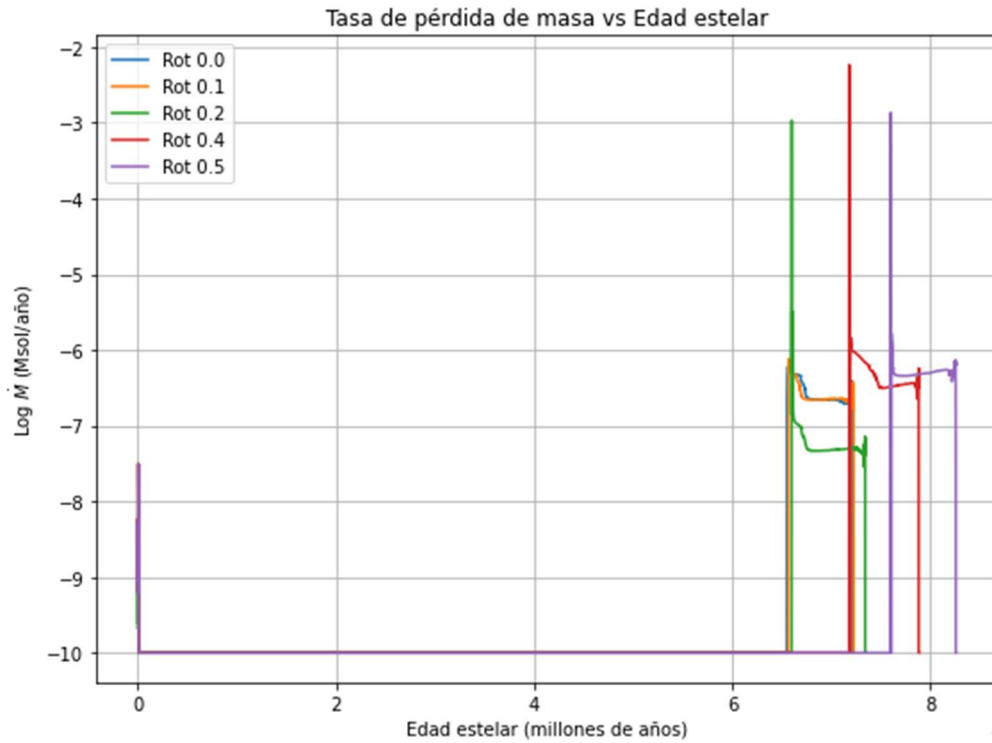
obtenidos en trabajos anteriores (Langer, 1998). Aun así, se puede observar claramente que los diferentes modelos de rotación no presentan variación de masa estelar hasta las etapas finales de su evolución, cuando la pérdida de masa debida a la rotación es un fenómeno que debe observarse igualmente a lo largo de la MS, según los resultados presentados en la Tabla 1 de la sección 1.3.6.

Este resultado es debido a que, según se ha comentado en la sección 3.1.1, MESA limita la escala de tiempo de pérdida de masa a la escala térmica de la estrella, para evitar la divergencia de la Ecuación (2) cuando $\Omega/\Omega_{\text{crit}}$ se aproxima a 1. La escala térmica resulta relevante en las etapas post-MS, cuando se producen contracciones del núcleo por la finalización de los procesos de fusión nuclear. La secuencia principal se encuentra dentro de la escala nuclear, por lo que la pérdida de masa en esta etapa no es evaluada en los modelos generados por MESA. Este criterio limita significativamente la capacidad de MESA para evaluar el efecto de la rotación estelar sobre la pérdida de masa, cuando éste resultaba el objetivo principal del trabajo.

Volviendo a la gráfica mostrada en la Figura 7, en el apartado 4.1, la ausencia de pérdida de masa obtenida por los modelos durante la MS lleva a determinar que la pérdida de velocidad angular de rotación, puesta de manifiesto en dicha figura, tiene su origen únicamente en el progresivo aumento del radio estelar a lo largo de la secuencia principal.

Teniendo en cuenta la limitación del código indicada anteriormente, se ha evaluado la tasa de pérdida de masa en la post-MS, en la fase RSG, la cual se encuentra en la escala térmica de la evolución estelar.

Figura 16. Tasa de pérdida de masa en fase RSG



Fuente: elaboración propia

La Figura 16 muestra una tasa media de pérdida de masa en la fase RSG, para una ratio de rotación de 0.5, de aproximadamente $\text{Log } \dot{M} = -6.25 \text{ (M}_{\odot}/\text{año})$. Este resultado es dos órdenes de magnitud menor que el obtenido por Ekström et al. (2012), donde se presentan valores entre -4.8 y -4.6 para estrellas de 20 M_o y ratios de rotación de 0.4.

Por otro lado, la curva correspondiente a la ratio de rotación de 0.2 muestra una tasa de pérdida de masa inferior al modelo sin rotación y a la ratio de 0.1, resultado para el cual no ha sido posible determinar una causa o justificación.

Una vez evaluado el objetivo principal del presente trabajo, en los siguientes apartados se exponen los resultados obtenidos enfocados a los objetivos secundarios establecidos.

