

Estrellas de neutrones

P. Salas

*Posgrado en Ciencias e Ingeniería de Instituto de Investigaciones en Materiales
04510 México, D.F., México.*

M.A. Solís

*Instituto de Física, UNAM,
Apartado Postal 20-364, 01000 México, D.F., México.*

Recibido el 26 de enero de 2005; aceptado el 9 de septiembre de 2005

Mucho más allá de la Tierra existen objetos celestes sumamente densos que sólo con la ayuda de los telescopios modernos empezamos a conocer. Estos objetos alguna vez fueron estrellas brillantes que han evolucionado a su destino final marcado por su masa original. Las estrellas más masivas pasan por ser supernovas y acaban transformándose en los objetos más densos del Universo llamados estrella de neutrones, o simplemente en un agujero negro. Aquí hacemos énfasis en las características de las estrellas de neutrones, tales como los pulsos centelleantes, cambios bruscos en su velocidad angular conocidos como *glitches*, o el proceso de enfriamiento que todas recorren. Brevemente mencionamos hechos menos conocidos y relacionados con estrellas de neutrones muy jóvenes con campos magnéticos muy intensos llamadas “magnetares”, o las explosiones más energéticas del universo observadas como “destellos de rayos gamma”, las cuales muy probablemente están emparentadas con las supernovas gigantes o con el colapso de sistemas binarios que involucran estrellas de neutrones.

Descriptores: Pulsares; “glitches”; supernovas; superconductividad; superfluidez; magnetares.

Far, far away from Earth, there are extremely dense objects in the sky from which we can only begin to learn about with the aids of modern telescopes. These objects once were bright stars which have evolved to their final destiny marked by their original mass. Massive stars go through a supernova stage and end up as the highest density objects of the Universe, called Neutron Stars, or simply as Black Holes. Here we make emphasis on neutron stars characteristics, such as flashing pulses, sudden changes in their angular velocity known as *glitches*, or the cooling process they all go through. We will briefly mention less known facts related to very young neutron stars with highly intense magnetic fields called “magnetars”, or to the brightest explosions in the universe called “gamma ray bursts”, which are probably related either to giant supernovas or to binary system collapse that involve neutron stars.

Keywords: Pulsars; glitches; supernova; superconductivity; superfluidity; magnetars.

PACS: 97.60.Jd; 97.60.Gb; 47.370.+q

1. Introducción

Nuestro Sol ha estado brillando en el espacio desde que nuestro Sistema Solar se formó hace por lo menos unos 4.5 miles de millones de años. Desde que la humanidad existe sobre la faz de la Tierra, esta luz solar ha indicado el inicio de cada nuevo día. Estamos tan acostumbrados a él que casi nunca nos detenemos a pensar si algún día se apagará. Y la respuesta es que sí, sin duda algún día lo hará. Pero no hay mucho de qué preocuparse por ahora, puesto que todavía va a estar vivo por lo menos otros 5 mil millones de años (como lo hacen la mayoría de las estrellas que son como nuestro Sol), lo cual implica muchas generaciones futuras más. Tantas que probablemente la humanidad desaparezca antes de la faz de la Tierra por alguna otra razón, tal como el choque de un asteroide, una guerra termonuclear, o algún virus nuevo contra el cual no tengamos defensas.

En el Universo la muerte de una estrella es un asunto de todos los días. El comienzo de la muerte de una estrella se caracteriza por una enorme explosión, la cual se puede convertir en una supernova. Hoy en día los astrónomos pueden detectar varias decenas cada año, no necesariamente nuevas, mediante la detección del remanente de la supernova con los nuevos instrumentos que se están enviando al espacio. Como por ejemplo, aquellos en el observatorio de rayos-X Chandra,

el cual fue lanzado al espacio el 23 de julio de 1999, operado por la Administración Nacional de Aeronáutica y del Espacio (NASA, por sus siglas en inglés) y el Observatorio Smithsonian de Astrofísica (SAO). El Chandra es uno de los observatorios más poderosos que se tienen para investigar las regiones calientes del universo donde las estrellas están explotando.

2. Evolución estelar

Las estrellas se forman a partir de nubes de gas y polvo, las cuales, gracias a la gravedad, gradualmente forman una bola de material a temperaturas del orden de diez millones de grados Kelvin ($\sim 10^7$ K), bajo una enorme presión. Cuando los núcleos del material reunido están suficientemente calientes y comprimidos, comienza la fusión nuclear y nace una estrella. En varias regiones del universo se pueden observar nubes de polvo en donde presumiblemente se están formando estrellas. Tenemos ejemplos de estrellas en formación en la Nebulosa de Orión localizada a 1,500 años luz (un año luz (A.L.) es la distancia que recorre la luz en el vacío durante un año y equivale a 9.46×10^{12} km) de la tierra, en nuestro brazo espiral de la Vía Láctea, la cual contiene decenas de miles de estrellas jóvenes que están en diferentes etapas de su formación. En

TABLA I. Distancias desde la Tierra a los objetos celestes más cercanos. Velocidad de la luz = 299,792.458 km/seg; 1 año luz (A.L.) = 9.46×10^{12} km = 5.87×10^{12} millas; 1 unidad astronómica (U.A.) = 149,597,870 km=92,960,000 millas; 1 A.L. = 63,240 U.A.; masa de la Tierra $M_{\oplus} = 5.974 \times 10^{24}$ kg; diámetro de la Tierra = 12,756 km. El agujero negro conocido más cercano se encuentra en la constelación Sagitario a 1,600 A.L. de distancia de la Tierra; fue detectado mediante la estrella V4641 Sgr, que es un emisor de rayos X y que se encuentra atrapada en su disco de acreción.

	distancia	masa	diámetro
Luna	384,400 km	$0.0123 M_{\oplus}$	3,476 km
Sol	1 U.A.= 0.000015 A.L.	$M_{\odot} = 332,946 M_{\oplus} = 1.989 \times 10^{30}$ kg	1,392,000 km
Estrella: Próxima Centauri	4.2 A.L.	$0.15 M_{\odot}$	208,800 km
Vía Láctea	28,000 A.L. al centro	$7.5 \times 10^{11} M_{\odot}$, 2×10^{11} estrellas	100,000 A.L.
Galaxia: Gran Nube de Magallanes	169,000 A.L.	$1.6 \times 10^{10} M_{\odot}$, 1.5×10^{10} estrellas	25,000 A.L.
Estrella de Neutrones: J0108-1431	326 A.L.	$1.4 M_{\odot}$	13 km

