

Evolución de las estrellas

John Percy

International Astronomical Union, Universidad de Toronto (Canadá)

Resumen

Este artículo contiene información acerca de las estrellas y la evolución estelar, que puede ser útil para los profesores de Física en la escuela secundaria. También incluye enlaces a páginas que abordan temas del currículo de ciencias típico.

Objetivos

- Comprender la evolución estelar y los procesos que la determinan.
- Comprender el diagrama de Hertzsprung-Russell.
- Comprender el concepto de magnitud absoluta y aparente.

Introducción

La evolución estelar trata sobre los cambios que se producen en las estrellas hasta su muerte. La gravedad obliga a las estrellas a irradiar energía. Para equilibrar esta pérdida de energía, las estrellas producen energía por la fusión nuclear de elementos más ligeros en otros más pesados. Este proceso cambia lentamente su composición química, y por lo tanto, sus otras propiedades. Con el tiempo, las estrellas agotan su combustible nuclear y mueren. Comprender la naturaleza y evolución de las estrellas nos ayuda a entender y apreciar la naturaleza y evolución de nuestro Sol, la estrella que hace posible la vida en la Tierra. Nos ayuda a entender el origen de nuestro Sistema Solar y de los átomos y moléculas de las que todo, incluyendo la vida, está hecho. Nos ayuda a responder cuestiones tan fundamentales como "¿es posible que otras estrellas produzcan suficiente energía, vivan lo suficiente y permanezcan estables el tiempo suficiente como para que la vida pueda desarrollarse y evolucionar en los planetas que las orbitan?" Por estas y otras razones, la evolución estelar es un tema interesante para los estudiantes.

Las propiedades del Sol y las estrellas

El primer paso para entender el origen y la evolución del Sol y las estrellas es entender sus propiedades. Los estudiantes deben entender *cómo* se determinan estas propiedades. El Sol es la estrella más cercana y se presenta en otras conferencias de este curso. Aquí, consideramos al Sol en lo que se refiere a la evolución estelar. Los estudiantes deberían entender las propiedades, la estructura y la fuente de energía del Sol, porque los mismos principios permiten a los astrónomos determinar la estructura y evolución de todas las estrellas.

El Sol

Las propiedades básicas del Sol son relativamente fáciles de determinar, en comparación con las de otras estrellas. Su distancia media es de $1,495978715 \times 10^{11}$ m; llamamos a esto una *Unidad Astronómica*. A partir de ella, su radio angular observado (959,63 segundos de arco) se puede convertir, por la trigonometría, en un radio lineal: $6,96265 \times 10^8$ metros o 696.265 kilómetros. Su flujo observado (1.370 W/m^2) a la distancia de la Tierra se puede convertir en una potencia total: $3,85 \times 10^{26} \text{ W}$.

La masa se puede determinar a partir de la fuerza de atracción gravitatoria sobre los planetas, utilizando las leyes de Newton del movimiento y la gravitación: $1,9891 \times 10^{30}$ kg. La temperatura de su superficie radiante -la capa de la cual proviene su luz- es 5780° K , magnitud que se obtiene a partir de la longitud de onda para el máximo de la curva de cuerpo negro que represente su emisión, que a su vez se relaciona con su color. Su período de rotación es de aproximadamente 25 días, pero varía con la latitud en el Sol, y es casi exactamente esférico. Está formado principalmente por hidrógeno y helio.

Las estrellas

La propiedad observable más evidente de una estrella es su brillo aparente. Esto es medido como una *magnitud*, que es una medida logarítmica del flujo de energía (cantidad de energía por unidad de superficie) que nosotros recibimos.

La escala de magnitudes fue desarrollada por el astrónomo griego Hiparcos (190-120 a. C.). Clasificó las estrellas como de magnitud 1, 2, 3, 4 y 5. Esta es la razón por la cual, las estrellas más débiles tienen magnitudes más positivas. Más tarde, se constató que, debido a que nuestros sentidos reaccionan de manera logarítmica a los estímulos, había una relación fija de brillo (2.512), correspondiente a una diferencia de 1 magnitud. La estrella más brillante en el cielo nocturno tiene una magnitud de -1,44. La estrella más tenue visible con el telescopio más grande tiene una magnitud de alrededor de 30.

El brillo aparente B de una estrella depende de su potencia P y de su distancia d , de acuerdo con la ley de la inversa del cuadrado: el brillo es directamente proporcional a la potencia e inversamente proporcional al cuadrado de la distancia: $B = \text{Cte} \times P/d^2$. En las estrellas cercanas, la distancia puede ser medida por paralaje. Los estudiantes pueden hacer una demostración de la paralaje y demostrar que la paralaje es inversamente proporcional a la distancia del objeto observado. La potencia de las estrellas puede ser calculada a partir del brillo medido y la ley de la inversa del cuadrado de la distancia.

Diferentes estrellas tienen colores ligeramente diferentes, se puede ver esto más fácilmente buscando las estrella Rigel (Beta Orionis) y Betelgeuse (Alpha Orionis) en la constelación Orión (Figura 1). Los estudiantes pueden observar las estrellas por la noche y experimentar la maravilla y la belleza del cielo real. Los colores de las estrellas se deben a las diferentes temperaturas de las capas de radiación de las estrellas, estrellas frías aparecen ligeramente enrojecidas; estrellas calientes aparecen ligeramente azules. (Es lo opuesto a los colores que vemos en los grifos de agua fría y caliente en el baño!) Esto se debe a la forma en la que nuestros ojos responden al color, una estrella roja aparece blanca rojiza, y una estrella azul aparece de color blanco azulado. El color puede ser medido con precisión usando un fotómetro con filtros de color, y la temperatura se puede determinar a partir del color.



Fig. 1: La constelación de Orión (orientada tal como se observa en el hemisferio norte). Betelgeuse, la estrella de la parte superior izquierda, es fría, por lo que parece enrojecida. Deneb, la estrella inferior derecha, es caliente, por lo que parece azulada.

La temperatura de la estrella también puede determinarse a partir de su espectro -la distribución de colores o longitudes de onda en la luz de la estrella (figura 2). Esta figura ilustra la belleza de los colores de la luz de las estrellas. Esta luz ha pasado por la atmósfera exterior de la estrella, y los iones, átomos y moléculas en la atmósfera absorben longitudes de onda específicas del espectro. Esto produce líneas oscuras, o colores que faltan en el espectro (figura 2). Dependiendo de la temperatura de la atmósfera, los átomos pueden ser ionizados, excitados, o combinados en moléculas. El estado observado de los átomos, en el espectro, proporciona información sobre la temperatura.