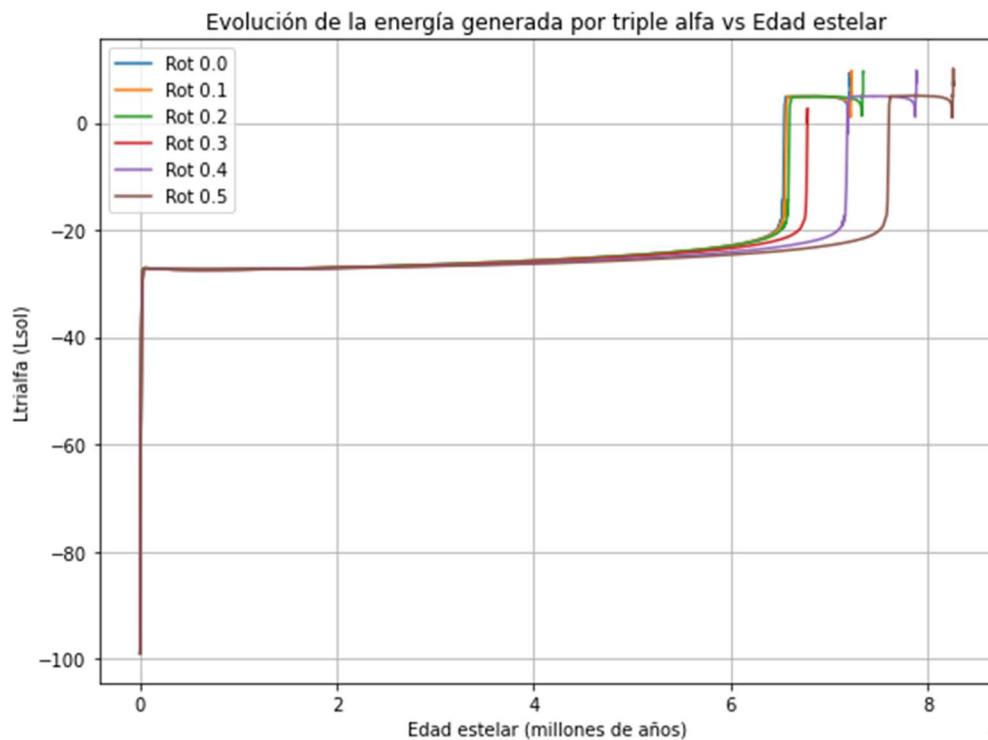
4.4. Duración de la secuencia principal

Para determinar la duración de la secuencia principal, a partir de los datos obtenidos por los modelos de MESA-Web, se ha adoptado el criterio consistente en establecer el final de la MS

cuando se manifiesta de forma significativa la luminosidad debida al proceso triple alfa, por el cual se produce la fusión de núcleos de helio. La observación de este fenómeno, para cada ratio de rotación, permite comparar la duración de la secuencia principal entre los diferentes modelos.

A efectos de poder comprar los modelos correspondientes a las diferentes ratios de rotación, en el presente trabajo se ha adoptado el criterio de establecer el instante en el cual la luminosidad triple alfa resulta significativa como aquel a partir del cual $\log(L_{\text{tr}\alpha}) \geq 0$, analizando los datos obtenidos por MESA-Web.

Figura 17. Duración de la secuencia principal, según proceso triple-alfa

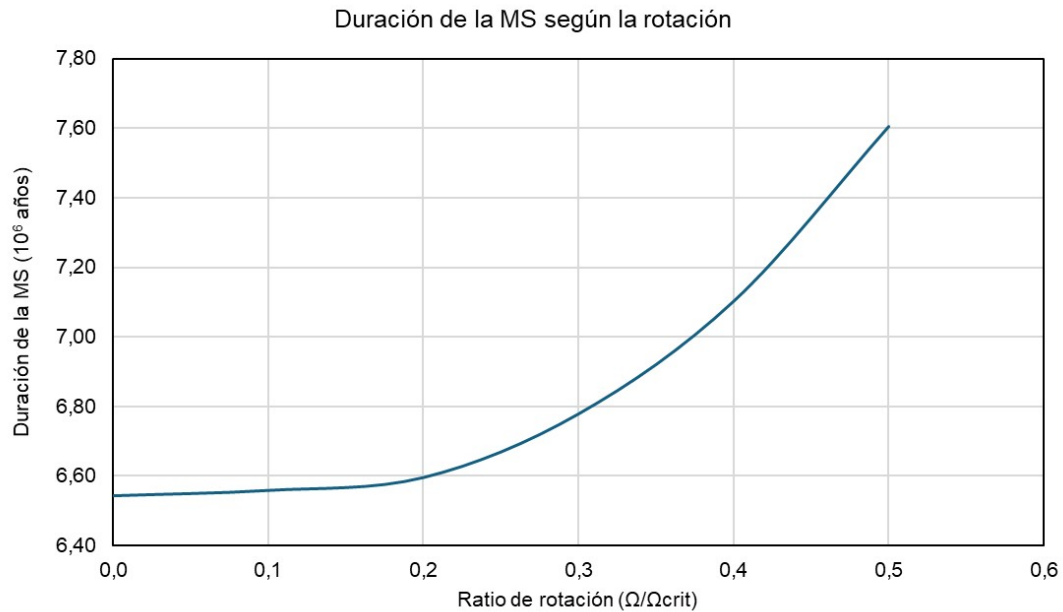


Fuente: elaboración propia

La Figura 17 muestra una duración de la secuencia principal mayor para mayores ratios de rotación, de acuerdo con la base teórica expuesta en la sección 1.3.6. La observación de este efecto constituye uno de los objetivos secundarios del presente trabajo, tal y como se indica en la sección 2.2.2. En la Figura 17 se aprecia el tramo vertical inicial, correspondiente a la PMS, mientras que durante la MS evoluciona con un incremento muy suave, debido al

progresivo aumento de la cantidad de helio presente en el núcleo estelar. Los resultados de duración de la MS, obtenidos de MESA-Web para los diferentes modelos de rotación, se muestran en la Figura 18.