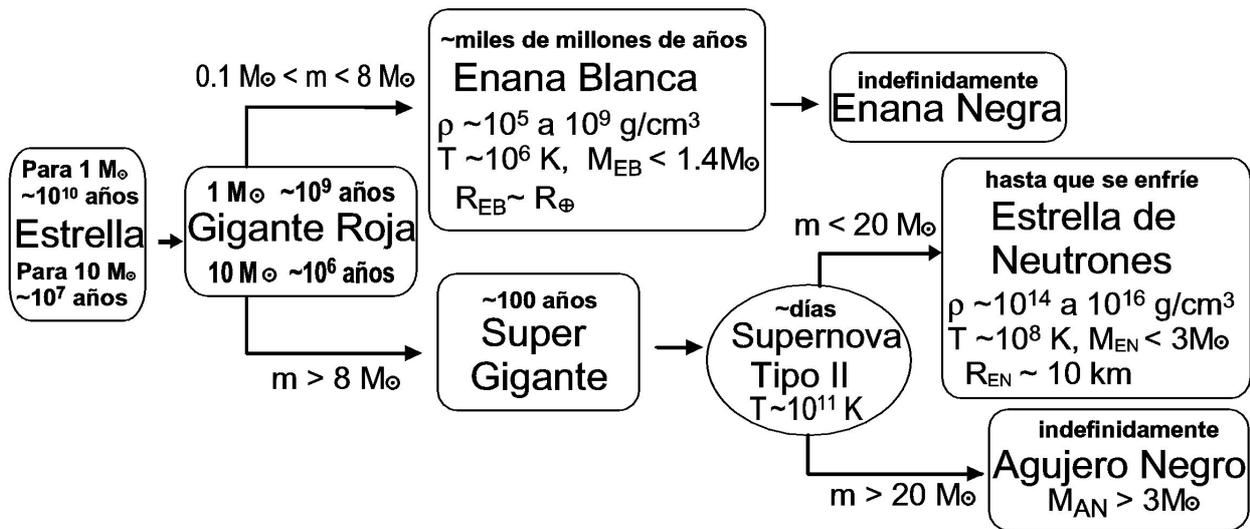


FIGURA 1. Vida de una estrella

nuestra galaxia satélite más cercana, La Nube de Magallanes, se observó en 1998, con ayuda del Telescopio Espacial Hubble, el nacimiento estelar de N159 a 170 000 A.L., considerado como uno de los pocos casos en que podemos ver una estrella masiva a tan poco tiempo después de su nacimiento. Para darnos una idea sobre las distancias astronómicas, en la Tabla I damos algunas distancias típicas a otros cuerpos celestes cercanos, además de sus masas y diámetros.

Algunas de las características de las estrellas, tales como su magnitud, la temperatura de su superficie, tamaño, campo magnético y masa, nos permiten predecir el estado final de la estrella. La magnitud puede ser aparente o absoluta: la primera nos indica qué tan brillante parece una estrella vista desde la Tierra, la cual depende de su brillo intrínseco y su distancia a la Tierra; la segunda nos dice cómo se vería una estrella si estuviera a 10 parsecs de la Tierra (un parsec es la longitud del radio de un arco de longitud igual a una unidad astronómica (U.A. es la distancia promedio de la Tierra al Sol, 1.495×10^8 km = 8.3 min luz) y ángulo de un segundo, es decir, 3.26 A.L. La temperatura de la estrella se deduce

de su luminosidad (energía radiada en todas sus direcciones, por unidad de tiempo) con ayuda del diagrama Hertzsprung-Russell [1], que relaciona la luminosidad con la temperatura de la estrella; las estrellas más calientes tienden a ser también las más brillantes. El color de la luz que emite la estrella es una guía de su temperatura; así, las que emiten en rojo son las más frías, le siguen las que emiten en naranja, amarillo, azul y las que emiten en color blanco que son las más calientes. Nuestro Sol es una estrella amarilla con una temperatura de 5,770 K en su superficie y que puede llegar a 15×10^6 K en su núcleo. Comparado con el Sol, la Luna es un cuerpo frío cuya temperatura en su superficie es de 276 K y en su núcleo de 1500 K. En términos de la masa del Sol (M_{\odot}) podemos clasificar a las estrellas como medianas, si tienen masas entre $0.1 M_{\odot}$ y $8 M_{\odot}$, o masivas, si tienen alrededor de $8 M_{\odot}$ o más [2]. Por debajo de $0.1 M_{\odot}$ el material agrupado no es suficiente para encender una estrella. Dependiendo de su masa, el próximo paso en la evolución de una estrella puede ser una enana blanca, una estrella de neutrones o un agujero negro. En la Fig. 1 mostramos tipos de evoluciones que puede

seguir una estrella dependiendo de su masa sin considerar explícitamente los efectos de otros factores. Por ejemplo, el que el estado final de la estrella sea una estrella de neutrones o un agujero negro, depende también de que se encuentre sola o en un sistema binario, de su velocidad angular, la magnitud de su campo magnético, etc., pudiendo llegar a duplicar la masa crítica mostrada en dicha figura. Allí mismo mostramos los tiempos aproximados de vida de la estrella en cada una de sus facetas que pueden depender de sus masas como se detalla para la estrella original y la gigante roja.

El combustible básico de todas las estrellas es el hidrógeno, el cual es el responsable de mantener la temperatura de la estrella. Las estrellas pasan el 90 % de sus vidas quemando hidrógeno y cuando la mayor parte del hidrógeno se ha transformado en helio (un elemento más pesado) vía la fusión nuclear, la gravedad contrae la estrella causando un rebote de las capas exteriores que se expanden como una gigante roja. Probablemente la gigante roja más famosa sea Betelgeuse la cual se puede ver directamente sin ayuda de instrumentos, su diámetro es del tamaño de la órbita del planeta Júpiter y se localiza en la constelación de Orión a 310 A.L. de la Tierra [3].

3. Supernovas

Debido a su masa, el futuro de nuestro Sol es el de convertirse en una aburrida enana blanca como ocurre con todas las estrellas medianas. Esto significa que cuando alcance la etapa de gigante roja los átomos de su núcleo continuarán fusionándose para formar elementos más pesados como carbón y oxígeno. La gigante roja expulsa sus capas exteriores para formar una nebulosa, mientras que el interior se contrae para formar una enana blanca. Éstas tienen temperaturas de alrededor de 10^6 K y una masa típica menor o igual a $1.4 M_{\odot}$ (conocido como el límite de Chandrasekar) comprimidas en un tamaño similar al de la Tierra, lo cual las hace uno de los objetos más densos del Universo. Una enana blanca pasa algunos miles de millones de años en un proceso de enfriamiento por radiación térmica hasta que se convierte en una enana negra.

Por otro lado, las estrellas *masivas* continúan fusionando sus elementos ligeros y transformándolos en otros más pesados. La etapa de gigante roja es rebasada convirtiéndose en un objeto más grande que, dependiendo de su temperatura, puede llegar a ser una supergigante roja o azul, con un diámetro hasta del tamaño de la órbita de Júpiter. Algunas de ellas serán inestables y se disolverán con los vientos estelares. De igual manera como pasa con la estrella original, en el núcleo de la supergigante sus elementos menos pesados se continúan fusionando y formando los elementos más pesados que se acomodan en capas sucesivas más internas, como las de una cebolla, partiendo de la capa más externa de hidrógeno, a la del helio, el carbón, oxígeno, silicio, . . . , y finalmente el hierro. En cada una de las etapas de fusión se produce una cantidad de energía cada vez menor hasta la capa de hierro que para fusionarse requiere de energía. En la Fig. 2 mostramos esquemáticamente (los gruesos de las capas no están a escala) la distribución de los elementos en una estrella. Los

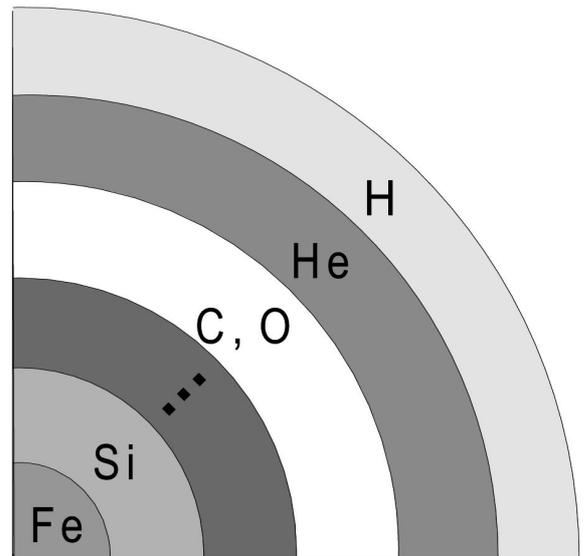


FIGURA 2. Estructura esquemática de la estrella antes de la implosión. Los gruesos de las capas no están a escala.

