

# El origen de los elementos químicos

a plena **luz**



Marco Arturo Moreno Corral\*

Cómo y por qué brillan las estrellas, son interrogantes que han inquietado desde tiempo inmemorial al ser humano. Las primeras "explicaciones" que se dieron a estos problemas fueron las teológicas que, como ha mostrado la historia, después de dominar durante milenios, comenzaron a ser cuestionadas y posteriormente desechadas, cuando el primer hombre en su afán de conocimiento, fue construyendo, con base en su experiencia, explicaciones racionales con las que trata de entender los diferentes fenómenos de la naturaleza.

Pensadores de los últimos siglos han intentado encontrar respuestas satisfactorias al problema de la generación y posterior liberación de la energía del Sol. En un principio, supusieron que ésta podría estarse obteniendo mediante reacciones químicas de oxidación como las que intervienen en la combustión de materiales como la madera, el carbón vegetal y mineral u otros materiales fósiles; sin embargo, rápidamente y con teorías y cálculos relativamente sencillos, se pudieron dar cuenta que de ser así, el Sol se habría apagado mucho tiempo atrás por falta de combustible.

Hace más de un siglo, Kelvin demostró que si el Sol estuviera consumiendo sin reponer su provisión de calor primigenio, su temperatura descendería un poco más

\* Instituto de Astronomía, UNAM. Observatorio Astronómico Nacional. Apartado Postal 877, Ensenada 22830, Baja California, México.

de un grado por año, por lo que su existencia no podría ser mayor a unos cuantos miles de años contradiciendo, de esta manera, muchos de los datos astronómicos y geológicos que ya se tenían en ese entonces.

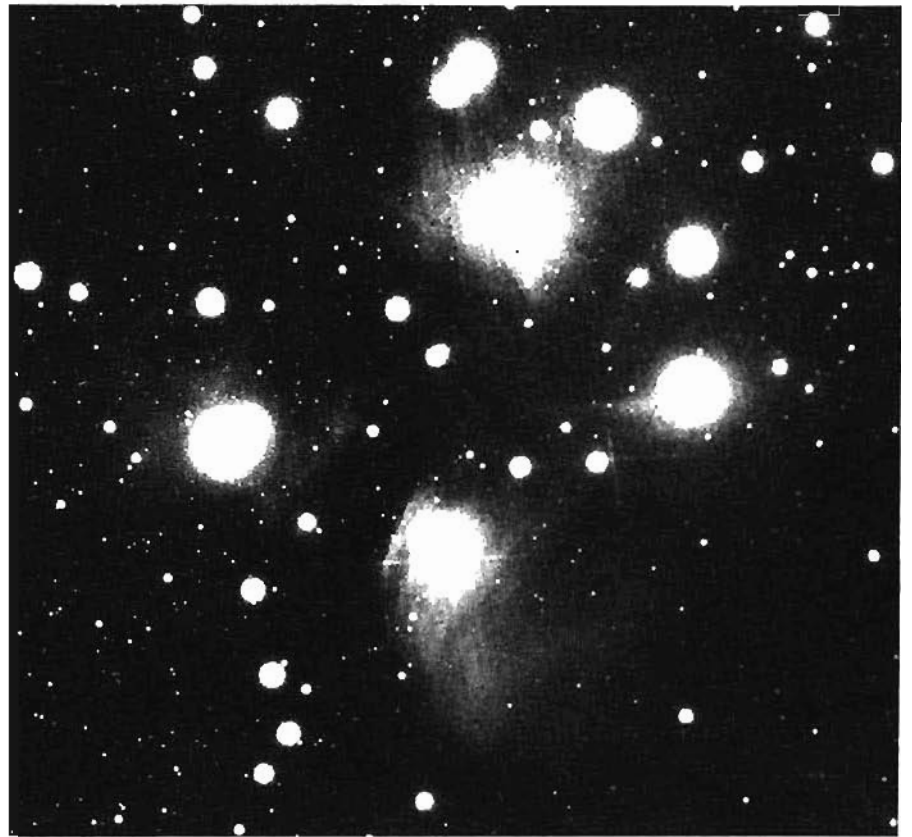
Posteriormente, Helmholtz propuso que la fuente de energía solar era el resultado de un proceso de lento encogimiento de nuestra estrella; esto es, en el Sol debería estar transformando energía gravitacional en luz y calor.

Kelvin hizo algunos cálculos a partir de esta hipótesis y encontró que aunque este proceso efectivamente podría suministrar la energía radiante observada, el Sol agotaría esa fuente después de sólo unos veinte millones de años. Evidentemente, escala temporal muy corta en comparación con los datos ya comprobados por los geólogos en torno a la edad de unos cuatro mil millones de años que debe tener la Tierra desde su formación.

Fue Eddington, quien por 1925 propuso a las reacciones nucleares como la fuente de energía del Sol y las demás estrellas. Investigaciones posteriores, tanto teóricas como experimentales y observacionales han confirmado esta hipótesis, permitiendo entender cómo generan las estrellas enormes energías que liberan durante inmensos lapsos temporales.