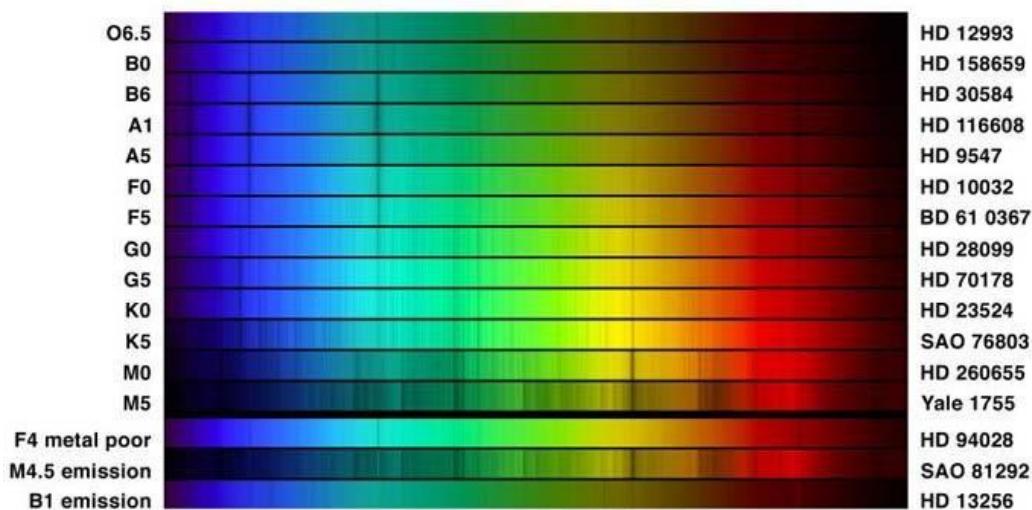


Fig. 2: Los espectros de muchas estrellas, desde la más caliente (O6.5: arriba) hasta la más fría (M5: abajo). Las diferentes apariencias de los espectros se deben a las diferentes temperaturas de las estrellas. Los tres espectros de abajo son de estrellas peculiares de alguna manera. (Fuente: Observatorio Nacional de Astronomía Óptica).

Hace un siglo, los astrónomos descubrieron una relación importante entre la potencia o luminosidad de una estrella y su temperatura: para la mayoría (pero no todas) de las estrellas, la potencia aumenta con su temperatura. Se descubrió más tarde que el factor determinante es

la masa de la estrella: estrellas más masivas son más luminosas, y más calientes. Un gráfico de potencia-temperatura se llama diagrama de Hertzsprung-Russell (figura 3). Es muy importante que los estudiantes aprendan a construir gráficos de este tipo e interpretarlos.

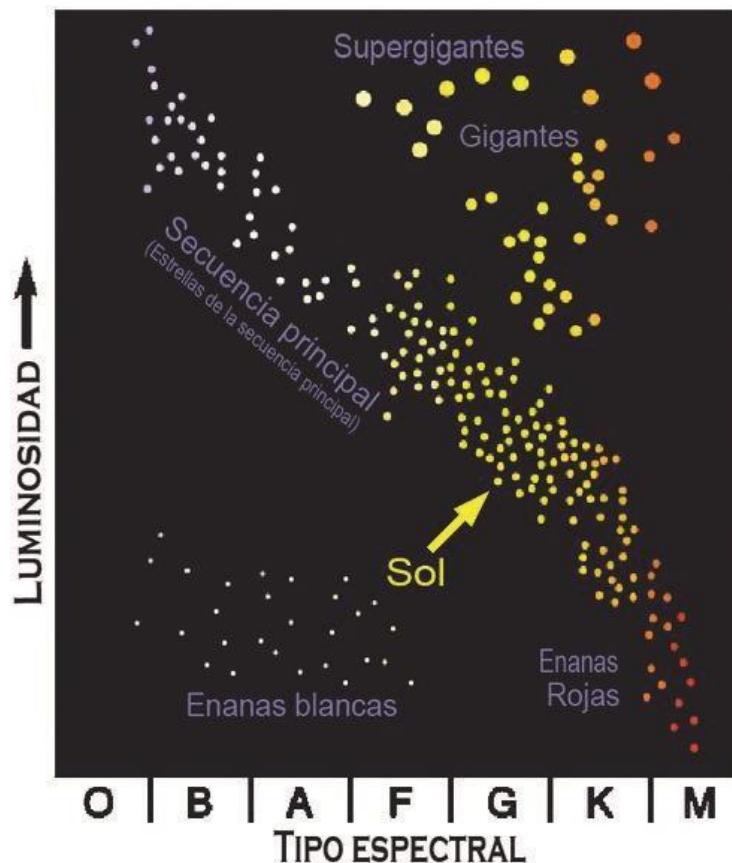


Fig. 3: Diagrama de Hertzsprung-Russell, un gráfico de la energía o la luminosidad estelar versus la temperatura. Por razones históricas, el aumento de la temperatura es hacia la izquierda. Las letras OBAFGKM son los tipos espectrales que se relacionan con la temperatura. Las líneas diagonales muestran los radios de las estrellas; las estrellas más grandes (gigantes y supergigantes) se encuentran en la parte superior derecha, las más pequeñas (enanas) se encuentran en la parte inferior izquierda. Obsérvese la secuencia principal (main sequence) desde la parte inferior derecha hasta la parte superior izquierda. La mayoría de estrellas se encuentran en esa secuencia. Se muestran las masas de las estrellas de la secuencia principal y la ubicación de algunas estrellas conocidas. (Fuente: Universidad de California Berkeley).

Un objetivo importante de la astronomía es determinar la potencia de estrellas de diferentes tipos. Entonces, si ese tipo de estrellas se observa en otras partes del Universo, los astrónomos pueden usar su brillo medido B y su potencia asumida, P, para determinar su distancia d, a partir de la ley de la inversa del cuadrado de la distancia : P/d^2 .

Los espectros de las estrellas (y de las nebulosas) también revelan de qué están hechas: la *curva de abundancia cósmica* (figura 4). Se componen de alrededor de $\frac{3}{4}$ de hidrógeno, $\frac{1}{4}$ helio, y el 2% de elementos más pesados, sobre todo carbono, nitrógeno y oxígeno.

