

El origen de los elementos y los diversos mecanismos de nucleosíntesis

Sigfrido Escalante y Laura Gasque*

ABSTRACT (The origin of chemical elements and the nucleosynthesis mechanisms)

The proposed mechanisms about the origin of the chemical elements and the main experimental facts that support them are presented here. All those processes that eventually gave new atomic nuclei are intimately related to the history of the Universe itself. Accordingly with the Big Bang theory, the most widely accepted theory about the origin of the Universe three different stages of formation of atomic nuclei can be distinguished. One of these occurred in the early Universe, the other inside stars and the last one in the interstellar space. There are many questions for which the answer is still pending. However the main mechanisms of nuclear synthesis that have been proposed have sound basis in theoretical concepts and in many experimental facts and observations as well. All of this allows acceptable explanations about the origin and relative abundances of the chemical elements y the Universe nowadays.

KEYWORDS: nucleosynthesis, nuclear fusion, stars, origin of the elements

Introducción y propósito

Los estudiantes de licenciaturas de Química emplean la materia tanto en forma elemental como en sus infinitas formas combinadas para transformarla y aprovecharla. En la mayoría de los casos se presta poca o nula atención a la historia que la ciencia ha construido sobre su origen. Varias razones explican lo anterior. Por una parte, los mecanismos de nucleosíntesis son campo de estudio de la astrofísica, la cual es, en general, ajena a los químicos. Recientemente, algunos libros de texto de Química Inorgánica han incluido una pequeña sección dedicada a este tema, de manera tan breve que no se alcanza a cubrir el tema de manera adecuada (Greenwood, 1984; Atkins, 2006). Por otra parte, la literatura sobre este tema es muy especializada y casi siempre está en inglés. Además, la literatura de divulgación en español está a un nivel demasiado superficial (Escalante, 2011).

Por lo tanto, hace falta material de apoyo sobre este tema con un enfoque y un nivel adecuados para los primeros semestres de la licenciatura.

Con esta premisa, se presenta este artículo que pretende contribuir a que los cursos de Química Inorgánica cuenten con una referencia accesible que:

- Describa los tres principales mecanismos de nucleosíntesis.
- Ponga énfasis en cuáles fueron las observaciones experimentales que llevaron a desarrollar las teorías y modelos sobre la evolución del Universo.

— Relacione la abundancia actual de los elementos con conceptos que ya manejan los estudiantes sobre estabilidad y cinética de reacciones.

El origen de los elementos químicos está indisolublemente asociado con el origen y evolución del Universo. Las diversas condiciones que han prevalecido en cada etapa de su devenir han propiciado unos eventos y limitado otros, dando como resultado la forma actual del Universo.

Es importante mencionar primero cómo es que la ciencia ha podido llegar a proponer la historia de eventos que tuvieron lugar hace decenas de miles de millones de años. Hoy, la teoría más aceptada sobre el origen y evolución del Universo propone que éste empezó con un evento inicial llamado la Gran Explosión, el *Big Bang*.

Esta propuesta es posible gracias a que se dispone de un conjunto de evidencias experimentales. Pero, ¿cuáles son estas evidencias?

1. Una de éstas es la que llevó a proponer que actualmente el Universo se encuentra en expansión. Fue postulada en 1929 por E. Hubble, basándose en el corrimiento hacia el rojo de los espectros de absorción de la luz proveniente de las galaxias distantes. Ver recuadro 1.
2. Una segunda evidencia es el descubrimiento de la radiación cósmica de fondo predicha por G. Gamow, R. Alpher y R. Herman en 1948 y descubierta por A. Penzias y R. Wilson en 1965. Ver recuadro 2.
3. La tercera es el resultado de muchas observaciones sobre la composición de las estrellas por medio de técnicas espectroscópicas que muestran que la abundancia actual de dos elementos químicos ligeros expresada en porcentaje de masa es de 73.9% de hidrógeno y 24.0% de helio. Es decir, hay aproximadamente 11 átomos de hidrógeno por cada uno de helio. El 2.1% de la masa restante

* Facultad de Química, Universidad Nacional Autónoma de México. Ciudad Universitaria, Av. Universidad # 3000, 04510 México, D.F. México.

Fecha de recepción: 14 de mayo de 2011.

Fecha de aceptación: 1 de octubre de 2011.

Recuadro 1. Los espectros atómicos y el efecto Doppler.