átomos de hierro forman un conglomerado tan masivo que la presión del gas de electrones degenerado es incapaz de evitar una implosión gravitacional comprimiendo tanto a los electrones como a los protones, que se fusionan en neutrones, causando un rebote violento de partículas subatómicas y nucleares. Este mecanismo lleva a uno de los eventos visibles más espectaculares del Universo, la supernova. Nuevos elementos e isótopos son lanzados al espacio, capaces de interactuar con cualquier cosa que encuentren en su camino, inclusive capaces de formar nuevas estrellas. Por lo menos 10^8 explosiones de supernovas han ocurrido en nuestra galaxia desde el Big Bang. Las supernovas son responsables de la formación de todos los elementos pesados del universo. De hecho, nuestro propio Sistema Solar parece ser el resultado de la explosión previa de una supernova.

La supernova es el estado estelar que indica que la estrella original ha muerto, pero al mismo tiempo indica que algo nuevo y muy interesante está por venir. Después de la implosión parte del material de la supergigante se mantiene acumulado en un espacio muy pequeño en el núcleo de la supernova con una densidad similar a la nuclear. Dentro del nuevo objeto masivo los protones son convertidos en neutrones por la captura de electrones y la emisión de neutrinos (vía el decaimiento inverso, el cual discutiremos más adelante), alcanzando temperaturas cercana a los 10^{11} K. En este punto podemos decir que la supergigante puede tener dos finales diferentes: una estrella de neutrones o un agujero negro. Si la masa de la estrella original era menor a $20 M_{\odot}$, el núcleo de la supernova formará una estrella de neutrones y el material expulsado se expandirá en el espacio creando una nebulosa conocida como remanente de supernova. Por otro lado, si la masa de la estrella era del orden de $20 M_{\odot}$ o más, el núcleo continuará colapsándose y el resultado será un agujero negro. Debido a su naturaleza, los agujeros negros se observan indi-

TABLA II. Supernovas famosas. Aquellas señaladas con una † han generado estrella de neutrones.

Supernova	Descubierta por	Localizada en
386†	Astrónomos Chinos primavera de 386	Sagitario 15 000 A.L.
1006	chinos y japoneses Abril de 1006	constelación Centauro 7 A.L.
1054†	Astrónomos Chinos e Indios Anasazi Julio 1054	Constelación Tauro, Nebulosa del Cangrejo 7,000 A.L.
1181	Chinos y Japoneses Agosto 1181	Constelación Casiopea
1572 (Tycho)	Astrónomo Danés Tycho Brahe	Constelación Casiopea 16,000 A.L.
1604 (Kepler)	Astrónomo Alemán Johannes Kepler	Constelación Ophiuchus El Portador de Serpientes 20,000 A.L.
1987A* Progenitor: Sk-69 202	I. Shelton Las Campanas, Chile Febrero 1987	Gran Nube de Magallanes Nebulosa de la Tarántula 170 A.L.
1998eq (llamada Albinoni)	S. Permuter y colaboradores	18,000 millones de A.L. Explotó hace 10,000 millones de años

*Probablemente genere un pulsar observable.

rectamente, ya que ni siquiera la luz puede escapar de su campo gravitacional.

Las supernovas que acabamos de describir se clasifican como del Tipo II y son las que se conocen comúnmente como las responsables de la formación de estrellas de neutrones y de agujeros negros. Las supernovas del Tipo I son varias veces más brillantes que las otras, usualmente no dejan un núcleo remanente y la nebulosa que se expande tiene líneas de emisión de hidrógeno muy débiles, en vez de las fuertes líneas de emisión de hidrógeno de la nebulosa de las Tipo II. Las del Tipo I se subdividen en Ia, Ib, Ic, mientras que las del Tipo II las hay como IIL y IIP. La clasificación se basa en criterios observacionales más que teóricos. Las características que las definen son: su curva de luz que nos indica la magnitud de la supernova como función del tiempo; su progenitora y su posición en el espacio. Por ejemplo, las del Tipo Ia son supernovas que provienen de estrellas binarias. Las estrellas en la pareja pueden tener mas o menos la misma edad, pero masas diferentes. Sucede que cuando la más pesada ha alcanzado el estado de enana blanca, la segunda probablemente apenas está en su estado de gigante roja. La gigante roja vierte algo de su material exterior hacia la enana blanca causándole un incremento de masa que puede alcanzar el límite crítico de $1.4 M_{\odot}$ que la hace detonar como una supernova mientras la gigante roja es expulsada. También existen las supernovas de Tipos III, IV y V, cuya clasificación es menos clara y hay pocos ejemplos de cada una de ellas [4]. Nosotros estamos interesados en las del Tipo II y algunas Tipo Ib y Ic, que son las generadoras de las estrellas de neutrones.

En nuestra Vía Láctea se han registrado varias supernovas famosas a través del tiempo tales como: la SN 1006 en la constelación del Centauro; la supernova del Cangrejo en Tauro SN 1054 registrada por los Chinos y algunas culturas indígenas Americanas; la SN 1572 registrada por Tycho Brahe y la de 1604 que se conoce como la supernova de Kepler. En 1987 se registró una supernova en la nebulosa de la Tarántula, en la Gran Nube de Magallanes, a 169,000 A.L. de la Tierra. Se le llama SN1987A (siguiendo una convención astronómica que tiene que ver con el objeto, el año en que ocurre y el orden de su descubrimiento), y es la primera supernova de la cual los astrónomos tienen información de su estrella precursora, conocida como Sk-69 202 [2]. Se predice que en nuestra galaxia suceden de 1 a 3 supernovas por siglo, por lo que, con suerte, observaremos alguna en un futuro cercano. En la Tabla II damos la posición, distancia, año de primera observación y descubridores, de las Supernovas más famosas. Como no todas las supernovas originan estrellas de neutrones, en la misma tabla señalamos con una † aquellas que sí. Sobresalen la del Cangrejo que ha sido una de las más estudiadas y la reciente SN1987A que esperamos origine un pulsar observable en un futuro no muy lejano.