Conjuntando esfuerzos de muchos investigadores, se ha llegado también a una explicación satisfactoria, aunque no acabada, sobre el origen de la energía estelar, al mismo tiempo que se ha entendido el proceso de formación de elementos químicos más pesados que el hidrógeno y más ligeros que el hierro. Estos se han sintetizado a partir del hidrógeno. ¿Cómo, cuándo, y en dónde ocurre esto?, la teoría de la nucleosíntesis estelar trata de dar una explicación científica sobre este complejo e interesante problema.

A partir de la fragmentación y



Cúmulo abierto de las Pléyades en la constelación del Toro (Taurus). Son un ejemplo de estrellas jóvenes de alta temperatura, por lo que su color es muy azul. Formado por varios cientos de estrellas, se encuentra a una distancia del Sol de unos 390 años-luz (distancia que recorre la luz en un año. La velocidad de ésta es de 300 mil kilómetros por segundo en el vacío). En la fotografía se puede apreciar que algunas de las estrellas están asociadas (envueltas) con nubes de polvo y gas, posibles restos de la nube de donde se formaron hace unos 20 millones de años.

posterior contracción gravitacional de enormes nubes frías de hidrógeno y después de un proceso de millones de años, empiezan su vida las estrellas. Estas seguirán un complicado proceso evolutivo, que en tiempos astronómicos, las llevará a su muerte por agotamiento de energía o destrucción explosiva.

En efecto, tras una larguísima etapa en que los átomos de hidrógeno —que son los que constituyen esas inmensas nubes de muy baja densidad y temperatura y cuyo tamaño es muchas veces mayor que todo el volumen ocupado por nuestro actual sistema solar— se van reuniendo bajo la influencia de su inicialmente débil, pero nunca

totalmente inexistente fuerza de atracción gravitacional, ocasionando eventualmente la existencia de una nube menor y un poco más densa, que por razones de equilibrio, comenzará a tomar forma de un disco con un abultamiento esférico central. Esta configuración esférica en continua contracción, al irse comprimiendo, aumentará su densidad y temperatura, lenta pero inexorablemente, hasta alcanzar en su núcleo, valores del orden de unos quince millones de grados y presiones de mil millones de veces la presión atmosférica terrestre. En estas condiciones se pueden iniciar de manera sostenida las reacciones de *fusión termonuclear*, que al trans-

formar núcleos de hidrógeno en núcleos de helio, liberarán energía suficiente para frenar la contracción, estableciéndose, de esa manera, un equilibrio entre la presión ejercida por el enorme peso de las capas externas que forman la esfera gaseosa y que va en la dirección del centro estelar y la presión debida a la radiación que tiende a escapar del núcleo de la estrella.

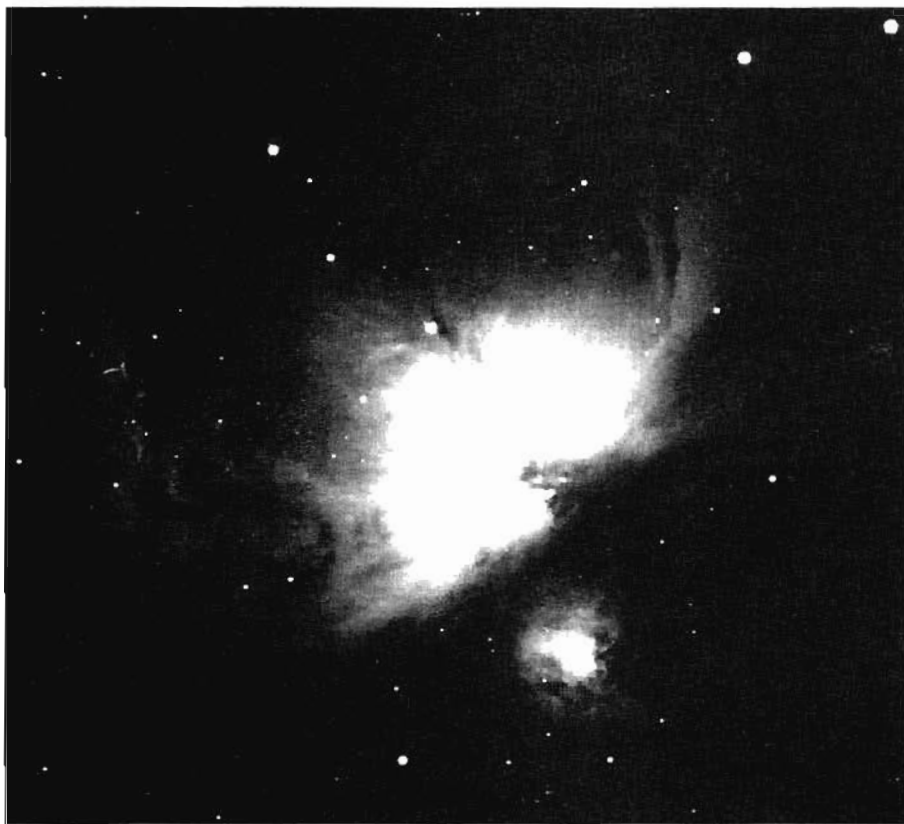
A las presiones y temperaturas reinantes en los interiores estelares, los átomos de hidrógeno que ahí se encuentran están completamente ionizados; esto es, el átomo originalmente formado por dos partículas de carga eléctrica opuesta se han separado totalmente, quedando libres protones (positivos) y electrones (negativos).

