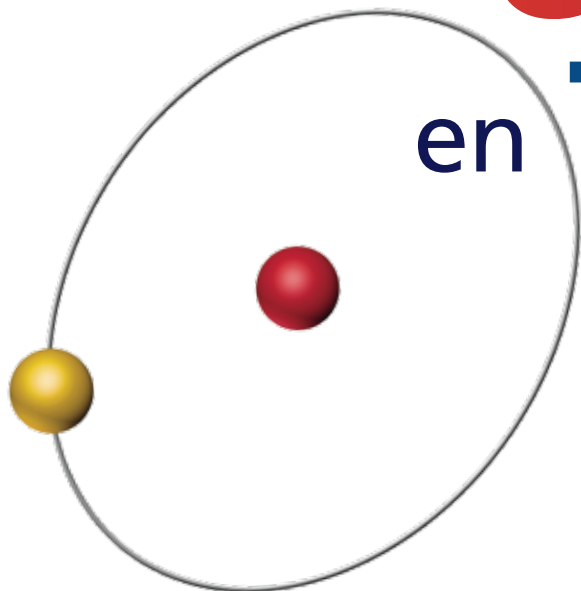




Año Internacional de la
QUÍMICA

El origen de los elementos en tres actos

Sigfrido Escalante, Leticia Carigi y Laura Gasque



La lista de ingredientes del Universo revela que hay mucho hidrógeno (el elemento más ligero) y muy poco uranio (el más pesado). Los intermedios se dan en cantidades diversas. ¿A qué se debe esta curva de abundancia de los elementos químicos?

Lo más natural cuando uno toma conciencia de sí mismo es mirar su entorno y preguntarse de dónde salió todo. Esto lleva a una pregunta fundamental: ¿cómo se formó el Universo y lo que contiene?

Hay muchas formas de satisfacer estas preguntas. Algunos responden desde la religión, otros por medio de la ciencia; otros más ni se las preguntan, o bien, se resignan a vivir sin respuesta.

El relato científico del origen y la historia del Universo se construye a partir de observaciones astronómicas que dan indicios del pasado. Estas observaciones se han ido recogiendo e interpretando a lo largo de los últimos 100 años. El panorama que pintan sugiere fuertemente que en el pasado el Universo estuvo todo concentrado en un punto, a temperaturas y presiones increíbles. Hoy pensamos que ese punto empezó a expandirse con una gran explosión (el Big Bang). Esta idea está sustentada por tres importantes evidencias: la primera es la expansión del Universo, postulada en los años 30 a partir de las observaciones de Edwin Hubble. La

segunda evidencia es el descubrimiento de la radiación de fondo, el eco electromagnético del Big Bang, predicha por George Gamow en 1948 y descubierta accidentalmente por Arno Penzias y Robert Wilson en 1965. La tercera es la abundancia actual de los elementos químicos ligeros: 73.9% de la masa de la materia normal del Universo es hidrógeno y 24.0% es helio. Los elementos químicos más pesados —el oxígeno, el carbono, el oro, el hierro, etc.— forman sólo el 2%.

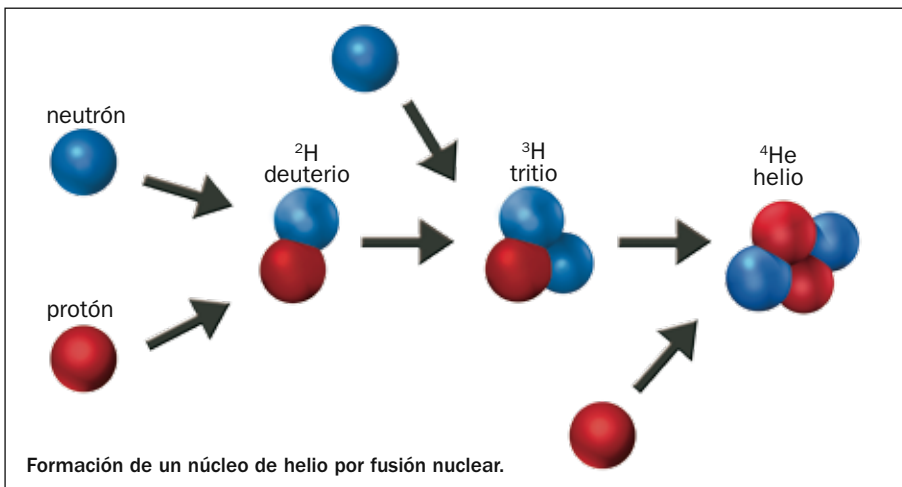
¿Por qué? Gracias a las investigaciones de muchos científicos desde los años 30, hoy creemos que esta situación se puede explicar esencialmente en tres pasos, o tres actos de una obra de teatro cósmica.