4. Estrellas de neutrones

Como mencionamos anteriormente, una estrella de neutrones es el resultado de una supernova, su diámetro es de aproximadamente 20 km, algo así como el tamaño de una ciudad mediana, pero su masa es casi la del sol (típicamente $1.4 M_{\odot}$), lo cual implica una densidad varias veces mayor a la de un núcleo atómico (10^{14} g/cm^3). Es el objeto más denso en el universo, con una aceleración gravitacional en su superficie de 1.9×10^{11} veces la de la Tierra. Más aún, como la estrella al colapsarse conserva su momento angular, la estrella de neutrones resultante puede girar muy rápido.

El modelo estandar del interior de una estrella de neutrones es parecido al modelo de capas del interior de la Tierra [5–9] pero con componentes muy diferentes. Si la miramos desde afuera y hacia el centro, primero encontramos la superficie con campos magnéticos muy intensos, $\sim 10^{12}$ gauss (el campo magnético del Sol es de 50 gauss, y el de la Tierra es de 0.5 gauss), coexistiendo con núcleos y electrones a densidades promedio por debajo de los 10^6 g/cm^3 . Después tenemos la corteza exterior, la cual es sólida, con núcleos pesados (tales como $^{56}_{26}\text{Fe}$, $^{62}_{28}\text{Ni}$, $^{118}_{36}\text{Kr}$) acomodados en una red rodeada de un gas de electrones libres que se mueven a una velocidad cercana a la de la luz; núcleos pesados y electrones coexisten en una capa esférica de alrededor de 0.3 km de ancho y una densidad que va desde 10^6 g/cm^3 en el borde más externo de la capa hasta $4 \times 10^{11} \text{ g/cm}^3$ en el borde interior. En la corteza interior encontramos que los núcleos en la red se han enriquecido tanto de neutrones que ya no pueden atar más neutrones, proceso conocido como goteo de neutrones (“neutron drip”). Los neutrones libres forman un fluido con la capacidad de fluir y conducir calor con resistencia casi nula, es decir, un superfluido. Mezclado con el

superfluido de neutrones y la red de núcleos existe un gas de electrones, todos en una corteza de alrededor de 0.5 km de ancho y con una densidad que va desde $4 \times 10^{11} \text{g/cm}^3$ a $2 \times 10^{14} \text{g/cm}^3$. Más internamente, en una capa de alrededor de 1.2 km de ancho la densidad que va desde $2 \times 10^{14} \text{g/cm}^3$ hasta $5 \times 10^{14} \text{g/cm}^3$, es tan alta que energéticamente es mejor para los núcleos disolverse en neutrones y protones libres (las partículas fermiónicas pesadas como los protones y los neutrones se llaman bariones). Allí se forma un superfluido cuántico de neutrones con concentraciones más pequeñas de protones en estado superconductor (sin resistencia para conducir electricidad y que expulsa el campo magnético de su interior) el cual puede sostener corrientes eléctricas y campos magnéticos por períodos indefinidos. El ejemplo más cercano a un superfluido de neutrones que tenemos en la tierra es el ^3He líquido a temperaturas de milikelvins. Más profundamente tenemos un núcleo central hadrónico (los hadrones son partículas acarreadoras de las interacciones fuertes, que se subdividen en mesones si tienen espín entero y bariones si su espín es semientero) a densidades del orden de 10^{15}g/cm^3 , es decir, 3 o 4 veces la densidad de saturación de la materia nuclear ($\rho_s = 2.67 \times 10^{14} \text{g/cm}^3$). Se ha sugerido [6] que podríamos encontrar materia hiperónica (es decir, neutrones combinados con electrones para formar bariones más pesados con la emisión de neutrinos), o condensados de kaones y piones (mesones ligeros), o que podríamos tener una mezcla de quarks libres y materia nuclear. Los quarks son partículas subnucleares cuyas combinaciones forman todas las demás partículas y tienen distintas propiedades entre ellos. Si el núcleo central de la estrella tuviera una población de *quarks up*, *down* y *strange*, sería de esperarse que los primeros dos dominaran el escenario, ya que el *quark strange* es menos estable, dando como resultado una carga eléctrica positiva que atraería electrones, propiciando un núcleo tipo metálico y opaco a la luz. Sin embargo, recientemente se ha mostrado [10, 11] que a densidades muy altas, el *quark strange* muestra más estabilidad e iguala la población de *quarks up* y *down*. Esto crearía un núcleo eléctricamente neutro en el interior de la estrella de neutrones, libre de electrones y transparente, donde la luz sin la posibilidad de ser absorbida por los electrones, se reflejaría en sus límites como si fuera un diamante. No obstante todavía ninguna de las propuestas anteriores ha alcanzado consenso alguno. Ver Fig. 3.

5. Pulsares

Las estrellas de neutrones tienen campos magnéticos muy intensos, que van de 10^9 a 10^{12} veces el del Sol y normalmente su eje no está alineado con el eje de rotación de la estrella, tal y como pasa con la Tierra. El gran campo magnético en rotación de la estrella de neutrones crea un fuerte campo eléctrico, el cual hace que los electrones en la superficie fluyan por los polos magnéticos. Estas partículas son aceleradas y producen una radiación electromagnética (radiación sincrotrón) que sale de los polos magnéticos. Al rotar la estrella los rayos de radiación son enviados al espacio tal como si fuera

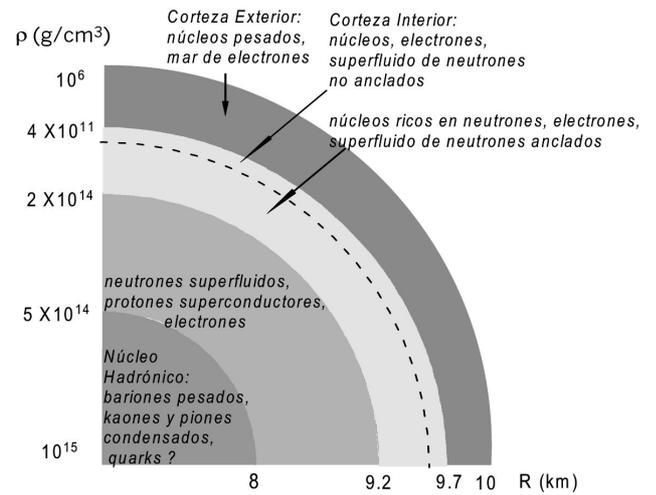


FIGURA 3. Interior de la estrella de neutrones.