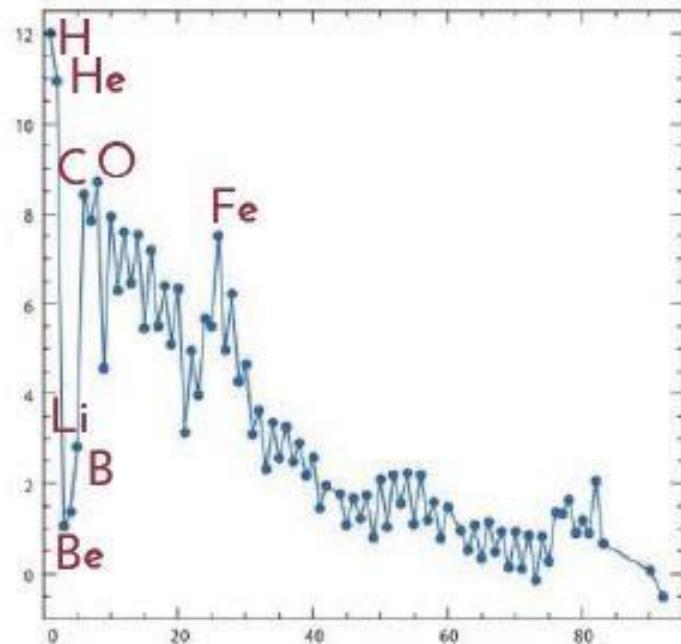


Fig. 4: La abundancia de los elementos en el Sol y las estrellas. El hidrógeno y el helio son los más abundantes. Hay muy poco litio, berilio y boro y bastante carbono, nitrógeno y oxígeno. Las abundancias de los demás elementos disminuyen considerablemente al aumentar el número atómico. El hidrógeno es 10^{12} veces más abundante que el uranio. Los elementos con número par de protones tienen una mayor abundancia que los elementos con los números impares de protones. Los elementos más ligeros que el hierro se producen por la fusión nuclear en las estrellas. Los elementos más pesados que el hierro se producen por captura de neutrones en explosiones de supernova. (Fuente: NASA).

Alrededor de la mitad de las estrellas en el espacio cercano del Sol son *binarias* o *estrellas dobles* - dos estrellas que en torno del baricentro o centro de masa del sistema. Las estrellas dobles son importantes porque permiten a los astrónomos medir las masas de las estrellas observando el movimiento de la segunda estrella y viceversa. Sirio, Procyon, y Capella son ejemplos de estrellas dobles. También hay *estrellas múltiples*: tres o más estrellas en órbita una alrededor de la otra. Alpha Centauri, la estrella más cercana al Sol, es una estrella triple. Epsilon Lyrae es una estrella cuádruple.

Como se mencionó anteriormente, existe una importante relación entre la potencia de una estrella y su masa: la potencia es proporcional, aproximadamente, al cubo de la masa. Esto se llama *relación masa-luminosidad*.

Las masas de las estrellas varían entre 0,1 a 100 veces la del Sol. Las potencias oscilan entre 0,0001 y 1.000.000 de veces la del Sol. Las estrellas más calientes presentan unos 50.000 K, las más frías, alrededor de 2.000 K. Cuando los astrónomos estudian las estrellas, encuentran que el Sol es más masivo y potente que el 95% de todas las estrellas en su vecindad. Las estrellas masivas y de gran potencia son extremadamente raras. El Sol no es una estrella promedio. Está por encima del promedio!

La estructura del Sol y las estrellas

La estructura del Sol y las estrellas queda determinada principalmente por la gravedad. La gravedad hace que el Sol fluido sea casi perfectamente esférico. En las profundidades del Sol, la presión aumenta, debido al peso de las capas de gas por encima. De acuerdo con la ley de los gases, que se aplica a un gas perfecto, la densidad y la temperatura también será mayor si la presión es mayor. Si las capas más profundas son más calientes, el calor fluirá hacia el exterior, ya que el calor siempre fluye de lo más caliente a lo menos caliente. Esto puede ocurrir por radiación o convección. Estos tres principios dan lugar a la ley de masa- luminosidad.

Si el calor fluye saliendo del Sol, entonces las capas más profundas se enfriarán, y la gravedad haría que el Sol se contrajera, de no existir la energía que se produce en el centro de la estrella por el proceso de la fusión termonuclear, que se describe más adelante.

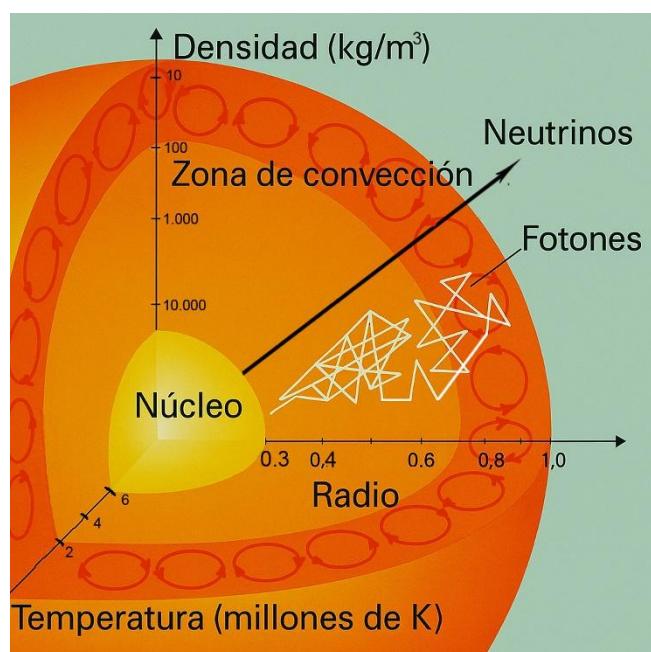


Fig. 5: Una sección del Sol, determinada a partir de modelos del Sol. En la zona exterior, la energía es transportada por convección, por debajo de esa zona, la energía es transportada por radiación. La energía se produce en el núcleo. (Fuente: Instituto de Física Teórica de la Universidad de Oslo).

Estos cuatro principios simples se aplican a todas las estrellas. Pueden expresarse como ecuaciones y pueden ser resueltos en una computadora. Esto da un modelo de Sol o estrella: la presión, densidad y flujo de energía en cada una de las distancias desde el centro de la estrella. Este es el método básico por el cual los astrónomos conocen la estructura y evolución de las estrellas. El modelo se construye para una masa y composición específicas de la estrella, supuestas, y debe ser capaz de predecir el radio de la estrella, la potencia y otras propiedades observadas.