Se sabe que la luz blanca al pasar a través de un prisma se descompone en los colores del arco iris, lo que indica que está compuesta por ondas luminosas o fotones de diferentes longitudes de onda. Cuando un elemento químico en particular es iluminado con luz blanca, los electrones de sus átomos absorben selectivamente ondas de ciertos tamaños y dejan pasar todas las demás. Los tamaños de las ondas que cada elemento puede absorber, son específicos y constituyen su huella digital. (Ver figura 1 a color en la tercera página de forros.)

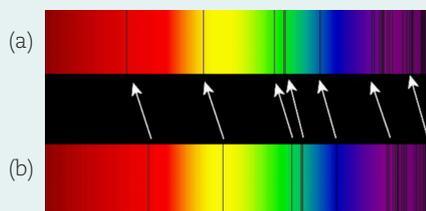


Figura 1. (a) Espectro de una estrella lejana similar al Sol. Sus líneas están desplazadas hacia el rojo. (b) Espectro del Sol.

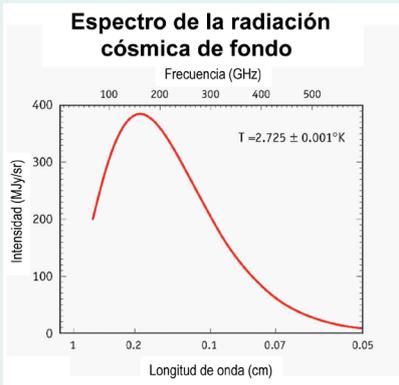
Al comparar el espectro de absorción del Sol con los de estrellas semejantes en galaxias muy lejanas, se observan las mismas líneas pero con una interesante diferencia: las líneas del espectro de las estrellas lejanas están corridas hacia el rojo. Este fenómeno llevó a la conclusión de que esas galaxias están alejándose de aquí ya que se sabe que cualquier objeto que se aleje de un observador y que emita ondas, como la luz, hará que el observador perciba ondas de mayor longitud. En este caso el color rojo tiene ondas más largas que los colores que están a su derecha en el espectro. Algo similar se percibe cuando una ambulancia que va sonando su sirena se aleja. Su sonido se hace más grave (sus ondas sonoras parecen estirarse) mientras que cuando se acerca el tono de la sirena se hace más agudo, es decir sus ondas se acortan. Lo anterior se conoce como efecto Doppler.

Entonces si muchísimas galaxias lejanas están alejándose es porque alguna vez estuvieron muy cerca, es decir, esta observación es consistente con el hecho de que el Universo se encuentra en expansión, y que alguna vez todo partió de un solo punto, como en el momento de la Gran Explosión.

Recuadro 2. Radiación cósmica de fondo.

Cuando se calientan objetos metálicos, por ejemplo un alfiler en la estufa o una herradura en la fragua, inicialmente éstos se ponen “al rojo vivo”. Si se siguen calentando su color va cambiando del rojo hacia un azul muy tenue y brillante para finalmente verse blancos. Este cambio del color se debe a que, al aumentar la temperatura, a la radiación roja se agregan progresivamente otros fotones de mayor energía hasta cubrir todas las longitudes de onda del espectro visible, por eso los objetos se ven blancos. La radiación que absorbe y emite un cuerpo caliente en equilibrio a diferentes temperaturas se conoce como radiación del cuerpo negro y fue explicada por Max Planck en 1900, quien postuló la cuantización de la energía para explicar la distribución de frecuencias emitidas por un cuerpo negro a diferentes temperaturas. De manera similar, se piensa que cuando la temperatura en el Universo era aún muy alta, las partículas elementales se encontraban en un estado especial denominado plasma donde los electrones y los fotones interactuaban fuertemente en una especie de equilibrio (NASA. Universe 101, 2011). Pero aproximadamente 380,000 años después de la Gran Explosión la temperatura descendió a 3000 K. Entonces los electrones pudieron asociarse con los núcleos y formar los primeros átomos estables. Éstos ya no interactuaban tan

fuertemente con los fotones de la radiación y se desacoplaron de ella pues ya no todos los fotones eran emitidos y absorbidos por los electrones sino que algunos ya pudieron viajar libremente sin ser absorbidos por éstos. Entonces el Universo dejó de ser opaco y la materia y la radiación siguieron enfriándose por separado. De acuerdo con lo que se sabe de la radiación del cuerpo negro, la radiación correspondiente estaba en la zona de los rayos ultravioleta pero la expansión constante del Universo provocó que las longitudes de onda de esta radiación también se hicieran más grandes. Por eso cuando en 1965 Penzias y Wilson dirigieron su antena de radiofrecuencia hacia diferentes direcciones del lejano espacio exterior detectaron radiación de muy baja energía en la zona del espectro de las microondas. Su distribución espacial era muy uniforme. Al hacer sus cálculos concluyeron que esa radiación correspondía a una temperatura de apenas 2.73 K. Su espectro se comporta casi exactamente como el de un



cuerpo negro a esa temperatura. Esta radiación se ha interpretado como el eco que quedó de aquella gran explosión inicial que dio origen al Universo y es una de las principales evidencias experimentales que apoyan la teoría de la Gran Explosión. Ver gráfica.

conforma todo los demás, incluyendo al resto de los elementos químicos de la tabla periódica. Ver recuadro 3.