Los protones o núcleos de hidrógeno comenzarán la secuencia de tres reacciones que, por colisión, formarán un núcleo de helio. Los tiempos en que suceden estas tres reacciones son bien diferentes: la primera ocurrirá una cada algunos miles de millones de años, la segunda sólo tarda unos segundos y la tercera toma unos miles de años. Sin embargo, es tan grande el número de protones disponibles en los núcleos estelares, que esas reacciones se dan de manera sostenida, aunque individualmente cada protón tarde mucho en interactuar.

Al iniciarse la primera reacción, dos protones se fusionan por colisión, formando de esta manera un isótopo<sup>1</sup> del hidrógeno, el deuterio, además de dar lugar a la aparición de un positrón y un neutrino. El positrón es una partícula elemental en todo igual al electrón, que tiene carga eléctrica contraria a éste, es decir, positiva.

El neutrino es otra partícula elemental, sólo que muy especial; no tiene masa, ni carga eléctrica, lo

<sup>1</sup> Variedad de un elemento químico, de iguales propiedades y número atómico que éste, pero de diferente peso atómico.



Nebulosa de Orión, ejemplo de una inmensa nube de hidrógeno ionizado (Región H II). En su parte central, están localizadas algunas estrellas muy jóvenes y calientes, formadas tan sólo unos 30 mil años atrás. La radiación ultravioleta emitida por estas estrellas es la fuente de energía que calienta a la nube y la hace brillar. Se calcula que esta región del cielo se encuentra a unos mil años-luz del Sol.

que le hace tener una gran libertad de movimiento, ya que no interactúa con las demás partículas nucleares. Una vez producido, puede escapar sin ningún problema del núcleo estelar. En el caso del Sol, sale de éste después de cruzar los 700 mil kilómetros que tiene de radio, e incluso, puede llegar a los confines del sistema solar sin interactuar con el resto de la materia que lo forma.

Por su parte, el positrón no sobrevive mucho, ya que debido a la alta densidad de partículas que hay en la parte central de la estrella, rápidamente encuentra un electrón, colisionado con él y aniquilándose ambos totalmente, dando por resultado energía pura.

El núcleo de deuterio que se ha formado está compuesto por un protón y un neutrón. Como la masa del neutrón (no tiene carga eléctrica) es prácticamente la misma que la del protón, el núcleo de deuterio tendrá una masa casi del doble que el del hidrógeno y una posibilidad de reaccionar mucho mayor que éste. En efecto, una vez que se ha formado, rápidamente atrapa otro protón de los muchos que hay libres, convirtiéndose así en un nuevo elemento químico: el helio.

Durante el proceso mismo de la formación de este isótopo conocido como helio 3, ya que está constituido por dos protones y un neutrón, se libera considerable energía en forma de rayos gama.

Después de formado el helio 3, éste colisionará con otro núcleo igual a él en todo, dando por resultado la variedad normal de helio, conocida como helio 4, formado por dos protones y dos neutrones.

Al realizarse esta última fase de la cadena de reacciones que transforman hidrógeno en helio, también se liberan dos protones, que combinado con otros, iniciarán en algún momento otra reacción como la ya descrita.

Este ciclo, propuesto en 1937 por Weizsäcker, Bethe y Critchfield para explicar la generación de energía en el Sol y estrellas similares a éste, se conoce como el *ciclo protón-protón* y aunque es una buena explicación, siempre cabe preguntarse si es la única reacción posible.

Bethe y Weizsäcker dieron la respuesta en 1938, diciendo que hay otros muchos procesos posibles, pero la mayoría de ellos son de poca importancia en las estrellas. Sin embargo, existe un proceso que a temperaturas muy altas puede ser más eficaz para la transformación de hidrógeno en helio que el ciclo protón-protón.

El nuevo conjunto de reacciones termonucleares propuesto por esos investigadores, es conocido como el *ciclo de carbono*. A continuación se describe cómo opera.

La reacción se inicia cuando un núcleo de carbono 12 se fusiona por colisión con un protón. En este proceso se origina un núcleo de nitrógeno 13 y un rayo gama (energía). El nitrógeno es un isótopo inestable, por lo que rápidamente se transforma en carbono 13, emitiendo un positrón y un neutrino.

El positrón así liberado interactúa con un electrón, aniquilándose ambos y dando origen a más energía.

El carbono 13 recién formado sobrevive unos cuantos minutos, ya que al interactuar con un protón libre, origina un nuevo isótopo del

nitrógeno, el nitrógeno 14, además de un rayo gama.

Este isótopo del nitrógeno, después de unos cuatro millones de años se unirá con otro protón, dando por resultado oxígeno 15 y un nuevo rayo gama. Aunque esta reacción es muy lenta, es eficiente por el gran número de reacciones idénticas que se están llevando a cabo en todo momento en el interior estelar.

El oxígeno 15 es también un isótopo inestable, por lo que rápidamente se transforma espontáneamente en nitrógeno 15, emitiendo un neutrino y un positrón. Este último se aniquilará con un electrón.

