

¿Cómo produce la naturaleza sus elementos?

Joel Mendoza-Temis



*Este manuscrito está dedicado a mi tía Inés A. T.,
y a mi sobrina, Ximena M. C., con todo mi cariño*

Instituto de Geofísica
Cuadernos del Instituto de Geofísica

Cuadernos del Instituto de Geofísica

¿Cómo produce la naturaleza sus elementos?

Joel Mendoza-Temis



Universidad Nacional Autónoma de México

¿Cómo produce la naturaleza sus elementos?/ Joel Mendoza Temis.
México: Universidad Nacional Autónoma de México, Instituto de Geofísica, 2024.
32 p.
Ilus. 16 x 21 cm.
(Serie Cuadernos del Instituto de Geofísica)

ISBN: 978-607-30-9440-5

Editor académico
Juan Manuel Espíndola Castro

Editora técnica
Andrea Rostan Robledo

Diseño editorial
Vanesa Gómez Vivas

Archivos Finales
Samantha Fernanda Pita Uraga

Primera edición: Septiembre, 2024.

D.R. © Universidad Nacional Autónoma de México

Av. Universidad No. 3000, Col. Copilco, Alcaldía Coyoacán, C.P. 04510, CDMX

ISBN: 978-607-30-9440-5

Esta edición y sus características son propiedad de la Universidad Nacional Autónoma de México. Prohibida la reproducción total o parcial por cualquier medio sin la autorización escrita del titular de los derechos patrimoniales.

Impreso y hecho en México.

ÍNDICE

6	Presentación a la segunda época
7	Prólogo
8	Resumen
8	Introducción
10	¿Dónde ocurrió la nucleosíntesis primordial?
13	¿Cómo nacen las estrellas y de qué depende su ciclo de vida?
14	¿Cómo brillan las estrellas?
18	¿Cómo explota una estrella?
20	Nucleosíntesis explosiva
22	Entonces, ¿cómo produce la naturaleza el resto de sus elementos?
23	¿Cuál es el escenario astrofísico que reúne las condiciones buscadas?
24	¿Cuáles son los principales ingredientes del festín cósmico de los elementos?
26	Ejemplo ilustrativo
27	¿En qué etapa de la nucleosíntesis explosiva se producen tales o cuales elementos?, y ¿cuál es la física detrás la formación de los picos que aparecen en el patrón residual?
28	Evidencia observacional
29	Conclusiones

Presentación a la segunda época

Como parte de su compromiso universitario de extender con la mayor amplitud posible, los beneficios de la cultura, hace tres décadas el Instituto de Geofísica inició con mucho entusiasmo la publicación de una serie de cuadernos dirigidas al público en general, y, en particular a los estudiantes pre y universitarios para difundir textos sobre el conocimiento de nuestro planeta, las ciencias que lo estudian y la ciencia en general.

La intención fue de elaborar textos cortos exponiendo temas de interés sobre nuestro planeta, con énfasis en el territorio nacional, en un lenguaje accesible al público no especializado. La serie se denominó *Cuadernos* del Instituto de Geofísica. El éxito de la serie ha sido indudable y sostenido, en los primeros años quizás debido a sucesos tan señalados como la erupción en 1982 del volcán Chichón, en el estado de Chiapas, y tres años después el sismo del 19 de septiembre de 1985. De la ocurrencia de estos fenómenos y numerosos sucesos posteriores, como la reactivación del volcán Popocatepetl, surgieron muchas preguntas de la sociedad en general e incluso de las autoridades correspondientes. Los *Cuadernos* han resultado un vehículo adecuados para contestar muchas de estos interrogantes e introducir las Ciencias de la Tierra al público para el que fueron concebidos.

Treinta años después, los *Cuadernos* continúan siendo interesantes al responder a preguntas importantes sobre los fenómenos naturales. Su lectura ha sido adoptada en algunas clases de educación básica, media e inclusive superior, lo que para este Instituto y la UNAM, resulta de gran satisfacción. Se han publicado quince títulos en total, muchos de ellos con varias reimpressiones; sin embargo, su colección de títulos había permanecido en receso durante casi un par de décadas.

En este año, cuando el Instituto de Geofísica cumple sus 75 años de actividades, hemos decidido retomar con nuevo entusiasmo la publicación de la serie con los nuevos títulos que exige el avance de las Ciencias de la Tierra así como nuevas ediciones de títulos anteriores. Con textos actualizados, nuevas imágenes y una presentación moderna esperamos que esta nueva serie de los *Cuadernos* del Instituto de Geofísica sea más atractiva para público en general, y que su información contribuya a entender mejor nuestro planeta.

José Luis Macías Vázquez



Prólogo

Los Cuadernos del Instituto de Geofísica fueron concebidos como un compromiso universitario de contribuir a la difusión de la cultura y, en nuestro caso, de la ciencia y en particular de las ciencias de la Tierra. Con satisfacción encontramos que los quince números de los cuadernos han alcanzado una buena difusión e incluso han servido como complementos en diferentes cursos de bachillerato. Sin embargo, habíamos hecho un receso de más de quince años en la incorporación de nuevos títulos, por lo que con nuevo entusiasmo iniciamos lo que puede considerarse como una nueva época en nuestro acervo.