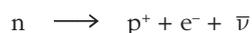
Nucleosíntesis primigenia

La nucleosíntesis primigenia ocurrió del tiempo cero a apenas unos cuatro minutos después de la llamada Gran Explosión. En estos primeros instantes el Universo era mínimo, inimaginablemente denso y se encontraba a temperaturas mayores que 10^{27} K pero, al irse expandiendo, la temperatura y la densidad disminuyeron rápidamente.

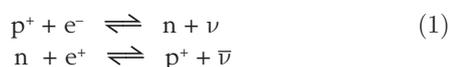
Las teorías actuales no pueden siquiera proponer qué había en el tiempo cero. Pero a tan sólo fracciones de segundo a partir de este instante, la Física ya puede hacer afirmaciones sustentables.

Los físicos proponen una familia de partículas que hoy en día ya no son estables por sí solas. De algunas se ha demostrado su existencia, otras solamente han sido propuestas pero no observadas. (Para saber más sobre partículas subatómicas, consultar Hooft, 2001.)

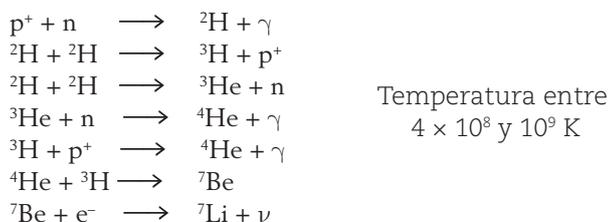
Un segundo después de la gran explosión la temperatura descendió a 10^{10} K. En esas todavía muy especiales condiciones, ya se encontraban fotones (γ), positrones (e^+), neutrinos (ν), antineutrinos ($\bar{\nu}$), protones (p^+), neutrones (n) y electrones (e^-). Sabemos que con las tres últimas partículas se forman los átomos que hoy conocemos, pero a esas enormes temperaturas no se podían juntar para formarlos. Los neutrones libres, cuya vida media es de 11 minutos, se desintegraban transformándose en protones de acuerdo con:



A esas temperaturas (10^{10} K) muchas de las partículas mencionadas se encontraban en equilibrio, reconvirtiéndose unas en otras de acuerdo con los siguientes procesos:



Pero al descender la temperatura a 10^9 K, los protones y los neutrones empezaron a fusionarse para dar origen a los primeros núcleos de deuterio (^2H), el cual en esas condiciones era muy inestable y se desintegraba casi tan pronto como se formaba. El Universo continuó enfriándose, muy rápidamente, favoreciendo la fusión de núcleos ligeros para dar núcleos más pesados. Los procesos fueron los siguientes:



Casi todo el ^7Li que se conoce hoy en el Universo, que no es mucho, provino de esta última reacción. Hay que notar que los núcleos con masa 5 y 8 por ser inestables no se formaron en esta etapa.

Cuando la temperatura fue lo suficientemente baja ($T \sim 4 \times 10^8$ K), la repulsión entre núcleos de mayor carga eléctrica fue mayor que la energía térmica de los mismos, impidiendo la creación de núcleos más grandes.

Terminó entonces la llamada **nucleosíntesis primigenia** dando como resultado la aparición de los núcleos de tan sólo dos elementos químicos y unos cuantos más en cantidades ínfimas. El hidrógeno (^1H) y el helio (^4He), en proporción 12 a 1, conformaron casi el 100% de los núcleos formados, mientras que en trazas quedaron ^2H , ^3He , ^7Li y muy poco de ^7Be . La materia así formada permaneció por casi 400 000 años en un estado de plasma que contenía a los núcleos que se habían formado y a los electrones libres interactuando fuertemente con los fotones. Aunque los núcleos atómicos ya son estables por debajo de 10^9 K, los átomos neutros aún no lo eran a esas temperaturas. Fueron posibles cuando la temperatura descendió por debajo de 10^4 K. Ver tabla 1.

