

Física estadística y modelos estelares

Paloma López Reyes

Graduada en Física por la UVa

Estudiante del Máster de Astrofísica en la Universidad Complutense de Madrid

A todas las personas, en general, les atraen los fenómenos naturales violentos y a los físicos, en particular, les interesan los modelos y explicación de dichos fenómenos. En astrofísica, el fenómeno de las supernovas es especialmente impactante. Sin embargo, en este artículo queremos ensalzar la belleza del equilibrio casi inmutable. Las estrellas enanas blancas, y las estrellas de neutrones son descritas en palabras del astrofísico Lipunov como estrellas eternas; uno de los mejores escenarios cósmicos del dominio del principio de exclusión de Pauli.

Introducción

Las estrellas se pueden clasificar en diferentes tipos, y cada uno de ellos requiere el uso de una o varias ramas de la física para estudiarlas. Un tipo de estrellas muy especiales son las enanas blancas. Estos cuerpos celestes son especialmente interesantes porque son los únicos cuyas propiedades se pueden explicar casi completamente a partir de la mecánica estadística cuántica, una rama de la física que utiliza la teoría de la probabilidad para deducir el comportamiento de un sistema macroscópico. Es decir, utilizando una cantidad estadísticamente significativa de los constituyentes del sistema, podemos saber su comportamiento global.

Esto será muy útil en estas estrellas, y, dado que el título del artículo es "Física estadística y modelos estelares", es fácil adelantar que el contenido de este artículo será el estudio de las enanas blancas gobernadas por la estadística de Fermi-Dirac.

La estadística de Fermi-Dirac

La estadística de Fermi es la forma de contar estados de ocupación en un sistema de fermiones. Los fermiones son un tipo de partícula que posee espín semientero (el espín es una propiedad intrínseca de las partículas, que en este contexto no nos dice

mucho, pero vale para clasificarlas), y lo más importante, cumplen el Principio de Exclusión de Pauli: dos fermiones idénticos no pueden ocupar el mismo estado cuántico. El electrón, que tiene espín $1/2$, es un fermión. También lo son los neutrones y protones.

Las propiedades de la estrella enana blanca se estudian con "mecánica estadística cuántica". El hecho de que sea "cuántica" implica que el espectro de energías del sistema no es continuo, sino discreto. Es decir, existirán los niveles "1, 2, 3..." pero no podremos encontrar niveles intermedios entre ellos.

Ahora que sabemos que los electrones son fermiones, y como las enanas blancas tienen una temperatura suficiente como para que los átomos que las conforman estén ionizados (es decir, estarán los electrones y núcleos sin emparejar) debemos utilizar esta estadística para el estudio de las enanas blancas.

Sin embargo, la temperatura de la estrella generalmente es tan alta que los electrones se mueven a velocidades relativistas, velocidades cercanas a la velocidad de la luz, por eso realmente se utiliza la "Estadística de Fermi relativista"; esto es, cumplen el Principio de Exclusión de Pauli, por lo que van ocupando niveles energéticos que no estén ya ocupados por otro fermión. Cuando la temperatura es 0 K, los fermiones van ocupando niveles energéticos hasta un nivel superior cuya energía es la energía de Fermi (se llama "nivel de Fermi"), cuando la temperatura aumenta, los electrones despueblan los niveles inmediatamente

inferiores al “nivel de Fermi” y pueblan los inmediatamente superiores.

La energía de Fermi en este caso depende de la densidad, por eso en las estrellas enanas blancas, en las que la densidad es tan alta, la energía de Fermi es muy alta, y aunque la estrella tenga temperaturas muy altas, los niveles de energía están por debajo de la energía de Fermi (¡y eso que algunos son relativistas!), por eso, aunque parezca sorprendente, es formalmente correcto estudiar una estrella enana blanca como un sistema de Fermiones relativistas degenerado, o, lo que es lo mismo, a temperatura 0 K, ya que no hay ningún nivel energético por encima de la energía de Fermi.

