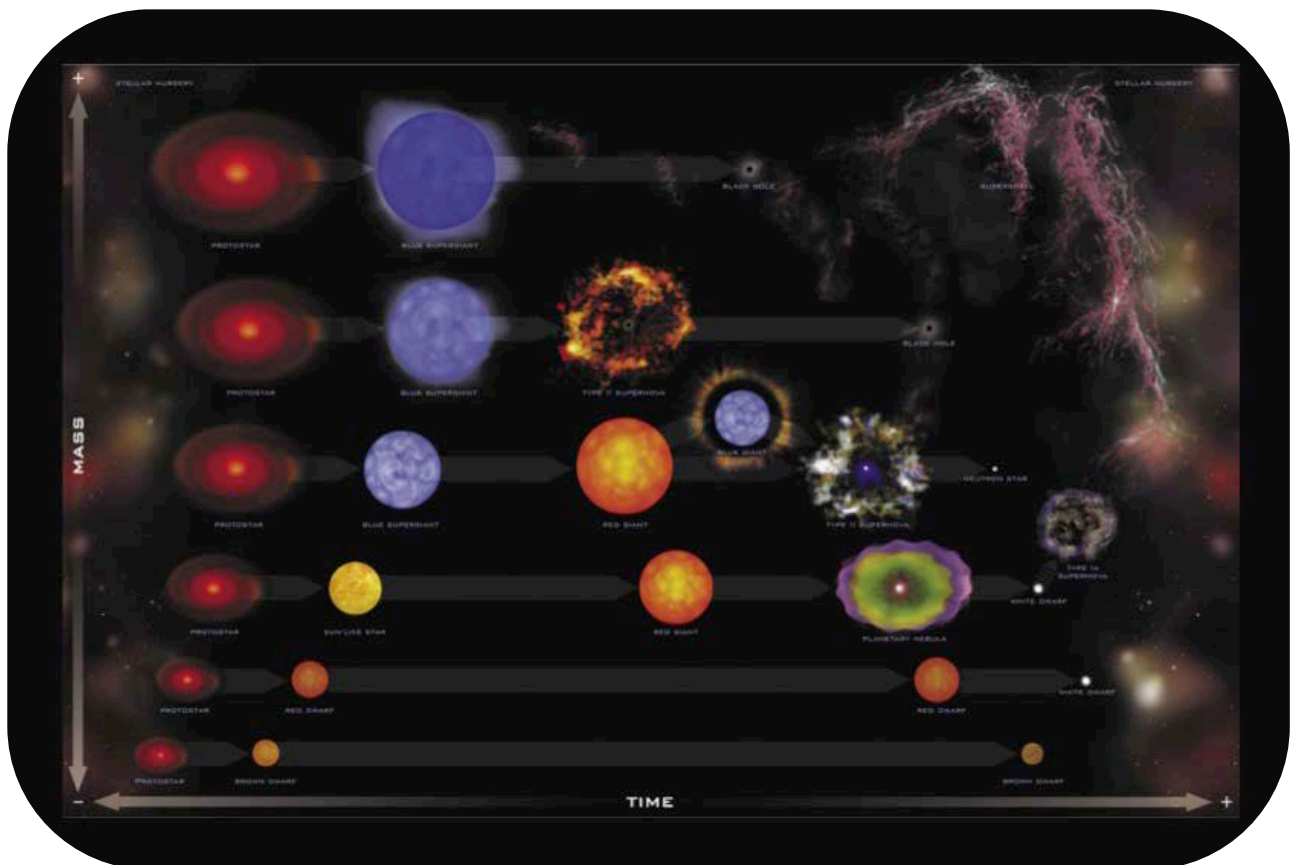


Evolución Estelar CESAR's Booklet



Vidas de las estrellas

Las estrellas no duran para siempre. Al igual que las personas, las estrellas nacen, cambian a lo largo del tiempo y mueren. Y también como nosotros, no todas ellas viven el mismo tiempo. El parámetro más relevante en la vida y evolución de las estrellas es su masa. Es esta masa inicial la que comienza a fusionar Hidrógeno en su núcleo a un ritmo tal que se produce un equilibrio con la propia gravedad de la Estrella. Fusionar hidrógeno a este ritmo evita que la estrella termine colapsando sobre sí misma, pero es el que determina los cambios que sufre la estrella a lo largo de su vida.

Todo el proceso dura bastante tiempo, mucho más que nuestro tiempo de vida o el de cualquier otro ser vivo. Y todo este proceso depende tan solo de su masa, así que empecemos...

Cómo se forman las estrellas?

Las estrellas se forman cuando un tipo particular de nube interestelar gigante, llamado **nube molecular**, comienza a colapsarse debido a su propia gravedad y se rompe en decenas o cientos de pequeñas nubecillas llamadas *clumps*. De nuevo, por su propia gravedad cada *clump* comienza a atraer más y más materia de sus alrededores (ver figura 1)

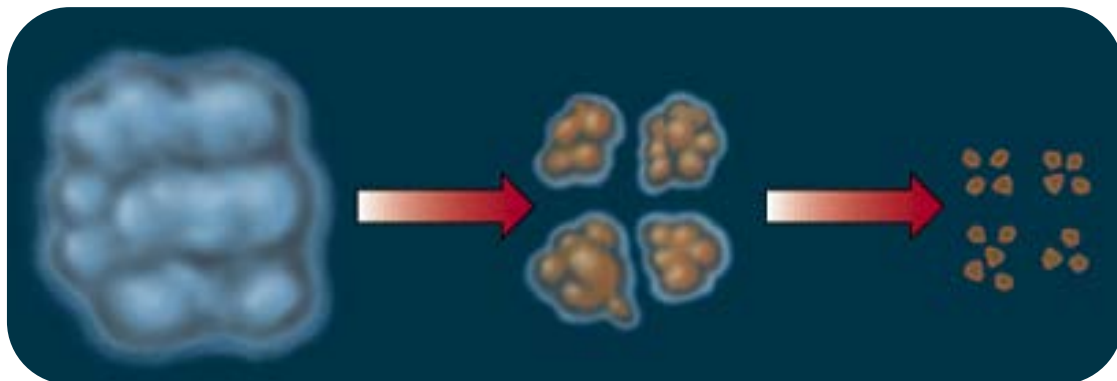


Figura 1: Colapso y fragmentación de una nube molecular. (Créditos: Pearson Prentice Hall)

La adición y choque de estos fragmentos nuevos hace que la nube comience a girar más y más rápido, de tal forma que se achata en un disco protoestelar debido a la conservación del momento angular. En la región central se encuentra la **protoestrella**, que seguirá atrayendo más materia y reduciendo su tamaño. Así, su temperatura y densidad van aumentando. Las temperaturas más típicas de las protoestrellas van desde 100K a 10^4 K, por lo que la mayor parte de su emisión es en el infrarrojo. Para una estrella como nuestro sol, el tiempo que tarda en colapsar hasta este estadio partiendo de una nube molecular es de unos 100 000 años – que es una pequeñísima parte de los 10 000 millones de años va a vivir. La figura 2 muestra algunas imágenes protoestrellas reales tomadas por el telescopio espacial Hubble.

Un millón de años después de que haya empezado el colapso de la estrella, la protoestrella ha conseguido prácticamente toda la masa necesaria para las etapas siguientes – **la Secuencia Principal**. Ahora es cuando realmente comienzan a ocurrir fenómenos interesantes en el disco: la acreción de materia comienza a producirse en otras zonas (no solamente en el núcleo de la nube o

la protoestrella) formando lo que se conoce como **discos circunestelares**. En ellos pueden llegar a formarse grandes masas compactas y formar los primeros **planetoides**. Suele haber bastante hueco entre un disco y otro, ya que toda la materia que ha quedado entre medias es absorbida por uno u otro dejando un espacio vacío entre medias. Todo este proceso termina dando a los planetoides la forma esférica que tanto caracteriza a los **planetas**. Los más alejados del Sol podrán además disponer de una atmósfera gaseosa (principalmente de hidrógeno y helio), y podrán ser gigantes gaseosos como Júpiter y Saturno; los más cercanos serán planetas rocosos, como la Marte y la Tierra por ejemplo.

