

De siderum natura

Sobre la naturaleza de los astros

Elisa Chisari

4^o 1^a 2002

***Colegio Nacional
de Buenos Aires***

“Los cielos te convocan y te circundan, desplegando
ante ti sus eternas magnificencias...”
Dante Alighieri (1265- 1321)

I. INTRODUCCIÓN

En este trabajo se realiza un viaje a través de algunos de los intrigantes objetos que presenta nuestro Universo. Se ofrece un panorama general sobre la evolución de las estrellas, desde las nebulosas primigenias hasta los asombrosos agujeros negros. A la vez, se explican algunos aspectos del cielo nocturno y características generales de los cuerpos celestes que deambulan por el Universo.

*“Nadie mira lo que se encuentra a sus pies;
todos levantamos la vista hacia las estrellas.”*

Quinto Ennio (239-169 a.C.)

II. LA BÓVEDA CELESTE

Desde tiempos muy antiguos el hombre se ha dedicado a la observación de los cuerpos celestes. En un comienzo, esta actividad era practicada con el fin de encontrar, entre las brillantes luces del cielo, augurios que pudiesen revelar los sucesos a venir. Fueron los sacerdotes de las primitivas civilizaciones quienes se iniciaron en estas prácticas. Irónicamente opuestas hoy en día, la astronomía y la astrología fueron una al momento de nacer.

La naturaleza de las estrellas ha sido causa de mitos y leyendas entre las civilizaciones y pueblos de la Antigüedad. Hasta el siglo XVII prevaleció la creencia de que la esfera celeste envolvía a la Tierra y que las estrellas eran (en un burdo modelo) cabezas de alfileres luminosos prendidos a ella. También se tenía por cierto que la bóveda celeste giraba alrededor de la Tierra de Este a Oeste y que completaba una vuelta cada 24 horas sidéreas¹.

“...el cielo se extiende como un océano colgado en lo alto, salpicado de islas de luz...”

El sitio de Corinto, Lord Byron (1788-1824)

A pesar de que estuviesen equivocados, el concepto de esfera celeste está aún vigente, ya que la distancia a los astros es tan grande que éstos parecen mantener una misma posición girando en una esfera alrededor de la Tierra. Así es que los astrónomos se basan en esta geometría para ubicarlos.

Así como sobre el eje de rotación terrestre se encuentran los polos Norte y Sur, también la bóveda celeste tiene un eje de rotación con dos polos (Norte y Sur celestes) alrededor de los cuales parecen girar las estrellas. El Ecuador celeste (proyección del terrestre) divide a la esfera en dos hemisferios; cada uno de ellos tiene sus propias constelaciones.

II.1. FIGURAS EN EL CIELO: LAS CONSTELACIONES

Las constelaciones son las unidades en las que está dividida la esfera celeste, tal como un país que está seccionado en provincias. Hoy son reconocidas 88 constelaciones por la Unión Astronómica Internacional. La mayoría de ellas aún posee el nombre, ya de un personaje mitológico o un objeto familiar, que le dieron los antiguos observadores del cielo según el dibujo que forman sus estrellas más prominentes.

Tiende a pensarse que las estrellas de una misma constelación están relacionadas o son próximas entre sí. Por lo general esta idea resulta errónea ya que lo cierto es que estas estrellas solamente se ubican en una misma dirección en el espacio pero pueden estar separadas por una gran distancia.

¹ 24 horas sidéreas equivalen aproximadamente a 23 horas, 56 minutos y 4 segundos.

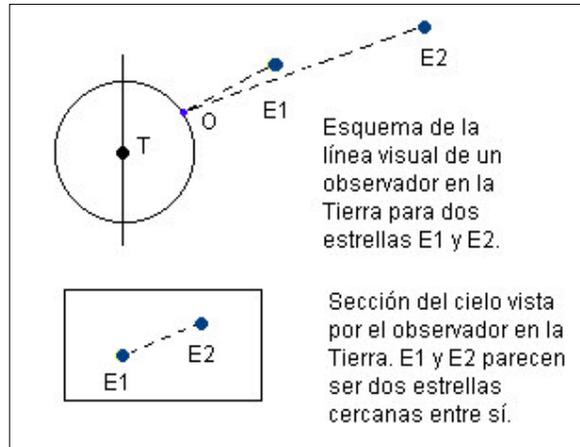


FIG.1. *Aparente cercanía entre dos estrellas lejanas entre sí.*
 Fuente: *Elaboración propia.*

II.2. BRILLO DE LAS ESTRELLAS

Cuando miramos el cielo estrellado nos damos cuenta de que tanto el brillo como el color de una estrella varía con respecto a otra.

La variación de brillo se debe a dos factores: el primero es la distancia que nos separa de la estrella; el segundo, la cantidad de energía que ésta libera, su luminosidad. El brillo de una estrella disminuye a razón de la inversa del cuadrado de la distancia. Supongamos una estrella α posee un brillo de 1 y se encuentra a 1 pársec (1 pc = 3,3 años-luz²) de distancia de la Tierra: ¿qué brillo presentaría una estrella β de las mismas características que α pero a una distancia de 2 pársec? Debe aplicarse la fórmula:

$$B_f = B_o / d^2$$

donde B_f es el brillo a la distancia definida, B_o es el brillo a 1 pc, y d^2 es la nueva distancia definida elevada al cuadrado. Entonces:

$$B_f = 1 / 2^2$$

$$B_f = 1/4$$

Por lo tanto, β posee un brillo de una cuarta parte del de α . Cuanto más lejano se ubique nuestro astro β , de menor magnitud aparecerá ante nuestros ojos. En cuanto al segundo factor, la emisión de energía por parte de una estrella depende de su tamaño, su temperatura superficial y la etapa de su vida por la que atraviesa.

La razón por la que las estrellas son diferentes en su color unas respecto de otras es la temperatura de su superficie. Según lo averiguado por Planck en su estudio de las radiaciones, en condiciones de equilibrio, un cuerpo opaco incandescente presenta un

² 1 año-luz = 9,5 billones de kilómetros. (Es la distancia que recorre la luz en un año).

espectro³ de radiación que sólo depende de su temperatura superficial. Así, el espectro térmico de una estrella nos permite conocer su temperatura en sus capas más externas. Como veremos más adelante, según su temperatura superficial las estrellas se clasifican en tipos espectrales.

Según su brillo, las estrellas son clasificadas en una escala numérica. Dicha escala fue ideada por el astrónomo griego Hiparco alrededor del 150 a.C. Clasificó a las estrellas de acuerdo al brillo que presentaban a simple vista o magnitud aparente en orden descendente del 1 al 6. Hoy en día la escala ha crecido como consecuencia de la potencia de los telescopios modernos (uno pequeño para un aficionado puede mostrarnos estrellas de hasta 11 magnitudes). Pero además, las estrellas pueden clasificarse según su brillo real o magnitud absoluta, éste es definido como el brillo que tendrían si se ubicasen a 10 pársec de distancia de la Tierra.

II.3. DISTANCIA A LAS ESTRELLAS

La técnica de la paralaje fue la que dio la clave para el cálculo de las distancias que nos separan de los cuerpos celestes. Un mecanismo simple y conocimiento básico de trigonometría son las bases para la búsqueda de dichas distancias. Para comprender este método tomemos un ejemplo. Sostenga un lápiz frente a sus ojos y cierre o cubra alternativamente uno y otro; verá que el lápiz cambia su posición aparente respecto del fondo. Lo mismo sucede con los cuerpos celestes que vemos desde la superficie de la Tierra, pero debido a la gran distancia que nos separa de ellos, no alcanza con cerrar uno y otro ojo. Para la Luna y los planetas, los cuerpos más cercanos, es necesaria la medición de sus posiciones desde observatorios separados por kilómetros. Las paralajes estelares, por otro lado, no son mensurables mediante este método; las distancias a las que se encuentran las estrellas vistas desde nuestro planeta son tan grandes que no se puede construir dos observatorios lo suficientemente separados entre sí para medirlas. En cambio, se ideó otro sistema: se realizaría una medición en un determinado punto de la órbita terrestre alrededor del Sol y la otra se tomaría seis meses después, en el extremo opuesto, luego se calcularía la distancia a la estrella. Sin embargo, existía un obstáculo, el movimiento propio de las estrellas (tema que trataremos en la próxima unidad), que dificultaba la observación de la paralaje. Tres astrónomos, trabajando en la distancia a distintas estrellas y desde distintos puntos del planeta, pudieron al fin sortear las dificultades que se les presentaron con el descubrimiento del movimiento propio de los cuerpos celestes y contribuyeron al desmoronamiento de la idea de estrellas "fijas" en una bóveda rodeando la Tierra. Estos hombres: Friedrich Bessel (1784-1846), Friedrich von Struve (1793-1864) y Thomas Henderson (1798-1844), consiguieron hacer mediciones precisas de las distancias angulares a las respectivas estrellas que estudiaban: 61 Cygni, Vega y α Centauri, respectivamente. El primero en publicar sus resultados fue Bessel en 1838.