Los astrónomos han desarrollado recientemente un método muy eficaz para testear sus modelos de la estructura del Sol y de las estrellas: la heliosismología o, en otras estrellas, astrosismología. El Sol y las estrellas vibran suavemente en miles de diferentes patrones o modos. Esto se puede observar con instrumentos sensibles y comparar con las propiedades de las vibraciones predichas por los modelos.

La fuente de energía del Sol y de las estrellas

Los científicos se preguntaron hace muchos siglos, cuál era la fuente de energía del Sol y de las estrellas. La fuente más obvia era la combustión química de materia como el petróleo o el gas natural, pero, debido a la muy alta potencia del Sol (4×10^{26} W), esta fuente duraría sólo unos pocos miles de años. Pero hasta hace unos pocos siglos, la gente pensaba que la edad de la Tierra y el Universo era de sólo unos pocos miles de años, porque eso era lo que la Biblia parecía decir!

Después de los trabajos de Isaac Newton, que desarrolló la Ley de la Gravitación Universal, los científicos se dieron cuenta de que el Sol y las estrellas podrían generar energía a partir de lentes contracciones. La energía gravitacional (potencial) de la materia se podría convertir en calor y radiación. Esta fuente de energía podría durar unas pocas decenas de millones de años. Sin embargo, la evidencia geológica sugirió que la Tierra, y por lo tanto el Sol, era mucho más vieja que eso.

A finales del siglo XIX, los científicos descubrieron la radiactividad, como un producto de la fisión nuclear. Los elementos radiactivos, sin embargo, son muy raros en el Sol y las estrellas, y no hubieran podido aportar potencia para ellos durante miles de millones de años. Finalmente, los científicos descubrieron en el siglo XX que los elementos livianos podían fundirse y transformarse en elementos más pesados, un proceso llamado fusión nuclear. Si la temperatura y densidad eran lo suficientemente altas, estas producirían grandes cantidades de energía - más que suficiente para dar la potencia del Sol y las estrellas. El elemento con la mayor energía potencial de fusión era el hidrógeno, que es el elemento más abundante en el Sol y las estrellas.

En las estrellas de poca masa como el Sol, la fusión del hidrógeno se produce en una serie de pasos llamados cadena protón-protón o pp. Dos protones se fusionan para formar deuterio. Otro protón se une al deuterio para formar helio-3. Los núcleos de helio-3, se fusionan para producir núcleos de helio-4, el isótopo normal de helio (figura 6).

En las estrellas masivas, el hidrógeno se transforma en helio a través de una serie diferente de pasos llamados ciclo CNO, en el cual el carbono-12 se utiliza como catalizador (figura 7). El resultado neto, en cada caso, es que cuatro núcleos de hidrógeno se fusionan para formar un núcleo de helio. Una pequeña fracción de la masa de los núcleos de hidrógeno se convierte en energía. Puesto que los núcleos normalmente se repelen entre sí, debido a sus cargas positivas, la fusión se produce sólo si los núcleos chocan con gran energía (alta temperatura) y frecuentemente (alta densidad).

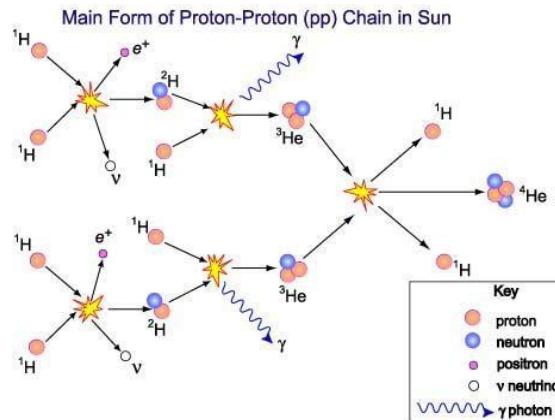


Fig. 6: La cadena de reacciones protón-protón por la cual el hidrógeno se fusiona en helio en el Sol y otras estrellas de baja masa. En ésta figura y en la siguiente, los neutrinos (ν) son emitidos en algunas de las reacciones. La energía es emitida en forma de rayos gamma (rayos γ) y energía cinética de los núcleos. (Fuente: Australia Telescope Facility Nacional).

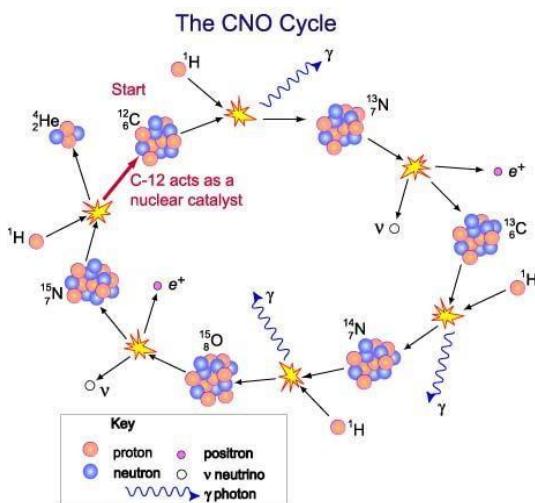


Fig. 7: El ciclo CNO mediante el cual el hidrógeno se fusiona en helio en las estrellas más masivas que el Sol. Carbono-12 (marcado como "start") actúa como un catalizador y participa en el proceso, sin ser utilizado en el mismo. (Fuente: Australia Telescope Facility Nacional).

Si la fusión nuclear es la que define la energía del Sol, entonces las reacciones de fusión deben producir un gran número de partículas subatómicas llamadas *neutrinos*. Normalmente, éstas pasan a través de la materia sin interactuar con ella. Hay miles de millones de neutrinos que pasan a través de nuestros cuerpos cada segundo. Con un "Observatorio de neutrinos" especial se pueden detectar algunos de estos neutrinos. El primer observatorio de neutrinos detectó sólo un tercio del número de neutrinos previsto. Este "problema de los neutrinos Solares" duró más de 20 años, pero fue eventualmente resuelto por el Observatorio de Neutrinos Sudbury (SNO) en Canadá (figura 8). El corazón del observatorio era un gran tanque de agua pesada -agua en la que algunos de los núcleos de hidrógeno son en realidad deuterio. Estos núcleos de vez en cuando absorben un neutrino y emiten un destello de luz. Hay tres tipos de neutrinos. Dos tercios de los neutrinos procedentes del Sol se transforman en otros tipos. SNO es sensible a los tres tipos de neutrinos, y detectó el número total de neutrinos predichos por la teoría.