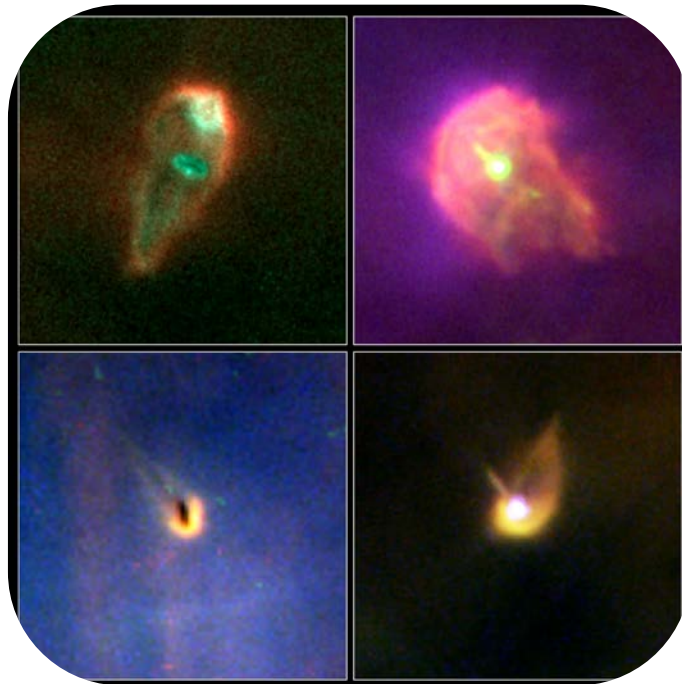


Figura 2: Protoestrellas de la Nebulosa de Orion observadas por el Hubble (Créditos: NASA/ESA)

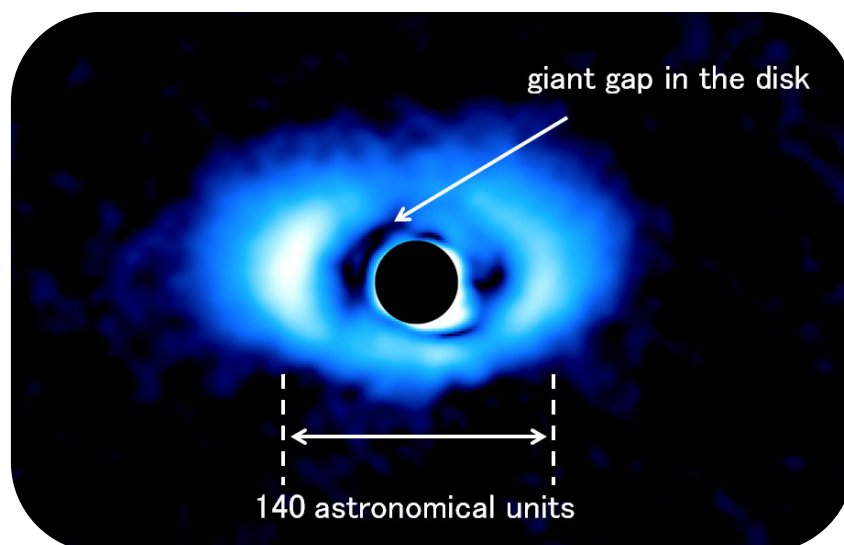


Figura 3: Disco protoplanetario alrededor de PDS 70 (tapada en la imagen para evitar la sobreexposición del sensor) con un hueco donde se están formando un planeta. (Créditos: NAOJ)

Finalmente el disco termina disipándose, dejando los planetas y otros pequeños cuerpos (como asteroides, cometas, planetas enanos...). En el centro, la protoestrella seguirá encongiéndose hasta alcanzar una temperatura de unos 10 millones de grados Kelvin, donde puede dar comienzo la fusión del Hidrógeno. La **estrella** ya ha nacido.

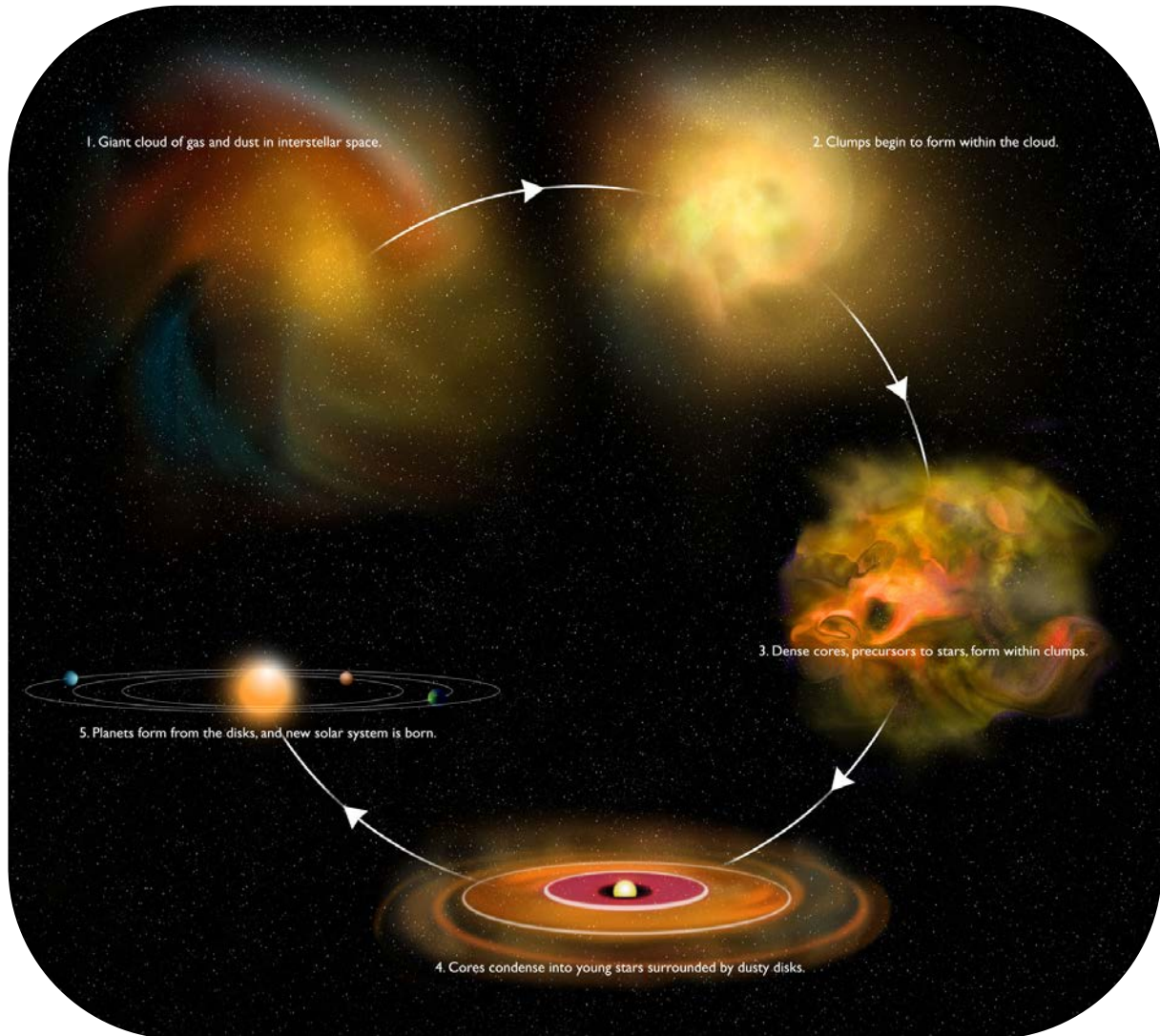


Figura 4: Esquema de formación de una estrella y de su sistema planetario
(Créditos: Bill Saxton, NRAO/AUI/NSF)

Puede ser intuitivo pensar que una estrella poco masiva tardará menos tiempo en formarse que una estrella mayor, ya que la primera tiene menos materia que compactar. Pero la realidad es justo al contrario: las estrellas más masivas crecen mucho más rápido. Esto es así ya que cuanto mayor masa tiene la protoestrella mayor es la fuerza gravitatoria que compacta en el centro todo el material y tarda menos tiempo en alcanzar la temperatura para que comience la fusión del hidrógeno. Mientras que una estrella como nuestro Sol tarda decenas de millones de años, una estrella de 5 masas solares se forma en menos de un millón de años y una de 15 masas solares tan solo tarda varios cientos miles de años. Y por el otro lado, ¡una estrella de 0,5 masas solares necesita más de cien millones de años hasta que se forma completamente!