El Universo continuó expandiéndose y cuando la temperatura descendió por debajo de 10^4 K, los núcleos comenzaron a asociarse con los electrones dando origen a los primeros átomos neutros. Así, la materia dejó de interactuar tan fuertemente con los fotones. La radiación y la materia se desacoplaron y se enfriaron de aquí en adelante por separado. La radiación de fondo que ya mencionamos se originó a partir de este evento de desacoplamiento. Ver recuadro 2. Empezó entonces la llamada etapa fría que duraría varios millones de años.

Nucleosíntesis estelar

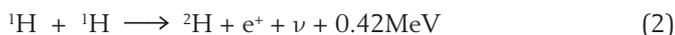
Se estima que por varios cientos de millones de años después de la Gran Explosión no se crearon nuevos núcleos. Durante todo este tiempo, el Universo continuó únicamente expandiéndose y enfriándose, hasta que en las regiones más frías se formaron nubes a partir de átomos de hidrógeno y helio, que fueron acumulándose debido únicamente a su propia atracción gravitacional. Cuando esta acumulación de materia fue muy grande, su propia gravedad la hizo alcanzar elevadas presiones y temperaturas aproximadas de 10^7 K en algunas zonas

	Lugares	Formas estables de la materia	Reacciones posibles	
10^{12}	Universo naciente ($t < 1$ seg)	?	Reacciones de partículas elementales	10^8
10^{10}	Estrellas explosivas	Partículas elementales	Reacciones nucleares	10^6
10^8	Interior estelar	Núcleos y electrones		10^4
10^6	Estrellas estables	Átomos ionizados		10^2
10^4	Superficies estelares	Átomos neutros		1
10^2	Planetas y espacio interestelar	Moléculas y sólidos	Reacciones químicas	10^{-2}

Tabla 1.

dentro de estas nubes. A estas elevadas temperaturas, los electrones se encuentran nuevamente disociados de los núcleos. La materia se encuentra en estado de plasma y puede empezar a llevarse a cabo la fusión de cuatro protones para formar núcleos de helio con un gran desprendimiento de energía. Ésta es la más simple de las reacciones de nucleosíntesis estelar y se lleva a cabo continuamente todos los días en millones de estrellas.

Para llevar a cabo este proceso, los astrónomos han propuesto una secuencia de varios pasos, de los cuales el primero es:



Este paso pudo plantearse gracias a las ideas de Hans Bethe, quien ofreció en 1939 una explicación para la posibilidad de que dos protones se unieran, a pesar de su enorme repulsión electrostática. Bethe propuso que uno de los protones puede decaer emitiendo un positrón y un neutrino. Esta propuesta forma parte del trabajo sobre nucleosíntesis estelar que le hizo merecedor al premio Nobel de Física en 1967.¹

Actualmente los astrónomos han encontrado que existen varios mecanismos de formación de helio en las estrellas; la principal es la que se conoce como la *reacción en cadena protón-protón*, PP.

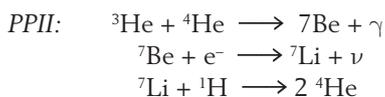
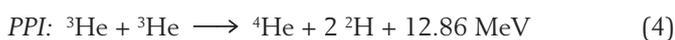
Esta reacción en cadena se inicia con la reacción (3), seguida por la aniquilación inmediata del positrón con alguno de los abundantes electrones del medio, liberando fotones de alta energía:



El siguiente paso consiste en la fusión de un núcleo de deuterio de los formados en el paso (1) con un protón del medio, para producir un isótopo ligero del helio, ${}^3\text{He}$, con un gran desprendimiento de energía (ver figura 2 a color en la segunda de forros).



Después de esto, el camino más probable para la producción de ${}^4\text{He}$ es el que se conoce como la rama PPI, aunque este núcleo puede formarse por otros dos caminos, conocidos como las cadenas o ramas PPII y PPIII, que involucran la formación y destrucción de varios isótopos de litio y berilio. Como puede verse, los núcleos de Li y Be que se forman en las ramas PPII y PPIII se destruyen en el mismo proceso, debido que son menos estables que los núcleos de He.



¹ A muchos químicos el nombre de Hans Bethe puede resultarles familiar, ya que es el padre de la Teoría de Campo Cristalino, empleada para explicar muchas de las propiedades de los compuestos de coordinación de los metales de transición.