En resumen: la alta densidad de las estrellas enanas blancas hace que el nivel de Fermi de éstas (que depende de la densidad), sea muy alto. Cuando un sistema está a temperatura 0 K, todos los niveles de energía del sistema están por debajo de este nivel de Fermi. En una estrella enana blancas, el nivel de Fermi es tan alto que todos los niveles de energía en la estrella están por debajo de él, por eso se estudia como un sistema a temperatura 0 K.

Estrellas de la secuencia principal

Para comprender las propiedades evolutivas de las estrellas se utiliza el “diagrama de Hertzsprung-Russell” en cual contiene una banda muy frecuentada de estrellas, denominada secuencia principal. El diagrama HR puede ser considerado como un “mapa clasificador estelar”, precisamente porque se muestra especialmente útil para realizar la clasificación estelar. Ver la figura 1.

El diagrama HR representa las luminosidades de las estrellas (eje vertical, crecientes hacia arriba) con las temperaturas de éstas (eje horizontal, crecientes hacia la izquierda).

La secuencia principal, en dicho diagrama, es la amplia banda diagonal en la que caen más del 90% de las estrellas; en esta banda, una alta temperatura se corresponde con una alta luminosidad. Ahí encontraremos al Sol, como puede observarse en la figura. En todo caso, las estrellas “menos normales” se encuentran fuera de la secuencia principal y son las que presentan gran interés por sus características físicas. Así, en el extremo superior derecho encontramos las estrellas frías: gigantes y supergigantes, pero brillantes por su enorme tamaño; y en el extremo inferior izquierdo las estrellas calientes pero tenues, por su pequeño tamaño, estrellas enanas. Las estrellas enanas blancas las estudiaremos en secciones posteriores, sin embargo, veamos brevemente el comportamiento de las estrellas de la Secuencia

Principal, como el Sol. Estas estrellas están en equilibrio hidrostático: la presión generada en las reacciones de fusión del interior de la estrella está compensada con el propio peso de la estrella. Además, la relación masa-radio en estas estrellas es lineal, cuanto más masa tengan, más grandes son.

Sin embargo, como hemos visto, existen muchos tipos de estrellas en el Universo, ¿cómo pasa una estrella de la Secuencia Principal a ser una gigante roja o una enana blanca? Esto se estudia en una rama de la astrofísica que es la “evolución estelar”.

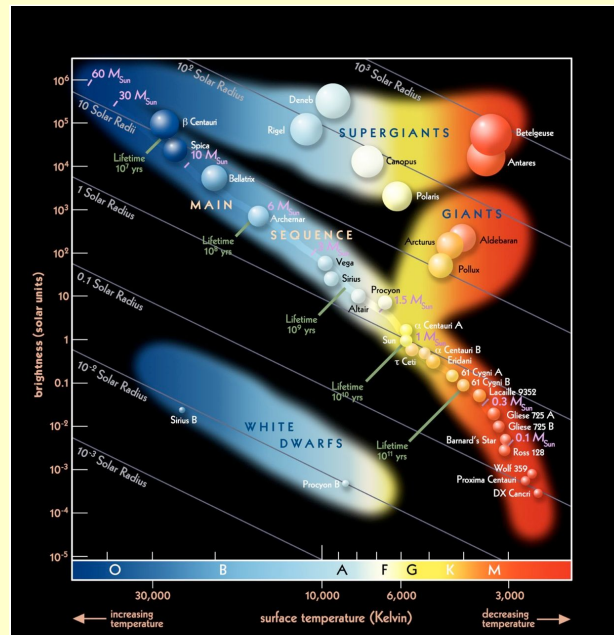


Fig. 1. Diagrama de Hertzsprung-Russell.

Evolución estelar

Los astrónomos modernos, tras décadas de observación ayudada por los descubrimientos recientes de la teoría nuclear han permitido establecer un ciclo estándar de vida que engloba a todas las estrellas conocidas.