Llegando a la secuencia principal, o no...

A medida que la protoestrella se contrae, su tamaño disminuye pero su temperatura y densidad aumentan. Esto quiere decir que las protoestrellas son más frías y de mayor tamaño que las estrellas que ya se encuentran en la Secuencia Principal. Ya que la luminosidad de una estrella no depende tan solo de su temperatura, si no que depende también de su tamaño, las protoestrellas son de hecho más brillantes que las estrellas de la Secuencia Principal. Es decir, en el diagrama HR, las protoestrellas se encontrarán situadas más arriba y más a la derecha de la Secuencia Principal. Irán moviéndose hacia abajo a la izquierda según se contraiga siguiendo las distintas fases evolutivas.

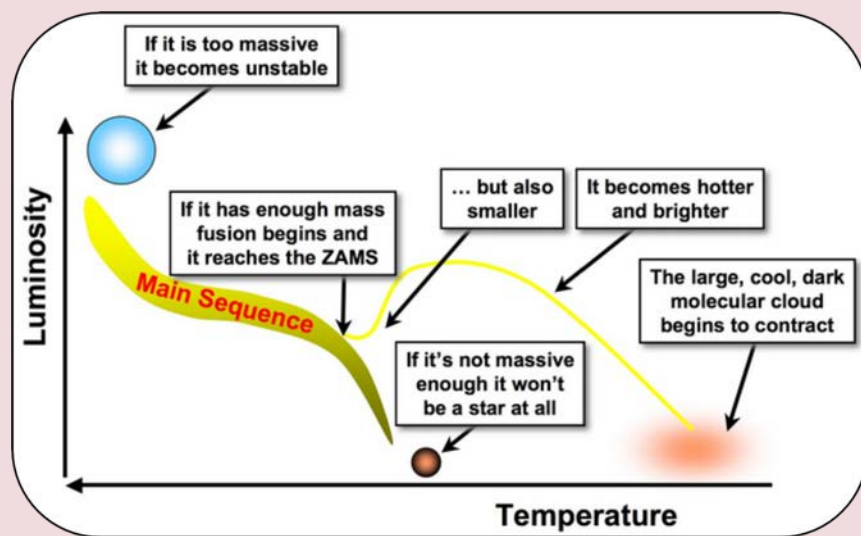


Figura 5: Evolución de protoestrellas según el diagrama de Hertzsprung-Russell
(Créditos: Cosmos, the SAO Encyclopedia of Astronomy)

Sin embargo, hay casos en los que la contracción del núcleo nunca llega a alcanzar la Secuencia Principal: el núcleo es demasiado masivo, se contrae demasiado rápido y colapsa completamente antes de que el hidrógeno pueda llegar a fusionarse. Por otro lado, si la masa del núcleo es demasiado baja, el proceso de contracción se detendrá durante un tiempo sin alcanzar siquiera las condiciones necesarias para la fusión del hidrógeno; y finalmente mediante otros mecanismo, la estrella se enfriará lentamente formando lo que se conoce como una *enana marrón*.

La Secuencia Principal

Cuando comienza la fusión del Hidrógeno en una estrella se dice que la estrella ha entrado en la **Secuencia Principal**. Esta es la etapa de mayor duración en la vida de una estrella.

Pero.. ¿qué es la fusión del Hidrógeno? Durante este proceso, la estrella fusiona Hidrógeno de una manera muy estable hasta formar Helio en su núcleo. Concretamente, cuatro átomos de Hidrógeno (cada uno con un protón) se fusionan para dar lugar a dos átomos de Helio (cada uno con dos protones y dos neutrones). Pero si comparamos las masas de los cuatro nucleos de Helio, esta es menor que la masa de los cuatro protones. ¿Dónde está la masa que falta? Pues esta se ha convertido en energía, y ha salido del núcleo de la estrella emitida en forma de radiación, de luz.

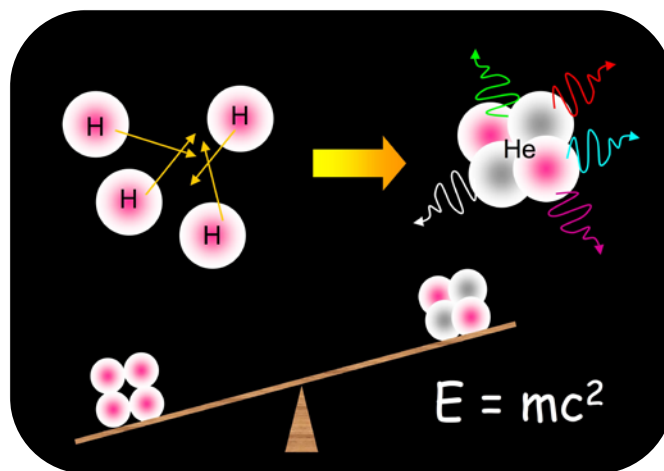


Figura 6: En la fusión del hidrógeno, cuatro núcleos de hidrógeno se fusionan para formar dos núcleos de helio. La diferencia de masa se emite en forma de energía. (Créditos: B. Montesinos)

La energía emitida por la fusión del hidrógeno hace que la estrella se expanda, evitando que autocolapse debido a su propia gravedad, como se muestra en la Figura 7. Este balance se denomina **equilibrio hidrostático**. Y siempre que se mantenga este equilibrio la temperatura, la luminosidad y el tamaño de la estrella permanecerán constantes.

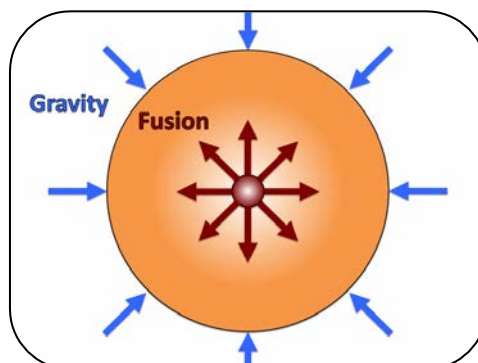


Figura 7: La fusión del Hidrógeno emite energía que contrarresta a su propia gravedad. (Créditos: B. Olson)

Cadena protón-protón (pp-chain)

Estrellas como nuestro sol transforman Hidrógeno en Helio principalmente por una serie de reacciones nucleares llamada cadena protón protón, o *pp-chain* en inglés (ver Figura 8)

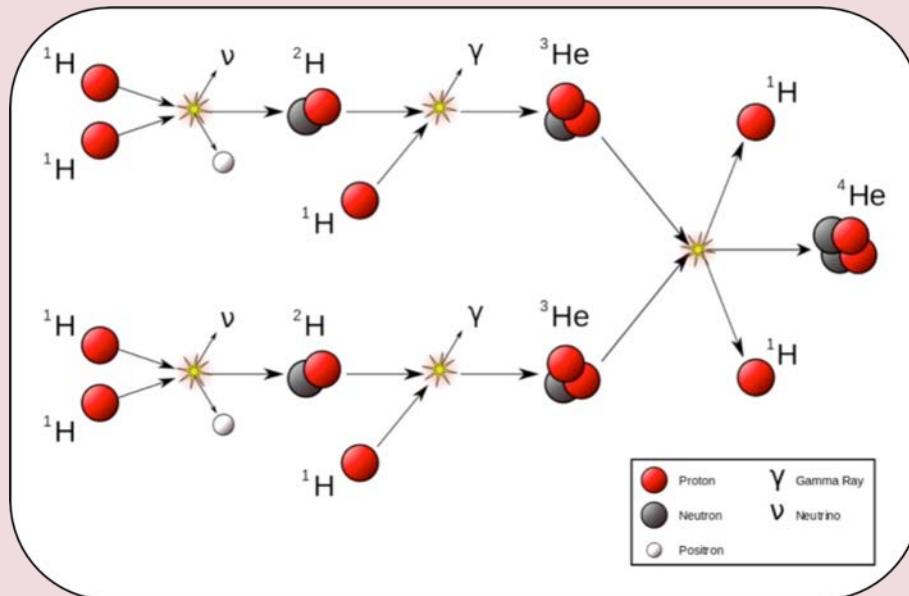
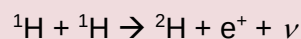