De la imagen expuesta a continuación (FIG.2) se observa que, haciendo uso de las fórmulas de las funciones trigonométricas:

$$\operatorname{tg}\alpha = r / d$$

$$d = r / \operatorname{tg}\alpha$$

donde d es la distancia a la estrellas, r es el radio de la órbita terrestre alrededor del Sol y $\operatorname{tg}\alpha$ la tangente de la mitad del ángulo 2α . Así pues, conociendo el radio de la órbita terrestre alrededor del Sol y midiendo el ángulo de la paralaje es posible averiguar la distancia que nos separa de la estrella en cuestión.

³ El tema del espectro de los cuerpos será tratado en la sección VII.3.

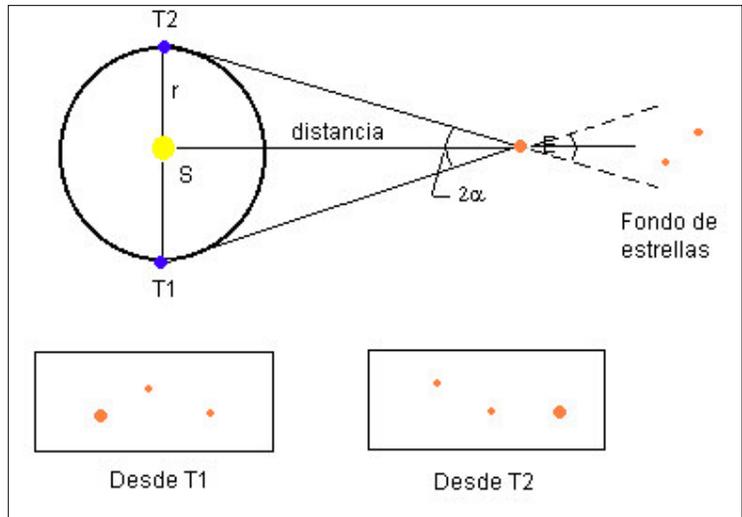


FIG.2. Esquema del cálculo de la paralaje sin tener en cuenta el movimiento propio de las estrellas.
Fuente: Elaboración propia⁴.

A continuación se expone una tabla con las distancias a las estrellas más cercanas:

ESTRELLA	DISTANCIA (AÑOS-LUZ)
α Centauri	4,29
Estrella de Barnard	5,97
Wolf 359	7,74
Sirio	8,7
61 Cygni	11,1
Procyon	11,3
Estrella de Kapteyn	12,7
Estrella de Van Maanen	13,2
Altair	15,7

Surgió más tarde una nueva unidad de distancia introducida por el astrónomo Herbert Turner (1861-1930). El pársec (pc) nació como la distancia a una estrella que posee una paralaje observable de 1 segundo de arco; esta distancia equivale a 3,26 años-luz o bien 30 millones de km.

II.4. MOVIMIENTO PROPIO

En 1718, el astrónomo Edmund Halley notó que las posiciones ocupadas por ciertas estrellas, tales como Sirio y Procyon, eran distintas a las que se les adjudicaba en los mapas estelares realizados por los antiguos griegos. La diferencia notada resultaba demasiado

⁴ Debe entenderse que, a pesar de ser la órbita de la Tierra de forma elíptica con el Sol en uno de sus focos, la imagen muestra una circunferencia con el fin de facilitar la comprensión del concepto de paralaje.

grande como para pensar que se había incurrido en un error, por lo que Halley dedujo que las estrellas no debían estar fijas en la bóveda celeste, sino que se trasladaban describiendo un movimiento propio. Sin embargo, sólo un número limitado de estrellas poseía un movimiento propio mensurable. Inmediatamente pudo deducirse la razón por la cual sólo unas pocas parecían desplazarse con el correr del tiempo. Como primer argumento, debemos pensar que no podrá verse cambio alguno en la ubicación de toda estrella que se mueva paralela a la línea de visión del observador. Por otro lado, los cuerpos más lejanos no podrán exhibir un movimiento observable. Llegando ya el siglo XVIII, la idea de bóveda celeste desaparecía de hasta entre los más escépticos.

III. CLASIFICACIÓN DE LAS ESTRELLAS

Existen diversos sistemas para clasificar a las estrellas, en realidad todos ellos ligados entre sí. A continuación son expuestos y explicados.

III.1. TIPO ESPECTRAL

Las estrellas pueden clasificarse según su temperatura superficial. Como ya explicamos, el espectro térmico de un cuerpo incandescente sólo depende de su temperatura, es decir que ésta determina el tipo espectral del astro, según la escala que enunciamos a continuación:

TIPO	O	B	A	F	G	K	M
° T_s (°K)	40.000 a 30.000	30.000 a 10.000	10.000 a 7.500	7.500 a 6.000	6.000 a 5.000	5.000 a 3.500	3.500 a 3.000

Además de los tipos espectrales definidos en la tabla existen otros cuatro que fueron agregados posteriormente: WR (para astros con mayor temperatura superficial que los del tipo O) y, en orden descendente en temperatura, siguiendo al tipo M, están los tipos espectrales R, N y S. Las estrellas de tipo WR, o "Wolf-Rayet", son estrellas de temperatura muy elevada con una nube circumestelar que las rodea. Cada tipo espectral se divide en subtipos que van del 0 (más caliente) al 9 (más frío).

III.2. CLASE DE LUMINOSIDAD

Además del tipo espectral, los astrónomos clasifican a las estrellas en una escala de números romanos según la clase de luminosidad. Esto los ayuda a distinguir la etapa de la vida por la cual el astro atraviesa:

Ia	Supergigante brillante
Iab	Supergigante menos brillante
Ib	Supergigante
II	Gigante brillante
III	Gigante
IV	Subgigante
V	Secuencia principal
VI	Subenana
VII	Enana blanca

Juntos, el tipo espectral y la clase de luminosidad definen las propiedades más importantes de una estrella.

III.3. NOMBRAR LAS ESTRELLAS

A lo largo de los siglos, las estrellas y los demás cuerpos celestes han sido observados, nombrados y catalogados por numerosos astrónomos, estudiosos y navegantes. Algunas estrellas mantienen aún hoy los nombres que les dieron los observadores árabes durante la

Edad Media, un ejemplo de ello es Aldebarán, en la constelación de Tauro. En el siglo XVII, el astrónomo aficionado Johann Bayer creó el primer sistema de nombramiento de estrellas según su brillo y constelación a la que pertenecen. Otorgó a las estrellas de una constelación letras griegas (comenzando por α para la más brillante y siguiendo con los demás caracteres del alfabeto en orden descendente, salvo excepciones en que nombró α a la estrella más importante gráficamente en la constelación) y completó el nombre agregando a continuación de cada letra el genitivo de la constelación en la que se ubicaba el astro. Por ejemplo, α Centauri es la estrella más brillante de la constelación del Centauro. Ahora bien, a medida que se fueron construyendo telescopios cada vez más potentes, fue posible detectar muchas más estrellas de las que eran observables con anterioridad, por lo que el sistema de Bayer dejó de ser efectivo y debió buscarse un nuevo método.

Posteriormente, los astrónomos se guiaron por un catálogo de estrellas recopilado por Henry Draper. El catálogo, que lleva su nombre, y su extensión, contienen descripciones de posición, tipo espectral y magnitud de casi 300.000 estrellas. Éstas se nombran con el prefijo HD o HDE, según corresponda, y a continuación el número que les es asignado en el texto.

Hoy en día existen numerosos catálogos de importancia. Uno de ellos es el catálogo del Smithsonian Astrophysical Observatory (SAO) que contiene 258.997 estrellas. El catálogo de estrellas del Telescopio Espacial Hubble (TEH) es más reciente y extenso, ubica 19 millones de estrellas. Los últimos catálogos publicados son el Hipparcos y el Tycho-2 (publicado en 2000 reemplazó al Tycho-1). El Hipparcos agrupa datos de las estrellas observadas por el satélite homónimo de la E.S.A. (European Space Agency). El Tycho-2 es un catálogo de referencia astrométrico y fotométrico que contiene información sobre las 2.500.000 estrellas más brillantes de todo el cielo.

Los catálogos de estrellas son los más extensos y utilizados, pero también son de frecuente uso catálogos que contienen únicamente otros objetos del espacio como nebulosas, galaxias y cúmulos. Las dos compilaciones más famosas de esta clase con el catálogo Messier y el New General Catalogue. El primero estuvo a cargo de Charles Messier y fue publicado en 1781 conteniendo 110 objetos celestes; el NGC, publicado en 1888, abarca junto a sus dos índices (IC), que fueron agregados posteriormente, 13.000 objetos.