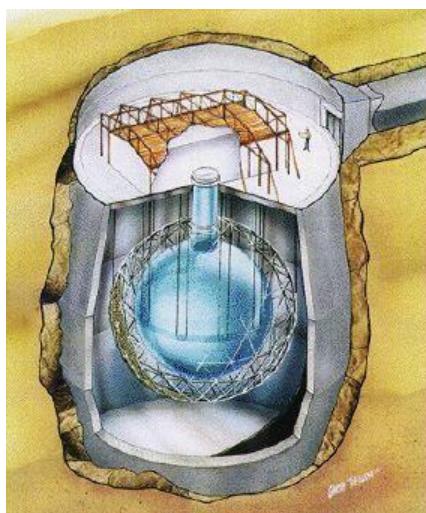


Fig. 8: El Observatorio de Neutrinos de Sudbury, donde los científicos han confirmado los modelos de la fusión nuclear en el Sol, observando el flujo de neutrinos predicho. El corazón del observatorio es un gran tanque de agua pesada. Los núcleos de deuterio interactúan ocasionalmente con un neutrino para producir un destello de luz observable. (Fuente: Observatorio de Neutrinos de Sudbury).

The Lives of the Sun and Stars:

Debido a que "el método científico" es un concepto tan fundamental en la enseñanza de la ciencia, debemos empezar por explicar cómo los astrónomos entienden la evolución de las estrellas:

- mediante el uso de *simulaciones por ordenador*, basadas en las leyes de la física, tal como se describió anteriormente;
- mediante la *observación* de las estrellas en el cielo, que se encuentran en distintas fases de evolución, ubicándolas en una "secuencia evolutiva" lógica;
- mediante la observación de *cúmulos estelares*: grupos de estrellas que se formaron al mismo tiempo de la misma nube de gas y polvo, pero con diferentes masas. Hay miles de cúmulos de estrellas en nuestra galaxia, incluyendo cerca de 150 *cúmulos globulares* que se encuentran entre los objetos más antiguos de nuestra galaxia. Las Híades, las Pléyades, y la mayoría de las estrellas de la Osa Mayor, son grupos que pueden verse a simple vista. Las agrupaciones son "experimentos de la naturaleza": grupos de estrellas formados del mismo material, en el mismo lugar, al mismo tiempo. Sus estrellas difieren sólo en la masa. Debido a que diferentes grupos tienen diferentes edades, podemos ver cómo una colección de estrellas de diferentes masas puede verse cuando alcance diferentes edades, tras su nacimiento.
- mediante la observación directa de las *etapas rápidas* de la evolución, que serán muy raros, ya que duran sólo una fracción muy pequeña de la vida de las estrellas;
- mediante el estudio de los cambios en los períodos de *estrellas variables pulsantes*. Estos cambios son pequeños, pero observables. Los períodos de estas estrellas dependen del radio de la estrella. Como el radio cambia debido a la evolución, el período también lo hará. El cambio en el período se puede medir a través de observaciones sistemáticas, a largo plazo, de las estrellas.

El primer método, el uso de simulaciones por ordenador, era el mismo método que se utilizó para determinar la estructura de la estrella. Una vez que la estructura de la estrella es conocida, conocemos la temperatura y la densidad en cada punto de la estrella, y calculamos cómo puede cambiar la composición química por los procesos termonucleares que se producen. Estos cambios en la composición puede ser incorporada en el siguiente modelo en la secuencia evolutiva.

Las estrellas variables pulsantes más famosas son las llamadas Cefeidas, por la estrella Delta Cephei, que es un ejemplo brillante. Existe una relación entre el período de variación de una Cefeida y su potencia. Midiendo el período, los astrónomos pueden determinar la potencia, y por lo tanto la distancia, usando la ley del inverso del cuadrado de la distancia. Las Cefeidas son una herramienta importante para determinar el tamaño y la escala de edad del Universo.

Los alumnos pueden observar estrellas variables, a través de proyectos como *Citizen Sky, desarrollado por AAVSO*¹ (Price et al., 2012).u otros similares. Esto les permite desarrollar una variedad de habilidades en ciencia y matemáticas, mientras que hacen ciencia real y tal vez incluso contribuyan al desarrollo de conocimientos astronómicos.

Vida y muerte del Sol y las estrellas

La fusión del hidrógeno es un proceso muy eficiente. Proporciona energía a las estrellas en toda su larga vida. Las reacciones de fusión son más rápidas en el centro de la estrella, donde la temperatura y la densidad son más altas. La estrella por lo tanto desarrolla un núcleo de helio que poco a poco se expande hacia el exterior. Cuando esto ocurre, el núcleo de la estrella se reduce y se hace más caliente, por lo que el hidrógeno alrededor del núcleo de helio se calienta lo suficiente para fusionarse. Esto provoca que las capas externas de la estrella se expandan - lentamente al principio, pero luego más rápidamente. Se convierte en una estrella gigante roja, hasta cien veces más grande que el Sol. Por último, el núcleo central de helio se calienta lo suficiente como para que el helio se fusione en el carbón. Esta fusión equilibra la fuerza hacia el centro de la gravedad, pero no por mucho tiempo, porque la fusión del helio no es tan eficiente como la fusión del hidrógeno. Después de esto, el núcleo de carbón se contrae, haciéndose más caliente, y las capas externas de la estrella se expanden para convertirse en una gigante aún más grande de color rojo. Las estrellas más masivas se expanden a un tamaño aún mayor y se convierten en estrellas supergigantes rojas.

Una estrella muere cuando se le acaba el combustible. No hay otra fuente de energía para mantener el interior de la estrella caliente, y para producir una presión del gas hacia el exterior suficiente para detener la contracción gravitatoria de la estrella. El tipo de muerte depende de la masa de la estrella.

La duración de la vida de la estrella también depende de su masa: las estrellas de baja masa tienen muy baja potencia y tiempos de vida muy largos -decenas de miles de millones de años. Las estrellas de gran masa tienen muy alta potencia y tiempos de vida muy cortos- de millones de años. La mayoría de las estrellas son de muy baja masa y su vida superará a la edad actual del Universo.