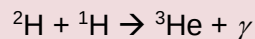
Figura 8: Cadena protón-protón (Créditos: Wikimedia Commons)

Puede dividirse en varias etapas:

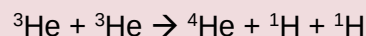
1. Dos núcleos de Hidrógeno (dos protones) se juntan para formar un núcleo de Deuterio (un protón y un neutrón). El proceso crea además un positrón (la antipartícula del electrón, con su misma masa pero carga opuesta) y un neutrino (una partícula muy ligera y difícil de detectar):



2. Dos núcleos de deuterio se fusionan con dos nuevos núcleos de Hidrógeno, formando Helio-3 y emitiendo un fotón (que se lleva algo de energía):



3. Los dos núcleos de Helio-3 se unen formando Helio-4 y dos protones::



Esta es el principal proceso por el cual se forma Helio en estrellas de masa similar a la del sol, pero no es la única; hay variaciones de este proceso involucrando diferentes elementos químicos. Por otro lado, en estrellas más masivas de 1.3 masas solares, el proceso dominante es otro completamente diferente, llamado ciclo CNO (carbono-nitrógeno-oxígeno).

Para estrellas de la Secuencia Principal, existe una relación entre su masa y otras propiedades como su temperatura, brillo y tamaño. Las estrellas más masivas son grandes, brillantes y calientes, y de un color azulado e incluso blanco.: son las *gigantes azules* o *supergigantes*. Por otro lado, las menos masivas son más pequeñas, más frías y tenues y de un color rojizo: son las *enanas rojas*. Y las estrellas como nuestro Sol están entremedias, y normalmente se las llama *enanas amarillas*.

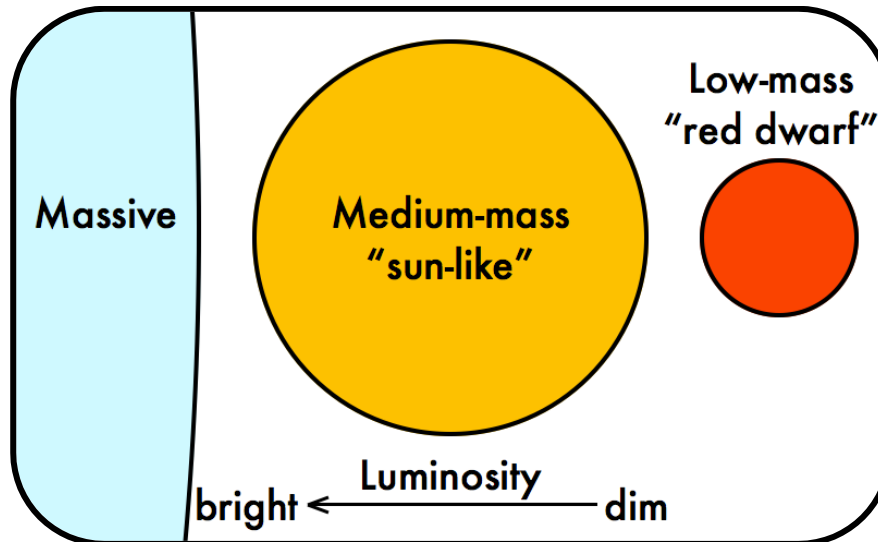


Figure 9: Diferentes tipos de estrellas de la Secuencia Principal (Créditos: P-dog's blog)

El tiempo que una estrella permanece en la Secuencia Principal también depende de su masa. De nuevo, podemos creer en primera instancia que una estrella más masiva permanecerá más tiempo hasta que se le consuma todo el Hidrógeno. Sin embargo, ya que su gravedad es mayor, necesitan más energía para mantener el equilibrio hidrostático. Y la consiguen a base de fusionar más cantidad de Hidrógeno. Así mismo, las estrellas menos masivas pasarán más tiempo en la Secuencia Principal. Nuestro Sol ha estado en la Secuencia Principal unos 5 000 millones de años, y permanecerá en ella otros 5 000 millones más, aproximadamente. Las gigantes azules tienen vidas mucho más otras, siendo tan solo de unos pocos millones de años. Y las enanas rojas, las menos masivas de todas, pueden permanecer billones de años en la Secuencia Principal; ¡que es mucho más que la edad actual del Universo!

Evolución después de la Secuencia Principal

Nada dura para siempre, y tarde o temprano el Hidrógeno necesario para generar la energía necesaria para contrarrestar y equilibrar el colapso gravitatorio no será suficiente. Y lo que ocurre ahora después depende nuevamente de la masa de la estrella.

Estrellas con masas como nuestro Sol

Las estrellas como nuestro Sol evolucionan lentamente y no tienen una muerte muy violenta. Un resumen de las etapas de estas estrellas puede verse en la Figura 10.

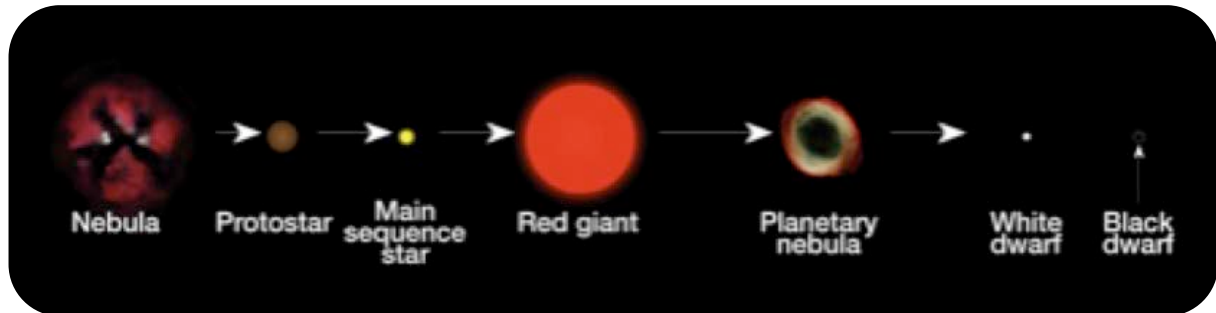


Figura 10: Evolución de una estrella como nuestro Sol (Créditos: thelifecycleofstars.weebly.com)

Cuando se acaba el Hidrógeno en su núcleo, el equilibrio hidrostático se rompe. La gravedad ahora es la fuerza más grande, y hace que la estrella comience a contraerse aumentando su temperatura y densidad. Debido a procesos convectivos las capas más externas se expanden, por lo que la estrella aumenta su tamaño y se convierte en una **gigante roja**.

Finalmente, el núcleo alcanza las condiciones para comenzar a fusionar el helio en carbono. Pero ya no puede llevar a cabo más reacciones nucleares. Finalmente la estrella será tan grande que las capas más exteriores terminarán escapando de la fuerza gravitacional del núcleo y se dispersarán por el espacio, enriqueciendo el medio interestelar con helio carbono y algo de oxígeno. Por un corto período de tiempo (no más de un millón de años), este gas brilla ionizado por la energía emitida por su núcleo, y se conoce como **nebulosa planetaria**.

Las nebulosas planetarias son fenómenos raros de ver, tan solo 1500 nebulosas de este estilo se han descubierto en nuestra galaxia (y eso que hay más de 200 mill millones de estrellas en la Vía Láctea). Este hecho nos informa de lo corto que es esta etapa en la vida final de las estrellas poco masivas. La figura 11 muestra algunos ejemplos de nebulosas planetarias observadas por el Telescopio Espacial Hubble.