IV. EVOLUCIÓN DE LAS ESTRELLAS

IV.1. NEBULAE

Las estrellas tienen su origen en grandes nubes de materia interestelar, gas y polvo, llamadas **nebulosas**. El término “nebulosa” proviene del latín: nebula, que significa nube.

En las regiones de las nebulosas en las que la materia interestelar es más densa nacen las estrellas. El nacimiento de una estrella toma desde 10 mil a 10 millones de años dependiendo de su tamaño. La materia interestelar acumulada en la nube comienza a contraerse y arremolinarse. La causa inicial de este proceso puede encontrarse en la onda expansiva generada por la explosión de una estrella cercana o bien en el acercamiento de una galaxia. La materia en este sector de la nebulosa (principalmente hidrógeno y helio gaseosos en una relación de 10 a 1) empieza a girar y contraerse por la atracción gravitatoria mutua de las partículas. A medida que aumenta la densidad disminuyendo el radio de la masa en formación, la energía potencial de la misma disminuye; en consecuencia se observa un aumento de la energía cinética de la materia acumulada, y puesto que la temperatura está dada por el movimiento de las moléculas en un sistema, también aumenta la temperatura del gas interestelar, que emite cada vez más radiación. La energía radiada es absorbida por el resto de materia en la nebulosa, que actúa como aislante evitando que el calor escape. A medida que crece la temperatura, aumenta la presión del gas. Cuando ésta llega a tal punto que desacelera el colapso gravitatorio, se ha creado un **protoestrella**, es decir, una estrella en estado de formación. Así comienzan a tener lugar una serie de cambios químicos en los gases que la componen. Finalmente, al momento en que la presión interna iguala la fuerza de contracción de la materia, la protoestrella logra el equilibrio hidrostático, equilibrio relativo que le permite contraerse de forma mucho más lenta. Las reacciones nucleares sólo se inician una vez que la temperatura del núcleo llega a unos pocos de millones de grados centígrados. Es entonces cuando verdaderamente ha nacido una estrella. A partir de este momento, el astro mantiene brillo y tamaño constantes durante un período de tiempo que abarca gran parte de su vida. La longitud de dicho período depende la masa inicial del cuerpo, que a la vez es el determinante para la cantidad de energía que se producirá en su interior o, lo que es lo mismo, de la rapidez con la cual el hidrógeno se convertirá en helio.

Sin embargo, si la masa del cuerpo celeste no supera el 8% de la masa de nuestro Sol, las condiciones en su interior no alcanzarán las necesarias para dar lugar a la fusión nuclear. Las protoestrellas demasiado pequeñas para iniciar dicha reacción se conocen con el nombre de **enanas marrones**. Una vez finalizada la contracción por la acción de la gravedad, una enana marrón se enfría paulatinamente hasta apagarse.

El viento estelar emitido por la estrella dispersa la nube de materia que la rodea, impidiéndole acumular más material e imposibilitando la formación de nuevas estrellas en ese sector de la nebulosa. Lentamente, los gases interestelares se dispersan, abriendo paso a un cúmulo estelar abierto que suplanta a la anterior nebulosa y que deja a la vista a las estrellas formadas en su interior.

Existen tres clases de nebulosas: las **de emisión**, las **de reflexión** y las nebulosas **oscuras**. Las primeras emiten luz debido a que en su interior se encuentran estrellas en formación que con su elevada temperatura excitan los gases de la nebulosa. En general, éstas poseen un color rojizo ya que ésta es la longitud de onda que emite el hidrógeno al excitarse. Las nebulosas de reflexión también son fuentes de luz, pero en su caso, la materia interestelar se limita a reflejar la luz de astros cercanos. Por último, las nebulosas oscuras bloquean la luz de los cuerpos celestes que se encuentran detrás de ellas.

IV.2. EL DIAGRAMA HERTZSPRUNG-RUSSELL: LA SECUENCIA PRINCIPAL

El diagrama Hertzsprung-Russell, ideado separada y casi simultáneamente a principio del siglo XX por los dos científicos que le dieron su nombre, relaciona la luminosidad o magnitud absoluta de las estrellas con su tipo espectral, es decir, con su temperatura superficial.

Finalizada esta etapa inicial de la vida de una estrella, esta alcanza un equilibrio entre la fuerza de gravedad que la contrae y la suma de la emisión de radiación y la presión que ejerce el gas, es decir:

$$P_g = P_{(g)} + P_r$$

donde P_g es la presión ejercida por la fuerza de gravedad, $P_{(g)}$ es la presión que ejerce el gas y P_r es la presión de la radiación emitida por la estrella. Ésta brillará sin variación desde entonces manteniendo un tamaño constante. De acuerdo con el diagrama, la estrella ha entrado en la banda que se denomina “**Secuencia Principal**”.

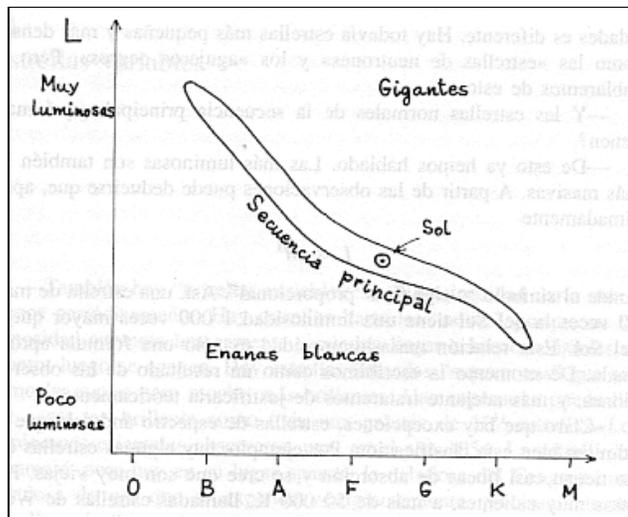


FIG.3. Gráfico cualitativo del diagrama Hertzsprung-Russell.
Fuente: *Física de las noches estrelladas* (ver bibliografía)

Es un error común suponer que las estrellas se desplazan por la secuencia principal paulatinamente cuando ésta es, en verdad, una zona de estacionamiento. Prueba suficiente de ello es que, siendo éste un período en el que la luminosidad del astro no varía, es imposible siquiera que se desplace en el eje vertical del diagrama.

La posición y tiempo de permanencia de una estrella en el diagrama depende de su masa. Paradójicamente, cuanto mayor es la masa de una estrella, menor es su período de vida estable. Esto se debe a que en las estrellas que poseen más masa el hidrógeno se consume con más rapidez a causa de las temperaturas elevadas que se registran en el núcleo del astro. En cambio, en las estrellas de masa menor, las temperaturas del núcleo no son tan elevadas y el combustible se consume con más lentitud, permitiendo que la estrella se mantenga en equilibrio durante más tiempo.

Existen varios sistemas por los cuales la estrella emite energía. El primero de ellos, la **conducción**; este fenómeno se aplica generalmente a materia en estado sólido. La razón por la cual se lo incluye dentro de los procedimientos de emisión de energía por parte de las estrellas es que existen algunas de ellas en las que el material está tan comprimido que adquiere ciertas propiedades de los sólidos, como es la conducción del calor. Así pues, este sistema resulta únicamente efectivo en estrellas donde las partículas se encuentran altamente comprimidas, tales como enanas blancas y estrellas de neutrones. El segundo sistema es el transporte **radiativo** mediante el cual los fotones emitidos por regiones de alta temperatura en el astro, son absorbidos por regiones de baja temperatura, siendo así buenos conductores de energía. Por último encontramos el transporte basado en **movimientos convectivos**, es decir, en los desplazamientos de gas caliente que asciende a la superficie de la estrella mientras que la masa de gas frío desciende hacia el núcleo, en donde se calienta y vuelve a ascender formando una corriente continua.

IV.3. LA FASE DE LAS GIGANTES

Al momento en que la estrella abandona la secuencia principal del diagrama H-R ha entrado en la fase de las gigantes. Este acontecimiento se produce en un determinado instante del ciclo de vida de la estrella. Cuando ya casi no queda hidrógeno en el núcleo de la estrella, las reacciones nucleares no son fuente suficiente de radiación para contrarrestar la presión de las capas exteriores causada por la fuerza de gravedad. Entonces el núcleo se contrae y se eleva la temperatura de la estrella. En las capas exteriores se inicia la transformación de hidrógeno en helio, mientras que en el núcleo, los átomos de helio pueden seguir fusionándose (si la masa y la temperatura de la estrella son lo suficientemente grandes) para formar un elemento más pesado: el carbono. Como consecuencia de las dos reacciones, aumenta enormemente la cantidad de energía liberada por la estrella, provocando la expansión de la misma.