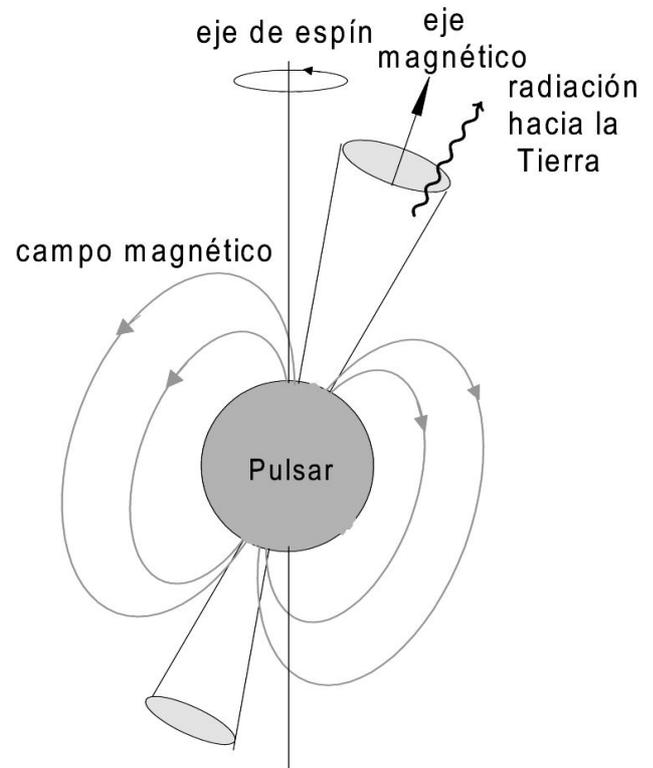


FIGURA 4. Efecto Faro.

un faro cuya luz podemos ver sólo si estamos en la dirección de los rayos. Desde la Tierra podemos ver la radiación como pulsos de la misma frecuencia de rotación de la estrella de neutrones, motivo por lo cual estas estrellas fueron identificadas como Pulsares. Debemos recalcar que todos los pulsares son estrellas de neutrones, pero no todas las estrellas de neutrones son pulsares. Ver Fig. 4.

Los períodos de un pulsar son muy regulares, con la precisión de relojes atómicos. Por esto es que cuando se descubrió el primer pulsar en 1967 (Pulsar de Cambridge 1919+21) por A. Hewish y S.J. Bell, con pulsos de radio

en la frecuencia 81.5 MHz, se pensó que estos pulsos eran señales de vida extraterrestres [12], sin embargo, con el descubrimiento de más y más pulsares esta idea fue descartada. Siete años después (1974) le fue entregado el Premio Nobel a A. Hewish por su decisiva participación en el descubrimiento de los pulsares. Las estrellas más densas pulsan más rápido que las menos densas y son suficientemente compactas como para poder rotar tan aprisa sin desbaratarse. Algunos pulsares emiten no nada más en frecuencias de radio sino que también en la luz visible, en rayos-X, y más aún en rayos gamma. Los rayos-X y los rayos gamma provienen de los chorros de material que fluyen hacia afuera del pulsar a través de sus polos magnéticos e interactúan con el plasma circundante a distintas alturas de la superficie del pulsar. También debemos notar que la producción de estos rayos de energía disminuyen la propia energía del pulsar, causándole una desaceleración lenta. El pulsar del Cangrejo es probablemente el más conocido y se detecta en el rango de la frecuencia de radio, de la luz visible, rayos X y de los rayos gamma (fotos tomadas usando las diferentes radiaciones electromagnéticas pueden verse en http://chandra.harvard.edu/edu/formal/composites/crab_composite.html). Tiene un período de giro de 0.033 s, un ancho de pulso de aprox. 0.0002 s, y se está desacelerando a una razón de 0.0013 s por siglo. Otro pulsar muy estudiado es el Vela, el cual fue detectado inicialmente observando la radiación en el intervalo de los rayos gamma. En particular, la dificultad de observar los rayos X desde la superficie de la Tierra ha generado la necesidad de crear observatorios espaciales como el Chandra.

Con el desarrollo de nuevas tecnologías, se han detectado más pulsares que emiten en el intervalo de las radiofrecuencias. Los pulsares más rápidos observados son el PSRB1037+21 con una frecuencia de rotación de 641.9 Hz y B1957+20 con 622.1 Hz; frecuencias de rotación más altas podrían estar ocasionando la ruptura de la estrella. Aunque hay alrededor de 1500 pulsares conocidos a través de los detectores de radiofrecuencias, menos de 10 se han podido detectar también en la región de rayos gamma. La anterior discrepancia podría estar asociada al hecho de que el 99 % de los pulsares observados rebasaron la etapa temprana de enfriamiento cuando emiten principalmente en rayos gamma [13].

Como ya comentamos anteriormente, es común encontrar radio pulsares con una compañera formando un sistema binario; la otra compañera puede ser una enana blanca u otra estrella de neutrones. Se conocen siete sistemas dobles de estrellas de neutrones, el primero en descubrirse fue el PSR 1913+16 registrado en 1973 (donde sólo una de las estrellas está todavía pulsando) cuyas masas están entre 1.3 y 1.5 M_{\odot} . El descubrimiento de los sistemas binarios ha llevado a otro descubrimiento. Gracias al pulsar podemos observar que las dos estrellas en el sistema binario están cayendo en espiral una hacia la otra, haciendo su órbita cada vez más pequeña. Sin embargo, la razón a la cual están perdiendo energía hace suponer que otra forma de pérdida de energía, diferente de la electromagnética, está presente. La otra energía se disipa como ondas gravitacionales, propuestas por Einstein en 1918 en

el marco de su teoría de la relatividad general y calculadas en 1941 para un sistema binario por Landau y Lifshitz. El descubrimiento de este nuevo tipo de pulsares en sistemas binarios le dio a Taylor y Hulse el premio Nobel de física en 1993. En diciembre de 2003 fue descubierto el sistema J0307-3039 por M. Burgay, y es el primero con dos pulsares observables, los cuales están separados por una distancia equivalente a dos veces la distancia Tierra-Luna y dan una vuelta a su órbita cada dos horas. Aunque se han podido comprobar en ellas varias de las predicciones de la relatividad general, las tan esperadas ondas gravitacionales no se han podido detectar aún, no obstante los enormes esfuerzos que actualmente se están realizando [14]. Utilizando detectores de rayos-X a bordo de los satélites se han descubierto hasta la fecha 70 pulsares en sistemas binarios [6, 15], con masas de entre 1.2 M_{\odot} y 1.6 M_{\odot} y con compañeras con masas entre 10 M_{\odot} y 40 M_{\odot} .

El pulsar más joven fue descubierto en agosto del 2000 por E. Gotthelf y sus colaboradores, y es 300 años más joven que el pulsar del Cangrejo, el cual se consideraba el más joven (tiene aproximadamente mil años). Se llama PSR J1846-0258 y está dentro de la remanente de supernova SNR Kes 75, en la orilla lejana de la Vía Láctea a 60 000 A.L. En la Tabla III damos otros pulsares e incluimos algunas observables físicas tales como: el período rotacional; su edad de disminución de giro (spin-down age) que se calcula como la mitad de la frecuencia de rotación del pulsar entre su derivada temporal, y que se usa tradicionalmente para determinar la edad característica del pulsar; la temperatura efectiva de la superficie; y la distancia al pulsar.

Existen registros (del orden de 15) de pulsares en rayos gamma y rayos-X, que tienen períodos que van de 5 a 15 seg y pueden ser millones de veces más brillantes que los pulsares conocidos. Supuestamente son pulsares jóvenes, con campos magnéticos enormes de alrededor de 10^{15} gauss (100 o más veces mayores a los de otros pulsares) a los cuales se les llama Magnetares. Adicionalmente, frenan muy rápido y por eso estos magnetares son activos únicamente del orden de 10 mil años. Ningún otro objeto en el universo puede generar y mantener campos mayores a éstos sin perder su estabilidad [16].