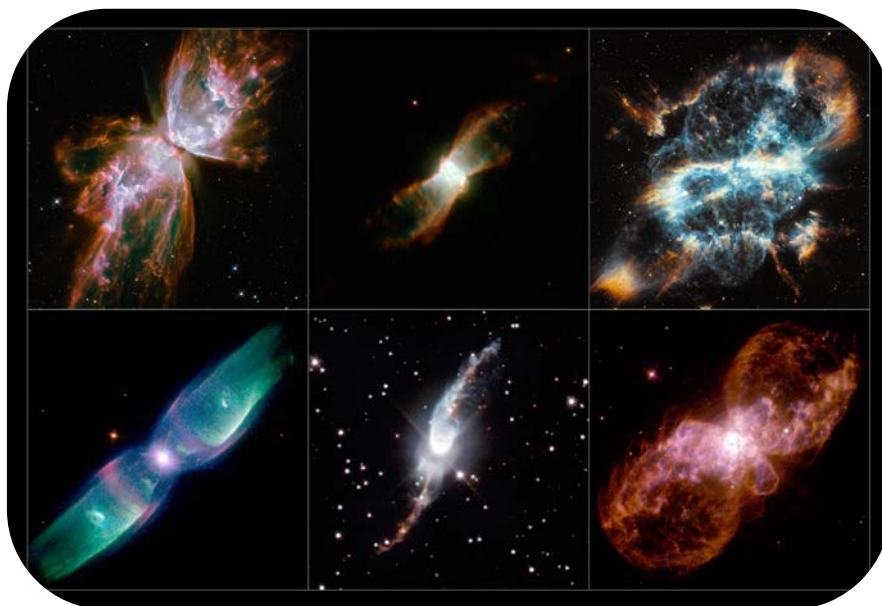


Figura 11: Algunas nebulosas planetarias fotografiadas por el Hubble. (Créditos: ESA/NASA)

¿Por qué se forman las gigantes rojas? ¿Qué ocurre dentro de ellas?

Como se ha explicado previamente, cuando se agota el hidrógeno de una estrella, la gravedad es la fuerza predominante. Hace que el núcleo de la estrella se contraiga, volviéndose más denso y más caliente. La fusión no ha terminado completamente en el núcleo de la estrella, ya que en su parte más externa se forma una envoltura donde se sigue fusionando hidrógeno (imagen izquierda de la Figura 12). La energía liberada es transmitida al resto de la estrella, que rápidamente se expande aumentando su temperatura. Así que aunque el núcleo disminuya en tamaño, el resto de la estrella se ha hecho mucho más grande; tan grande que las capas más externas de la estrella están tan lejos del centro que se enfrían y cambian de color al rojo. Este proceso tarda tan solo 100 millones de años.

A medida que el tamaño de una estrella aumenta, también lo hace la luminosidad. En el diagrama HR (Figura 13), la estrella se aleja de la Secuencia Principal siguiendo el camino de arriba a la izquierda, al lado de la Rama de las Gigantes Rojas (que es donde se encuentran las gigantes rojas).

Finalmente el núcleo alcanza una temperatura de 100 millones de grados Kelvin, necesarios para que el Helio se fusione y forme Carbono. Esta fusión comienza de manera muy rápida, repentina (llamado *flash de helio*), y el equilibrio hidrostático vuelve a establecerse temporalmente. La estrella se vuelve mucho más pequeña y caliente, pero su luminosidad es la misma que antes. Este proceso dura unos 100 000 años.

En el diagrama HR, vemos un “vaivén” en el momento en el que se produce este *flash de helio*. En este momento la estrella comienza a acercarse al camino horizontal. Esta región se conoce como **Rama Horizontal**, por lo que diremos que la estrella es ahora una **Estrella de la Rama Horizontal**.

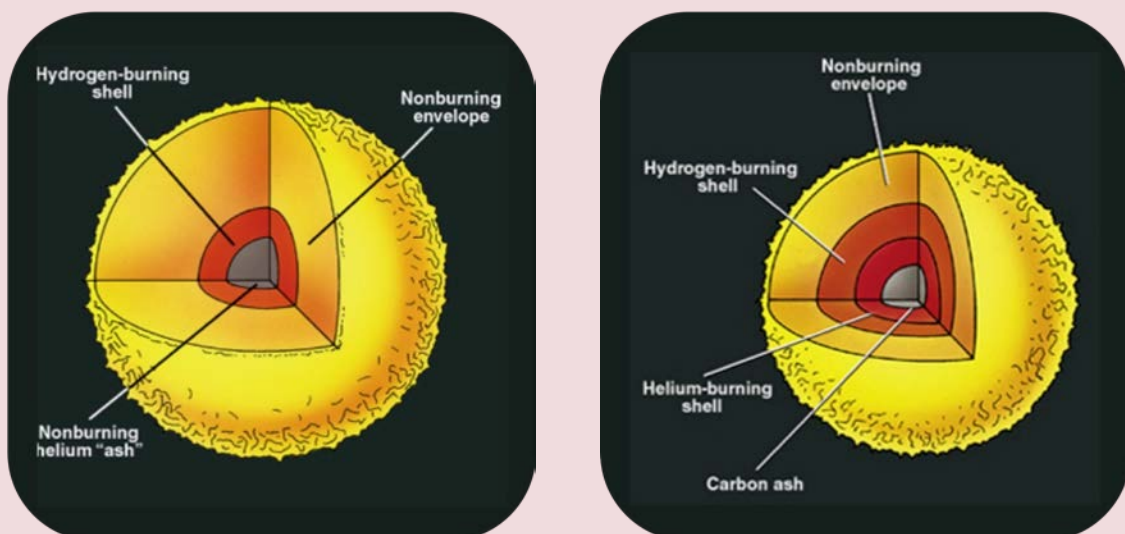


Figura 12: Estructura de una gigante roja (izquierda) y de una super gigante roja (derecha).
(Créditos: Pearson Prentice Hall)

El tiempo que tarda una estrella en consumir el helio que ha quedado en el núcleo es muy corto en comparación con todo el tiempo que ha estado consumiendo hidrógeno. Por lo que en muy poco tiempo el helio se acaba y se rompe de nuevo el equilibrio. El núcleo, ahora de carbono, comienza a contraerse mientras que en la parte más externa se forma una corteza donde se producen reacciones de fusión del helio y de hidrógeno (imagen de la derecha de la Figura 12).

La estrella comienza de nuevo a expandirse y a aumentar su tamaño y disminuir su temperatura. Ahora es incluso de mayor tamaño que las estrellas de la Rama de las Gigantes Rojas, se ha convertido en una supergigante roja. Se encuentra por tanto en la Rama Asintótica de las estrellas Gigantes (AGB por sus siglas en inglés)

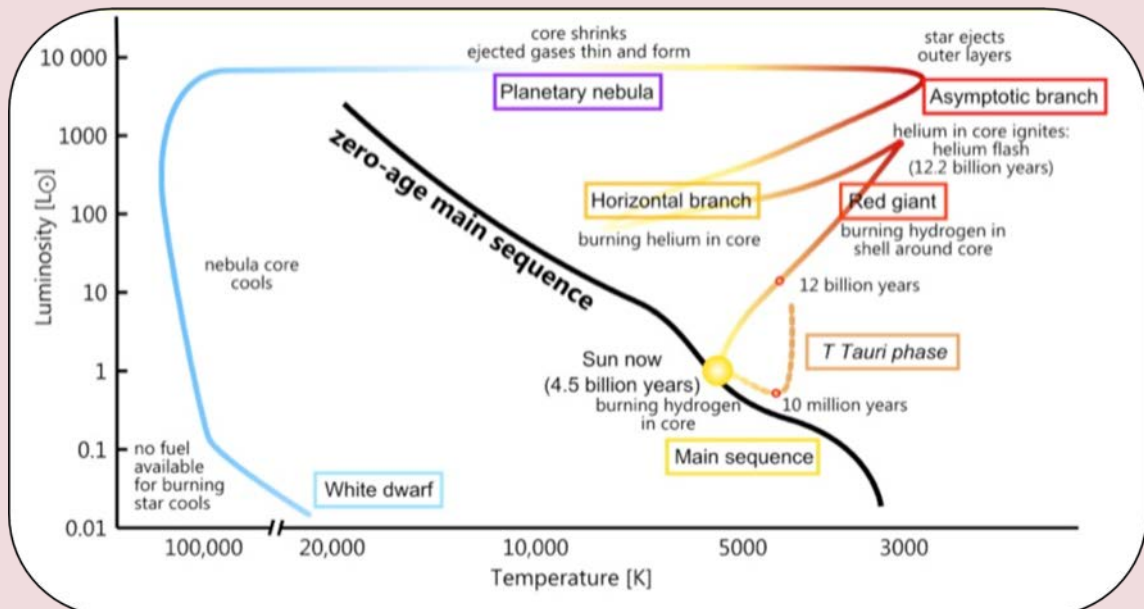


Figura 13: Evolución de una estrella de una masa solar en el diagrama HR

(Créditos: Wikimedia Commons)



Figure 14: Comparación de la enana blanca Sirio B (impresión artística) con la Tierra.