En el diagrama H-R se evidenciará un movimiento de la estrella fuera de la secuencia principal. El aumento de tamaño y de la emisión de energía harán que se incremente la luminosidad del astro; por otra parte, debido a la expansión, la envoltura superficial de la estrella disminuirá en temperatura, cambiando su tipo espectral. En consecuencia, la estrella se desplazará hacia arriba y a la derecha en el diagrama convirtiéndose en una gigante roja. Algunas estrellas que se ubican en el extremo superior izquierdo en la gráfica son llamadas supergigantes. Las estrellas sólo pasan un pequeño porcentaje de su vida en esta etapa.

V. EL OCASO

El estado final que alcanzará una estrella en su vida depende de la masa inicial con que ésta contaba.

<u>MASA (MASA SOLAR = 1)</u>	<u>ESTADO FINAL</u>
$M < 0,08$	Enana Marrón
$0,08 < M < 12$	Enana Blanca
$12 < M$	Supernova

A continuación se explican los últimos dos, las enanas marrones ya han sido mencionadas en el punto IV.1.

V.1. LAS SUPERNOVAS

Cada vez que se acaba un combustible en el núcleo de la gigante, éste comienza a contraerse y elevar su temperatura. Cuando lo hace, permite que dé inicio una nueva reacción nuclear (combinando los átomos del núcleo en un elemento más pesado) que libera energía y detiene la compresión. Pero en determinado momento, ya no es posible fusionar los átomos para originar un nuevo elemento; entonces el núcleo de la estrella se colapsa y las capas que lo rodean se precipitan hacia él con la aceleración de la gravedad; al ocurrir esto, estas capas exteriores se calientan tanto súbitamente que son lanzadas al espacio con una velocidad de 5000 km/s, generando una gran cantidad de energía y aumentando el brillo del astro millones de veces. Este fenómeno se conoce como **supernova**. La supernova deja atrás un núcleo de la materia estelar conocido como **remanente**, de cuya masa dependerá el posterior desarrollo de la estrella: luego de explotar como una supernova podrá devenir en una estrella de neutrones o un agujero negro.

<u>MASA DEL REMANENTE (MASA SOLAR = 1)</u>	<u>ESTADO FINAL</u>
$1,4 < M < 3$	Estrella de Neutrones
$3 < M$	Agujero Negro

V.2. LAS ENANAS BLANCAS

Cuando la masa inicial de la estrella no es la suficiente, en la etapa de gigante sólo se llega a expulsar las capas más externas. Se forma así una nube esférica expansiva alrededor de la estrella moribunda que recibe el nombre de **nebulosa planetaria**. En el centro de la nebulosa se ubica la antigua gigante, a la cual ahora la compresión gravitatoria la ha condensado en una estrella pequeña y muy caliente. Luego de miles de años, la nube de materia alrededor de ella se disipa y la deja a la vista. La enana blanca que se ha formado contiene el 90% de la masa original de la estrella comprimida en un cuerpo celeste de diámetro equivalente al de la Tierra. De esto se deduce que la densidad en este cuerpo es extremadamente alta, a tal punto que alcanza valores de una tonelada por cm^3 . Para este momento las reacciones nucleares en el interior de la estrella se han detenido; el último elemento que puede formarse en estas estrellas por medio de la fusión es el hierro, pero para continuar con las reacciones, las estrellas requerirían más energía de la que pueden generar.

Las enanas blancas son un ejemplo de objeto compacto. Estos objetos tienen la cualidad de estar sometidos a presiones tan altas que la materia abandona su estructura atómica: los electrones se mueven libres y los núcleos vagan aislados de una manera desordenada. El estado de la materia en una enana blanca se asemeja al de un metal en fusión permanente, aunque se considera gaseoso. A una presión tan grande como la ejercida por las capas exteriores, los electrones se mueven a velocidades altísimas (cercanas a la de la luz⁵). Es la presión de los electrones en movimiento lo que detiene el colapso gravitatorio.

Sin embargo, al no producirse reacciones nucleares en la estrella, ésta se va enfriando lentamente durante un período de miles de millones de años hasta que su temperatura tiende al cero absoluto (0°K⁶) y se convierte en una **enana negra**. Las dimensiones de la estrella no disminuyen a medida que se enfrían ya que la velocidad de los electrones (que están frenando la contracción por la fuerza de la gravedad) no depende de la temperatura del cuerpo.

V.3. LAS ESTRELLAS DE NEUTRONES

Cuando la masa del núcleo dejado atrás por la supernova supera las 1,4 masas solares, pero no alcanza las 3 masas solares, se llega al límite de la repulsión que el principio de Pauli proporciona. Dicho límite es conocido como el límite de Chandrasekhar (en honor al astrofísico indio que lo calculó). Entonces, los electrones caen de sus orbitales hacia el núcleo y forman junto a los protones nuevos neutrones. Como los neutrones carecen de carga eléctrica, pueden comprimirse en densidades muy altas sin repelerse, llegando a los 10^{14} g/cm³. La materia en este estado se conoce con el nombre de **materia degenerada neutrónica**. La presión del gas de neutrones sostiene estructuralmente a la estrella evitando el colapso.

En una estrella de neutrones, la materia se encuentra comprimida en una esfera de 20 km de diámetro. Su estructura es sólida con una atmósfera muy delgada. La temperatura superficial de una estrella de neutrones puede elevarse hasta 1.100.000 °C. Emiten radiación mayormente en las longitudes de las ondas de radio, los rayos X y los rayos gamma; por ello irradian poca luz visible y resulta imposible verlos, pero es posible detectarlos a través de la radiación que emiten debido a su intenso campo magnético. Al comenzar a contraerse, el campo magnético de la estrella aumenta. Esto provoca que los electrones sean acelerados violentamente a lo largo de las líneas de dicho campo. Así se genera la **radiación sincrotón**, liberada por estas partículas cargadas mientras giran en espiral en el campo magnético.

Las estrellas de neutrones pueden rotar sobre sí mismas sumamente rápido (cientos de veces por segundo). Suele ocurrir que el eje de rotación de una estrella de neutrones no coincida con sus polos magnéticos. En tales casos, hay una intensa emisión de radiación por los polos magnéticos. Así, cuando la estrella rota, los haces de radiación rotan también, generando pulsos en distintas direcciones en el espacio. Estos pulsos llegan a nosotros en la Tierra. Cuando fueron descubiertos por Jocelyn Bell en 1968, se creyó que debido a su regularidad podrían ser señales de una raza extraterrestre y se los bautizó "Little Green Men" (LGM), sin embargo, pronto se descubrió que eran **púlsares**, variedades particulares de estrellas de neutrones.

⁵ La velocidad de la luz es aproximadamente 300.000 km/s.

⁶ Esto equivale a aproximadamente -273 °C.

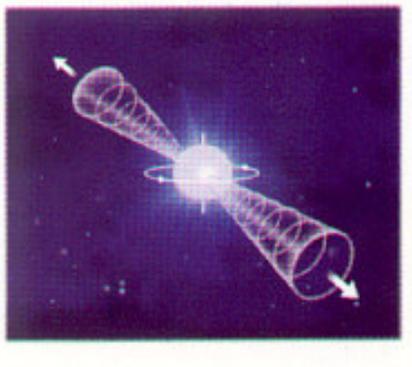


FIG.4. Gráfico de un púlsar.
Fuente: *Night Sky* (ver bibliografía)

V.4. LOS AGUJEROS NEGROS

Existe otra posibilidad aún del final del ciclo de una estrella. Si la masa inicial de la estrella supera las 40 masas solares, o bien, lo que es lo mismo, si la masa del núcleo dejado atrás por la supernova es mayor a 3 masas solares, el astro se convierte, al final de su vida, en un agujero negro.

Los agujeros negros se encuentran sin duda entre los objetos más enigmáticos y complejos del Universo. Su naturaleza es un tema de constante debate entre los científicos de nuestra época. Incluso hay quienes todavía se mantienen escépticos frente a su existencia.