Todas las estrellas comienzan como protoestrellas: concentraciones de gas luminoso localizado entre grandes y difusas nubes de polvo y gas. Bajo el peso de su propia gravedad colapsan hacia dentro, provocando el calentamiento de la protoestrella, que se comprimirá hasta que comiencen las reacciones de fusión del hidrógeno en su núcleo. Entonces las estrellas pasan a pertenecer a la Secuencia Principal.

Se puede dar el caso en el que la protoestrella no sea suficientemente masiva como para comprimirse hasta el punto de activar las reacciones de fusión; se genera, entonces, lo que es conocido como una

estrella degenerada, objeto subestelar o enana marrón, bautizadas así por Tarter en 1976.

Existe controversia a la hora de distinguir una enana marrón de un exoplaneta gigante, ya que no producen reacciones de fusión, en principio se establece la diferencia por el mecanismo de formación o su posición en el espacio, (orbitando alrededor de estrellas o flotando libremente en el espacio interestelar). Esta es la primera fase del proceso evolutivo, como se puede observar en la figura 2.

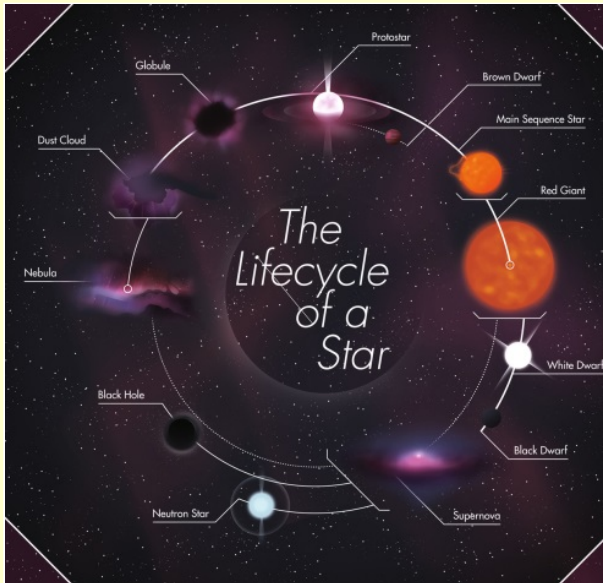


Fig. 2. Evolución estelar. Créditos:

<http://sciteachers.tumblr.com/post/116323828940/jack-mrhughes-the-lifecycle-of-a-star-jiggling>.

Muchas estrellas permanecen en la Secuencia Principal durante miles de millones de años. Pero, en un instante determinado, cada una de ellas alcanza el agotamiento de su combustible, causando el paso de la estrella a otra fase evolutiva. En este punto juega un papel clave la masa de la estrella.

- Las estrellas de masas inferiores al Sol ($\approx 1/3 M_{\odot}$, masa solar) son por ejemplo, las enanas marrones, de las que ya hemos hablado, y más abundantemente, las enanas rojas, que convierten hidrógeno en helio; pero al ser estrellas tan poco masivas, este proceso es muy lento, por lo que permanecen en la Secuencia Principal un tiempo mucho mayor que cualquier otra (una estrella con la mitad de la masa del Sol, podría sobrevivir alrededor de quince veces la edad actual del universo). Una vez que estas estrellas hayan consumido todo el hidrógeno, la fusión teóricamente cesaría, y la estrella seguiría contrayéndose hasta que sólo hubiera repulsión electrónica. El calor de la estrella entonces se disipará, dejando una esfera de gas

comprimido, frío y oscuro, unos objetos que aún no se han observado, las enanas negras.

- Las estrellas de masa intermedia, como el Sol, no desaparecen tras fusionar todo el hidrógeno, sino que una vez que éste se acaba sufren una serie de transformaciones, que no permiten describirlas como al resto de las estrellas de la Secuencia Principal. Cuando la mayor parte del núcleo de la estrella se ha fusionado en helio inerte, comienza a quemar hidrógeno en una cáscara que rodea el helio. En este proceso la estrella se expande, y su superficie se enfría, por lo que su color se torna rojizo (fase de gigante roja). Su núcleo continúa calentándose hasta producirse la fusión del helio en carbono, el cual ya no se puede fusionar puesto que no hay suficiente gravedad, y la estrella muere, su cubierta se deforma, dando paso a una nebulosa, y su núcleo se convierte en una caliente y fuertemente comprimida enana blanca.