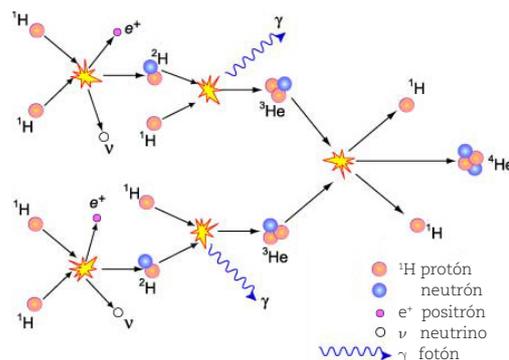
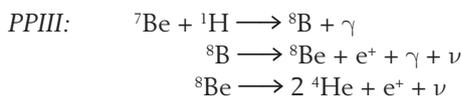


Figura 2. Forma principal de una reacción en cadena protón-protón, PP en el Sol.



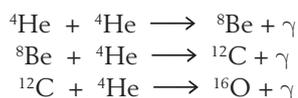
Todas las estrellas pasan la mayor parte de sus vidas llevando a cabo estos procesos durante la etapa de su existencia que se conoce como *secuencia principal*. Las reacciones de fusión en el centro de la estrella son procesos que requieren elevadas temperaturas (10^7 K) y presiones para llevarse a cabo, pero que producen grandes cantidades de energía al efectuarse. Los astrónomos suelen usar la palabra *combustión* al referirse a las reacciones de fusión nuclear. Aunque hay que tener cuidado con el empleo de esta palabra, es un símil apropiado, ya que las reacciones de combustión que conocemos en química, son siempre exotérmicas, pero suelen requerir de una considerable energía de activación para iniciarse.

Mientras una estrella se encuentra en la *secuencia principal*, se establece un equilibrio entre la **presión** que tiende a expandir—debido a las elevadas temperaturas—la masa que la constituye, y la **atracción gravitacional**, que tiende a aglutinarla en el centro. Cuando aumenta el desprendimiento de calor debido a la fusión nuclear, el correspondiente aumento en la temperatura causa una expansión del fluido. Esta expansión a su vez provoca un descenso en la temperatura, que hace a las partículas más susceptibles de ser dominadas por la gravedad, dándose de nuevo una contracción.

Al ir agotándose el hidrógeno en el centro de la estrella, la fusión nuclear cesa y la correspondiente disminución de la temperatura inhibe la expansión. Esto causa una nueva contracción gravitacional hacia el núcleo. Esta contracción provoca entonces un nuevo aumento en la temperatura, que aunque no llegue a provocar fusión en el centro, calienta a las capas externas aún ricas en hidrógeno lo suficiente para favorecer la formación de helio en ellas. Esta nueva fusión genera energía que a su vez provoca una expansión de las capas externas de la estrella, dando lugar a lo que se conoce como una Gigante Roja. En las Gigantes Rojas la densidad en las capas exteriores es equivalente a un alto vacío logrado en la Tierra, lo que provoca la pérdida de grandes cantidades de material

que está poco atraído gravitacionalmente. Cuando una estrella está en esta etapa de pérdida masiva de material, se le conoce como nebulosa planetaria. El nombre de “nebulosa planetaria” es desafortunado, pues aquí los planetas no tienen nada que ver; el nombre se lo pusieron los astrónomos del siglo XIX, que al ver a estos objetos a través de telescopios deficientes, les parecían semejantes a algunos planetas como Urano y Neptuno.

La fusión de hidrógeno en las capas intermedias produce más helio, que es atraído gravitacionalmente hacia el centro, provocando un aumento en la presión y la temperatura. Una vez que la temperatura del centro de la estrella alcanza los 10^8 K, los núcleos de He tienen suficiente energía cinética para vencer la fuerte repulsión electrostática entre ellos y se fusionan para formar ^{12}C en un proceso de dos pasos, conocido como *proceso triple alfa* (ya que a los núcleos de He también se les conoce como partículas α). Dos núcleos de ^4He se fusionan para originar uno de ^8Be , que es poco estable, por lo que es susceptible de fusionarse a su vez con otro núcleo de ^4He , para formar uno de ^{12}C , que sí es muy estable; de hecho, el ^{12}C es el tercer elemento más abundante en el Universo y es la base de la vida en nuestro planeta. En estas condiciones también pueden producirse núcleos de ^{16}O , al fusionarse un núcleo de ^{12}C con otro de ^4He . (Ver figura 3 a color en la segunda de forros.)