Cuando la estrella es tan masiva, no se conoce fuerza que en las postrimerías de su vida pueda evitar el total colapso gravitatorio. Previamente a éste la estrella es sostenida estructuralmente por el principio de repulsión para los neutrones (similar al que se aplica a los electrones pero que otorga una mayor resistencia al colapso). De esta forma, la atracción gravitacional será tan grande que ni siquiera la luz podrá escapar de ella. La materia, comprimida en una **singularidad**, llegará a un estado superdenso. Analicemos el proceso paso por paso:

1. Una vez que el combustible de la estrella se consume, ésta reduce su tamaño debido a que no hay presión que contrarreste la fuerza de gravedad. La estrella aún es visible ya que sigue emitiendo luz.
2. El colapso hace que el espacio-tiempo se curve gradualmente en la estrella, como consecuencia se vuelve cada vez más difícil para la luz el escapar de la estrella.
3. En un punto sin retorno, la curvatura del espacio-tiempo es tan grande que la luz no puede dejar la estrella y ésta deja de ser visible. El límite entre el nuevo agujero negro y el espacio-tiempo normal se denomina **horizonte de sucesos**.
4. El horizonte de sucesos se mantiene constante, pero en su interior la estrella sigue contrayéndose hasta que la materia alcanza una densidad infinita. También la curvatura del espacio-tiempo se vuelve infinita. La estrella ha formado una **singularidad**. (Debe aclararse que ésta es sólo una teoría, puesto que una vez que se ha formado el horizonte de sucesos ya no es posible saber qué sucede en el interior del agujero negro.)

Para comprender la dinámica de un agujero negro, es necesario seguir un camino más extenso de los que transitamos en nuestras explicaciones hasta este momento. La teoría general de la relatividad predice la existencia de **ondas gravitatorias**, semejantes a las ondas de luz y moviéndose con la misma velocidad que éstas. Estas ondas son producidas por cuerpos pesados en movimiento a través del espacio-tiempo. Tal como lo hacen las ondas luminosas, las gravitatorias acarrearán energía de los objetos que las emiten. Esto supone que, transcurrido un período de tiempo (cuya longitud depende de la rapidez del movimiento del cuerpo), el objeto llegará a un **estado estacionario**. Ahora bien, entre los objetos más comunes del universo, este proceso llevaría demasiado tiempo como para tener influencia alguna sobre sus períodos de existencia. Sin embargo, en una estrella masiva en colapso, los movimientos son tan rápidos que la emisión de energía es enorme. Así, podría resultar que antes de la formación del horizonte de sucesos, la estrella moribunda hubiese llegado a un estado estacionario que implicaría que el agujero negro posterior careciera de rotación. Por ser los más simples, son esta clase de agujeros los que son objeto de estudio, ya que la complejidad de una estrella que no hubiese alcanzado el estado estacionario antes de su colapso definitivo hace imposible la predicción de la dinámica de cualquier agujero negro posterior a ella.

Es posible calcular el radio de un agujero negro sin rotación teniendo en cuenta que depende de su masa. Fue Karl Schwarzschild quien en 1917 buscó la solución a las ecuaciones de Einstein para calcularlo. Así obtuvo que:

$$R = (2 \cdot G \cdot M) / c^2,$$

donde R es el radio; G, la constante gravitacional; M, la masa del agujero negro; y c, la velocidad de la luz, que es la máxima conocida y por lo tanto la máxima para la que no hay escape al campo gravitatorio. Esta demostración estaba basada en la afirmación del científico canadiense Werner Israel de que los agujeros negros sin rotación son perfectamente esféricos, de otra forma su radio variaría. Hubo quienes se opusieron a esta idea, puesto que entonces el agujero debía haberse formado de un cuerpo esférico. La solución estaba en que, a medida que la estrella en colapso llegaba al estado estacionario, su movimiento y la emisión de energía provocarían que su forma fuese perfeccionándose hasta lograr la de una esfera.

Existe una gran cantidad de estrellas en el Universo que poseen las características necesarias como para evolucionar en un agujero negro. Se cree que, por lo tanto, éstos deben ser muy frecuentes, pero resulta imposible observarlos; sin embargo, pueden ser detectados a causa de influencia sobre cuerpos cercanos. Por ejemplo, pueden hallarse formando un sistema doble⁷ junto con una estrella. En estos casos, la atracción gravitatoria del agujero causa un desprendimiento de materia de la estrella cercana que va siendo absorbida por él. Antes de penetrar definitivamente en el agujero, la materia se arremolina en torno a éste formando un “**disco de acreción**”, y se calienta, emitiendo rayos X. De manera que el cuerpo negro puede ser detectado por la emisión de este tipo particular de radiación. Otra situación que supone la existencia de un agujero negro es la observación de una estrella orbitando a una alta velocidad alrededor de un punto que resulta invisible, puede ocurrir que la estrella se encuentre demasiado lejos para que su material sea absorbido por el agujero negro.

⁷ Ver más adelante: Agrupaciones de estrellas.

V.5. VARIABLES

No todas las estrellas mantienen su brillo constante, existen las que aumentan y disminuyen de magnitud, ya sea periódica o irregularmente. Estas estrellas reciben el nombre de **variables**. En realidad, la variación de brillo se presenta como característica en una etapa de la vida de la estrella, y tiene como implicación otros cambios en las propiedades físicas de ésta, como puede ser su tipo espectral.

Las estrellas variables se clasifican según su período de variación y su tipo espectral en tres grupos. Las variables **pulsantes** son aquellas en las cuales el cambio de magnitud es producido por un cambio del tamaño de la estrella debido a procesos físicos por los que atraviesa. Por otro lado, en las variables **eclipsantes**, la modificación de brillo no se debe a un cambio intrínseco de la estrella: en este caso existen dos estrellas orbitando una alrededor de la otra y el hecho de que el plano de su órbita sea paralelo a nuestra línea de visión produce que éstas se eclipsen periódicamente generando un cambio de magnitud. Finalmente, las variables **eruptivas** aumentan su brillo de modo repentino sin advertencia alguna, disminuyendo éste luego hasta volver a su estado previo. Un caso de variables eruptivas son las **novas** (del latín, noua: nueva). Estas comprenden dos clases: estrellas que sufren una explosión, o sistemas binarios formados por una enana blanca y una gigante roja. El primero no requiere mayor explicación: al fulgurar la estrella aumenta su brillo para luego ir disminuyendo muy lentamente hasta el original. En los sistemas binarios el proceso es distinto: la materia de la gigante es atraída por la enana y se acumula a su alrededor. Llegado un punto, la acumulación hace que se alcance la temperatura necesaria para iniciar la fusión de los elementos y súbitamente como consecuencia, la estrella aumenta su brillo, disminuyendo luego éste paulatinamente hasta volver al brillo original. Cuando el proceso es muy violento, la estrella puede llegar a explotar de forma que incluso llegue a ser más brillante que una **supernova** como las que hemos estudiado en el punto V.1.

Actualmente se conocen 30.000 variables sólo en nuestra galaxia, y más aparecen con el perfeccionamiento de los medios de observación.

V.6. RESUMEN

Al comenzar su vida en una nebulosa, una estrella ingresa al diagrama Hertzsprung-Russell en un punto de la secuencia principal cuya ubicación depende de dos factores: su brillo y su temperatura superficial. Éstas, a la vez, dependen sobre todo de la masa que posee el cuerpo celeste, que también es determinante del tiempo que permanecerá en la secuencia. Más tarde, la estrella comienza a expandirse para convertirse en una gigante o supergigante, y como consecuencia aumenta su brillo pero disminuye su temperatura superficial; esto la lleva a moverse hacia el extremo superior derecho del diagrama. Habiendo acabado esta fase haya dos posibles caminos a seguir por la estrella: en el caso de ser muy masiva, ocurrirá una explosión de supernova, esta dejará atrás un pequeño núcleo que se convertirá ya en una estrella de neutrones ya en un agujero negro; en el caso contrario, sólo se llegará a expulsar las capas exteriores del cuerpo formando éstas una nebulosa planetaria y el núcleo, una enana blanca. Las estrellas que originan supernovas desaparecen del diagrama, mientras que las que devienen enanas siguen un largo proceso posterior a la nebulosa planetaria. Al haber expulsado las capas externas, la estrella se enfría y disminuye su brillo, trasladándose en el gráfico hacia abajo y a la izquierda. Puede ocurrir que durante el intervalo que está atravesando la secuencia experimente un período de inestabilidad que la lleva a variar su brillo y sus dimensiones como consecuencia (entiéndese que no todas las estrellas variables se ubican sobre la secuencia sino que pueden aparecer en distintos puntos del gráfico). Finalmente, la estrella se ubica bajo la secuencia, acabando su ciclo como una enana blanca que se apaga paulatinamente:

disminuyendo su temperatura superficial y su brillo se mueve en dirección al extremo inferior derecho del diagrama Hertzsprung-Russell.