- Las estrellas muy masivas, mínimo $3 M_{\odot}$, son estrellas calientes, brillantes y azules, cuya vida es corta pero muy vistosa. Son estrellas de gran extrañeza, por la corta extensión de sus vidas. La primera fase evolutiva prácticamente coincide con la de una estrella intermedia, pero las estrellas masivas tienen núcleos muy calientes, y pueden combinar el hidrógeno en helio a través de carbono, nitrógeno y oxígeno. Una vez que sus núcleos son convertidos a helio, debido a la enorme gravedad de las estrellas, puede continuar el proceso de fusión, convirtiendo helio en carbono, carbono en neón, neón en oxígeno, oxígeno en silicio, y por último, silicio en hierro. En este punto las reacciones de fusión paran, debido a que el hierro no se fusiona. Cuando esto ocurre, como ya no se puede obtener más energía de la fusión de elementos más pesados que el hierro, paran las reacciones de fusión y el núcleo de una estrella masiva se colapsa rápidamente por acción de la gravedad. Esto provoca una explosión de Supernova, una explosión de gran magnitud de los elementos que conformaban la estrella, (es una bella imagen pensar, que los elementos en nuestro planeta o que nos conforman, incluso, a nosotros mismos, fueron generados en una estrella). A su vez, en la propia Supernova, se pueden generar elementos más pesados que el hierro (como oro y plutonio), en un proceso llamado proceso-r, que ocurre en unos pocos segundos en la explosión de Supernova, debido a la gran cantidad de energía que se pone en juego. Este tipo de elementos tan pesados solo pueden forjarse en la muerte de una estrella muy masiva, en una Supernova. El residuo de la Supernova, dependiendo de cuán masiva fuera la estrella, puede ser una estrella de neutrones (objetos que pueden tener una masa mayor que nuestro Sol, pero tener un radio menor de 20 km.) y, para estrellas muy masivas, el cuerpo residual puede ser

un agujero negro, cuerpos tan densos y con gravedad tan fuerte, que ni siquiera la luz puede escapar de ellos.

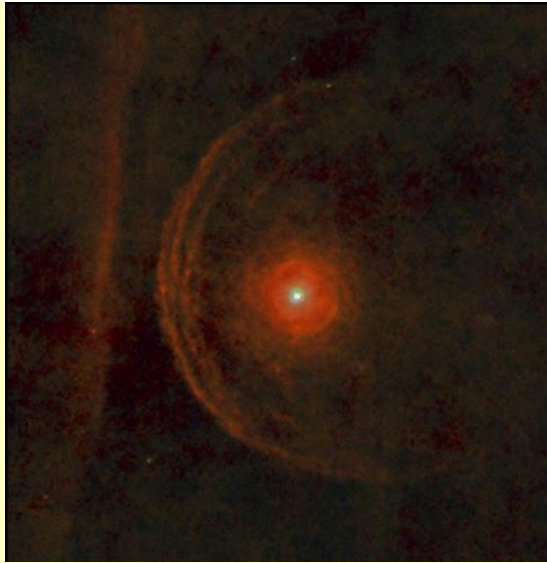


Fig. 3. Imagen de Betelgeuse, también llamada α Orionis o HIP 27989, es una estrella supergigante roja, situada en la constelación de Orión. Se prevé que el final de su vida sea como Supernova de tipo II, se cree que durante los próximos miles de años. Fue vista por el observatorio espacial Herschel, una misión de una agencia Espacial Europea con importante participación de la NASA. Crédito de la imagen: ESA/Herschel/PACS/L.



Fig. 4. Remanente de Supernova conocido como "E0102", en la galaxia llamada "Pequeña nube de Magallanes" a unos 210 000 años luz de distancia. E0102 es relativamente joven en escalas astronómicas, ya que se ha determinado ser de 2000 años de antigüedad, este tipo de objetos estelares jóvenes permiten a los astrónomos observar el material del núcleo directamente. Crédito de la imagen: NASA, ESA, el Hubble Heritage Team (STScI/AURA) y J. Green (University of Colorado, Boulder).