Primer acto: nucleosíntesis primigenia

Se abre el telón en el instante cero del Universo, el momento en que empieza el Big Bang. El primer acto no durará más de cuatro minutos, pero estará repleto de acontecimientos importantes.

En el escenario vemos un Universo diminuto e inimaginablemente denso. La temperatura es de miles de cuatrillones de grados Celsius, pero irá bajando con la expansión con que empieza esta función cósmica. Un segundo después de la gran explosión la temperatura ya es de sólo 10000 millones de grados. Las teorías actuales no pueden describir lo que había en el instante cero, pero la física ya puede hacer afirmaciones sustentables acerca de lo que ocurrió a una fracción de segundo de empezada la obra.

Los personajes del primer acto son partículas de luz (fotones), así como las partículas que hoy forman los átomos (electrones, protones y neutrones) y unas que casi no interactúan con nada, pero que nos ayudan a explicar el drama que vamos a presenciar, llamadas neutrinos y antineutrinos. En las condiciones inmediatamente posteriores al Big Bang el



contenido del Universo está en ebullición. Las partículas chocan unas con otras a velocidades altísimas y rebotan sin poderse quedar unidas. Los neutrones, que en un átomo son estables y pueden durar casi eternamente, cuando son libres se desintegran en unos minutos. De esta descomposición de los neutrones salen un protón, un electrón y un antineutrino. Los personajes de esta obra cambian de identidad según la lógica de las leyes de la física, pero a estas temperaturas no pueden formar relaciones estables.

Sigue la expansión del Universo. La temperatura baja. A los 1000 millones de grados las colisiones de las partículas ya no son tan energéticas. Entre protones y neutrones hay una atracción que hoy llamamos *fuerza nuclear fuerte*. Al llegar la calma (relativa), protones y neutrones pueden fusionarse y quedar unidos por parejas: un protón y un neutrón. Pero las parejas no duran mucho. Para estabilizar esta relación hace falta más tranquilidad. La temperatura sigue bajando.

En esta primera etapa la atracción nuclear de protones y neutrones lucha contra la repulsión eléctrica que tiende a separar a los protones (las cargas del mismo signo se repelen) y la fuerza destructiva de las colisiones. La atracción tiende a formar grupos de protones y neutrones, pero de pocos miembros. Los grupos se desintegran antes de que se alcancen a formar grandes aglomeraciones. Así, al bajar la temperatura hasta cierto umbral, quedan, como producto de esta prime-

ra etapa, núcleos atómicos de los elementos químicos más ligeros y sus isótopos: deuterio (un protón y un neutrón), tritio (un protón y dos neutrones), helio-3 (dos protones y un neutrón), helio-4 (dos protones y dos neutrones), así como berilio-7 y litio-7.

El primer acto, la *nucleosíntesis primigenia*, termina con un Universo aún muy caliente, pero ya con núcleos de elementos químicos. Hidrógeno y helio, en proporción 12 a 1, representan casi el 100% de los núcleos formados, todo lo demás (tritio, helio-3, litio-7, berilio-7) se encuentra presente en cantidades ínfimas. No hay átomos propiamente dichos (núcleos con sus nubes de electrones en un conjunto

eléctricamente neutro) porque la materia se encuentra aún en estado de plasma. Este plasma contiene los núcleos sintetizados y una gran cantidad de electrones libres interactuando fuertemente con las partículas de luz, que no pueden ir muy lejos sin chocar con un electrón.