Exponemos a continuación el recorrido de la estrella por el diagrama Hertzsprung-Russell:

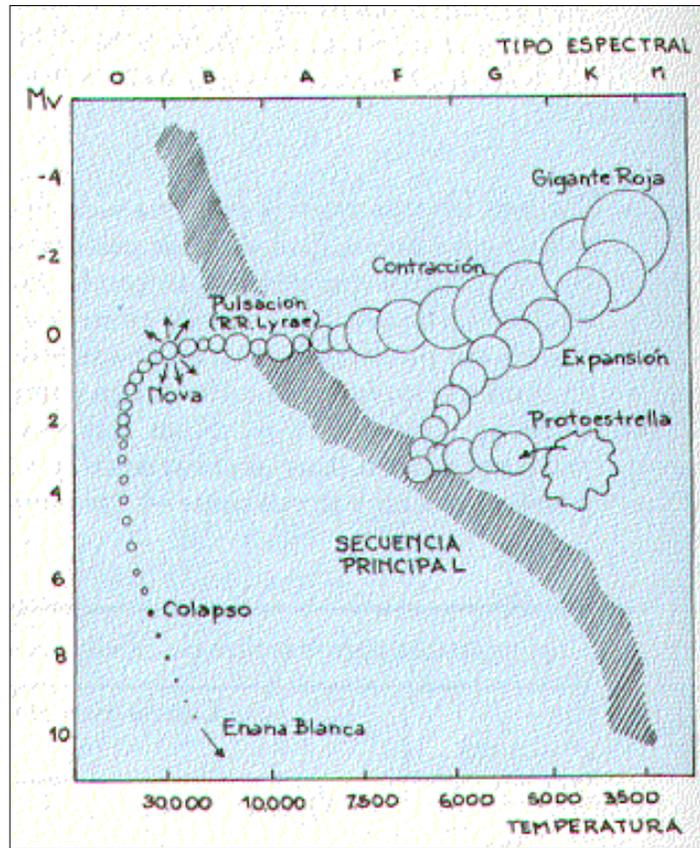


FIG.5. Diagrama Hertzsprung-Russell.
Fuente: *Objetivo:Universo* (ver bibliografía)

VI. AGRUPACIONES DE ESTRELLAS

VI.1. SISTEMAS

No todas las estrellas viajan solas a través del espacio como el Sol; de hecho, se estima que únicamente el 30% de ellas lo hace: el 50% de los astros se encuentran configurando sistemas dobles, mientras que el 20% restante forma conjuntos estelares de más de dos componentes.

Existen diferentes tipos de sistemas dobles o **estrellas binarias**. En una primera clasificación es posible dividirlos en **aparentes** y **físicas**. ¿Cómo puede un sistema binario ser aparente? Hemos explicado en la sección II.1. (ver FIG.1) de este trabajo que estrellas presumiblemente cercanas entre sí pueden en verdad estar separadas por grandes distancias y parecer relacionadas si se ubican en la misma línea visual del observador. Esto mismo sucede con las estrellas dobles aparentes, que no presentan una verdadera conexión física.

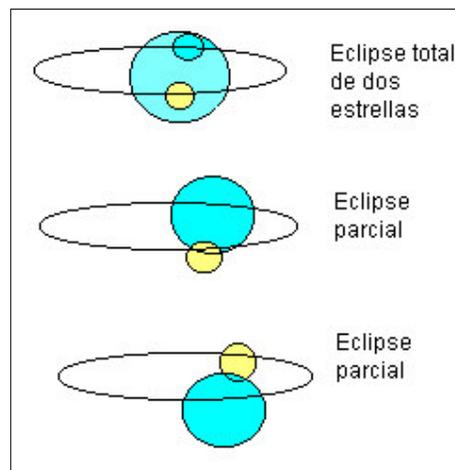
En las estrellas dobles físicas, en cambio, sí existe relación entre las dos componentes del sistema. Ambas estrellas se trasladan en una órbita alrededor del centro de masas del sistema o **baricentro**. Este tipo de estrellas se subdivide a la vez en:

- ♣ Dobles ópticas o visuales.
- ♣ Binarias espectroscópicas.
- ♣ Binarias eclipsantes.
- ♣ Binarias astrométricas.

Las dobles visuales son aquellas que cuyas componentes pueden ser vistas orbitando una en derredor de la otra.

Las binarias espectroscópicas, por su lado, son sistemas dobles cuyos componentes no pueden diferenciarse visualmente o a través del telescopio; en cambio, puede evidenciarse su existencia mediante el estudio del espectro que presentan. Esto se explica en la sección VII.3 del presente trabajo.

Las estrellas dobles eclipsantes se detecta una variación de brillo causada por el eclipse total o parcial de sus componentes. Tienen lugar dos eclipses por período de revolución, de modo que una de las estrellas pasa en determinado momento por delante de la otra, y luego de recorrer media órbita es eclipsada al pasar por detrás de su compañera:



*FIG.6. Dobles eclipsantes.
Fuente: Elaboración propia*

Por último, las binarias astrométricas son aquellas que pueden ser detectadas a partir de la observación de uno de sus componentes únicamente. Esto sucede cuando uno de los dos componentes del sistema no es visible, mientras que el otro sí lo es. Sobre esta segunda estrella puede observarse la influencia de la atracción gravitatoria ejercida por su compañera de forma que analizando su movimiento propio se observa que debe existir otro cuerpo con el cual interactúe orbitando ambos alrededor de un centro común de masas. Este fue el caso de la estrella más brillante del cielo nocturno: α Canis Majoris (más comúnmente conocida como Sirio).

VI.2. CÚMULOS

Como vimos en el punto IV.1., las estrellas que se forman a partir de una misma nebulosa, durante cientos de millones de años se mueven juntas a través del espacio en agrupaciones que denominamos cúmulos abiertos. La cantidad de estrellas formando estos conjuntos varía desde docenas hasta algunos miles. Con el tiempo, las fuerzas e interacciones con otras nubes interestelares dispersan hacen que el cúmulo se disperse. También contribuye a ello que las fuerzas entre las estrellas integrantes pueden no ser lo suficientemente grandes como para mantenerlas unidas.

Existe otro tipo de cúmulos: los cúmulos globulares. Éstos son densas agrupaciones de estrellas de forma esférica. Contienen desde docenas de miles a cientos de miles de astros muy viejos.

VI.3. ASOCIACIONES

Las asociaciones son agrupaciones de estrellas en torno a un cúmulo abierto observadas en nuestra galaxia. Se han encontrado de dos clases: las que aglomeran estrellas azuladas de los tipos espectrales O y B, y las que incluyen estrellas variables.

Estos conjuntos son de vida efímera ya que suelen desintegrarse por la separación de sus componentes en períodos de menos de 10^7 años. Esto se debe a que, siendo la extensión que abarcan muy amplia, las fuerzas entre las estrellas que los componen son demasiado débiles para mantenerlas viajando juntas.

Hasta hoy se han observado unas setenta de estas asociaciones y pueden aparecer vinculadas a masas de materia interestelar.

VI.4. GALAXIAS

Las galaxias son concentraciones gigantescas de gas, polvo y millones de estrellas. Hasta mediados de la segunda década del siglo XX se creía que las galaxias eran meras nebulosas; mediante instrumentos más avanzados se pudieron distinguir las estrellas que las formaban y ya en 1926, el astrónomo americano Edwin Hubble clasificó las galaxias en tres categorías principales: elípticas, espirales e irregulares. Su sistema aún se usa hoy pero son algunas modificaciones que exponemos a continuación:

TIPO DE GALAXIA	SUBDIVISIÓN
Elíptica	Se nombra con la letra E y se subdivide en ocho clases que van de E0 (galaxia esférica) a E7 (galaxia altamente elíptica).

Espiral	Existen de dos tipos, las espirales (S) y las espirales barradas (SB); éstos a la vez se clasifican en a, b y c en orden creciente de ángulo de apertura de sus brazos espirales y en orden decreciente de volumen del núcleo galáctico. Las galaxias S0 son la transición entre las galaxias espiral y las elípticas.
Irregular	No tienen una forma definida.