Antes de su muerte, una estrella pierde masa. Cuando ha usado el último hidrógeno, y luego lo que quedaba de helio, se expandirá transformándose en una estrella gigante roja, de más de cien veces el radio del Sol y más de mil millones de veces su volumen. Los estudiantes pueden hacer un modelo a escala, que permite visualizar los enormes cambios en el tamaño de

1 <https://www.aavso.org/variables-what-are-they-why-observe-them>

la estrella a medida que evoluciona. La gravedad en las capas exteriores de una gigante roja es muy baja. También comienza una pulsación, una rítmica expansión y contracción. Debido al gran tamaño de una gigante roja, cada ciclo de la pulsación lleva meses o años. Esto acaba llevando a las capas exteriores de la estrella hacia el espacio, formando una hermosa *nebulosa planetaria*, en lenta expansión alrededor de la estrella que muere (figura 9). Los gases en la nebulosa planetaria son excitados hasta producir fluorescencia por la luz ultravioleta que proviene del núcleo caliente de la estrella. Finalmente, se aparta de la estrella, y se une con otro gas y polvo para formar nuevas nebulosas de las cuales nacerán nuevas estrellas.



Fig. 9: La nebulosa Helix, una nebulosa planetaria. Los gases de la nebulosa fueron expulsados de la estrella durante su fase evolutiva de gigante roja. El núcleo de la estrella es una enana blanca caliente. Se puede ver, débil, en el centro de la nebulosa. (Fuente: NASA).

La vida de las estrellas masivas es ligeramente diferente de las estrellas de baja masa. En estrellas de poca masa, la energía es transportada desde el núcleo hacia el exterior por la radiación. En el núcleo de estrellas masivas, la energía es transportada por convección, por lo que el núcleo de la estrella está completamente mezclado. Cuando el hidrógeno se agota en el núcleo, la estrella cambia muy rápidamente y se transforma en una gigante roja. En el caso de estrellas de baja masa, la transición es más gradual.

Las estrellas deben tener una masa de más de 0,08 veces la del Sol. De lo contrario, sus centros no serán lo suficientemente calientes y densos para que el hidrógeno se fuse. Las estrellas más masivas tienen masas de alrededor de un centenar de veces la del Sol y tienen tanta potencia que su propia radiación detendrá la formación y les impedirá permanecer estables.

Estrellas comunes, de baja masa

En las estrellas con una masa inicial inferior a ocho veces la del Sol, la pérdida de masa final deja un núcleo de menos de 1,4 veces la masa del Sol. Este núcleo no tiene combustible termonuclear. La fuerza hacia el centro de la gravedad es equilibrada por la presión externa de electrones. Ellos resisten cualquier nueva contracción, debido al principio de exclusión de Pauli - una ley de la teoría cuántica que indica que hay un límite en el número de electrones que puede existir en un determinado volumen. Estos núcleos se llaman *enanas blancas* y

tienen masas inferiores a 1,44 veces la del Sol. Esto se conoce como el *límite de Chandrasekhar*, porque el astrónomo indio-estadounidense y Premio Nobel Subrahmanyan Chandrasekhar demostró que una enana blanca más masiva que este límite, se derrumbaría bajo su propio peso.

Las enanas blancas son los puntos finales normales de la evolución estelar. Son muy comunes en nuestra galaxia, pero son difíciles de ver ya que no son más grandes que la Tierra. Aunque están calientes, tienen un área de radiación muy pequeña y son por tanto muy poco brillantes. Sus potencias son miles de veces menores que la del Sol. Las estrellas brillantes Sirio y Proción tienen enanas blancas orbitando a su alrededor. Estas enanas blancas no tienen ninguna fuente de energía, además de su calor almacenado. Son como brasas de carbón, enfriándose en una chimenea. Después de miles de millones de años, se enfriarán por completo, y se harán frías y oscuras.

Las raras estrellas masivas

Las estrellas masivas son calientes y de gran potencia, pero muy raras. Tienen una vida corta de unos pocos millones de años. Sus núcleos son lo suficientemente calientes y densos como para fusionar elementos hasta el hierro. El núcleo de hierro no tiene energía disponible, ya sea por fusión o fisión. No hay una fuente de energía para mantener el núcleo caliente y para resistir la fuerza de la gravedad. La gravedad colapsa el centro de la estrella en un segundo, convirtiéndolo en una bola de neutrones (o incluso de materia extraña), liberando enormes cantidades de energía gravitacional. Esto provoca que las capas externas de la estrella estallen como una *supernova* (figura 10). Estas capas externas son expulsadas con velocidades de hasta 10.000 km/s y la estrella se convierte en supernova.

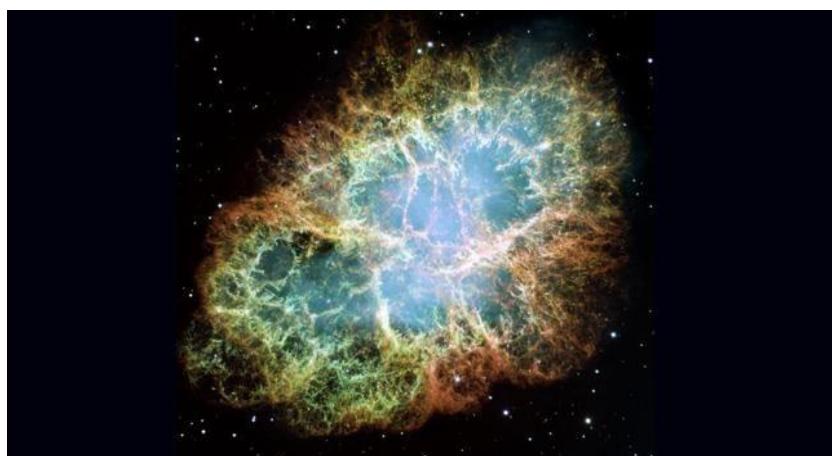


Fig. 10: La Nebulosa del Cangrejo, el remanente de una explosión de supernova que fue registrada por los astrónomos en Asia en 1054 d.C. El núcleo de la estrella que explotó es una estrella de neutrones en rápida rotación, o púlsar, dentro de la nebulosa. Una pequeña fracción de su energía de rotación se transmite a la nebulosa, haciendo que brille. (Fuente: NASA)

Una supernova, en su luminosidad máxima, puede ser tan brillante como una galaxia entera de cientos de miles de millones de estrellas. Tycho Brahe y Johannes Kepler observaron y estudiaron supernovas brillantes, en 1572 y 1604, respectivamente. Según Aristóteles, las estrellas eran perfectas y no cambiaban, pero Brahe y Kepler demostraron lo contrario. Ninguna supernova se ha observado en la Vía Láctea durante los últimos 400 años. Una

supernova, visible a simple vista, se observó en 1987 en la Gran Nube de Magallanes, una pequeña galaxia satélite de la Vía Láctea.