Una vez más debemos recalcar que las estrellas de neutrones que no rotan y que no se incrementan por acreción son difíciles de detectar en los espectros de rayos-X y gamma, por lo que se ha optado por detectarlos buscando su radiación térmica. Con la ayuda del telescopio espacial Hubble se ha podido registrar por lo menos una estrella de neutrones que al parecer radía sólo térmicamente. Se espera que con la ayuda de lentes gravitacionales en el futuro se podrán detectar algunas de las 10^8 estrellas de neutrones que se supone hay en nuestra galaxia.

6. Glitches

Retomando las características de un pulsar, sabemos que es un sistema que está perdiendo energía desde su nacimiento, ya sea por emisión de neutrinos, radiación electromagnética

TABLE III. Pulsares famosos. Los pulsares con * son algunos de los que presentan *glitches*.

Pulsar	Período Rot. P [ms]	Edad caract. $\log t$ [años]	Temp. Superficial Efectiva $\log T_{eff}$ [K]	Distancia kiloparsecs
0531+21 Cangrejo*	33.40	3.0	6.18 ± 0.19	2.0
1509-58 SNR MSH15-52	150.23	3.19	6.11 ± 0.10	4.4
0540-69	50.37	3.22	6.77 ± 0.03	49.4
0833-45 Vela*	89.29	4.1	6.24 ± 0.03	0.5
1706-44*	102.45	4.22	6.03 ± 0.06	1.8
2334+61	495.24	4.61	5.92 ± 0.15	2.5
1951+32 SNR CTB80*	39.53	5.03	6.14 ± 0.03	2.5
0656+14	384.87	5.04	5.98 ± 0.05	0.8
0740-28	166.76	5.20	5.93	1.9
0630+18 Geminga*	237.09	5.53	5.76 ± 0.04	0.2
1929+10	226.51	6.49	5.52 ± 0.05	0.2
1642-03	387.68	6.54	6.01 ± 0.03	2.9
0950+08	253.06	7.24	4.93 ± 0.07	0.1

o radiación térmica. Esta pérdida de energía se manifiesta en su rotación que gradualmente se va volviendo más lenta, es decir, su frecuencia de giro disminuye continuamente hasta que eventualmente el pulsar muere.

Sin embargo, como resultado de observar durante años el giro de los pulsares, se les ha detectado la característica conocida como *glitch*. Los *glitches* son aumentos repentinos de la frecuencia de rotación del pulsar, lo cual revela que algo ocurre en el interior de él. Los *glitches* tienen cierta recurrencia, por ejemplo, el pulsar Vela ha tenido 13 *glitches* en un período de 25 años. En 1998 [17] el pulsar PSR J0537-6910 fue descubierto observando rayos-X en la Gran Nube de Magallanes. Ha tenido 6 *glitches* en dos años y medio, liberando en cada glitch más energía que la que libera nuestro Sol en 3000 años.

Después de cada uno de estos *glitches* hay una lenta recuperación de la desaceleración angular original llamada el tiempo de relajación. Para el pulsar Vela que tiene *glitches* cada 2 a 4 años, la recuperación le lleva unos cuantos meses. Para el pulsar del Cangrejo el tiempo de relajación varía de 3 a 60 días.

La explicación más aceptada que se tiene para los *glitches* y el tiempo de recuperación tiene que ver con la suposición de que la estrella de neutrones tiene en su interior un superfluido de neutrones. Los superfluidos son líquidos que fluyen sin fricción o viscosidad alguna y cuando se les obliga a rotar no lo hacen como un cuerpo rígido, sino que se arremolinan formando vórtices en el superfluido. Mientras el giro de la estrella disminuye lentamente, los vórtices se van trasladando hacia la corteza sólida donde se anclan causando acumulación de *stress* que, después de cierto límite, provoca que los vórtices se suelten disminuyendo el momento de inercia de la estrella y aumentando su frecuencia de giro, lo cual se detecta como un glitch. El tiempo de relajamiento viene del tiempo que le toma el comunicar el nuevo período de rotación de

la corteza al superfluido. Los vórtices se han podido reproducir en los laboratorios utilizando trampas magneto-ópticas para atrapar átomos que a muy bajas temperaturas se convierten en superfluidos y a los que se les pone a rotar lentamente. Por ejemplo, Ketterle y colaboradores [18] en el MIT, han realizado y observado, arreglos periódicos de alrededor de 100 vórtices dentro de una nube superfluida de átomos de sodio en un contenedor de unas cuantas millonésimas de metro. Otra teoría propuesta para explicar los *glitches* es la que los considera como sideramotos (lo análogo a terremotos en la tierra) inducidos por reacomodamientos dinámicos de las estructuras sólidas de la estrella de neutrones, tales como la corteza [19]. Es muy probable que ambos fenómenos estén ocurriendo en el pulsar del Cangrejo, el cual ha presentado un ligero cambio en su figura, pero todavía no se sabe cual de los dos contribuye más fuertemente. De los cerca de 1500 pulsares conocidos únicamente alrededor de 40 presentan *glitches*.

7. Destellos de rayos gamma (*Gamma-Ray Bursters*)

En las últimas décadas se ha presentado otra clase importante de eventos llamados destellos de rayos gamma (GRB, por sus siglas en inglés), las cuales se han captado con la ayuda de detectores de rayos gamma colocados en los satélites en órbita terrestre y que originalmente fueron diseñados para detectar residuos de pruebas nucleares sobre la Tierra. Los GRB pueden liberar energía desde 30 keV hasta unos cuantos MeV en muy poco tiempo (alrededor de 10^{51} ergs por segundo), que casi iguala el total de energía liberada por una supernova (que es de 10^{53} ergs) a lo largo de toda su existencia, opacando cualquier otra señal venida del espacio en el espectro de los rayos gamma. Los tiempos de duración de los GRB pueden ser cortos si duran menos de un par de segundos y

TABLA IV. Laboratorios astronómicos activos en la investigación de las estrellas de neutrones y los GRB, usando rayos X y gamma.

Teles. o Lab.	actividad	¿dónde?	¿qué detectan?	¿quién coordina?
CGRO	Abr/1999-Jun/2000	Satélite	rayos gamma	NASA
HETE-2	Oct/2000-	Satélite	rayos-X, gamma	NASA, Francia, Japón, Los alamos, MIT
Swift	Nov/2004-	Satélite	rayos-X, gamma, óptico	NASA
CHANDRA	Jul/1999-	Satélite	rayos X	NASA
HUBBLE	1990-	orbitando	óptico	NASA
XMM	Dic/1999-	satélite	rayos X, óptico	European Space Agency
Ulysses	Oct/1990-	más allá de Marte	rayos-X, gamma	NASA y ESA
LIGO	2000-	Washington St., y Louisiana, US.	ondas gravitacionales	Caltech y MIT

largos cuando duran de unos cuantos segundos a varios minutos. Aunque los GRB se encuentran todavía en proceso de investigación, algunas de las explicaciones preliminares de su existencia son: a) que provienen de los pulsares binarios que al colapsarse en un agujero negro con su correspondiente disco de acreción alrededor, producen esta gran explosión; b) los GRB de mayor duración son el resultado de ondas de choque dentro de la bola de fuego en expansión de una estrella muy masiva que se está colapsando en un agujero negro. La explosión previa a la aparición de los GRB es de mayor magnitud a la de una supernova por lo que se le conoce como hipernova. Los rayos gamma provienen de los chorros de partículas lanzadas al espacio a lo largo del eje de rotación de la estrella, o estrellas, colapsándose. Pareciera haber una fuerte conexión entre los GRBs y las hipernovas pero se desconoce si todas las hipernovas producen GRB porque al igual como sucede con los pulsares, solamente vemos los GRB si estamos en la dirección de los rayos gamma, de otra manera vemos únicamente una hipernova. Existe sólo una de estas conexiones bien documentadas, el GRB 980425 y la hipernova SN 1998bw, los cuales se observaron casi simultáneamente. En este caso se pudieron observar y distinguir entre ambos fenómenos debido a un ligero desalineamiento de nuestra línea de observación con el de la estrella, o estrellas, colapsándose.