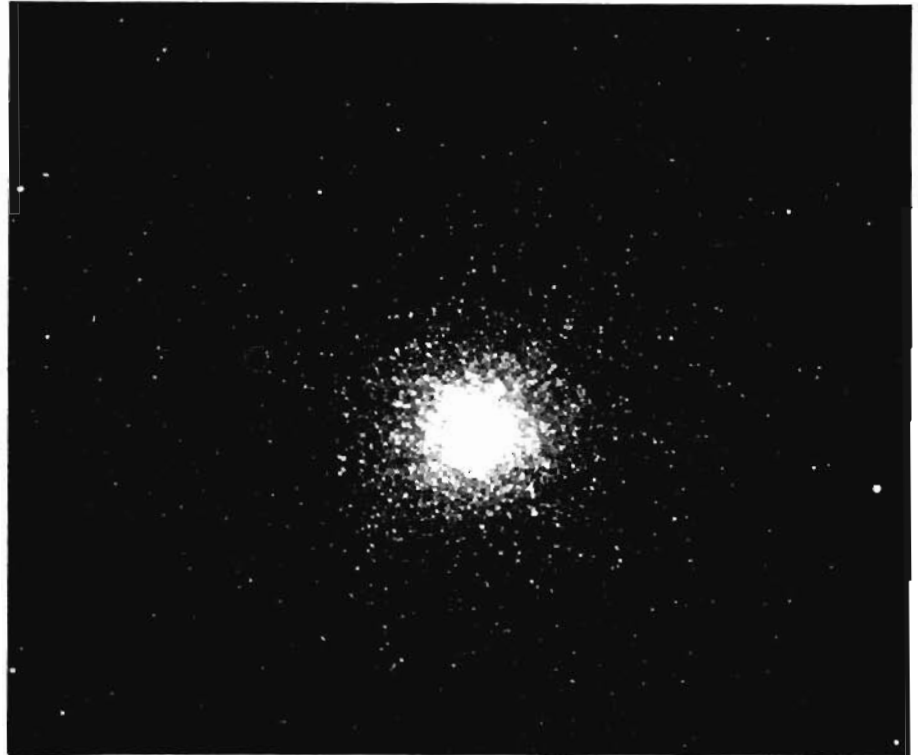
Después de unos cuantos años, el nitrógeno 15 absorberá un pro-

tón, dando así origen a un núcleo de helio 4 y a uno de carbono 12.

Como se ve, esta complicada reacción en la que se van formando y transformando diferentes elementos químicos, se inicia con el carbono 12 y después de varios pasos, ha transformado núcleos de hidrógeno en núcleos de helio, devolviendo al medio el carbono 12.

Esta reacción, combinada con el ciclo protón-protón, es la que está convirtiendo el hidrógeno solar en helio. Esta transformación libera al mismo tiempo considerables cantidades de energía.

El ciclo del carbono trabaja más eficientemente a muy altas temperaturas, por lo que es la fuente principal de energía en las estrellas jóvenes y masivas, que son las que



Cúmulo globular M 13 en la constelación de Hércules. Está formado por unas 500 mil estrellas distribuidas esféricamente en torno al centro del cúmulo. Se encuentra formado por estrellas muy evolucionadas (viejas). Está a unos 25 mil años-luz del Sol, por lo que el radio lineal de la esfera que lo contiene es de unos 90 años-luz. Este cúmulo da una vuelta en torno al centro de la galaxia en unos 200 millones de años. La edad estimada de este cúmulo es de unos 10 billones de años.

pueden tener las mayores temperaturas en su núcleo.

Una vez que se han iniciado las reacciones de fusión ya descritas y después de reajustarse para superar algunas inestabilidades internas, se establecerá un prolongado estado de equilibrio en la estrella, sostenido por el adecuado balance entre la energía liberada por su núcleo y la generada por el peso de las capas externas de ella, dependiendo el tiempo que dure éste, de la masa inicial con la que se ha formado cada cuerpo estelar. En el caso del Sol, este estado de equilibrio, conocido por los astrónomos como la fase de *secuencia principal*, ya du-

ra unos cinco mil millones de años y se calcula que le queda otro tanto.

Las estrellas más masivas llevarán a cabo más rápidamente la quema del hidrógeno nuclear que las de masa menor, por lo que las primeras agotarán en menos tiempo esa fuente de energía. Así pues, la *vida estable* de una estrella, esto es, el tiempo que dure en la etapa de secuencia principal, será mayor entre menor masa inicial haya tenido.

Aunque el hidrógeno es el componente mayoritario en las estrellas, llegará el momento en que dicho combustible se agote en el núcleo estelar, que es la *única* zona de