La masa del núcleo de la supernova es mayor que el límite de Chandrasekhar. Los protones y electrones en el núcleo que se contrae, se funden para producir neutrones y neutrinos. Las explosiones de neutrinos podrían ser detectadas por un observatorio de neutrinos. Si la masa del núcleo es menor que unas tres veces la masa del Sol, la estrella será estable. La fuerza de la gravedad, hacia adentro, está equilibrada por la presión cuántica, hacia afuera, de los neutrones. El objeto se llama *estrella de neutrones*. Su diámetro es de unos 10 km. Su densidad es de más de 10^{14} veces la del agua. Puede ser visible con un telescopio de rayos X si todavía está muy caliente, pero las estrellas de neutrones fueron descubiertas de una manera muy inesperada - como fuentes de pulsos de ondas de radio, en cuyo caso se las llama *púlsares*. Los periodos del pulso son de alrededor de un segundo, a veces mucho menos. La radiación es producida por el fuerte campo magnético de la estrella de neutrones, y que sea pulsante se debe a la rápida rotación de la estrella.

Hay un segundo tipo de supernova que se produce en sistemas estelares binarios en los que una estrella ha muerto y se ha convertido en una enana blanca. Cuando la segunda estrella comienza a expandirse, puede entregar gas a su compañera enana blanca. Si la masa de la enana blanca se hace mayor que el límite de Chandrasekhar, el material se funde, casi al instante, transformándose en carbono, liberando suficiente energía como para destruir a la estrella.

En una explosión de supernova, todos los elementos químicos que han sido producidos por reacciones de fusión son expulsados al espacio. Los elementos más pesados que el hierro se producen sólo en este tipo de explosiones, en pequeñas cantidades.

Las muy raras estrellas muy masivas

Las estrellas de gran masa son muy raras - una en mil millones. Tienen potencias de hasta millones de veces la del Sol, y vidas muy cortas. Son tan masivas que, cuando se acaba su energía y el núcleo se colapsa, su masa es más de tres veces la masa del Sol. La gravedad supera incluso la presión cuántica de los neutrones. El núcleo sigue hacia el colapso, hasta que es tan denso que su fuerza gravitatoria impide que algo escape de él, inclusive la luz. Se convierte en un agujero negro. Los agujeros negros no emiten radiación alguna, pero, si tienen una estrella normal como compañera, obligan a que se mueva en una órbita. El movimiento observado de la compañera permite a los astrónomos detectar el agujero negro y medir su masa. Más aún: una pequeña cantidad de gas de la estrella normal puede ser atraído hacia el agujero negro, y se calienta hasta que brilla en rayos X antes de caer en el agujero negro (figura 11). Los alrededores de los agujeros negros, son por lo tanto fuertes fuentes de rayos X y se detectan con telescopios de rayos X.

En el mismo centro de muchas galaxias, incluyendo nuestra Vía Láctea, los astrónomos han descubierto *agujeros negros supermasivos*, millones o miles de millones de veces más masivos que el Sol. Su masa se mide a partir de su efecto sobre las estrellas visibles cerca de los centros de las galaxias. Los agujeros negros supermasivos parecen haberse formado como parte del proceso del nacimiento de la galaxia, pero no está claro cómo sucedió esto. Uno de

los objetivos la astronomía del siglo XXI es comprender cómo las primeras estrellas, galaxias y agujeros negros súper masivos se formaron, poco después del nacimiento del Universo.

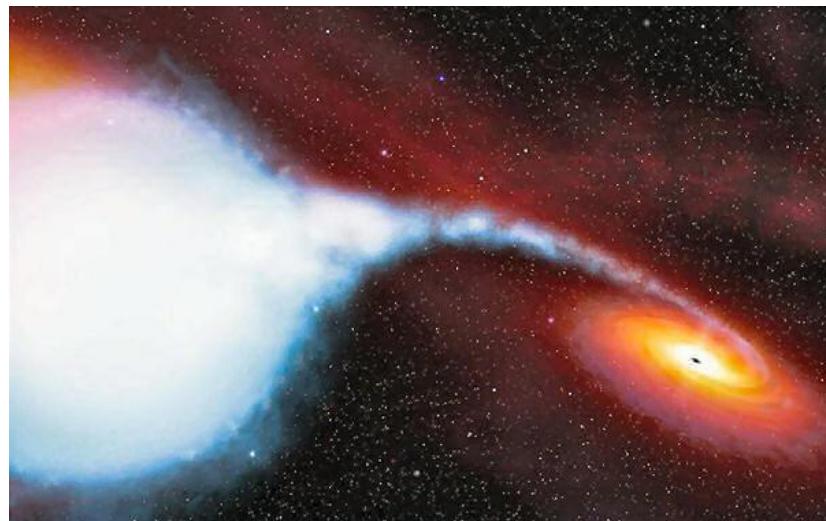


Fig. 11: Concepción artística de la estrella binaria, fuente de rayos X, Cygnus X-1. Se trata de una estrella normal masiva (izquierda) y un agujero negro (derecha), de unas 15 veces la masa del Sol, en órbita mutua. Parte de los gases de la estrella normal se ven empujados hacia un *disco de acreción* alrededor del agujero negro y finalmente caen en el agujero negro en sí. Los gases se calientan a temperaturas muy altas, lo que produce emisión en rayos X. (Fuente: NASA)

Estrellas variables cataclísmicas

Aproximadamente la mitad de todas las estrellas son estrellas binarias, de dos o incluso más estrellas en órbita mutua. A menudo, las órbitas son muy grandes, y las dos estrellas no interfieren con la evolución de una u otra. Pero si la órbita es pequeña, las dos estrellas pueden interactuar, sobre todo cuando una se expande como gigante roja. Y si una estrella muere para convertirse en una enana blanca, una estrella de neutrones o un agujero negro, en la evolución la estrella normal puede derramar su material sobre la estrella muerta y muchas cosas interesantes pueden suceder (figura 12). El sistema de la estrella binaria varía en brillo, por diversas razones, y se llama *estrella variable cataclísmica*. Como se señaló anteriormente, una compañera enana blanca podría explotar como una supernova si le fuera aportada suficiente masa. Si la estrella normal derrama material rico en hidrógeno sobre la enana blanca, ese material podría explotar, a través de la fusión del hidrógeno, como una nova. El material que cae hacia la enana blanca, la estrella de neutrones o el agujero negro puede simplemente volverse muy caliente, porque su energía potencial gravitatoria se convierte en calor, y producen radiación de alta energía tales como Rayos X.