Empieza entonces la llamada etapa fría, que durará varios millones de años. Unos 300 000 años después del Big Bang, cuando la temperatura es de menos de 10 000 °C, los núcleos por fin se asocian con los electrones, dando origen a los primeros átomos neutros. Con los electrones encerrados en átomos estables, la luz tiene más libertad para circular. Decimos que la luz (o la radiación) y la materia se *desacoplan*. De ahí en adelante se enfriarán por separado. Lo que hoy detectamos como radiación de fondo —un baño de microondas proveniente de todas direcciones— es lo que queda de esa primera luz libre, producto del desacoplamiento de la materia y la radiación.

Segundo acto: nucleosíntesis estelar

El segundo acto empieza unos 100 millones de años después. No se han sintetizado nuevos elementos desde aquellos primeros minutos. Durante todo este tiempo, el Universo ha seguido expandiéndose y enfriándose, hasta que en las regiones más

CÓMO LO SABEMOS

En los años 30 la idea más natural era pensar que los elementos se formaban por acumulación de protones y neutrones a partir del elemento más ligero, el hidrógeno. Los físicos alemanes Hans Bethe y Carl Friedrich von Weizsäcker explicaron el funcionamiento de las estrellas en términos del proceso de fusión nuclear que convierte hidrógeno en helio. ¿Podían las estrellas producir elementos más pesados también? En un artículo de 1939 Bethe dice: "En las condiciones actuales no se pueden formar elementos más pesados que el helio en cantidades apreciables. Por lo tanto, hay que suponer que los elementos más pesados se formaron *antes* de que las estrellas alcanzaran su estado actual de densidad y temperatura".

Un grupo centrado en el físico ruso George Gamow y su estudiante Ralph Alpher trató de explicar el origen de los elementos como producto del Big Bang,

pero por más que se esmeraban, no conseguían que el Universo primigenio diera nada más pesado que el litio, y esto en cantidades diminutas.

En 1957 Margaret Burbidge, Geoffrey Burbidge, William Fowler y Fred Hoyle publicaron un artículo en el que explicaban cómo podían formarse los elementos pesados en distintas etapas de la vida de las estrellas. Hoyle y los Burbidge no creían en la gran explosión (y Hoyle, en una entrevista, inventó el término *Big Bang* para ridiculizar esta teoría, término que pegó, aunque no como quería Hoyle). Eso los impulsó a buscar un mecanismo capaz de generar los elementos sin necesidad de explosión inicial. Lo encontraron (o casi: las estrellas no podían producir algunos núcleos ligeros que el Big Bang sí). Hoy estos trabajos se consideran el fundamento de nuestra forma de entender el origen de los elementos químicos.

—S.R.

frías se han formado nubes de hidrógeno y helio. Ya están dadas las condiciones para que se formen las primeras estrellas.

Debido a la fuerza gravitacional, en algunas zonas dentro de estas nubes se forman grumos más densos que su entorno. Estos grumos ejercen más gravedad sobre el medio. Empiezan a atraer cada vez más gas, con lo que aumenta su atracción gravitacional. Los grumos se comprimen. Los gases al comprimirse se calientan. En estas regiones más densas de las nubes de hidrógeno la temperatura vuelve a subir a unos 10 millones de grados. A estas elevadas temperaturas, los electrones se separan nuevamente de los núcleos y la materia se encuentra en estado de plasma. Los núcleos de hidrógeno (es decir, los protones) se fusionan con neutrones para formar núcleos de helio de dos protones y dos neutrones cada uno. Esta reacción nuclear desprende una gran cantidad de energía. El resultado es una bola de hidrógeno muy caliente y luminosa: una estrella. Este proceso, que continúa efectuándose hoy en día en estrellas como el Sol, es el más simple de los procesos de

nucleosíntesis estelar. En las estrellas también se sintetizan núcleos atómicos (helio, en la primera etapa).