Figura 18. *Duración de la MS vs. Rotación estelar*



Fuente: elaboración propia

La Figura 18 muestra una relación potencial entre la rotación y la duración de la secuencia principal. El incremento de la rotación hasta una ratio de 0.5 ha comportado a su vez un incremento de la duración de la secuencia principal del 16%, pasando de $6.54 \cdot 10^6$ años para el modelo sin rotación, a $7.60 \cdot 10^6$ para el modelo con ratio de rotación de 0.5.

4.5. Enriquecimiento químico

Otro de los objetivos del trabajo ha sido analizar la influencia de la rotación en el enriquecimiento químico del medio interestelar, sea por los vientos estelares, por la propia rotación o en las eyecciones de materiales de la envoltura en las fases finales de la evolución. La evaluación se ha realizado comparando las diferencias entre las cantidades de metales formados en el núcleo estelar a lo largo de su evolución, para cada modelo de rotación.

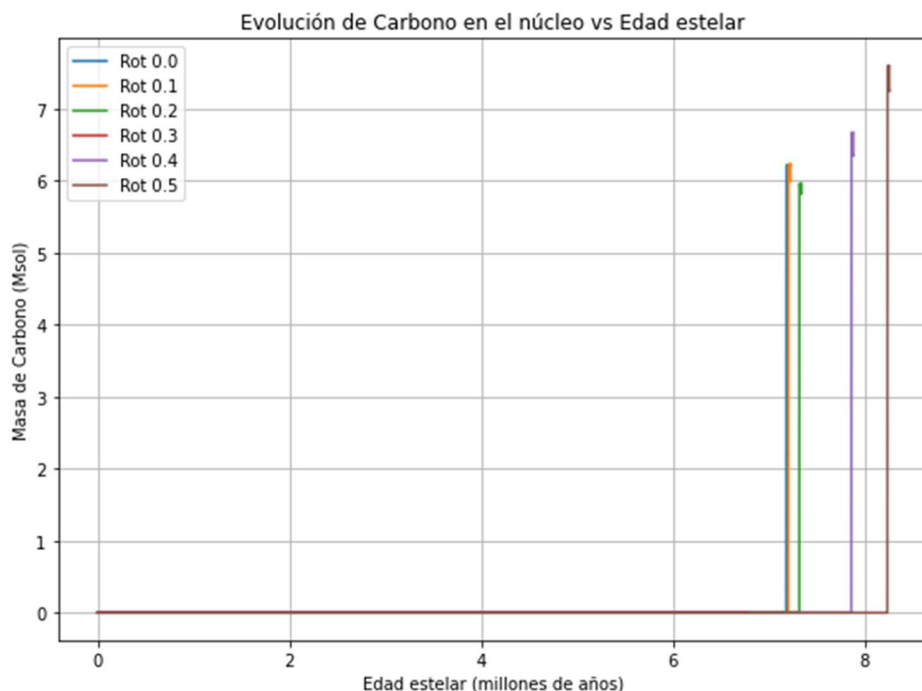
Los metales analizados en la comparación entre los diferentes modelos corresponden al carbono, oxígeno y hierro. Los dos primeros han sido seleccionados por formar parte del

proceso de fusión de hidrógeno en helio en la MS, mediante el ciclo CNO, y por lo tanto se puede considerar su presencia en el núcleo a lo largo del ciclo de vida de la estrella, aunque durante la MS en pequeñas proporciones. En el caso del hierro, el motivo de su elección ha sido por tratarse del último elemento en formarse en el núcleo antes del colapso final, y por lo tanto ser un posible indicador de la capacidad del modelo estelar para producir elementos pesados.

4.5.1. Análisis de formación de carbono

El primer análisis de elementos químicos formados en los diferentes escenarios de rotación estudiados corresponde al carbono, dado que se forma antes que los elementos de mayor masa, por lo que presenta una evolución algo más prolongada en el tiempo que éstos.