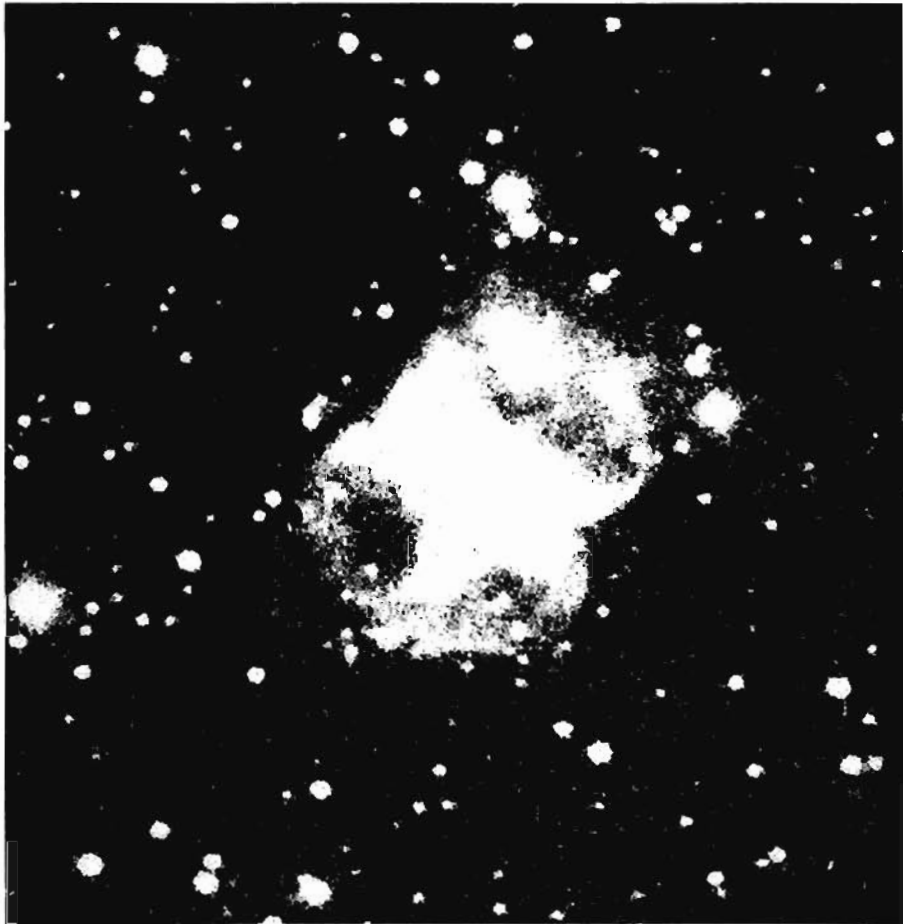
la estrella donde se dan las condiciones necesarias para la ocurrencia de la transformación de hidrógeno en helio. Cuando esto sucede, las estrellas inician una secuencia de fases de inestabilidad durante las que buscarán restablecer su equilibrio. En ese proceso, las reacciones de fusión que se siguen desarrollando en el núcleo y en su inmediata periferia irán siendo diferentes, ya que el *combustible disponible* irá cambiando, dando como resultado la producción de muy distintos elementos químicos a lo largo de la evolución de la estrella.

Después de consumir aproximadamente el diez por ciento de su hidrógeno, la estrella tendrá una importante cantidad de *cenizas* de helio, llamadas así por ser nuclearmente inertes a las "bajas" temperaturas en las que ocurren las reacciones de los ciclos de carbono y protón-protón.

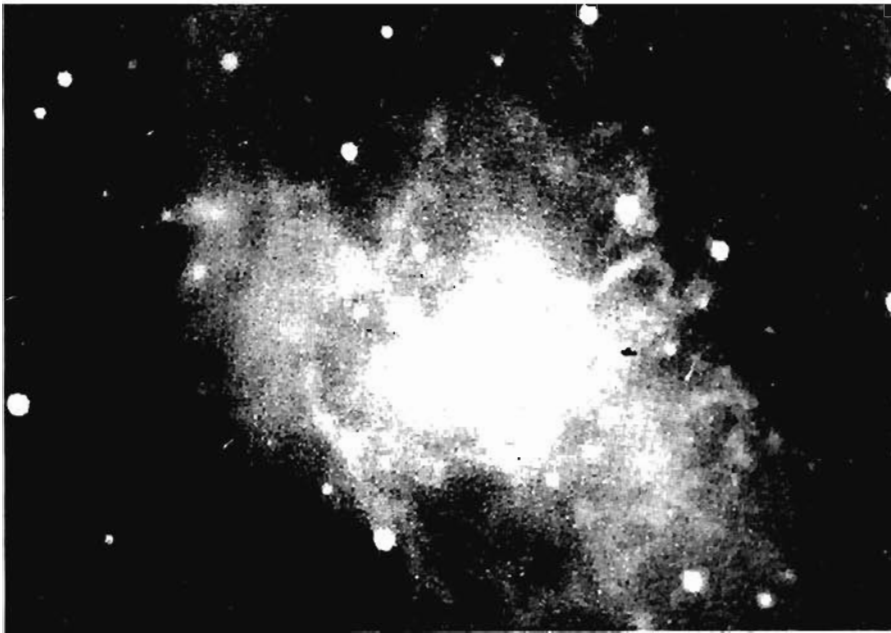
Al ir aumentando estas cenizas en el núcleo estelar, la fuerza de gravedad ocasiona que su propio peso la obligue a contraerse. Este proceso genera energía de origen gravitacional que se utiliza para elevar considerablemente la temperatura en el centro de la estrella, ocasionando mayor eficiencia del ciclo del carbono, que ahora comenzará a transmutar helio más rápidamente, liberando aún más energía, parte de la cual es usada para calentar el volumen exterior de gas que conforma a la estrella. Esto causará que ésta incremente su radio y aumente su brillo, entrando así a la llamada fase de gigante (si su masa inicial era similar a la del Sol) o de supergigante (si su masa inicial era mayor).

Al expandirse la estrella, sus partes exteriores se enfriarán, por lo que tomará un color rojo, ocasionando que a esta etapa de la vida estelar se le designe como la fase de gigante o supergigante roja.