En esta etapa de la vida de una estrella se establece un equilibrio entre la expansión causada por la energía de las reacciones de fusión y la contracción debida a la atracción gravitacional. Este equilibrio puede durar miles de millones de años, pero se acaba cuando empieza a escasear el hidrógeno en el interior de la estrella. El ritmo de las reacciones de fusión disminuye. La estrella se enfría. La gravedad la comprime. El material estelar, ahora formado principalmente por núcleos de helio, se contrae hacia el centro de la estrella. La temperatura y la presión vuelven a aumentar. Al llegar a cierto umbral, los núcleos de helio chocan tan violentamente que se fusionan pese a que, por ser todos de carga eléctrica positiva, se repelen eléctricamente. La fusión del helio da como resultado núcleos de elementos más pesados (principalmente carbono) que no se formaron en el primer acto.

La longevidad de una estrella y la producción de elementos pesados en su

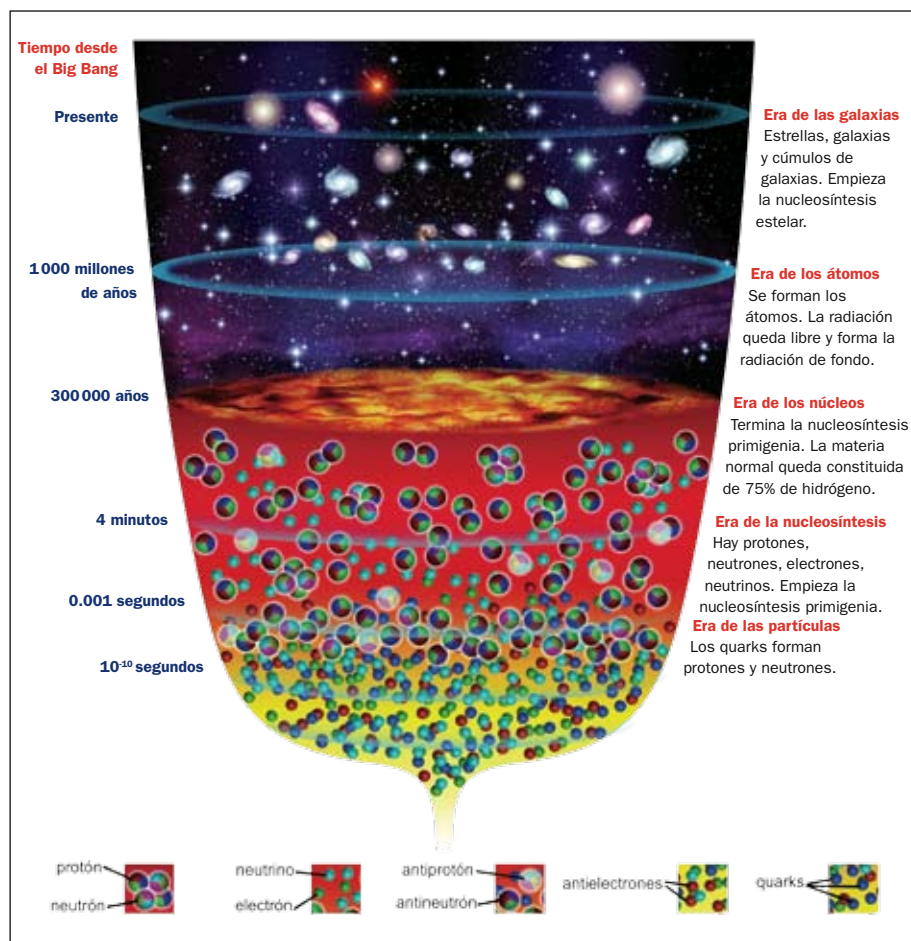
interior dependen de su masa y su composición química. Se sabe que hay estrellas con masas de entre 0.1 y 100 masas solares (la masa del Sol es $M_{\odot} = 2 \times 10^{30}$ kg). Se considera *estrellas de baja masa* a aquellas con masas inferiores a $10 M_{\odot}$ y *estrellas masivas* a aquellas con masas superiores a $10 M_{\odot}$.