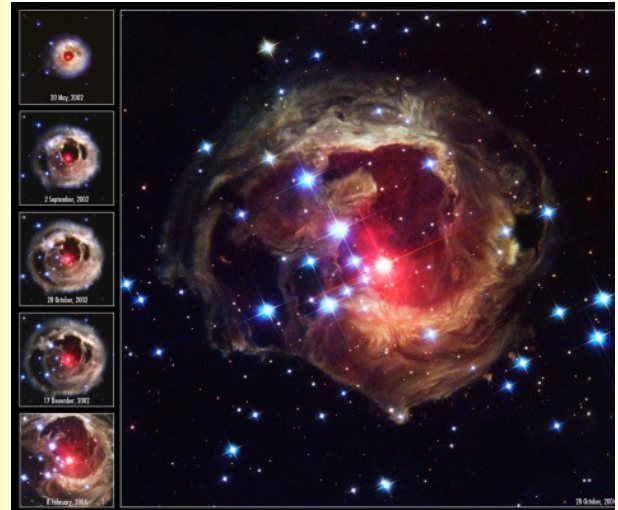


Fig. 5. V838 Monocerotis, es una estrella variable situada en la constelación de Monoceros, aproximadamente a 20.000 años luz del Sol. La estrella exhibió una explosión muy importante en el año 2002 y se creyó inicialmente que era la típica creación de una nova (que es una explosión termonuclear causada por la acumulación de hidrógeno en la superficie de una enana blanca), sin embargo, luego se supo que se trataba de algo completamente distinto. Hoy se cree que la explosión está relacionada con los procesos de muerte estelar y la fusión de una estrella binaria o planetas. Crédito de la imagen: Telescopio espacial Hubble el 17 de diciembre de 2002. NASA/ESA

Enanas blancas

Las enanas blancas constituyen, en astrofísica, el paradigma de la estadística de Fermi. Una estrella de tamaño medio como el Sol, tras la fase de gigante roja, continúa con el colapso gravitatorio, una vez agotado el combustible que frenaba este colapso. La estrella entonces se contrae hasta que aparece una nueva presión, que no se debe a las reacciones nucleares, sino que opera a densidades mucho más altas, deteniendo el proceso. Así comienza la fase de enana blanca.

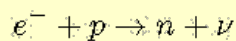
Esta presión se denomina presión de Fermi de los electrones. Es una consecuencia directa del Principio de Exclusión de Pauli. Cuando la densidad aumenta tanto que los electrones comienzan a estar muy juntos, este principio comienza a causar efecto. Como los electrones no pueden ocupar los mismos niveles energéticos, aparece una repulsión entre electrones, que puede evitar el colapso, y de hecho lo hace. Cuando esto ocurre, comienza la fase de enana blanca: conformada por un sistema de tipo "átomo único", los electrones van ocupando niveles en la estrella por "capas energéticas", como en un átomo. Se dice entonces que el sistema de electrones está degenerado, o a temperatura 0, es decir, la enana blanca es una estrella degenerada de electrones.

Resulta curioso estar tratando solo los electrones y olvidar los núcleos, ya que en una enana blanca, además, suele haber núcleos más pesados que el hidrógeno, generados como productos de la fusión, (helio, oxígeno, carbono). Hay que tener en cuenta, que estos átomos estarán completamente ionizados, y que por cada núcleo de, por ejemplo, oxígeno, habrá 16 electrones libres, por lo que éstos son los que realmente producen la presión de Fermi. Estadísticamente es más probable que sientan la repulsión de Fermi “antes” los electrones, que los núcleos.

Un sistema con temperatura 0K estará siempre degenerado. Una enana blanca, incluso en un estado en el cero absoluto, poseería energía puesto que no todos los electrones podrían ocupar el estado fundamental, debido al Principio de Exclusión.