Los GRB tienen lo que se ha llamado brillo posterior, una característica muy importante en su existencia y crucial para su estudio. Los brillos posteriores pueden durar de días a meses y son el resultado de los rayos chocando con el gas cercano a la estrella que se está colapsando, creando una onda de choque de rebote con emisiones en ondas electromagnéticas menos energéticas, tales como los rayos X, el visible y ondas de radio. Estas ondas de choque de alguna manera son retroalimentadas probablemente por el material que está cayendo hacia el disco de acreción del agujero negro recién nacido.

La ocurrencia de los GRB tiene una frecuencia de 2 a 3 veces al día y pueden venir de cualquier parte del universo observable. A la fecha los astrónomos tienen varios miles de

GRBs registrados aunque sólo algunas decenas documentadas con su brillo posterior fotografiado unos cuantos minutos después de la explosión inicial. Esto se debe a la dificultad tecnológica que implica el girar rápidamente los telescopios ópticos hacia la explosión después de que ésta ha sido detectada por los Observatorios de Rayos Gamma. El primero y más espectacular ocurrió el 23 de enero de 1999, a 9 mil millones de A.L. de distancia en la constelación Corona Boreal. Fue inicialmente detectado por el Burst and Transient Source Experiment (BATSE) a bordo del Observatorio Compton de Rayos Gamma (CGRO, por sus siglas en inglés) en órbita de la NASA, y 22 segundos más tarde por el Robotic Optical Transient Search Experiment (ROTSE) en Nuevo México. El CGRO expiró en el 2000, y su contraparte Europea, llamada BeppoSAX, expiró a finales del 2002. El High Energy Transient Explorer 2 (HETE-2) en operación desde octubre del 2000 detectó una explosión el 4 de octubre del 2002 a 10.7 mil millones de A.L., el cual fue visto también por un telescopio Japonés en Wako, únicamente 193 segundos después y por el Observatorio de Caltech en Palomar, 9 minutos después. El 11 de diciembre del 2002, HETE-2 registró otra explosión la cual fue vista 65 segundos después por el RAPTOR (Rapid Telescopes for Optical Response) en Los Alamos y por KAIT (Katzman Automatic Imaging Telescope) en San José, California, 2 minutos después. Con el Laboratorio Internacional de Astrofísica de Rayos Gamma (INTEGRAL, por sus siglas en inglés) (<http://astro.estec.esa.nl/SA-general/Projects/Integral/integral.html>), lanzado en octubre del 2002, y las nuevas misiones tales como el satélite Swift (<http://swift.gsfc.nasa.gov/>) que es un explorador de GRB y que fue lanzado por la NASA el 20 de noviembre del 2004, se espera detectar del orden de 100 explosiones por año. Swift enviará la señal a varios telescopios ópticos en todo el mundo para que giren lo más rápido posible hacia la explosión, y así se espera poder recopilar suficiente información cuyo análisis nos ayude a entender los GRB. Una lista de los diferentes laboratorios y satélites astronómicos activos e inactivos, relacionados directamente

te con la observación de las propiedades de las estrellas de neutrones y de los GRB, detectando y decodificando la información emitida por estos objetos en el espectro de los rayos X y gamma, puede ser consultada en la página (http://imagine.gsfc.nasa.gov/docs/sats_n_data/sats_n_data.html) [20–22]. En la Tabla 4 reproducimos las características de los más recientes y activos.

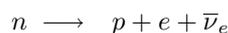
8. Enfriamiento de una estrella de neutrones

Otra característica importante que se debe de tomar en cuenta para entender los posibles estados dentro de una estrella de neutrones es su evolución térmica. Como ya mencionamos, cuando el núcleo de una supernova se está colapsando, la fracción de protones es ligeramente mayor que la fracción de protones en los átomos terrestres más pesados (~ 0.39). Una fracción de estos protones son convertidos en neutrones mediante la captura de electrones, produciendo neutrinos que son emitidos durante un período de tiempo muy pequeño (una fracción de segundo), hasta que el núcleo se vuelve opaco a ellos y los neutrinos ya no pueden escapar. En el caso de la SN1987A, los rayos de neutrinos emitidos durante el colapso fueron captados por varios detectores de neutrinos alrededor del mundo inclusive antes de que los detectores de radiaciones electromagnéticas los registraran (de hecho sólo se captaron 21 neutrinos, ya que son casi indetectables). Inmediatamente después del colapso los neutrinos se difunden hacia afuera del núcleo en unos segundos, permitiendo más capturas de electrones con la consecuente emisión de neutrinos y la disminución de la proporción de protones hasta ~ 0.1 . Es en este momento que decimos que la estrella de neutrones ha nacido con una temperatura del orden de 2 a 5×10^{11} K.

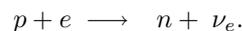
El proceso de enfriamiento por emisión de neutrinos y/o antineutrinos continúa por un período que podría durar hasta 10^6 años. Después de este tiempo la emisión de radiación electromagnética por la superficie de la estrella, se convierte en dominante quedándose para siempre.

Debemos hacer notar una vez más que la densidad en el interior de una estrella de neutrones llega a ser más de tres veces la densidad de saturación de la materia nuclear simétrica infinita ($\rho_s = 2.67 \times 10^{14}$ g/cm³), régimen donde nuestro conocimiento sobre las interacciones básicas es escaso.

Para explicar el proceso de enfriamiento por emisión de neutrinos se han propuesto modelos en que los procesos más simples de emisión son el decaimiento beta de un neutrón



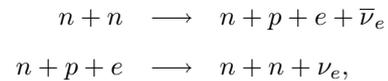
y la captura de un electrón por un protón



Esta pareja de reacciones se conoce como el proceso Urca, y dan como resultado una rápida desaparición de energía del interior de la estrella. Por medio de este proceso la estrella de neutrones se enfría hasta 10^9 K en cuestión de minutos, y a

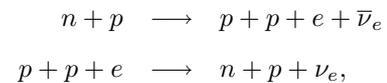
10^8 K en semanas. No obstante, este proceso es aún cuestionado porque la conservación de momento durante el proceso implica una fracción de protones mucho mayor a la existente en la estrella.