En la concepción del artista de un agujero negro (figura 11), se puede ver el *disco de acreción* de gas alrededor del agujero negro, y la corriente de gas de la estrella normal que fluye hacia el mismo.

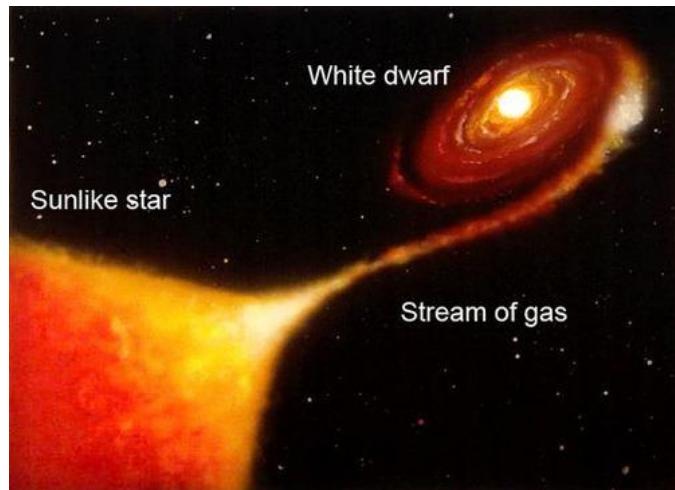


Fig.12: Una estrella variable cataclísmica. La materia es arrastrada de la estrella normal (izqda) hacia la enana blanca (a la derecha). Esto golpea el disco de acreción alrededor de la enana blanca, lo que provoca un parpadeo en brillo. La materia eventualmente cae en la enana blanca, donde puede fulgurar o explotar. (Fuente: NASA).

El nacimiento del Sol y las estrellas

¡Las estrellas están naciendo ahora! Debido a que las estrellas más masivas tienen una vida útil de sólo unos pocos millones de años y debido a que la edad del Universo es más de diez mil millones de años, se deduce que las estrellas masivas que vemos tienen que haber nacido hace muy poco. Su ubicación nos da una pista: se encuentran en y cerca de grandes nubes de gas y polvo llamadas *nebulosas*. El gas consiste en iones, átomos y moléculas, sobre todo de hidrógeno, algo de helio y muy pequeñas cantidades de los elementos más pesados. El polvo está formado por granos de silicato y grafito, con tamaños de menos de un micrómetro. Hay mucho menos polvo que gas, pero el polvo juega un papel importante en la nebulosa. Permite que las moléculas se formen, protegiéndolas de la intensa radiación de las estrellas cercanas. Su superficie puede servir de catalizador para la formación de moléculas. La Nebulosa más cercana, grande y brillante es la Nebulosa de Orión (figura 13). Las estrellas calientes en la nebulosa producen el resplandor de los átomos del gas por fluorescencia. El polvo está caliente, y emite radiación infrarroja. También bloquea la luz de las estrellas y el gas detrás de él, causando las manchas oscuras en la nebulosa.

La gravedad es una fuerza de atracción, por lo que no es de extrañar que algunas partes de una nebulosa se contraigan lentamente. Esto ocurrirá si la fuerza gravitacional es mayor que la presión de la turbulencia en esa región de la nube. Las primeras etapas de la contracción pueden ser ayudadas por una onda de choque de una supernova cercana o por la presión de radiación de una estrella masiva cercana. Una vez que comienza la contracción gravitatoria, continúa imparable. Alrededor de la mitad de la energía liberada a partir de la contracción gravitacional, calienta a la estrella. La otra mitad se irradia. Cuando la temperatura del centro de la estrella alcanza cerca de 1.000.000 °K, la fusión termonuclear del deuterio comienza, cuando la temperatura es un poco mayor, la fusión termonuclear del hidrógeno normal comienza. Cuando la energía que se produce es igual a la energía que se irradia, la estrella “oficialmente”, ha nacido cuando la contracción gravitacional comienza el material tiene una

rotación muy pequeña debido a la turbulencia en la nube. A medida que la contracción continúa, "la conservación del momento angular" hace que la rotación aumente. Este efecto es comúnmente visto en el patinaje artístico, cuando el patinador quiere ir hacia un giro rápido, ubica los brazos tan cerca de su eje de rotación (su cuerpo) como sea posible, y sus giro aumenta. Como la rotación de la estrella en contracción continúa, "la fuerza centrífuga" (como es familiar pero incorrectamente llamada) hace que el material alrededor de la estrella se aplane formando un disco. La estrella se forma en el centro denso del disco. Los planetas se forman en el propio disco- los planetas rocosos cerca de la estrella y los planetas gaseosos y de hielo en el disco exterior frío.



Fig. 13: La Nebulosa de Orión, una gran nube de gas y polvo en la cual las estrellas (y sus planetas) se están formando. El gas brilla por fluorescencia. El polvo produce manchas oscuras de absorción que se pueden ver, especialmente en la parte superior izquierda de la foto. (Fuente: NASA).

En las nebulosas como la Nebulosa de Orión, los astrónomos han observado estrellas en todas las etapas de formación. Han observado proplyds -discos proto-planetarios en los que los planetas como el nuestro se están formando. Y a partir de 1995, los astrónomos han descubierto exoplanetas o planetas extra-solares -planetas alrededor de otras estrellas como el Sol. Esta es una prueba evidente de que los planetas se forman realmente como subproducto normal de la formación estelar. ¡Puede haber muchos planetas, como la Tierra, en el Universo!

Bibliografía

- Bennett, J et al., *The Essential Cosmic Perspective*, Addison-Wesley, 2005.
- Kaler, J.B., *The Cambridge Encyclopaedia of Stars*, Cambridge University Press, 2006.
- Percy, J.R., *Understanding Variable Star*, Cambridge University Press, 2007
- Price et al., JAAVSO Volume 40, 2012

Fuentes Internet

- American Association of Variable Star <http://www.aavso.org/vsa>
- Página de Chandra X-Ray: http://chandra.harvard.edu/edu/formal/stellar_ev/
- Kaler's "stellar" website :<http://stars.astro.illinois.edu/sow/sowlist.html>
- Stellar Evolution en Wikipedia: http://en.wikipedia.org/wiki/Stellar_evolution