(Créditos: ESA/NASA)

El carbono restante que ha quedado en el centro de la estrella se conoce como **enana blanca**. Una enana blanca es una estrella muy densa y muy caliente. Por ejemplo, en Sirio B hay una enana blanca, y tiene aproximadamente el tamaño de la Tierra (ver Figura 14). Las enanas blancas se enfrían muy lentamente y sea teorizado que finalmente terminan convirtiéndose en **enanas negras**. Pero aún no hay evidencia experimental, probablemente porque el universo es todavía demasiado para que alguna estrella haya llegado a esta etapa.

¿Por qué no colapsan las enanas blancas?

Como hemos visto, la vida de una estrella es una constante lucha contra la gravedad, produciendo en su núcleo energía suficiente para evitar el colapso. Hemos visto cómo se consigue gracias la fusión de varios elementos químicos, pero ¿cómo evita una enana blanca el colapso, si ya no puede fusionar más elementos?

Las enanas blancas son muy pequeñas y densas: una tonelada ocuparía el tamaño de una uva. En estas condiciones, los átomos no pueden moverse como en un gas normal y los electrones no están ligados con el núcleo. Mientras que la estrella se enfría, intenta comprimirse, pero los electrones luchan por no ser comprimidos generando una presión hacia fuera llamada **presión de degeneración de los electrones** (principio de exclusión de Pauli), que no depende de la temperatura de la estrella y mantiene en equilibrio el tamaño de la enana blanca.

Evolución de una enana roja

Lo que ocurre en una enana roja cuando ya no puede producir energía mediante la fusión nuclear no ha sido observado directamente: actualmente se piensa que el universo tiene 13 800 millones de años, que es menos tiempo que el necesario para que estas estrellas se queden sin combustible.

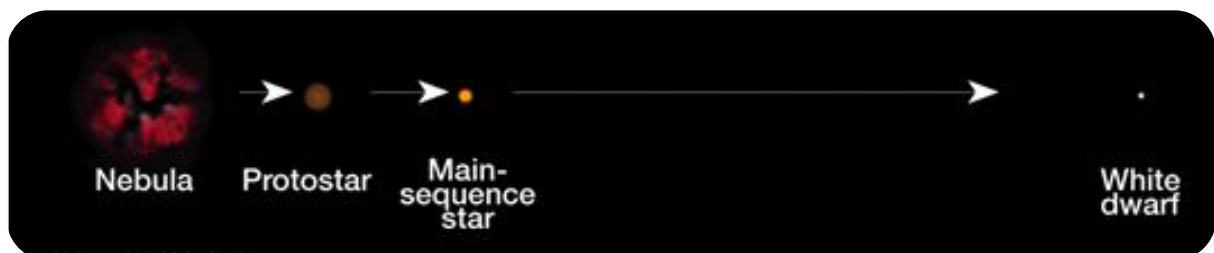


Figure 15: Evolución de una enana roja (Créditos: Found in thelifecyclofstars.weebly.com)

Las enanas rojas nunca pueden llegar a fusionar Helio. Por lo que la capa superior de estas estrellas será expulsada de manera similar a como ocurre en una estrella masiva, formando una **enana blanca de helio**, como se muestra en la Figura 15.

Evolución de una estrella masiva

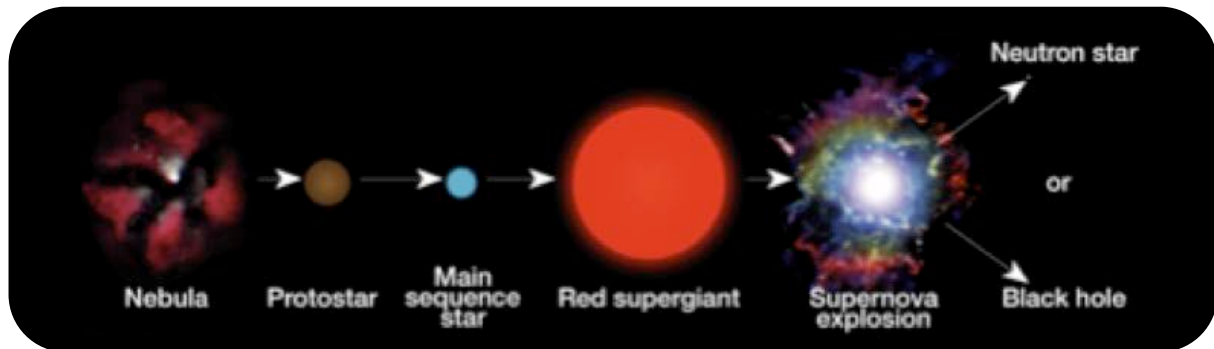


Figura 16: Evolución de una estrella masiva (Créditos: Found in thelifecyclofstars.weebly.com)

Las estrellas masivas evolucionan mucho más rápido que las estrellas de menor masa, pasando por las etapas que se muestran en la Figura 16. Ya que son muy grandes cuando entran en la Secuencia Principal (son de hecho gigantes o supergigantes azules), cuando la fusión del hidrógeno termina se convierten en gigantes y supergigantes rojas. Los siguientes pasos son similares a los de las estrellas como el sol, pero además de conseguir fusionar carbono, estas estrellas pueden llegar a fusionar elementos más pesados, siendo el último el hierro. Este es el elemento más estable y no es capaz de reaccionar con otros núcleos atómicos. Pero nuevamente, cuando todas las reacciones nucleares se detengan el núcleo de la estrella comenzará a comprimirse; los átomos de hierro se juntan tanto que se descomponen en protones, neutrones y electrones. A medida que el núcleo se vuelve más pequeño, los protones y electrones se combinan para formar neutrones, por lo que la estrella se convierte en una **estrella de neutrones**.

Cuando el núcleo no puede seguir comprimiéndose más (por la presión de degeneración de los electrones nuevamente). Astrónomos han descubierto varias nubes de gas brillando en lugares donde se han encontrado supernovas, en las que el gas se ha ido alejando de la parte central a unas velocidades altísimas se llaman remanentes de supernovas. La Figura 17 muestra la Nebulosa del Cangrejo, el remanente de una nebulosa avistada por astrónomos chinos en el año 1054.



Figura 17: La Nebulosa del Cangrejo, el remanente de una supernova (Créditos: NASA/ESA)

Estrellas a capas

Lo que ocurre en el interior de una estrella muy masiva es similar a los procesos que ocurren en las estrellas que tienen una masa parecida a la del Sol, pero se repite varias veces. La bajada de temperatura se compensa con el aumento de tamaño, pero el cambio de luminosidad no es tan abrupto como en las estrellas de menor masa. En el diagrama HR, la estrella se mueve hacia la izquierda de una manera prácticamente horizontal mientras se enfría (ver Figura 18). No hay *flash de helio*; la evolución ocurre tan rápido para estas estrellas de unas 10 masas solares que ni si quiera llega a la región de gigantes rojas donde comienza la fusión del helio.