El destino de una estrella a partir de esta etapa, depende principalmente de su masa. Las estrellas suelen clasificarse como de **baja masa**, si tienen una masa inferior a 10 masas solares y **masivas**, si su masa está por encima de este valor. (Masa solar = $M_{\odot} = 2 \times 10^{30}$ kg). (Ver figura 4 a color en la segunda de forros.)

En las **estrellas de baja masa** la combustión de helio, que dura aproximadamente la décima parte de lo que dura el periodo de fusión de hidrógeno, es el principio del fin. Para que los núcleos de carbono producidos por la combustión de helio puedan a su vez fusionarse para producir núcleos más pesados, se requieren temperaturas por encima de las que se obtienen a causa de la contracción gravitacional si la estrella es de baja masa.

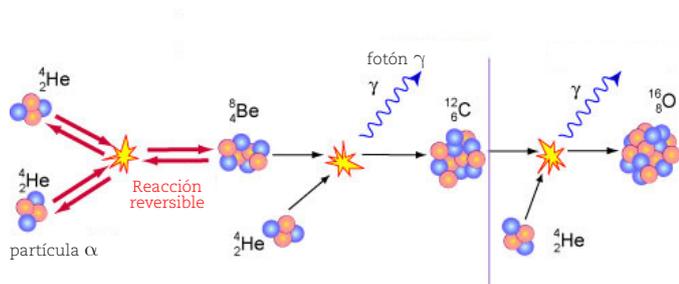
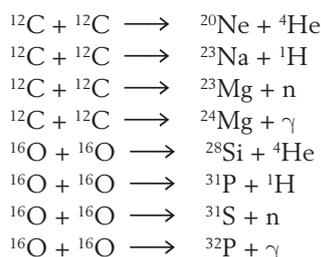


Figura 3. Proceso triple alfa (fusión de ^4He).

Después de que sobre el centro estelar de C se queman de manera intermitente capas de H y He, originando pulsaciones estelares y la subsecuente expulsión de las capas externas hacia el exterior, en el centro queda el núcleo desnudo de la estrella compuesto principalmente por carbono y algo de oxígeno, como un cadáver estelar, llamado enana blanca, con masa y radio semejantes a los de la Tierra (Australia Telescope, 2011).

En cambio, en las *estrellas masivas*, al agotarse el hidrógeno, la contracción gravitacional es más grande y la consecuente elevación de temperatura, aún mayor que en las estrellas que fusionan H y He, provoca que puedan llevarse a cabo reacciones de fusión en las que se producen muchos otros núcleos atómicos. En la primera de estas reacciones los núcleos de carbono pueden fusionarse para originar varios elementos más pesados.

A continuación se ilustran algunas de estas reacciones de síntesis de núcleos más pesados que se dan a temperaturas entre 5×10^8 K y 2×10^9 K:



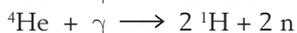
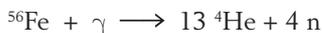
Continúan las fases de combustión en el interior estelar, formándose una estructura de “capa de cebolla”, de tal manera que se fusionan elementos más pesados a radios estelares menores, donde las temperaturas y las densidades son más elevadas. A temperaturas de unos 4×10^9 K los núcleos “semilla” de ^{24}Mg y ^{28}Si se fusionan con partículas α sintetizando ^{36}Ar , ^{40}Ca , ^{44}Sc , ^{48}Ti , ^{52}Cr principalmente ^{56}Ni , el cual decae a ^{56}Fe .

Todas estas reacciones de nucleosíntesis por fusión, a pesar de requerir elevadas temperaturas para iniciarse, son exotérmicas. Esto sucede porque los núcleos que se producen tienen mayores energías de enlace entre las partículas que los conforman, que los núcleos que las originaron. Sin embargo, la obtención de cualquier núcleo más pesado que el hierro es un proceso endotérmico, ya que la energía de “enlace” de las partículas que componen un núcleo de hierro es la mayor de todos los núcleos.

Nucleosíntesis en las supernovas

Tengamos presente que la energía que se desprende durante la fusión nuclear se debe a que la energía de enlace de los productos es mayor que la de los reactivos. El valor de esta energía de enlace para los núcleos atómicos aumenta con el número de masa para los átomos ligeros, y va aumentando cada vez más lentamente hasta alcanzar un máximo para el ^{56}Fe o ^{56}Ni . A partir de éste, la energía de enlace nuclear disminuye paulatinamente con el número de masa (ver la gráfica 1 y el recuadro 3). Esto quiere decir que la fusión de