A partir de esta etapa, la estrella entrará en un ciclo de inestabi-



Nebulosa planetaria M 76 o NGC 650-651. Se encuentra en la constelación de Perseo. Se estima su distancia al Sol en unos mil 500 años-luz. Presenta una forma de barra de la cual parecen salir un par de brazos. La estrella central que le dio origen es una de las de mayor temperatura superficial conocida, ésta es de alrededor de 60 mil grados Kelvin.



Resto de supernova del Cangrejo. Recibe este nombre por los filamentos que presenta, los cuales dan la impresión de ser los brazos de uno de estos animales. Se encuentra en la constelación del Toro. La explosión estelar que le dio origen ocurrió en el año 1054 y fue tan espectacular que astrónomos de diferentes culturas dejaron testimonio de ella; especialmente los chinos. Se encuentra a unos 6 mil 300 años-luz del Sol.

lidad que finalmente la llevará a su muerte. Aunque se tiene una visión de conjunto de lo que pasará a partir de que se inicia la fase de gigante roja, muchos de los detalles no son claros y seguramente los trabajos teóricos elaborados para explicar las sucesivas fases son incompletos.

Cuando la estrella ha consumido el cuarenta por ciento de su núcleo de hidrógeno, la región central sufrirá una súbita contracción, ocasionando así, que la temperatura alcance valores por arriba de los cien millones de grados y la densidad aumenta considerablemente.

En estas nuevas condiciones, las cenizas de helio, antes inertes, comienzan a fusionarse para dar otros elementos mediante diversas reacciones nucleares. La más importante de ellas, en esta etapa, es la conocida como *ciclo triple alfa*. Esta reacción comienza abruptamente cuando la estrella alcanza la temperatura central de cien millones de grados, causando que tres núcleos

de helio 4 se fusionen para dar origen a uno de carbono 12. Una vez que se ha formado éste, ocurrirán otras reacciones: el carbono 12 se combina con otro helio 4, producirá neón 20. En todas estas reacciones se libera gran cantidad de energía en forma de rayos gama. Estos, por las condiciones de sobrecalentamiento y enorme densidad del núcleo estelar, aumentarán las condiciones de inestabilidad de éste, propiciando una violentísima explosión conocida como el *fogonazo de helio*.

Según se ha calculado, esta explosión "casi" destruye la estrella. Sin embargo, la envoltente gaseosa externa logra amortiguarla, absorbiendo mucha de la energía así liberada. El material procesado en el núcleo es lanzado fuera por la violencia de la explosión, mezclándose con el material de la envoltente. Después de esta explosión, la estrella se vuelve más caliente, azul y pequeña.

Tras la casi destrucción debida al fogonazo de helio, las cenizas que se han formado, por ser más pesadas que el hidrógeno, se irán al centro de la estrella, formando un nuevo núcleo que estará constituido por dos capas; la más profunda contendrá oxígeno, carbono y neón, mientras que la externa (pero aún parte del núcleo) se compondrá de helio. Además, habrá una cáscara de hidrógeno fusionándose en helio que envolverá a ese núcleo pesado.

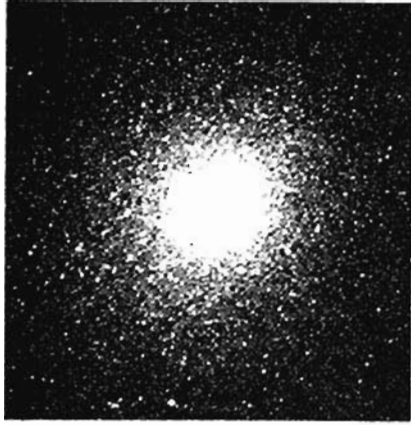
De esta manera, la estrella estará quemando material nuclear en dos niveles simultáneamente: en uno, el hidrógeno estará convirtiéndose en helio; mientras que abajo, el helio se estará transformando en carbono, oxígeno y neón.

¿Qué pasa después de este fogonazo? La respuesta a esta pregunta no es nada clara y seguramente las teorías de evolución estelar y nucleosíntesis tendrán que ser afinadas para poder explicar estas etapas de la vida de una estrella.

A pesar de lo anterior, se tiene una línea de trabajo que constantemente se está ampliando con datos observacionales y con análisis teóricos.

Se acepta por un gran número de astrónomos, que al formarse el segundo núcleo, éste podrá explotar si la estrella es suficientemente masiva, ya que las cenizas de neón, inactivas a las temperaturas de cien millones de grados, se comenzarán a transmutar en magnesio si las temperaturas centrales alcanzan los setecientos ochenta millones de grados. La energía necesaria para alcanzar estas temperaturas se obtendrá de la contracción gravitacional originada por la masa misma de las cenizas de neón. Si este proceso continúa y se alcanzan temperaturas centrales de mil quinientos millones de grados se formarán núcleos de aluminio, silicio, fósforo y azufre.





A los dos mil doscientos millones de grados se podrán obtener núcleos más pesados como el manganeso, cobalto, cobre, titanio, cinc, cromo, níquel y hierro.