ESQUEMA

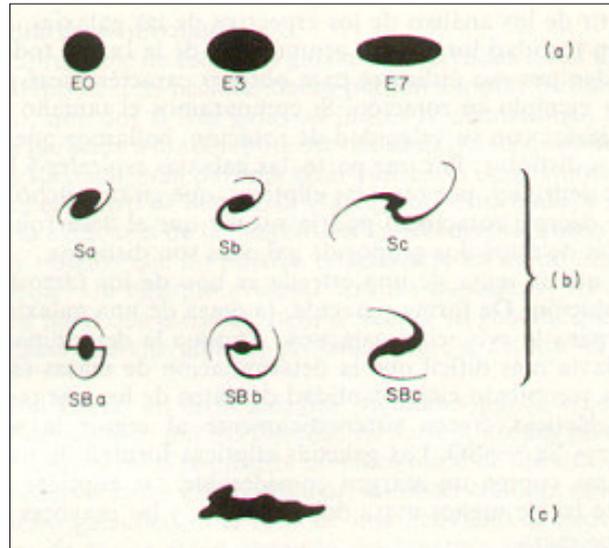
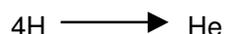


FIG.7. Imagen de distintos tipos de galaxias.
a)Elípticas; b)Espirales; c)Irregulares.
Fuente: *Evolución Estelar* (ver bibliografía)

VII. APÉNDICE

VII.1. LA FUSIÓN NUCLEAR

La fusión nuclear es un proceso que tiene lugar en las estrellas. Es una reacción que libera energía mediante la conversión de un elemento en otro más pesado. La reacción más común es la de la conversión de hidrógeno (H, elemento liviano) en helio (He, elemento más pesado)⁸, siguiendo la ecuación química:



De esta forma, cuatro átomos del elemento hidrógeno dan lugar a uno de helio. En realidad este proceso es más complejo, pero puede resumirse de esa forma puesto que involucra sucesivas reacciones nucleares, durante las cuales se libera energía, a partir de cuatro átomos de hidrógeno que finalmente originan un único átomo de helio. Ahora bien, siendo la masa de los cuatro núcleos de hidrógeno mayor a la del núcleo del átomo de helio producido, es esta pequeña diferencia de masa la que se convierte en energía de manera que:

$$E = M \cdot c^2$$

donde E es la energía, M es la masa y c, la velocidad de la luz. Debe considerarse que la diferencia de masa entre los dos estados antes mencionados es de menos del 10% de la masa de un protón, con lo cual aisladamente este número parece poco significativo; sin embargo, teniendo en consideración que las estrellas son enormemente masivas (el Sol, por ejemplo, acapara el 99% de la masa del Sistema Solar, y los demás cuerpos, el 1% restante), al llevarse acabo este proceso se liberan gigantescas cantidades de energía.

VII.2. GENERACIONES DE ESTRELLAS

La fusión de hidrógeno en helio no constituye la única reacción nuclear que se lleva acabo en una estrella durante su ciclo vital, de hecho, dependiendo de la región de la estrella de que se trate, de la temperatura a la que está sometida y del período de su vida por el que atraviesa, se producen consecutivas reacciones que llevan del elemento más liviano al más pesado.

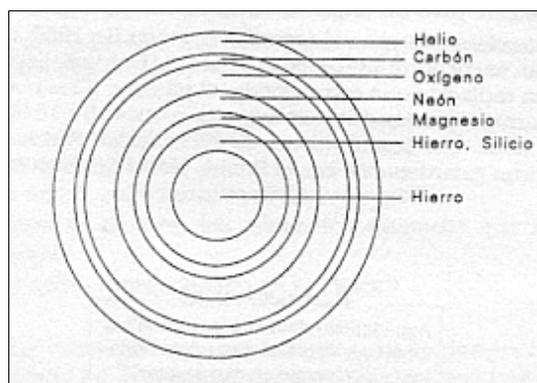


FIG.8. Disposición de los elementos en una estrella en capas.

⁸ El hidrógeno y el helio son los elementos más abundantes que surgieron en el inicio del Universo. En una estrella de primera generación se encuentran en proporciones aproximadas de 75% y 25 % respectivamente.

Fuente: Química (ver bibliografía)

Como hemos visto en la sección IV, las estrellas más masivas (superando las 12 masas solares) concluyen su vida con una explosión y devienen cuerpos en que la materia se encuentra a tan alta densidad que en los átomos de los elementos que la componen los protones se fusionan con los electrones para formar neutrones. Al ocurrir la explosión de supernova, neutrones que salen despedidos se fusionan con los núcleos de átomos que conformaban las capas superiores de la estrella. En consecuencia, pueden formarse en este momento elementos más pesados que el hierro que se dispersan por el espacio. Posteriormente, bajo la acción de la gravedad es posible que toda esta materia vuelva a arremolinarse para dar lugar a un nuevo cuerpo celeste. Este nuevo astro es denominado **de segunda generación**, ya que se formó a partir de los remanentes de una estrella anterior. El proceso puede volver a repetirse una y otra vez, naciendo generaciones sucesivas de estrellas.

Existe una teoría de que nuestro Sistema Solar se formó a partir de los remanentes de una supernova. La estrella se formó en el centro hace unos 6.000 millones de años y alrededor de ésta se distribuyeron anillos de materia que, por la atracción gravitatoria, originaron cuerpos negros que permanecieron en la órbita alrededor del Sol, como los planetas y los asteroides.

VII.3. ESPECTROS Y EFECTOS

El espectro de una estrella es el registro de la descomposición de su luz. A partir de él podemos conocer características químicas y físicas de las estrellas. La luz tiene comportamiento de onda, y como tal posee una longitud determinada. Las variaciones de la longitud de la onda generan las distintas gamas de color del espectro:

ESPECTRO ELECTROMAGNÉTICO						
Rayos Gamma	Rayos X	Ultravioleta	Visible*	Infrarrojo	Microondas	Ondas de radio
De menor longitud de onda a mayor longitud de onda						
De mayor energía a menor energía						

*

ESPECTRO VISIBLE DE ENERGÍA RADIANTE						
Violeta	Azul	Azul-verde	Verde	Amarillo	Naranja	Rojo

Nota: Debe tenerse en cuenta que cada división del espectro agrupa a las ondas desde un valor de longitud de onda a otro, pero que los intervalos no son iguales para cada grupo definido.

Al descomponer la luz de una estrella, se observan por lo general sobre su espectro líneas oscuras. El primero en realizar esta experiencia fue J. Fraunhofer en 1814 con el espectro solar, y encontró efectivamente secciones opacas en él. Fraunhofer se limitó a nombrar esas líneas, más tarde se descubrió su origen. En 1859, los estudios de los científicos Bunsen y Kirchoff demostraron que cada elemento químico posee una determinada frecuencia de luz que le es inherente, es decir, que emite o absorbe (a diferencia de condiciones puede absorber o emitir esa misma longitud de onda). Así, existe para cada elemento un patrón de líneas oscuras que corresponde a las longitudes que absorbe, de allí la presencia de las

líneas opacas en el espectro de una estrella: los elementos que la componen absorben ciertas partes de la luz. Sin embargo, debe considerarse que el espectro que analizamos es el emitido por la capa superficial de la estrella, con lo cual no puede saberse si son los mismos elementos químicos presentes los que componen su núcleo. La absorción se produce cuando la luz pasa por la capa más fría de gas que rodea la estrella, que por estar a menor temperatura absorbe las longitudes de onda de su patrón.

Existen dos efectos que modifican el espectro de las estrellas. El primero, denominado efecto Zeeman consiste en la duplicación de las líneas espectrales cuando el campo magnético es muy intenso. Por otro lado, también se produce otra modificación a la luz emitida por las estrellas conocido como efecto Doppler. Si el cuerpo emisor se acerca con respecto al observador, sus frentes de onda se agrupan, comprimiéndose, generando un corrimiento hacia el extremo azul del espectro ("corrimiento al azul"). En cambio, si el cuerpo se aleja, sus ondas se separan, alargándose, y esto produce un corrimiento hacia el extremo rojo del espectro ("corrimiento al rojo"). Este segundo efecto permite otro sistema de cálculo de distancias interestelares: sabiendo que las galaxias lejanas muestran un corrimiento al rojo y que cuánto a más distancia se encuentran más rápidamente se alejan, se puede calcular la distancia a ellas.

En el caso de las estrellas binarias espectroscópicas, antes mencionado (ver sección VI.1), se explica la distinción en un sistema binario a través del espectro que presenta de la siguiente forma: al orbitar las estrellas una alrededor de la otra (llamémoslas A y B), en determinado momento vistas desde la Tierra, la estrella B se estará alejando mientras que A se estará acercando al observador. En dicho momento, la primera presentará un corrimiento hacia el rojo de su espectro, y la segunda, un corrimiento hacia el azul. Lo inverso sucederá en el momento en que B se acerque y A se aleje de la Tierra. Sin embargo, quien observe los espectros del sistema no podrá distinguirlos individualmente entre sus componentes, sino que los verá superpuestos y allí deberá reconocer las diferencias entre cada estado dinámico del sistema para evidenciar que se trata de uno doble. Se agrega a los dos antes mencionados una tercera posición consistente en el momento en que A y B se desplazan paralelas a la Tierra, por lo que no hay corrimiento visible. En la FIG. 9 se ejemplifican los tres casos.