átomos de número de masa ligeramente menor que 56 desprende cada vez menos energía. El centro de la estrella empieza a acumular Fe y Ni, con un aumento tan grande en su densidad, que cualquier compactación adicional requeriría que los electrones ocuparan los mismos estados de energía, violando el principio de exclusión de Pauli. Esto origina lo que se conoce como un colapso catastrófico, en el que la parte externa del centro estelar se colapsa hacia el centro mismo de la estrella a 23% de la velocidad de la luz. Esta contracción provoca un intenso calentamiento ($T > 10^{10}$ K) con la producción de rayos γ de alta energía que descomponen los núcleos de Fe y Ni en núcleos de He y neutrones en un proceso conocido como fotodesintegración endotérmica. Con estas densidades es posible que los protones y los electrones se combinen, produciendo neutrones y neutrinos (ver reacción (1) en el apartado Nucleosíntesis primigenia) Esos neutrinos, altamente energéticos, escapan del centro de la estrella e interactúan con capas menos internas de la estrella dando inicio a una explosión de supernova. Aunque sólo el 1% de la energía liberada está en forma de luz visible, ésta es suficiente para que la luminosidad de la estrella aumente en un factor de 10^8 , opacando al resto de las estrellas en una galaxia por algunos días o semanas.



La gran cantidad de neutrones generados en la fotodesintegración del Fe pueden ser captados por los núcleos atómicos de hierro (u otros elementos) sin que haya repulsión electrostática, ya que los neutrones no poseen carga. Este proceso, conocido como "captura rápida de neutrones" (proceso R) genera una enorme variedad de isótopos de Fe y de otros elementos más pesados que éste, los cuales son poco estables y decaen por emisión β expulsando electrones del núcleo y convirtiéndose así en núcleos de mayor número atómico.

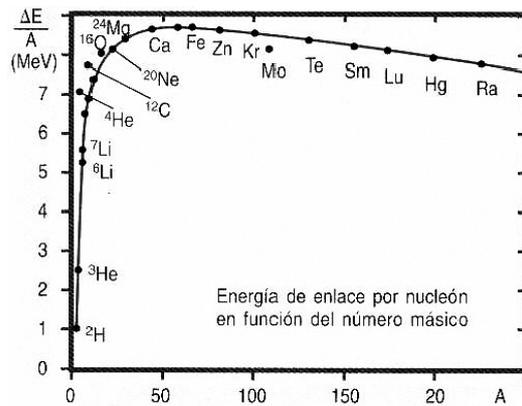
Esta síntesis de núcleos más pesados continúa hasta el uranio, ya que a partir de éste los núcleos son inestables y se fisioan espontáneamente en núcleos más ligeros.

Nucleosíntesis interestelar

En los instantes después de la Gran Explosión se formó un poco de ${}^7\text{Li}$ mediante la reacción: ${}^4\text{He} + {}^3\text{H} \longrightarrow {}^7\text{Li}$, pero en cantidades muy pequeñas. Este elemento, junto con el berilio y el boro, que son escasos en el Universo, no se formaron por ninguno de los procesos descritos previamente.

El origen de éstos se explica por medio de procesos que ocurren fuera de las estrellas, en el medio interestelar. Estos elementos se forman como resultado de colisiones a velocidades cercanas a la de la luz que ocurren en los rayos cósmicos.

Los rayos cósmicos en realidad no son radiación sino partículas cargadas tales como protones, núcleos de helio y, en menor proporción, diversos núcleos atómicos más pesados que viajan a velocidades cercanas a la de la luz y se cree que



Gráfica 1.

Recuadro 3. La estabilidad de los núcleos atómicos.

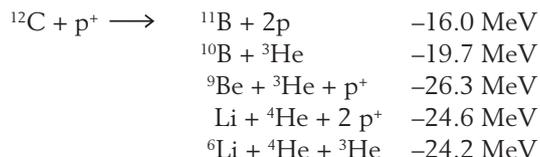
La estabilidad de los núcleos se debe fundamentalmente a dos interacciones en competencia. Una es la fuerza de repulsión electrostática que tiende a separar a los protones. La otra es la fuerza nuclear fuerte que es atractiva y de muy corto alcance (2 femtometros), la cual actúa tanto entre protones como entre neutrones. Por eso los núcleos más ligeros que ${}^{56}\text{Fe}$ tienden a fusionarse pues la atracción domina sobre la repulsión. En los núcleos grandes y pesados ocurre lo contrario y tienden a fisionarse principalmente por emisión de partículas alfa. También se ha observado una alternancia en la estabilidad de los diferentes núcleos atómicos. Aquellos con número par de protones (Z) o neutrones (N) son más estables que los que tienen Z impar o N impar.