Figura 19. *Formación de Carbono en el núcleo*



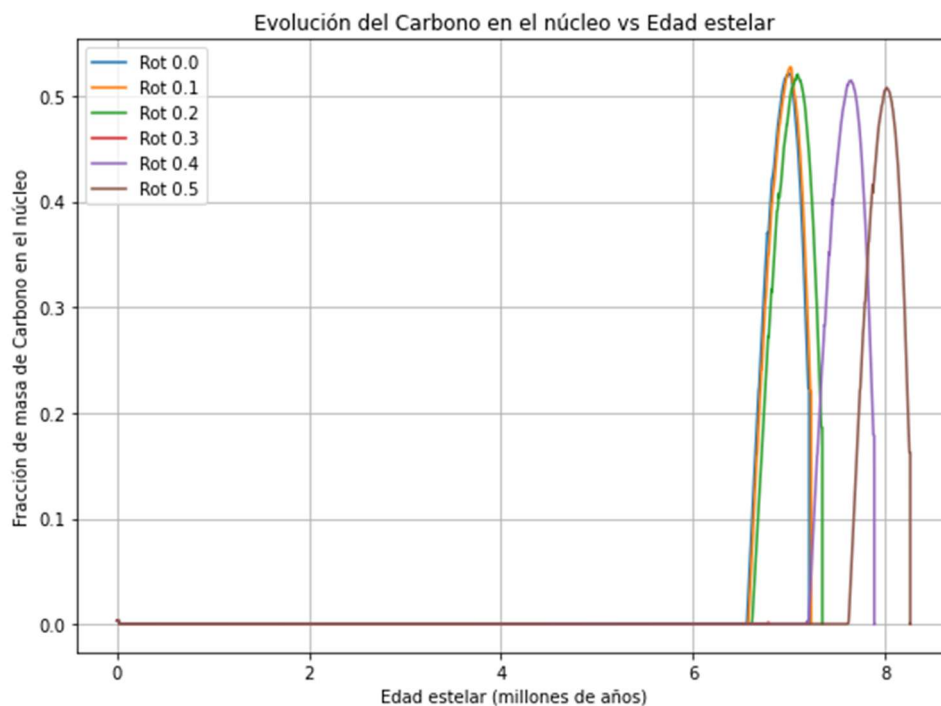
Fuente: elaboración propia

La cantidad total de carbono formada en el núcleo estelar, para cada modelo de rotación, pone de manifiesto el efecto de una mayor duración de la evolución estelar para modelos con ratios de rotación más elevados, debido a que la circulación meridional favorece la mezcla y

aportación de materiales desde la envoltura hacia el núcleo, alargando las etapas de síntesis de metales cada vez más pesados en el núcleo estelar. Por este mismo motivo, valores de rotación elevados permiten sintetizar mayores cantidades de metales en el núcleo, lo cual puede interpretarse en la Figura 19, excepto en el caso del modelo para rotación 0.2, que presenta menor cantidad de carbono formado que en el caso de ratios de 0.0 y 0.1. En este caso, no se observa nada para el modelo de 0.3, dado que éste finalizó antes de llegar a la síntesis del carbono en el núcleo.

Aun así, la gráfica de la Figura 19 no permite un estudio concluyente de la formación de carbono, dado que básicamente se observa una línea vertical en el instante de la formación de este elemento, sin poder mostrar bien su evolución con el tiempo, dada la falta de resolución del modelo. Además, el efecto de rotación puede dar lugar a diferentes tamaños del núcleo estelar, por lo que el análisis basado en la masa total del metal obtenida por el modelo no permite obtener conclusiones acerca de la proporción de carbono en el núcleo. Debido a todo ello, se ha realizado el análisis a partir de las fracciones másicas de los elementos químicos estudiados en el núcleo, a lo largo de la evolución estelar.

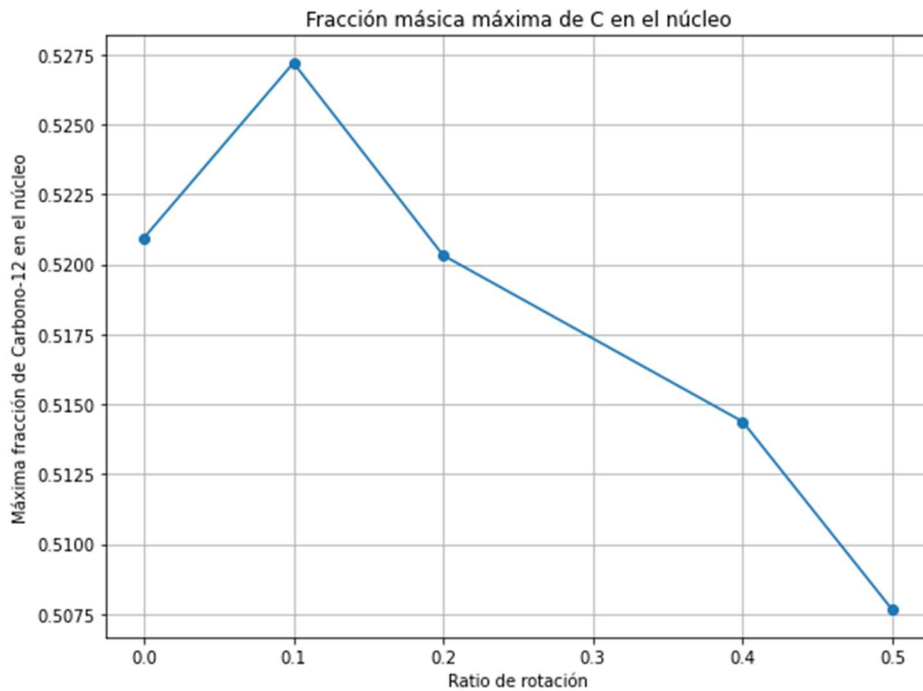
Figura 20. *Fracción másica de carbono en el núcleo*



Fuente: elaboración propia

En la Figura 20 se puede apreciar que la fracción másica de carbono máxima disminuye muy ligeramente con el aumento de la rotación estelar, mientras que la cantidad máxima de carbono en el núcleo, mostrada en la Figura 19, mostraba un incremento de dicha cantidad con la rotación. Esto evidencia que la masa total del núcleo es diferente en los distintos modelos.