Llegados a este punto se plantea la interesante cuestión de saber qué es lo que determina que una estrella acabe sus días como enana blanca, estrella de neutrones o agujero negro. Aquí también entra en juego la masa de la estrella. Existe una masa límite superior denominada “Masa límite de Chandrasekhar”, situada en torno a $1.44 M_{\odot}$. Las estrellas con masa por debajo de este límite terminan sus días como estrellas enanas blancas, ya que la degeneración electrónica es suficiente para detener el colapso gravitatorio.

Sin embargo para estrellas de masa superior, esta degeneración no es suficiente para detener este colapso bajo su propio peso, y la estrella sigue comprimiéndose hasta que los electrones ionizados se juntan con los protones, desprendiendo un neutrino y formando un neutrón en la siguiente reacción:



Este es un proceso conocido como neutronización de la materia. Y el trabajo necesario para que la reacción anterior tenga lugar, lo aporta la fuerza gravitatoria; precisamente por esa razón el proceso de neutronización ocurre en estrellas masivas. Este proceso, también está relacionado con lo que ocurre cuando una estrella colapsa a estrella de neutrones súper densa a través de una explosión de supernova.

En todo caso, debe tenerse en cuenta que si la masa de una estrella es inferior al límite de Chandrasekhar, la situación de enana blanca resulta energéticamente más ventajosa que la de neutronización de la materia, tal como se puede ver en la figura 6.

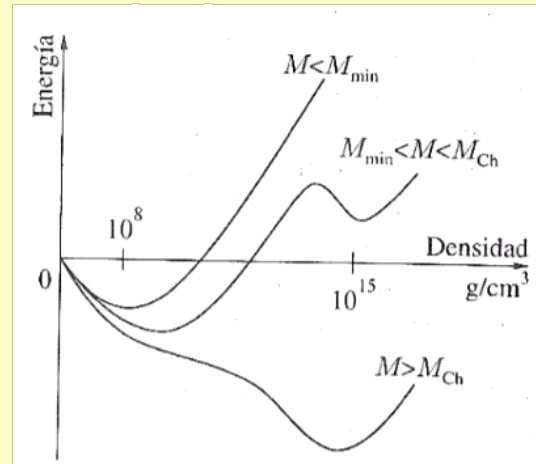


Fig.6 Representación de la energía de las estrella en función de su masa. Para valores de masa inferiores a M_{\min} ($0.03M_{\odot}$) existe un solo mínimo que corresponde a la situación de enana blanca. Para masas comprendidas entre M_{\min} y el límite de Chandrasekhar existen dos mínimos: el de enana blanca y estrella de neutrones, siendo aquél más estable: finalmente para valores superiores al límite de Chandrasekhar, la situación estable es la de estrella de neutrones. Créditos de la imagen: Lipunov, 2002.

Una imagen obtenida recientemente por la NASA, ESA y el equipo Hubble *Heritage* muestra un estrella moribunda a 4.600 años luz de la Tierra, en la dirección de la constelación de Cygnus. En la imagen de la figura 7 se puede observar la nebulosa Kohoutek 4-55 cuyo nombre es en honor al astrónomo checo que la descubrió. El ejemplo es muy interesante, puesto que en el centro de esta nebulosa que desprende la estrella en sus últimos años de vida, está una estrella de tamaño similar a nuestro Sol.

Este es el comportamiento que se espera que siga el Sol dentro de 5000 millones de años, quien primero se desprenderá de sus capas externas, dejando detrás al descubierto su núcleo, muy caliente. Tras esto, este núcleo se enfriará poco a poco hasta convertirse en enana blanca.