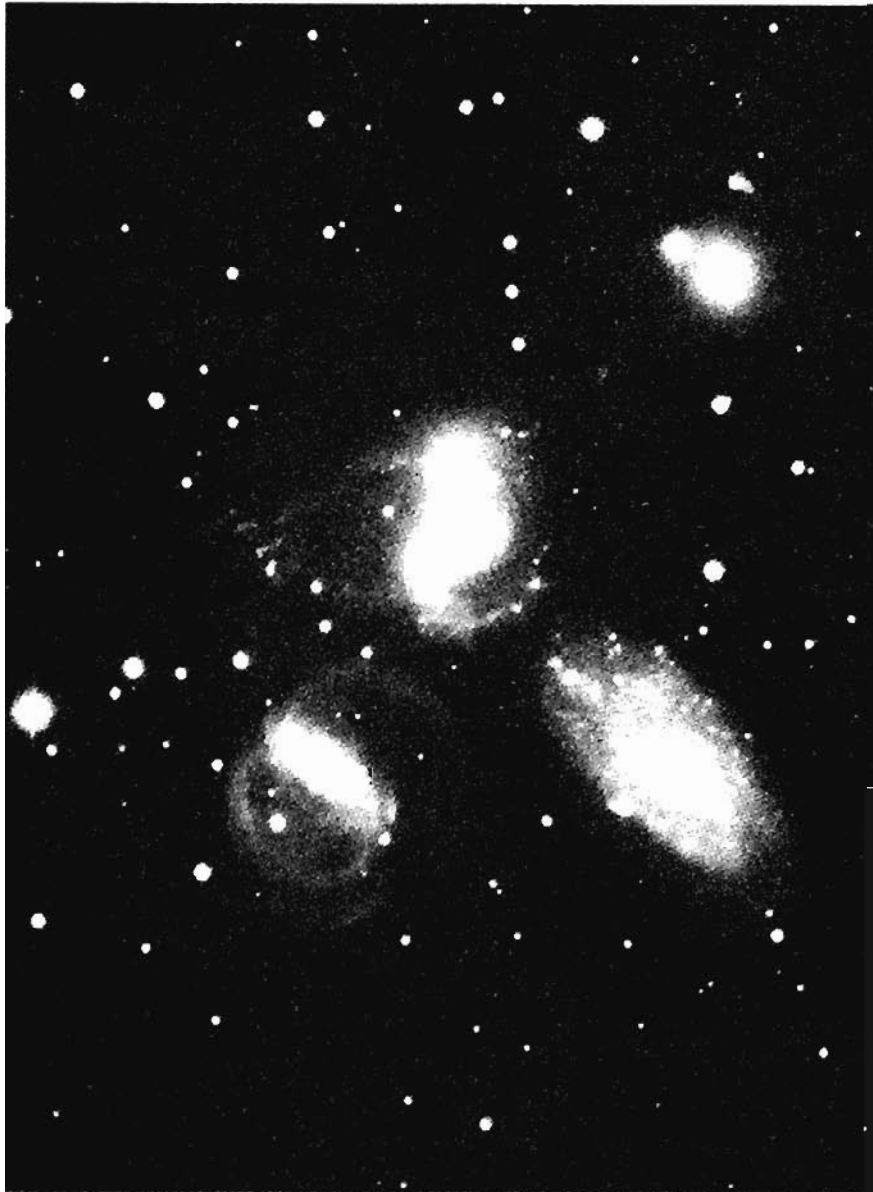
Al formarse este último, también se genera un gran número de neutrinos, los que directamente le están quitando enormes cantidades de energía a la estrella. Razón directa de esta pérdida es que se dé un violento proceso de contracción de toda ella, por lo que la temperatura nuclear vuelve a subir, aho-

ra, por arriba de los cinco mil millones de grados. Esto ocurre en unos cuantos días, ocasionando la destrucción de la estrella por una catastrófica explosión, que libera energía de una manera casi instantánea y que además contamina el medio interestelar, enriqueciéndolo de elementos químicos formados por los procesos ya descritos.

El hierro es el último elemento químico que se puede formar de la manera que aquí se ha descrito, ya que a temperaturas de más de seis mil millones de grados ya no se llevan a cabo posteriores fusiones, sino que se invierte el proceso y los núcleos de hierro y otros elementos pesados, comenzarán a *fisionarse* en núcleos de helio. Este proceso ya no libera energía, sino que para realizarse necesita de ella.

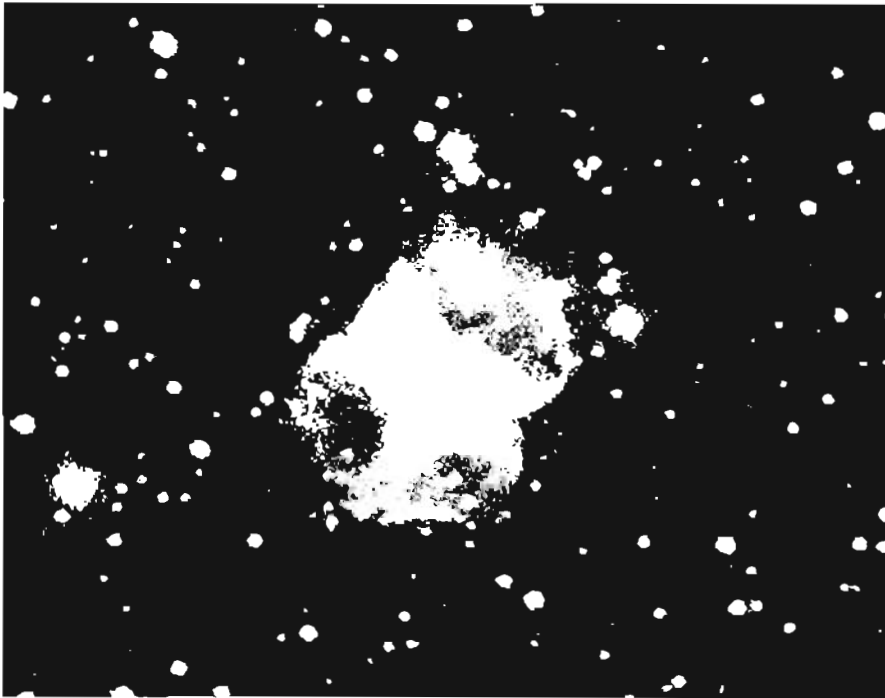
La formación de elementos más pesados que el hierro está aún en vías de ser claramente explicada. Se piensa que éstos pueden formarse (al menos algunos de ellos) como consecuencia misma de y durante la etapa de mayor violencia de esa catastrófica explosión que se conoce como fase de *supernova*.