Figura 21. *Fracción de masa máxima de carbono en función de la rotación*



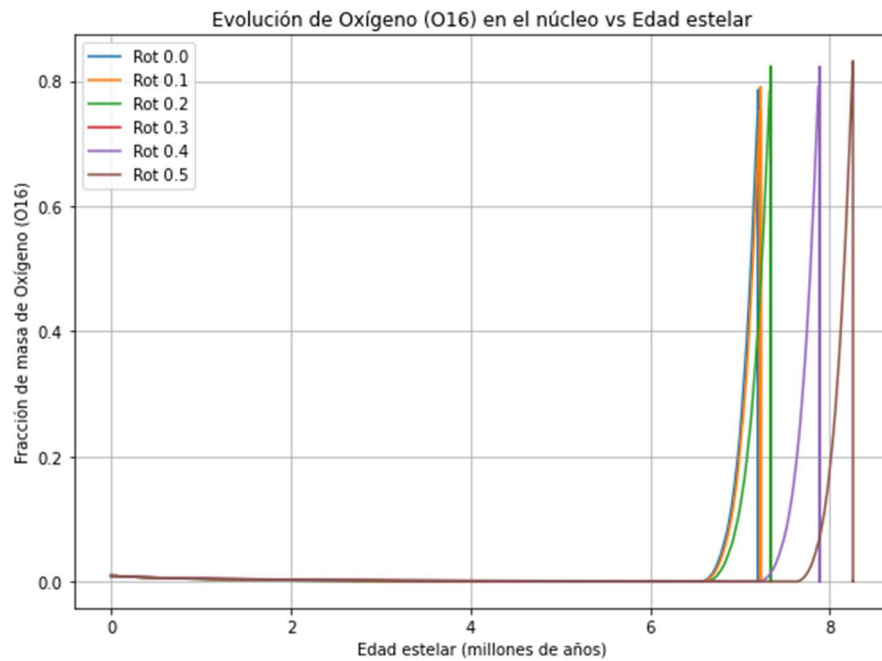
Fuente: elaboración propia

La Figura 21 muestra la fracción máxima de carbono en el núcleo, en función de la ratio de rotación, con un resultado similar al de la Figura 20. Cabe señalar que las diferencias entre las diferentes ratios de rotación son muy pequeñas, de un 4% como máximo, por lo que no existe una evolución significativa.

4.5.2. Análisis de formación de oxígeno

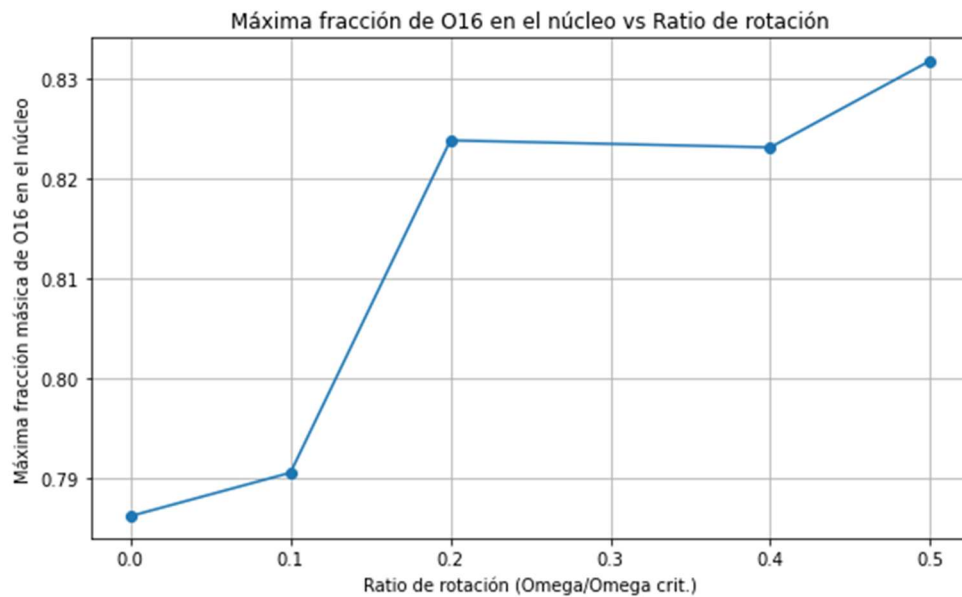
De forma análoga al carbono, los resultados correspondientes a la formación de oxígeno se muestran en las Figura 22 y Figura 23.

Figura 22. *Fracción másica de oxígeno en el núcleo*



Fuente: elaboración propia

Figura 23. *Fracción de masa máxima de oxígeno en función de la rotación*



Fuente: elaboración propia

El resultado obtenido para la formación de oxígeno presenta diferente tendencia que el obtenido para el carbono, tendiendo en este caso a aumentar la fracción másica con el