Si consideramos que las interacciones fuertes participan durante el proceso, se generaría lo que conocemos como el proceso Urca Modificado, en el cual participa un neutrón más en los estados inicial y final del proceso Urca, es decir, se presentarían los procesos



produciendo pares neutrino-antineutrino, sin generar exceso de protones ni violar el principio de conservación del momento.

Una alternativa es el proceso conocido como la Rama Protónica en el que participa un protón más, es decir,



que también es un proceso permitido. A ambos procesos (agregando neutrón o protón) se les conoce como el escenario de enfriamiento estandar, donde el proceso Urca directo no está considerado y tienen un tiempo característico de enfriamiento más largo, sugiriendo que la temperatura de la estrella de neutrones sea más alta durante más tiempo. Una característica más del proceso Urca modificado es que casi no depende de la masa de la estrella de neutrones, mientras que para el proceso Urca directo dicha masa es muy importante [23, 24].

El centro de la estrella de neutrones es menos conocida que la corteza y en su interior se han propuesto estados de la materia tales como condensados de piones y de kaones, propiciando también el enfriamiento de la estrella aunque la luminosidad de los neutrinos provenientes de los condensados sería menor que la proveniente del proceso Urca directo. Un enfriamiento más rápido que el que se esperaría con los condensados de piones y kaones, sin necesidad de tener fracciones de protones muy grandes, podría provenir de otros procesos en los cuales los hiperones y los isóbaros Δ (partículas subnucleares más masivas que los neutrones y que acarrear las interacciones entre los nucleones) pudieran participar.

Por otro lado, sabemos que la superfluidez de neutrones o superconductividad de protones, reduce considerablemente las emisiones de neutrinos que normalmente son generados por las excitaciones térmicas. Lo anterior reduce la razón de enfriamiento provocando que la estrella permanezca más tiempo a una mayor temperatura que si no existiera la superfluidez. De todas formas, cálculos precisos se requieren para determinar las temperaturas críticas y sus efectos en los modelos de enfriamiento.

Más hacia el centro de la estrella se encuentran los quarks que podrían combinarse de manera análoga a como lo hacen los nucleones en el proceso Urca directo, no obstante la

luminosidad generada sería menor que la generada por los nucleones.

Finalmente, aunque sabemos de los posibles procesos que se podrían estar dando en el interior de la estrella de neutrones para enfriarla, es importante mencionar que todavía no hay evidencia observacional convincente acerca de la magnitud de la participación de uno u otro procesos en el enfriamiento.

9. Conclusiones

En resumen, hemos presentado cómo una estrella masiva puede evolucionar hasta terminar como una estrella de neutrones que es el objeto más denso del universo que conocemos. Además de su alta densidad, mostramos varios fenómenos físicos asociados con ellas y sus posibles explicaciones.

Aunque conocemos de su existencia desde hace décadas durante las cuales se han realizado enormes esfuerzos por describirla, todavía quedan muchas preguntas que, creemos, se irán respondiendo conforme los avances tecnológicos propicien mejores aparatos de detección. La información adicional que se recolecte sobre las estrellas de neutrones, complementará a las investigaciones teóricas para descifrar la esencia de estos objetos tan fascinantes.

Agradecimientos

Agradecemos al Dr. John Clark haber motivado la escritura de este artículo; al Dr. Dany Page todos sus comentarios esclarecedores; al CONACYT mediante el proyecto 43234-F, y a la DGAPA, UNAM a través del proyecto PAPIIT/IN11405-3, su apoyo económico.

-
1. F.H. Shu, *The Physical Universe: An Introduction to Astronomy* (University Science Books, Valley, CA, 1982) p. 159.
 2. H.E. Smith, *Supernovae, Neutron Stars and Pulsars*, <http://casswww.ucsd.edu>, April (1999).
 3. National Audubon Society, *Field Guide to the Night Sky* (Chanticleer Press, Inc., 1991) p. 563.
 4. A.V. Filippenko, *Astronomy* (2003) 42.
 5. J.W. Clark, *Inside a Neutron Star*, Analog Science Fiction/Science Fact, September (1974) p. 61.
 6. H. Heiselberg y M. Hjorth-Jensen, *Phys. Rep.* **328** (2000) 237.
 7. J.A. Sauls, *Superfluidity in the Interiors of Neutron Stars*, in Timing Neutron Stars, Eds. H. Ögelman and E.J.P. van den Heuvel, NATO ASI Series C **262** (Kluwer Academic Press, 1989) p. 457.
 8. A.G. Lyne y F. Graham-Smith, *Pulsar Astronomy* (Cambridge University Press, 1998) p. 16.
 9. S.L. Shapiro y S.A. Teukolsky, *Black Holes, White Dwarfs, and Neutron Stars* (John Wiley and Sons, Inc. 1983) p. 251.
 10. K. Wong, *Neutron Stars Contain Diamond Cores*, <http://www.sciam.com/>, April (2001).
 11. K. Rajagopal y F. Wilczek, *Phys. Rev. Lett.* **86** (2001) 3492.
 12. A. Hewish, S.J. Bell, J.D.H. Pilkington, P.F. Scott y R.A. Collins, *Nature* **217** (1968) 709.
 13. D. Page, *Thermal Evolution of Isolated Neutron Stars II*, in Neutron Stars and Pulsars: thirty years after the discovery, Eds. N. Shibasaki, N. Kawai, S. Shibata y T. Kifune (Universal Academy Press, 1998) p. 183, [astro-ph/9802171]; *Thermal Evolution of Isolated Neutron Stars*, in The Many Faces of Neutron Stars, Eds. A. Alpar, R. Buccheri y J. van Paradjis (Kluwer Academic Publishers, 1998) p. 539, [astro-ph/9706259].
 14. Ver <http://www.ligo.caltech.edu/>; B. Abbott *et al.*, *Setting upper limits on the strength of periodic gravitational waves using the first science data from the GEO600 and LIGO detectors*, arXiv:gr-qc/0308050; W. Wayt Gibbs, *Ripples in Spacetime*, Scientific American April (2002) p. 48; I. Chakrabarty, *Gravitational Waves: An Introduction*, arXiv:physics/9908041.
 15. E.P.J. van den Heuvel y J. van Paradjis, *Scientific American Special* **14** (2004) 58.
 16. C. Kouveliotou, R.C. Duncan y C. Thompson, *Magnetars*, Scientific American **288**, February (2003) p. 34.
 17. W. Steigerwald, *The "Big Glitch" Pulsar Reveals a Long-Hidden, Exotic Interior*, NASA News, Release No. 02-006, January (2002).
 18. J.R. Abo-Shaeer, C. Raman, J.M. Vogels y W. Ketterle, *Science* **292** (2001) 476.
 19. T. Phillips, *My Pet Neutron Star*, <http://science.nasa.gov>, April (2002).
 20. N. Gehrels, L. Piro y P.J.T. Leonard, *The Brightest Explosions in the Universe* (Scientific American, December, 2002) p. 84.
 21. K. Weiler, N. Panagia, M. Montes y R. Sramek, *Annu. Rev. Astron. Astrophysics* **40** (2002) 387.
 22. R. Irion, *Science* **299** (2003) 1833.
 23. C.J. Pethick, *Rev. Mod. Phys.* **64** (1992) 1133.
 24. D. Page, *Ap. J.* **428** (1994) 250.