Fig. 7 Foto tomada por la NASA, ESA y el equipo Hubble Heritage (STScI/AURA). Reconocimientos: R. Sahai and J. Trauger (Jet Propulsion Laboratory)



Fig. 8. La Nebulosa del Ojo de Gato (NGC 6543) se observa en esta vista detallada obtenida por el Telescopio Espacial Hubble de la NASA. La imagen de la Cámara Avanzada del Hubble (ACS) muestra un patrón de ojo con once o más anillos concéntricos, o cáscaras alrededor del "Ojo de Gato". Las observaciones sugieren que la estrella eyectó su masa en series de pulsos en intervalos de 1500 años. En el centro permanece el núcleo desnudo de la estrella inicial: una enana blanca. Crédito: NASA, ESA, HEIC, y The Hubble Heritage Team (STScI/AURA)

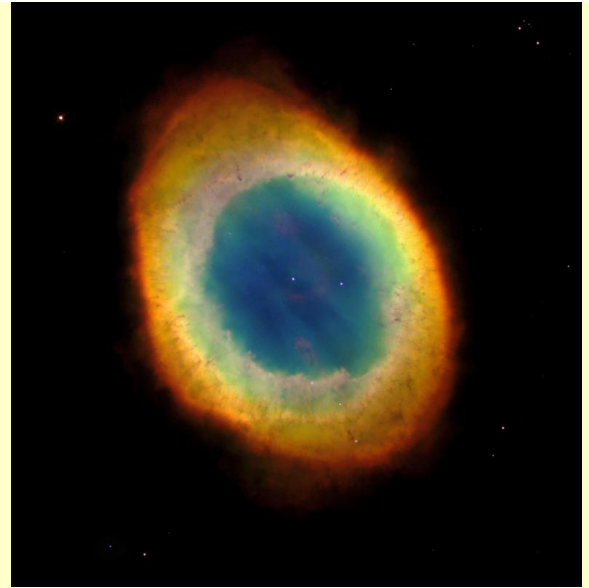


Fig. 9. El Telescopio Espacial Hubble ha capturado esta imagen de una de las más famosas nebulosas planetarias: La Nebulosa del Anillo (M57). Es una imagen de Octubre, 1998, en la que se ve una estrella que murió hace miles y miles de años. En la imagen se observan alargadas nubes oscuras de material incluidas en el borde de la nebulosa, y la estrella central moribunda (una enana blanca) flotando en un halo azul de gas caliente. La nebulosa tiene un diámetro de alrededor de 1 año luz y está localizada a 2000 años luz de la Tierra en dirección de la constelación Lyra. Los colores son aproximadamente ciertos. Crédito: NASA, ESA, HEIC, y The Hubble Heritage Team (STScI/AURA)

Estrellas de neutrones

Sobre un acercamiento formal a las estrellas de neutrones, se debe tener en cuenta que los neutrones son también fermiones y también se cumple para ellos el Principio de Exclusión de Pauli.

Aunque en principio parezca que el estudio para las estrellas de neutrones ha de ser el mismo que para las enanas blancas, hay que tener en cuenta que la densidad es tan sumamente alta ($\sim 10^{17} \text{ kg/m}^3$) que tienen cabida los efectos de curvatura espacial y las interacciones fuertes entre neutrones, que no serán despreciables.

Existe también un límite de masa para las estrellas de neutrones, denominado límite de Oppenheimer-Volkov, que es del orden de $2 M_{\odot}$. Una estrella de neutrones tendrá un radio promedio de unos 10 km (la masa total de una estrella concentrada en un espacio de no más que una pequeña ciudad). La velocidad de escape (velocidad mínima necesaria que debe tener un cuerpo para escapar del campo gravitatorio del objeto estelar) es de alrededor de

$2.8 \cdot 10^{10}$ cm/s, un valor ligeramente inferior a la velocidad de la luz.

Desde el punto de vista observacional, las estrellas de neutrones se identifican con los púlsares (emisiones de luz periódicas, debidas a que el eje de rotación de la estrella no coincide con el eje magnético de la misma). El más notable es el del Cangrejo, situado en el lugar en el que astrónomos chinos descubrieron en 1054 una supernova (para agrado de los científicos, encajando con la teoría del final de vida de una estrella más masiva que el Sol). Este púlsar posee una emisión de radio periódica muy precisa, con un pulso cada 0.033 segundos.