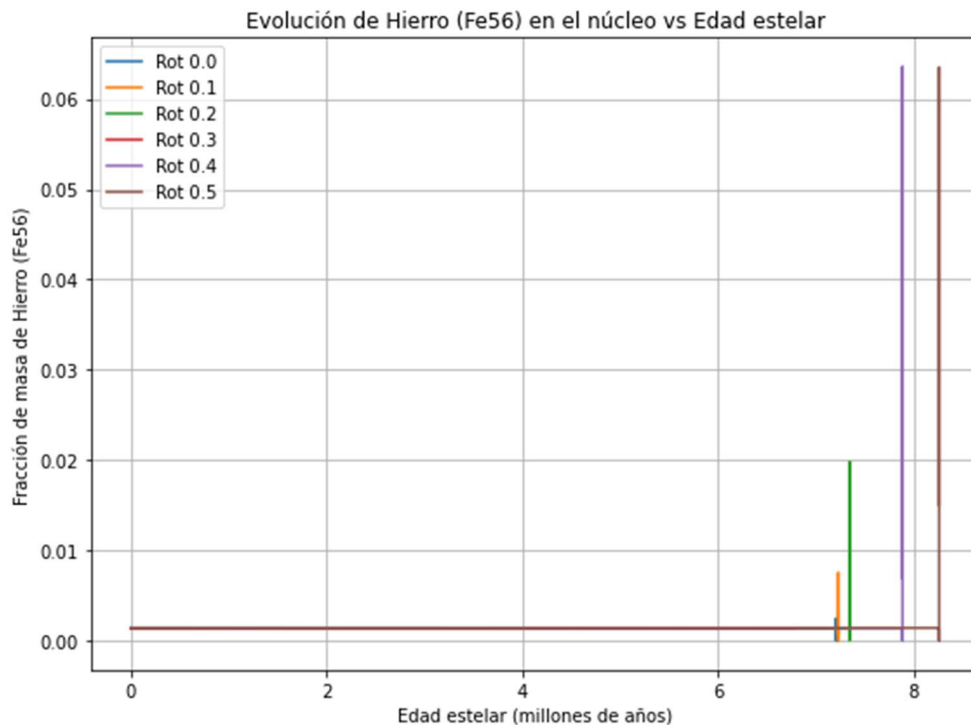
incremento de rotación, aunque la variación igualmente es muy pequeña y no significativa, como en el caso de carbono.

4.5.3. Análisis de formación de hierro

El hierro es el elemento más pesado que se puede formar mediante procesos de fusión en el núcleo de las estrellas, dado que las reacciones de síntesis de núcleos más pesados son endotérmicas, por lo que requieren aportes de energía adicionales y por ello no es factible que se mantengan gracias a la propia energía generada en los procesos de fusión nuclear, como sí ocurre para los elementos más ligeros que el hierro, cuyas reacciones de fusión son exotérmicas.

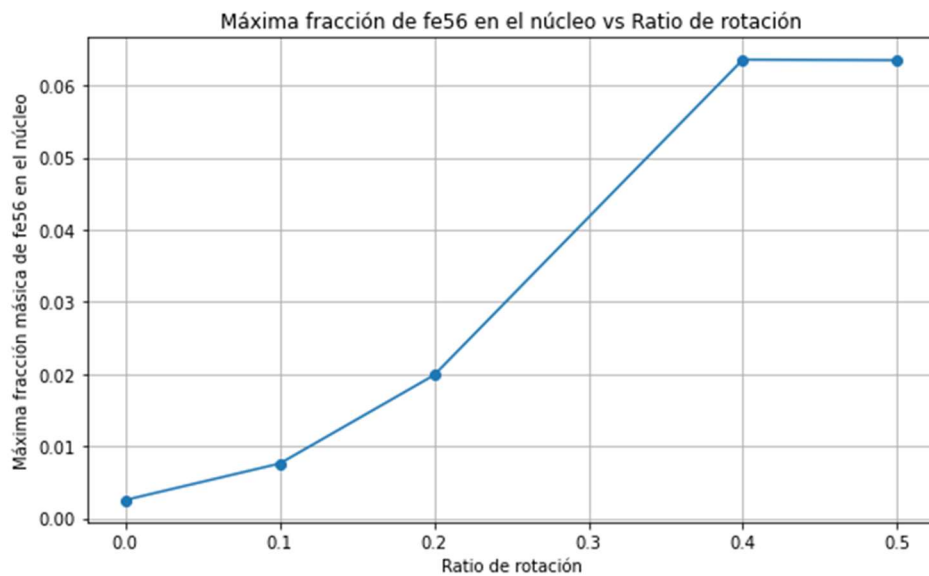
En este caso se analiza la influencia de la rotación en la capacidad para formar hierro en el núcleo en las fases finales de la evolución.

Figura 24. *Fracción másica de hierro en el núcleo*



Fuente: elaboración propia

Figura 25. *Fracción de masa máxima de hierro en el núcleo, en función de la rotación*



Fuente: elaboración propia

En el caso del hierro, la fracción másica máxima en el núcleo se incrementa con la rotación, pasando de 0.0025 en el caso sin rotación, a 0.062 para ratio de 0.5, lo cual supone que dicha fracción másica que se ha multiplicado por un factor de 25.

En síntesis, el incremento de metalicidad con el aumento de la rotación obtenido en los modelos, en las fases Post-MS, se muestra de forma leve para los metales de baja masa analizados, carbono y oxígeno. Sin embargo, el incremento de la fracción másica de hierro, para modelos de rotación elevada, con ratio de 0.5, sí que resulta importante. El hierro, así como los elementos más pesados formados en las últimas etapas de evolución, son destruidos por fotodesintegración en el colapso final de la estrella, por lo que su incorporación al medio interestelar (IMS), contribuyendo al enriquecimiento químico del mismo, sólo es posible si una parte de estos elementos son eyectados con las capas más superficiales de la envoltura en las etapas finales de la fase RSG, antes del colapso final. Aunque en este trabajo no se ha alcanzado a analizar esta posibilidad en los modelos estudiados, podría considerarse que, en modelos con rotación elevada, la circulación meridional contribuye al transporte de elementos más pesados hacia las capas exteriores y, en consecuencia, estos puedan ser expulsados en las etapas finales gracias a los vientos intensos y la pérdida mecánica de masa

debida a la propia rotación. La evolución hacia estrellas de tipo Wolf-Rayet incrementaría la capacidad de enriquecimiento del IMS, debido a sus vientos más intensos, gracias a los cuales llegan a expulsar gran cantidad de material de su envoltura durante esta etapa.