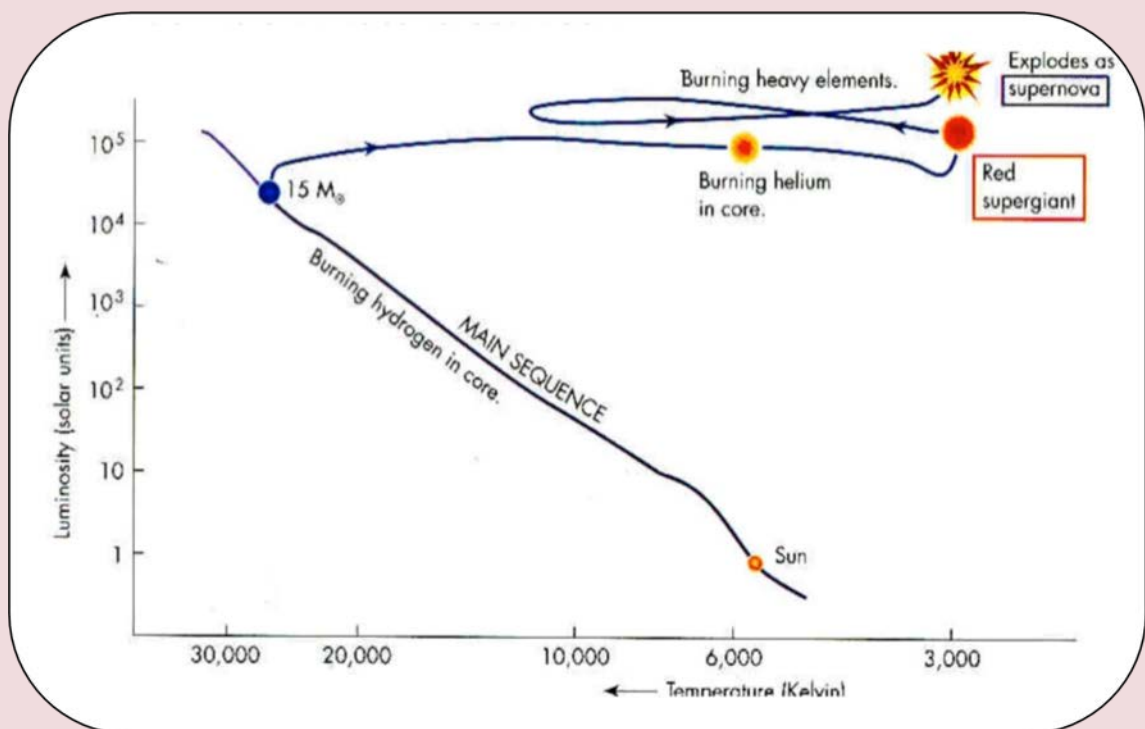


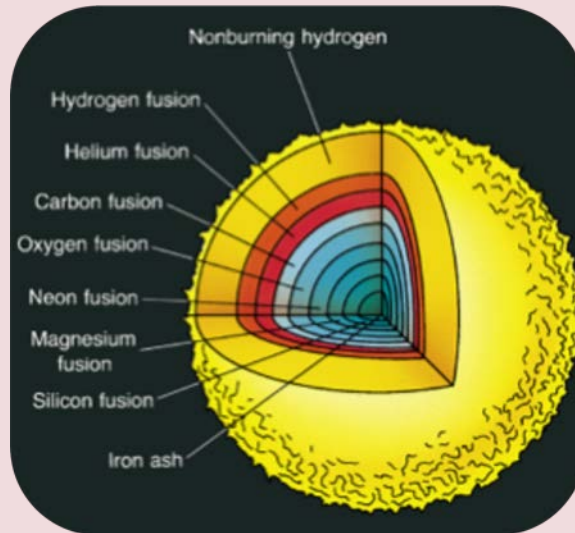
Figura 18: Evolución de una estrella, en el diagrama HR (Créditos: E. Zirbel)

La forma en la que la estrella evoluciona es un proceso más o menos repetitivo, en la cual la estrella va y vuelve en el diagrama HR varias veces. A medida en la cual en el núcleo se queda sin elementos que fusionar, se contrae, se calienta y otro proceso de fusión comienza de nuevo. Se vuelve a formar una nueva capa en el núcleo, que cuando se acabe se contrae, se calienta.... Y así sucesivamente, hasta llegar al hierro en las más masivas. DE nuevo, la luminosidad permanece más o menos constante por todo el proceso.

Cada proceso de fusión nuclear es más corto que el anterior. Por ejemplo, una estrella de unas 20 masa solares puede fusionar:

- Hidrógeno durante 10 millones de años;
- Helio durante un millón de años;
- Oxígeno durante un año;
- Silicio durante una semana;
- Hierro durante un día;

Cuando la fusión termina completamente en el núcleo, el interior de la Estrella es como aparece ilustrado en la Figura 19. Un núcleo de carbono cubierto por numerosas capas donde se produce la fusión de elementos sucesivamente más ligeros. Es algo parecida a una cebolla, ¿no crees? De hecho, se llama **estructura en capas de cebolla**.



*Figura 19: Estructura de capa de cebolla para una estrella muy masiva
(Créditos: Pearson Prentice Hall)*

El futuro de este núcleo depende de su masa: si es menor que tres masas solares, alcanzará el equilibrio y terminará siendo una **estrella de neutrones**. Son estrellas increíblemente pequeñas y muy densas (una masa mayor que la del Sol comprimida en un diámetro de unos 10-20 km, ¡cómo una ciudad!). Debido a esto, la fuerza gravitatoria es muy intensa, y gira verdaderamente rápida, llegando a tardar tan sólo en dar una vuelta.

Las estrellas de neutrones tienen también un campo magnético muy intenso, que emite en dos direcciones principales, los polos magnéticos. Debido a esta rápida rotación, parecen faros marítimos, como se muestra en la Figura 20. Cuando el haz de la luz emitida apunta a la tierra podemos observarlos como destellos periódicos, ya que la estrella está girando constantemente. Esto es lo que los astrónomos llaman **púlsar**. Por ejemplo, el pulsar de la Nebulosa del Cangrejo parpadea 30 veces por segundo.

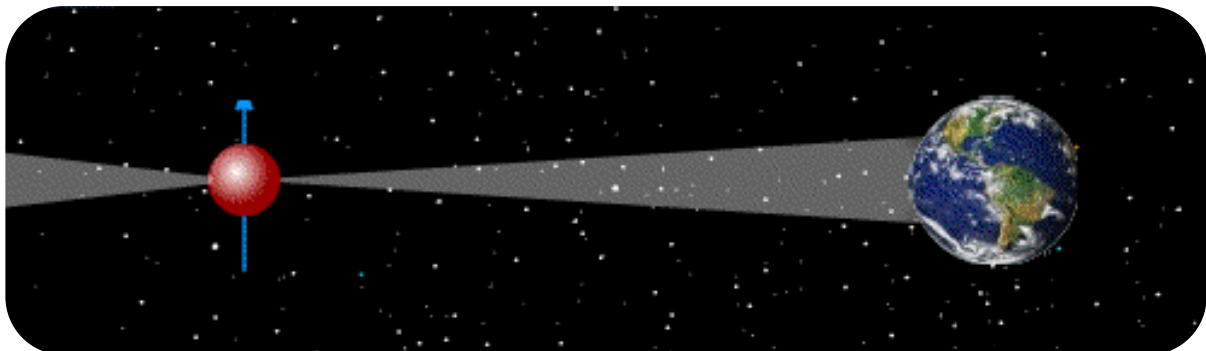


Figure 20: Efecto faro marítimo de una estrella de neutrones. (Créditos: NASA)

Si la masa de la estrella de neutrones es mayor que tres masas solares, la gravedad ganará la batalla de una vez por todas: el núcleo colapsará completamente en el centro y toda la masa queda comprimida en un solo punto de densidad infinita, formando un **agujero negro**.

Cerca de un agujero negro la fuerza es tan intensa que nada puede escapar de él. ¡Ni si quiera la luz es capaz de salir del centro de un agujero negro!