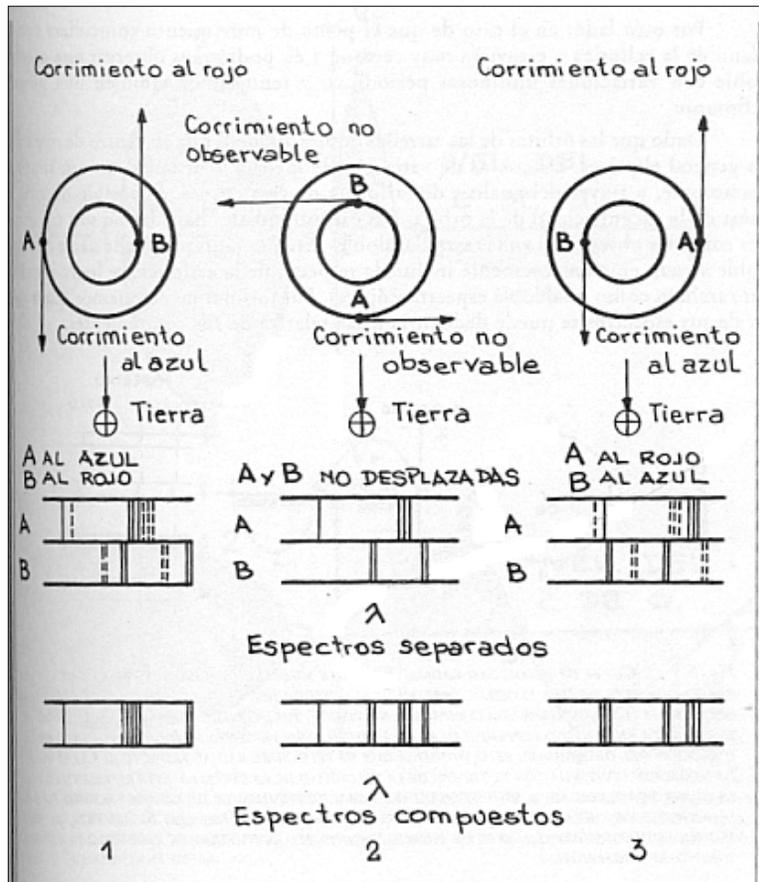


FIG.9. Binarias espectroscópicas.
 Fuente: Objetivo: Universo (ver bibliografía)

VII.4. LA PARADOJA DE OLBERS

¿Cuántas estrellas hay en el Universo? ¿No es de esperar que si éste fuese infinito hubiese infinitas estrellas? En tal caso, ¿no debería el cielo nocturno estar cubierto de estrellas en su totalidad? Estas cuestiones fueron planteadas por Wilhelm Olbers en 1926, dando origen a una paradoja, la **paradoja de Olbers**. Partió de tres supuestos que lo llevaron a la contradicción, que luego resolvió por medio de nuevas hipótesis. En primer lugar supuso que el Universo es infinito; agregaremos que en un Universo de tales características, cualquier punto que se tome puede considerarse como su centro. Además, en un espacio infinito, supuso que deben encontrarse infinitas estrellas, distribuidas más o menos uniformemente, y por otro lado, todas ellas tendrán una luminosidad media uniforme a través del espacio. Tras elaborar estas suposiciones, dedujo que en el caso de que fueran ciertas, el cielo nocturno debería aparecernos como una bóveda completamente luminosa, cubierta de estrellas. ¿Por qué no lo vemos entonces de esta forma? En primer lugar, Olbers propuso la existencia de nubes de polvo que absorbiesen la luz de las estrellas que se encuentran en la misma dirección en el espacio pero más alejadas de nosotros (ya hemos visto en el punto IV.1 que efectivamente existen y se conocen como nebulosas oscuras); sin embargo, con el tiempo estas nubes se calentarían y comenzarían a brillar también, por lo que debía existir otro argumento que dilucidara la contradicción. La respuesta se encontraba en la edad y el tamaño del Universo. Considerando que este se encuentra en expansión, y estimada su edad en 15.000 millones de años, éste tiempo puede no ser suficiente para que la luz de las estrellas más lejanas llegue a nosotros. Además, debe pensarse que en un Universo en expansión, la luz de los objetos más lejanos se correría hacia la zona roja del espectro de forma que su luz no nos llegaría en forma de luz visible sino como radiación de poca energía y mayor longitud de onda. En conclusión, todas las razones expuestas explican por qué no vemos el cielo nocturno tan brillante como el diurno.

VIII. CONSIDERACIÓN FINAL

En este trabajo se describió la evolución de las estrellas, cuerpos celestes que desde antaño han maravillado y sorprendido al hombre. Su observación, podríamos afirmar, es casi tan antigua como la Humanidad. Sus múltiples interpretaciones, concepciones y las variadas teorías que se postularon sobre su naturaleza han evolucionado con el pasar del tiempo y aún hoy día a día se realizan nuevos descubrimientos a la vez que aumentan nuestras posibilidades de conocimiento debido al avance de la tecnología y el método científico.

El interés por aquella supuesta bóveda celeste, que rodeaba la Tierra, incitó al hombre a la exploración y al planteamiento de preguntas tanto de orden científico como filosófico. Lentamente se desvanecieron los mitos que explicaban los fenómenos celestes, aunque son conservados en el folklore popular como dulces memorias. Muchos hombres, a lo largo de la historia, teorizaron acerca de las diminutas perlas del cielo y paso a paso se plantearon hipótesis que fueron comprobadas o refutadas y que guiaron el camino de la astronomía hasta nuestros tiempos. Se inventaron instrumentos que permitieron mayor precisión en las mediciones y acercaron al hombre a los objetos más lejanos del Universo, sentando un punto de partida para el estudio de su origen y su evolución. La astronomía se dividió en múltiples ramas que abarcan cada una un ámbito de estudio distinto. Paralelamente desde la segunda mitad del siglo XX se desarrolló la exploración espacial, iniciada con el lanzamiento del satélite soviético Sputnik 1 en 1957, con la que nació un nuevo campo de estudio. La puesta en órbita del Telescopio Espacial Hubble marcó un hito de suma importancia, ya que permitió y permite la visión de extremos puntos del Universo y la comprobación de muchas de las teorías planteadas, que de otra manera no habría sido posible.

En consecuencia, nunca ha tenido el astrónomo más oportunidades de aprender más acerca del Universo que hoy en día. Es por ello que debe aprovecharse esta oportunidad única y fomentar el estudio de esta ciencia que, lejos de ser sistemática, sorprende e incita al hombre al desarrollo de su intelecto. Sería extraño encontrar una persona en el mundo que jamás se haya preguntado qué son aquellas *"islas de luz que salpican el océano celeste"*...

AGRADECIMIENTO

Al Profesor Luis López del Observatorio "Héctor Ottonello" del Colegio Nacional de Buenos Aires por toda su ayuda cuando llevé a cabo este trabajo.

IX. BIBLIOGRAFÍA

- & *A. Garritz; J.A. Chamizo: Química*. Wilmington, Delaware, E.E.U.U., Editorial Addison-Wesley Iberoamericana, 1994.
- & *Asimov, Isaac: El Universo, De la Tierra Plana a los Quásares*. Madrid, España, Alianza Editorial S.A., 1975.
- & *Battaner, Eduardo: Física de las noches estrelladas: Astrofísica, Relatividad y Cosmología*. Barcelona, España, Tusquets Editores S.A., 1988.
- & *Burnham, Robert; Dyer, Alan; Garfinkle, Robert; George, Martin; Kanipe, Jeff; Levy, David: Observar el cielo II*. Barcelona, España, Editorial Planeta, 1998.
- & *Feinstein, Alejandro; Tignanelli, Horacio: Objetivo: Universo, Curso completo de actualización de astronomía*. Buenos Aires, Argentina, Ediciones Colihue S.R.L., 1999.
- & *Hawking, Stephen: Historia del Tiempo, Del Big Bang a los Agujeros Negros*. Buenos Aires, Argentina, Alianza Editorial S.A., 1990.
- & *Ince, Martin: Dictionary of Astronomy*. Great Britain, Peter Collin Publishing, Professional Series, 1997.
- & *Kerrod, Robin: ¿Qué sabes de astronomía?*. Hong Kong, Ediciones B, Grupo Zeta, 2000.
- & *Levy, David: Observar el cielo*. Barcelona, España, Editorial Planeta, 1995.
- & *McEvoy, J.P.; Zarate, Oscar: Stephen Hawking para principiantes*. Buenos Aires, Argentina, Era Naciente S.R.L., Errepar, 1996.
- & *Meadows, A. J.: Evolución estelar*. Barcelona, España, Editorial Reverté S.A., 1987.
- & *Night Sky*. New York, U.S.A., Discovery Communications, Discovery Books, 1999.
- & *Ridpath, Ian; Tirion, Wil: Collins Pocket Guide to Stars and Planets*. Hong Kong, Harper Collins Publishers, Second Edition: 1993. (First Edition: 1984.)

El presente informe fue concluido el 23 de mayo de 2002.