5. CONCLUSIONES Y TRABAJO FUTURO

Los resultados obtenidos han permitido mostrar la relación entre la rotación estelar y la pérdida de masa en fases avanzadas de evolución posteriores a la secuencia principal, según se esperaba a partir de la base teórica disponible y los estudios previos analizados. Sin embargo, no ha sido posible modelizar la pérdida de masa durante la secuencia principal, la cual ocupa la mayor parte de la vida evolutiva de la estrella, debido a la limitación impuesta por el código utilizado, MESA, por la cual la escala de tiempo de pérdida de masa se limita a la escala térmica, no a la escala nuclear en la cual se desarrolla la secuencia principal.

Por otro lado, los modelos muestran el incremento de la duración de la secuencia principal con el aumento de la rotación estelar, debido al reabastecimiento de hidrógeno desde la envoltura hacia el núcleo gracias a la circulación meridional, según se esperaba a partir de las prescripciones teóricas y los estudios previos analizados. Ha sido posible realizar una estimación del incremento de la duración de la MS en función de la ratio de rotación, para la masa estelar analizada, a partir de los datos proporcionados por los modelos.

Finalmente, el análisis de los modelos en cuanto al incremento de formación de metales y, en consecuencia, a la contribución al enriquecimiento químico del medio interestelar, muestra resultados poco significativos para metales más ligeros, pero en el caso del hierro se obtiene un incremento importante en los modelos de rotación elevada. Se muestra interesante la continuidad de este trabajo, encaminada a determinar la incorporación al IMS de los elementos pesados formados, como el hierro, mediante su eyección con materiales de la envoltura, considerando incluso los vientos de las etapas finales de la fase Wolf-Rayet.

En síntesis, y en relación con los objetivos previos establecidos, el estudio ha permitido observar los efectos de la rotación en diferentes aspectos de la evolución estelar, siendo especialmente relevante, por la claridad de los resultados obtenidos, el incremento de la duración de la secuencia principal con el aumento de la velocidad de rotación.

El desarrollo del trabajo también ha llevado al encuentro con ciertas limitaciones, que han condicionado el alcance total de los objetivos previos establecidos. En este sentido, la versión web de MESA no permite experimentar con condiciones no preestablecidas en la página de entrada de parámetros de modelización, con lo que existe una limitación a las posibilidades

de desarrollo de diferentes modelos. Por otro lado, la ratio de rotación máxima que permite obtener resultados fiables corresponde a un valor de 0.5, inferior al 0.9 máximo que la entrada de datos permite. Finalmente, los modelos previos elaborados con la masa máxima admisible por MESA-Web, de 100 M_o, mostraron resultados poco fiables que no permitían su consideración en el estudio.

Estas limitaciones no han impedido desarrollar el trabajo de modelización de evolución estelar planteado inicialmente, siendo posible introducir aún muchas posibles variables y análisis de resultados de los diferentes parámetros obtenidos por la versión web utilizada, aunque para avanzar en el desarrollo de estudios más profundos será conveniente la utilización del código completo. MESA-Web se ha mostrado como una buena opción de iniciación y aprendizaje a la modelización de evolución estelar, permitiendo la obtención de resultados de forma ágil, a la vez que salva los requerimientos de instalación del código completo.

La relevancia del trabajo desarrollado radica en el planteamiento del estudio detallado del efecto de la rotación para valores fijos preestablecidos de masa estelar y metalicidad, de 25 M_o y 0.02 respectivamente, poniendo de manifiesto de forma más detallada los aspectos derivados de la variación de la rotación sobre la evolución estelar. Diferentes trabajos de referencia analizados plantean enfoques en general menos detallados, reduciendo las variaciones en cuanto a las velocidades rotación, e introduciendo la masa estelar y la metalicidad como variables incluidas en los estudios comparativos.

Finalmente, las futuras líneas de investigación que se pueden plantear a partir del presente trabajo son el análisis detallado de la relación entre la rotación estelar y el aumento de la metalicidad, y la posible evolución hacia fase de Wolf-Rayet para estrellas con masas de orden de 25 M_o en función de la rotación.