Lo anterior concuerda con la abundancia observada de los núcleos en el Universo. Núcleos con 2, 8, 20, 28, 50, 82 y 126 protones o neutrones muestran una mayor estabilidad relativa y, por lo tanto, mayor abundancia. A estos números se les ha dado en llamar números mágicos.

Para explicar todas estas observaciones se ha desarrollado un modelo de estructura nuclear que es similar al modelo mecánico cuántico que describe la estructura electrónica. Este modelo propone que los nucleones poseen estados energéticos cuantizados que se van llenando por capas de menor a mayor energía cumpliendo con el principio de exclusión de Pauli ya que los nucleones también poseen espín. Así, los núcleos con número par de nucleones se aparean ganando estabilidad como ocurre en los enlaces por pares electrónicos. Cuando los niveles energéticos se van llenando se alcanzan estados de mayor estabilidad. Los núcleos que poseen cantidades de nucleones correspondientes a los números mágicos son más estables porque corresponden precisamente a configuraciones de capas llenas.

proviene de las explosiones de las supernovas y de los hoyos negros. Los rayos cósmicos en su viaje por el espacio chocan con otros núcleos que se encuentran en su trayectoria. La colisión a esas enormes energías cinéticas da como resultado la fragmentación de los núcleos atómicos involucrados en la colisión. Por eso a este proceso se le llama *astillamiento* o *espalmación*, también se le conoce como el proceso X.

Algunos ejemplos de reacciones de astillamiento son:



Se han realizado experimentos que demuestran que, como resultado de estas fragmentaciones, se pueden formar núcleos atómicos de ${}^6\text{Li}$, ${}^9\text{Be}$, ${}^{10}\text{B}$ y ${}^{11}\text{B}$ entre otros, lo que ayuda a explicar el origen y la abundancia de estos escasos elementos.

Comentarios finales

Existe por último otro tipo más de nucleosíntesis que deberíamos llamar nucleosíntesis artificial. Ésta es la que ocurre en los reactores nucleares o durante las explosiones de bombas nucleares o bien en los experimentos con aceleradores de partículas que realizan grupos de investigación en Darmstadt en Alemania, Dubna en Rusia, y Berkeley en Estados Unidos. Allí se obtienen pequeñísimas cantidades de elementos que no existen en la naturaleza pero su estudio contribuye a nuestra comprensión sobre la física del mundo de las partículas subatómicas y, por ende, del Universo mismo.

Quedan muchas preguntas aún sin respuesta tales como ¿algún día se detendrá la expansión del Universo? ¿Este se enfriará cuando todo el hidrógeno se termine? ¿Existe masa

oscura que no ha sido detectada? ¿Será posible recrear en los aceleradores de partículas aquellas que estuvieron presentes en los primerísimos instantes del Universo?

Por ahora, al menos hemos logrado desarrollar modelos de nucleosíntesis que son congruentes con lo que podemos observar en la actualidad. Al fin y al cabo es con estos elementos así formados con los que los químicos hacemos nuestra tarea y los seres vivos construyen sus estructuras y evolucionan.

Referencias

- Atkins, P.; Overton, T.; Rourke, J.; Weller, M.; Armstrong, F., *Química Inorgánica*. 4a ed. México, McGraw Hill, 2006.
- Australia telescope outreach and education. En la URL http://outreach.atnf.csiro.au/education/senior/astrophysics/stellarevolution_postmain.html. Consultada por última vez el 1 de octubre de 2011.
- Cox, P.A., *The Elements*. Oxford Science Publications, Oxford, 1989.
- Escalante, S.; Carigi, L.; Gasque, L. El origen de los elementos químicos, *¿Cómo ves?*, **13**(153), 22-25, 2011.
- Greenwood, N. N.; Earnshaw, A., *Chemistry of the elements*, 2nd ed. Butterworth Heinemann, Oxford, 1984.
- Hooft, Gerard 't, *Partículas Elementales*, Editorial Crítica, Barcelona, 2001.
- NASA. Wilkinson microwave anisotropy probe. En la URL <http://wmap.gsfc.nasa.gov/media/080997/index.html>. Consultada por última vez el 1 de octubre de 2011.
- NASA. Universe 101. En la URL http://map.gsfc.nasa.gov/universe/bb_tests_cmb.html. Consultada por última vez el 1 de octubre de 2011.
- Viola, V. E., Formation of the Chemical Elements and the Evolution of Our Universe, *Journal of Chemical Education*, **67**(9), 723-730, 1990.