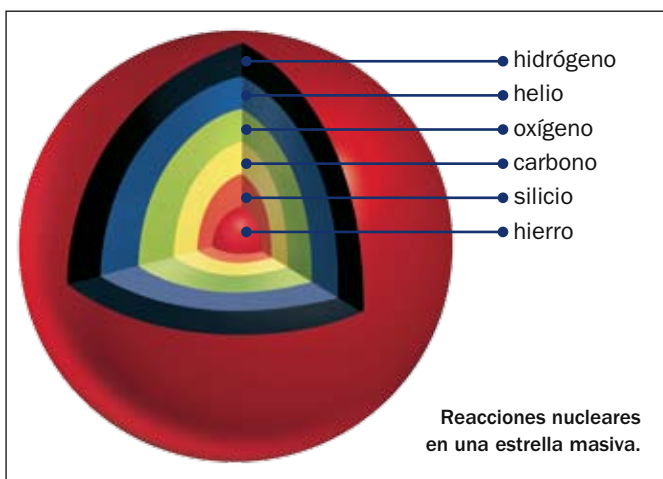
En las *estrellas de baja masa*, la fusión de helio para producir núcleos de carbono es el principio del fin. En el centro de la estrella se empieza a acumular el carbono de las reacciones de fusión de helio. Mientras tanto, éstas prosiguen —así como las de fusión de hidrógeno— en las capas exteriores de la estrella. Hacia el final de la vida de una estrella de baja masa, cuando se empieza a agotar el material fusionable, la estrella expulsa sus capas externas dando lugar a lo que se conoce como una nebulosa planetaria. 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.

En las *estrellas masivas* (las de masa superior a 10 veces la del Sol) pueden llevarse a cabo reacciones de fusión que producen muchos otros núcleos atómicos más pesados que el oxígeno. La gravedad de estas estrellas es tan intensa, que al terminarse el helio, las puede comprimir y calentar lo suficiente para que se inicien reacciones de fusión del carbono, que en las estrellas menos masivas no pueden producirse. Esto da lugar a gran cantidad de elementos aún más pesados: neón, sodio, magnesio, silicio y fósforo, por ejemplo.

El interior de la estrella se organiza según una estructura de capas, como una cebolla, en las que se está fusionando un combustible nuclear distinto (mientras más pesado, más cerca del centro de la estrella). A temperaturas de unos 4×10^9 °C, los núcleos de magnesio-24 y silicio-28 se fusionan con núcleos de helio, sintetizando argón-36, calcio-40, escandio-44, titanio-48, cromo-52 y principalmente níquel-56, el cual se desintegra en hierro-56.

Todas estas reacciones de nucleosíntesis por fusión liberan energía que mantiene a la estrella caliente, brillando y en equilibrio entre expansión y contracción. El elemento más pesado que se forma así es el hierro, con 56 protones en el





Reacciones nucleares en una estrella masiva.

En el centro de la estrella alcanza temperaturas de 1 000 millones de grados. A estas elevadas temperaturas los núcleos de hierro se desintegran por emisión de fotones (partículas de luz). Esta reacción es endotérmica y produce helio, hidrógeno, neutrones y neutrinos.

El centro estelar

se colapsa repentinamente. Las capas superiores de la estrella se quedan sin apoyo y se derrumban hacia el centro, donde rebotan con tremenda energía. Este rebote produce una explosión muy violenta, conocida como supernova. En la explosión se produce una onda de choque que comprime las capas expulsadas, disparando una larga cadena de reacciones nucleares que genera los elementos más pesados que el hierro que faltaban.

La desintegración de los núcleos de hierro genera neutrones. En la explosión de la supernova, otros núcleos de hierro los capturan, transformándose en una gran variedad de isótopos de este elemento, así como núcleos de elementos más pesados, pero inestables. Los núcleos inestables se desintegran emitiendo electrones. Este proceso los convierte en núcleos de mayor número atómico; es decir, núcleos de elementos más pesados que el hierro. Así se producen todos los elementos hasta el uranio (con 92 protones en el núcleo). Los elementos más pesados que el uranio son inestables y se rompen espontáneamente en núcleos más ligeros.