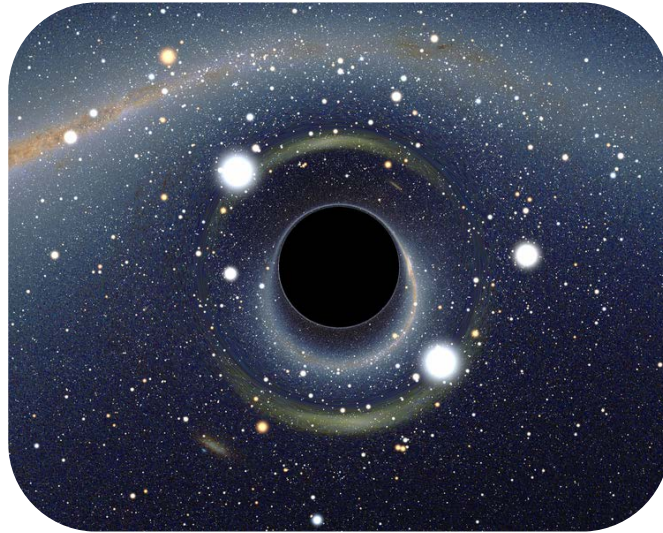


Figura 21: Un agujero negro (impresión artística) (Créditos:)

Si los agujeros negros son negros, y no podemos verlos, ¿cómo sabes los astrónomos que están ahí?

Un cuerpo necesita moverse rápido para escapar de la fuerza gravitacional de otro; y lo más que se acerque, más rápido deberá de moverse para escapar. La velocidad necesaria para salir del campo gravitatorio de un cuerpo se llama velocidad de escape, y tan solo depende de la masa del cuerpo y de la distancia a la que te encuentres.

Cerca de un agujero negro, un cuerpo necesitaría moverse más rápido que la luz para escapar. Pero las leyes conocidas de la Física nos dicen que no es posible: ¡nada puede moverse más rápido que la luz! Y como la velocidad de escape depende de la distancia, habrá algún punto a partir del cual la velocidad de escape coincida con la velocidad de la luz. A partir de esta distancia cualquier objeto puede librarse de caer dentro de él, pero tan solo si se mueve lo suficientemente rápido. ¡Puede incluso haber cuerpos orbitando un agujero negro!

La esfera imaginaria cuyo radio es la distancia en la cual la velocidad de escape se iguala a la de la luz se denomina **horizonte de eventos**. Los astrónomos no pueden saber qué hay a partir de este límite, ya que no sale luz a partir de ellos; pero pueden estudiar qué ocurre en las inmediaciones del agujero negro.

Por ejemplo, algunos astrónomos han descubierto un grupo de estrellas que se están moviendo alrededor de un objeto invisible en el centro de la Vía Láctea (Figura 22). Han monitoreado estas estrellas durante muchos años para recopilar las posiciones de sus órbitas y de esta manera estimar la masa del misterioso objeto que hay en el centro. Concluyeron que el objeto central debe tener una masa de 4 millones de soles. Un objeto tan masivo y que no está emitiendo nada de luz tan solo puede ser un agujero negro.

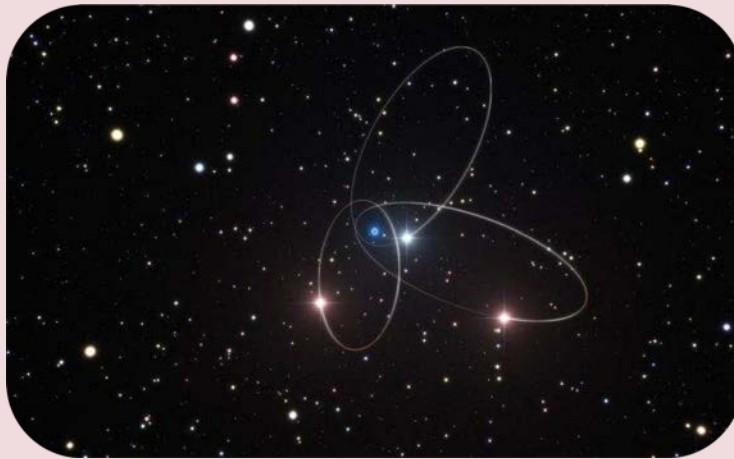


Figura 22: Estrellas orbitando el centro de la Vía Láctea (Créditos: ESO)

Otra manera de estudiar los agujeros negros es gracias a la materia que está cayendo dentro de ellos. Cuando un cuerpo cae dentro de un agujero negro, se empieza a alargar debido a la gran fuerza gravitatoria. Da lugar a numerosas y violentas colisiones dejando numerosos remanentes; la materia que cae se calienta y emite radiación en Rayos-X que los telescopios pueden detectar.



Figura 23: Una estrella cayendo en un agujero negro (impresión artística). (Créditos: NASA)

El ciclo cósmico de la materia

Hemos visto como el helio y elementos hasta el hierro se crean en los núcleos de las estrellas mediante reacciones nucleares. Cuando una estrella muere, ya sea en forma de nebulosa planetaria o de supernova, todos estos elementos se dispersan por el medio interestelar, enriqueciéndolo. Además, en las últimas etapas de la vida de una estrella, especialmente cuando ocurre una supernova, la cantidad de energía emitida es tan grande que es posible crear elementos más pesados que el hierro, como el uranio.

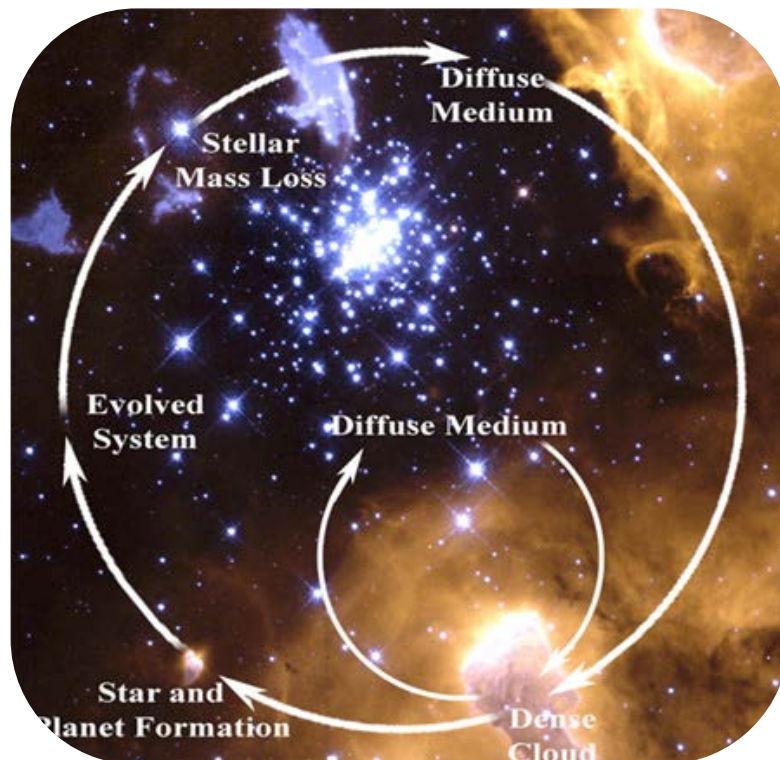


Figura 24: El ciclo de la materia en el universo (Créditos: NASA/ESA)

Así que prácticamente todo lo que te rodea, incluso tú mismo, todos los átomos y moléculas que componen el mundo que conoces, fueron alguna vez parte de una estrella. Así que, como Carl Sagan, el famoso astrónomo y divulgador científico dijo:

"The nitrogen in our DNA, the calcium in our teeth, the iron in our blood, the carbon in our apple pies were made in the interiors of collapsing stars. We are made of stardust."

Referencias

- *Astronomy: A beginner's guide to the Universe* by E. Chaisson and Steve McMillan (Pearson Prentice Hall)
- *Astronomy Notes* by N. Strobel: <http://www.astronomynotes.com>
- *Wikipedia, the free encyclopedia*: <http://wikipedia.org>