Fig. 10. La nebulosa del Cangrejo. Es el resultado de una Supernova que tuvo lugar en 1054 y se observó desde la Tierra. En el centro de la nebulosa se encuentra un púlsar: una estrella de neutrones tan masiva como el Sol, pero del tamaño de una ciudad pequeña. Este púlsar del Cangrejo rota 30 veces por segundo. Crédito: NASA, ESA, J. Hester, A. Loll (ASU)

Las estrellas de neutrones presentan un gran interés en la obtención de las ondas gravitacionales, que son de gran importancia, ya que añaden la posibilidad de conocer el universo a través de otras vías, no consideradas hasta ahora.

Las ondas gravitacionales son ondas que viajan a la velocidad de la luz, con energía liberada por fluctuaciones en el espacio-tiempo, según la Teoría de la Relatividad General. Estas ondas gravitacionales, distorsionan la región del Universo que atraviesan a su paso y traen consigo algunos tipos de información que la radiación electromagnética no puede transmitir.

Las estrellas de neutrones, o agujeros negros, al ser cuerpos muy masivos resultan claves para la observación de efectos de la Teoría General de la Relatividad. Esto es porque las ondas gravitatorias predichas tienen una amplitud y unos efectos observables muy débiles. Por eso, se espera encontrar ondas gravitatorias en fenómenos cataclísmicos como la explosión de una supernova, la formación de un agujero negro, el choque de cuerpos masivos como estrellas de neutrones o la coalescencia de agujeros negros, la rotación de una estrella de neutrones inhomogénea, etc.

En esta búsqueda han sido claves varias misiones o proyectos, uno de ellos es la Misión LISA (Laser Interferometer Space Antenna). El objetivo de esta misión LISA es detectar ondas gravitacionales mediante un grupo de 3 satélites aplicando técnicas de interferometría láser que requieren mediciones de alta precisión. Otro proyecto, muy conocido por haber realizado detecciones hasta en dos ocasiones (la última anunciada en Junio de este mismo año) es el LIGO (Laser Interferometer Gravitational-Wave Observatory), que es un Observatorio de detección de ondas gravitacionales situado en tierra. Este observatorio detectó la primera onda gravitatoria directa el 14 de septiembre de 2015 que se presentó al público el 11 de febrero de 2016.

LIGO pretende detectar directamente las ondas gravitacionales predichas por la Teoría General de la Relatividad de Einstein. Consiste en un detector que usa interferometría láser de varios kilómetros de escala, que medirá las pequeñas variaciones en el espacio-tiempo causadas por la incidencia de las ondas gravitacionales generadas en estos mencionados cataclismos cósmicos. LIGO consiste en dos interferómetros ampliamente separados, en Estados Unidos. Uno está situado en Hanford, Washington, y el otro en Livingston, Louisiana.

Una explicación simple de esta detección resultaría al considerar que el paso de una onda gravitatoria apreciable deforma el espacio tiempo, es decir, un brazo del interferómetro (de 4 km cada uno) se hará más largo y otro se haría más corto, una variación extremadamente pequeña, pero medible con interferometría láser.

Referencias

- Balian, R. y Blaizot, J-P. "Stars and statistical physics: A teaching experience". Citation: American Journal of Physics 67, 1189 (1999); doi: 10.1119/1.19105
- Battaner, E. "Introducción a la astrofísica", Alianza Editorial, 2006

-Brey Abalo, J.J., De la Rubia Pacheco, J. y De la Rubia Sánchez. "Mecánica Estadística". J. Cuadernos UNED, 2001

-Caballero Hernández, J.A. "Enanas marrones y exoplanetas gigantes". Real Sociedad Española de Física. 2004.

-Lipunov, V. M. "Estrellas de neutrones". Moscú: URSS, 2003

-"Viaje a través del Universo". Estrellas I, II. TIME LIFE. Ediciones folio. 1992.

-Trabajo de Fin de Grado. "Física estadística y modelos estelares". Autora: Paloma López Reyes. Tutores: Abel Calle Montes y José Carlos Cobos Hernández.

<http://www.esa.int/ESA>
<https://www.nasa.gov/>