Referencias bibliográficas

- Bestenlehner, J. M. (2024). *Mass loss and the Eddington parameter*. 361, 163-167. Massive Stars Near and Far.
- Brown, J. M., Garaud, P., & Stellmach, S. (2013). Chemical Transport and Spontaneous Layer Formation in Fingering Convection in Astrophysics. *The Astrophysical Journal*, 768, 34.
- Cox, J. P., & Giuli, R. T. (1968). Principles of stellar structure. En *Principles of stellar structure*. Gordon and Breach.
- Eddington, A. S. (1925). Circulating currents in rotating stars. *The Observatory*, 48, 73-75.
- Eggenberger, P., Meynet, G., Maeder, A., Hirschi, R., Charbonnel, C., Talon, S., & Ekström, S. (2008). The Geneva stellar evolution code. *Astrophysics and Space Science*, 316(1), 43-54.
- Ekström, S., Georgy, C., Eggenberger, P., Meynet, G., Mowlavi, N., Wyttenbach, A., Granada, A., Decressin, T., Hirschi, R., Frischknecht, U., Charbonnel, C., & Maeder, A. (2012). Grids of stellar models with rotation. I. Models from 0.8 to 120 M_⊙ at solar metallicity (Z = 0.014). *Astronomy and Astrophysics*, 537, A146.
- Endal, A. S., & Sofia, S. (1976). The evolution of rotating stars. I. Method and exploratory calculations for a 7 M sun star. *The Astrophysical Journal*, 210, 184-198.
- Farmer, R., Fields, C. E., Petermann, I., Dessart, L., Cantiello, M., Paxton, B., & Timmes, F. X. (2016). ON VARIATIONS OF PRE-SUPERNOVA MODEL PROPERTIES. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 227(2), 22.

- Fernández Martín, A. (2014). *Estructura de ionización y composición química de nebulosas Galácticas* [Doctoral thesis, Universidad de Granada].
<https://digibug.ugr.es/handle/10481/31220>
- Herwig, F. (2000). The evolution of AGB stars with convective overshoot. *Astronomy & Astrophysics*, 360, 952-968.
- Kippenhahn, R., & Thomas, H.-C. (1970). *A Simple Method for the Solution of the Stellar Structure Equations Including Rotation and Tidal Forces*. 20.
- Kippenhahn, R., Weigert, A., & Weiss, A. (2012). *Stellar Structure and Evolution*. Springer.
- Lamers, H. J. G. L. M., & Levesque, E. M. (2017). *Understanding Stellar Evolution*. IOP Publishing. <https://iopscience.iop.org/book/mono/978-0-7503-1278-3>
- Langer, N. (1998). Coupled mass and angular momentum loss of massive main sequence stars. *Astronomy and Astrophysics*, 329, 551-558.
- Maeder, A., & Meynet, G. (2000). The Evolution of Rotating Stars. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 38(1), 143-190.
- Maeder, A., & Meynet, G. (2004). Evolution of Massive Stars with Rotation and Mass Loss. *Symposium - International Astronomical Union*, 215, 500-509.
- McDonald, I., & Zijlstra, A. A. (2015). Mass-loss on the red giant branch: The value and metallicity dependence of Reimers' η in globular clusters. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 448(1), 502-521.
- Meynet, G., & Maeder, A. (2002). Stellar evolution with rotation. VIII. Models at $Z = 10^{-5}$ and CNO yields for early galactic evolution. *Astronomy and Astrophysics*, 390, 561-583.

- Moravveji, E., Townsend, R. H. D., Aerts, C., & Mathis, S. (2016). SUB-INERTIAL GRAVITY MODES IN THE B8V STAR KIC 7760680 REVEAL MODERATE CORE OVERSHOOTING AND LOW VERTICAL DIFFUSIVE MIXING. *The Astrophysical Journal*, 823(2), 130.
- Paxton, B., Bildsten, L., Dotter, A., Herwig, F., Lesaffre, P., & Timmes, F. (2011). MODULES FOR EXPERIMENTS IN STELLAR ASTROPHYSICS (MESA). *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 192(1), 3.
- Paxton, B., Cantiello, M., Arras, P., Bildsten, L., Brown, E. F., Dotter, A., Mankovich, C., Montgomery, M. H., Stello, D., Timmes, F. X., & Townsend, R. (2013). MODULES FOR EXPERIMENTS IN STELLAR ASTROPHYSICS (MESA): PLANETS, OSCILLATIONS, ROTATION, AND MASSIVE STARS. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 208(1), 4.
- Paxton, B., Smolec, R., Schwab, J., Gautschy, A., Bildsten, L., Cantiello, M., Dotter, A., Farmer, R., Goldberg, J. A., Jermyn, A. S., Kanbur, S. M., Marchant, P., Thoul, A., Townsend, R. H. D., Wolf, W. M., Zhang, M., & Timmes, F. X. (2019). Modules for Experiments in Stellar Astrophysics (MESA): Pulsating Variable Stars, Rotation, Convective Boundaries, and Energy Conservation. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 243(1), 10.
- Rich Townsend. (2024, agosto 13). *mad star—MESA-Web* [Web-based interface to MESA code]. MESA-web. <http://user.astro.wisc.edu/~townsend/static.php?ref=mesa-web>
- Schaller, G., Schaerer, D., Meynet, G., & Maeder, A. (1992). New Grids of Stellar Models from 0.8-SOLAR-MASS to 120-SOLAR-MASSES at Z=0.020 and Z=0.001. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 96, 269.
- Vink, J. S., De Koter, A., & Lamers, H. J. G. L. M. (2001). Mass-loss predictions for O and B stars as a function of metallicity. *Astronomy & Astrophysics*, 369(2), 574-588.

Zeipel, H. V. (1924). The Radiative Equilibrium of a Rotating System of Gaseous Masses.

Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 84(9), 665-684.

Zhou, Z. (2023). A Study of Solar Rotation and Differential Rotation. *Journal of Applied*

Mathematics and Physics, 11(11), Article 11.