Tercer acto: nucleosíntesis interestelar

Hay personajes que aún no aparecen en escena: núcleos atómicos que se han detectado en la naturaleza, pero que no se forman ni en el Big Bang, ni en el interior de las estrellas ni durante la explosión de una supernova. Se trata de los núcleos de litio-6, berilio-9, boro-10 y boro-11, que se han detectado en los rayos cósmicos. Los rayos cósmicos son partículas cargadas (protones, núcleos de helio y, en menor proporción, diversos núcleos atómicos

MÁS INFORMACIÓN

- Seoane, Carlos (dir.), *El nombre y el símbolo de los elementos químicos*, Ed. Síntesis, España, 2008.
- <http://herramientas.educa.madrid.org/tabla>

más pesados) que viajan a velocidades cercanas a la de la luz. Se piensa que provienen de las explosiones de supernovas lejanas. Los rayos cósmicos en su viaje por el espacio chocan con otros núcleos que se encuentran en su trayectoria. La colisión fragmenta los núcleos. Este proceso, que ocurre en los espacios entre las estrellas, se conoce como *astillamiento* o *espalación*.

Se han realizado experimentos que demuestran que, como resultado de estas colisiones, se pueden formar núcleos atómicos de litio, berilio y boro, entre otros.

Lo anterior ayuda a explicar el origen y la abundancia de estos escasos elementos.

Telón

La obra empieza con un misterio: ¿cómo se formaron los átomos de todos los elementos químicos? La respuesta completa, que los científicos descifraron entre los años 30 y los 60, es que se forman en etapas: los más ligeros durante los primeros minutos del Universo; y por espalación en los espacios interestelares, los que siguen, desde el helio hasta el hierro, en las reacciones de fusión nuclear que dan energía a las estrellas, y todos los demás, hasta el uranio, en las explosiones finales de las estrellas más pesadas. Ahora ya sabemos de dónde provienen los elementos químicos con los que en la Tierra se ha formado la vida, otro drama apasionante que quizá contaremos en otra ocasión. Por el momento, es hora de cerrar el telón. 🎭

Sigfrido Escalante Tovar es profesor-investigador del Departamento de Química Inorgánica y Nuclear en la Facultad de Química de la UNAM.

Leticia Carigi Delgado es física con doctorado en ciencias por la Universidad Central de Venezuela, Caracas. Actualmente es investigadora del Instituto de Astronomía de la UNAM.

Laura Gasque Silva es doctora en química inorgánica. Trabaja en la Facultad de Química de la UNAM; es profesora e investigadora en química de coordinación y bioinorgánica.

núcleo. Y aquí ocurre algo importante. Todas las reacciones nucleares que se habían producido en la estrella hasta ahora eran *exotérmicas* (liberan energía). Una reacción nuclear es exotérmica cuando los núcleos que produce tienen mayores energías de enlace que los núcleos que las originaron. La energía de enlace de un núcleo atómico es la energía que se necesita para desarmarlo; es decir, para separar los protones y neutrones que lo componen. Mientras mayor sea la energía de enlace de un núcleo, más estable será. Pero la energía de enlace de un núcleo de hierro es la mayor de todos los núcleos. El hierro que se ha ido acumulando en el centro de la estrella ya no sirve como combustible para la fusión nuclear porque cualquier reacción de fusión de este elemento absorbe energía en vez de liberarla (es decir, es una reacción *endotérmica*). Así pues, la fusión nuclear en el interior de una estrella no puede sintetizar núcleos más pesados que el hierro. ¿De dónde vienen los elementos que faltan?

Efectos especiales

El segundo acto de la obra termina con una explosión espectacular. Cuando el centro de una estrella masiva está formado por núcleos de hierro y en las capas exteriores las reacciones de fusión empiezan a fallar, la enorme fuerza gravitacional de la estrella vuelve a ganar. En cues-