Mucho se ha hablado a lo largo de este trabajo de masas estelares y de su importancia en el proceso de evolución de las estrellas. Sin pretender aclarar en unas cuantas líneas la enorme cantidad de aspectos que tienen que ver con la masa de éstas, sí se dirá que el estado final de una estrella depende fundamentalmente de la masa con la que se ha formado; aquellas con masas menores o similares a nuestro Sol terminarán su vida de manera tranquila, convirtiéndose en *enanas blancas*. Habiendo agotado su combustible nuclear, sólo brillarán ya por la energía que están liberando debido a su contracción gravitacional final. Como la naturaleza impone un límite a esta contracción, cuando la estrella llega a él, no podrá liberar más energía, y totalmente fría y agotada quedará en



un lugar de la galaxia en la que evolucionó, como un componente inerte y oscuro.

Si la estrella tiene una masa inicialmente entre uno un quinto y unas ocho masas solares, después de su etapa de gigante roja, es probable que origine lo que se ha denominado una *nebulosa planetaria*.



Constituidas por cáscaras de material más o menos concéntricas arrojadas por la estrella evolucionada, están en una etapa en la que por vientos estelares fuertes y por posibles explosiones no tan violentas como la de la fase del fogonazo de helio, las estrellas buscan estabilizarse arrojando material procesado al medio interestelar, enriqueciéndolo con elementos como helio, nitrógeno, oxígeno y carbono.

Si la estrella tiene una masa superior al llamado límite de Chandrasekhar de 1.4 veces la masa solar, evolucionará de una manera que por ahora es la menos clara en todo este esquema, pudiendo liberar su enorme exceso de energía por un proceso de rotación rápido,

sin embargo, hay algunas que no lo hacen así, siendo las que posiblemente den origen a las *supernovas*.

El material arrojado al medio interestelar ya sea mediante vientos estelares, nebulosas planetarias o supernovas, quedará ahí por largos periodos. Eventualmente volverá a

participar en el proceso de contracción de una de las gigantescas nubes de hidrógeno de las que se habló al principio, sólo que, ahora, la estrella que se forme, se encontrará enriquecida con materiales pesados producidos en el interior de otra que seguramente ya debió haber desaparecido.

Por su edad y su composición química, se ha llegado a la conclusión de que el Sol se encuentra en este caso; es una estrella de segunda generación, por lo que parte del material pesado que constituye al sistema solar, debió haberse producido en estrellas que ya no existen.

Evidentemente lo que aquí se ha presentado es un esquema muy simplificado de todo el proceso de

formación y evolución estelar. Su estudio es un campo vivo de investigación en la astrofísica contemporánea y seguramente falta mucho por comprender. Después de todo, los astrónomos y los físicos tienen menos de cien años de haber comenzado a forjar las herramientas teóricas y observacionales para el estudio de procesos que toman cientos de miles de millones de años.

A pesar de ello, hay tantos cuerpos celestes y éstos están en tan diferentes etapas de su evolución que, mirando en cualquier dirección del Universo, siempre será posible encontrar información sobre este proceso evolutivo. En efecto, es posible detectar grandes nubes de gas frío, y de encontrar estrellas muy jóvenes todavía envueltas en las nubes de hidrógeno que les dieron origen. También se puede hallar gran cantidad de estrellas que están en esa etapa de estabilidad prolongada, llamada por los astrónomos secuencia principal, durante la cual, la estrella está transformando hidrógeno en helio.

Asimismo, se encuentran estrellas muy viejas, sobre todo en *cúmulos globulares*; asociaciones de miles de estrellas agrupadas gravitacionalmente, distribuidas esféricamente en torno a las galaxias y tan viejas como ellas.

También es posible encontrar nebulosas planetarias y, eventualmente, registrar la ocurrencia de supernovas, así como localizar los restos de algunas de éstas, originadas en algún momento de la larga existencia de nuestra galaxia.

Toda esta información, analizada bajo la óptica de las teorías físicas más completas y actuales, permite asegurar que por encontrarlos constituidos por elementos químicos como el hidrógeno (63%), el oxígeno (25.5%), el carbono (9.5%), el nitrógeno (1.4%), el calcio (0.31%) y otros componentes, somos hijos de las estrellas.