Es así un motivo de satisfacción presentar al público el primero número de esta nueva etapa con un título que es por demás fundamental: ¿Cómo produce la naturaleza sus elementos? Mientras que en la actualidad es del conocimiento casi general que nuestro universo comenzó con una especie de gran explosión, el famoso "Big Bang", existe un vacío en la comprensión de cómo se crearon los elementos que posteriormente formarían, galaxias, estrellas y planetas. En este cuaderno, el Dr. Mendoza-Temis nos expone, en un lenguaje claro, pero no especializado, los procesos básicos que dieron origen a los diferentes elementos químicos que constituyen el Universo, y que aún no concluyen. La comprensión de estos fenómenos sólo ha sido posible a través de la investigación científica iniciada con la física moderna durante las primeras décadas del siglo 20, que ha perdurado con grandes descubrimientos en los últimos cincuenta años, y que continúa en nuestros días con gran intensidad y nuevas herramientas tanto instrumentales como teóricas.

Luego de leer este cuaderno, el lector tendrá una más cabal comprensión de la construcción del universo y particularmente de nuestro planeta. En efecto, es difícil entender cómo se formó la Tierra sin vislumbrar de manera general cómo se formaron los elementos que la componen. El lector también descifrá que la afirmación de que somos "polvo de estrellas" es más que una expresión romántica y puede considerarse como una conclusión científica.

Nos complace entonces presentar a ustedes el dieciseisavo número de la serie "Cuadernos del Instituto de Geofísica" esperando disfruten de su lectura y que éste ensanche sus conocimientos y comprensión del universo, las estrellas, y nuestro planeta.

Juan Manuel Espíndola Castro

“Somos polvo de estrellas... el oro, el platino y el resto de nuestra joyería se originaron en el mismo lugar del cosmos que muchos de los átomos que nos constituyen, dicho de otra forma, la naturaleza se conoce a sí misma a través de nosotros”. Carl Sagan [1]

Resumen

Seguramente todos hemos leído o escuchado la cita anterior, o al menos la parte correspondiente a “Somos polvo de estrellas”, pero alguno de ustedes se ha preguntado, ¿a qué se refiere exactamente?, y ¿cómo está relacionada con el Año Internacional de la Tabla Periódica de los Elementos (2019)? La meta de esta contribución es darle soporte cuantitativo a tal afirmación y con ello veredicto final a una de las preguntas más fascinantes en la ciencia: ¿cómo, dónde y en qué proporción produce la naturaleza sus elementos? Los invito a que me acompañen en este breve viaje guiado con un toque de Astrofísica Nuclear, a lo largo del cual presentaré evidencia teórica, es decir, cálculos de estructura nuclear y simulaciones numéricas, así como evidencia observacional basada en astronomía de ondas gravitacionales y multimensajeros. Les platicaré de los procesos nucleares que tienen lugar en el Universo. Aprenderemos que uno de los requisitos fundamentales para modelar dichos procesos son las masas de núcleos muy exóticos que no han podido ser medidos experimentalmente y, en consecuencia, debemos hacer uso de modelos teóricos.

Introducción

Antes de comenzar nuestro recorrido, con la finalidad de salir ilesos de algunas incógnitas y disfrutarlo al máximo, empezaremos definiendo a la Astrofísica como la ciencia que estudia el origen y la naturaleza de los astros (planetas, estrellas, galaxias, etc.) desde el punto de vista de la Física. Dicho de otra forma, la Astrofísica es la aplicación de las leyes y teorías de la física a la interpretación de las observaciones astronómicas para intentar comprender el Universo y nuestro lugar en él. Sus sistemas de estudio comprenden escalas espaciales muy grandes, de tal forma que no es práctico utilizar el metro para describirlos, sino el año luz, el cual es la distancia que recorre la luz en un año, unos diez mil billones de metros: ¡ 10^{16} metros!

Continuaremos nuestro recorrido definiendo la Física Nuclear como la ciencia que estudia la estructura, propiedades y comportamiento de los núcleos atómicos, los cuales fueron descubiertos en los albores del siglo pasado por Ernest Rutherford tras bombardear una lámina de oro con partículas con carga positiva, su hallazgo quedó inmortalizado en la frase: “fue como si disparase balas contra un pañuelo y éstas rebotasen hacia mí”, la explicación, es que existe una región muy pequeña en el núcleo de cada átomo, la cuál concentra casi toda su masa y tiene carga positiva, consecuentemente las partículas con carga positiva son repelidas y “a veces” rebotan en retroceso, por otra parte, los electrones (con carga negativa) son atraídos hacia el núcleo formando un átomo. De tal forma, que sus escalas espaciales de estudio son muy pequeñas, de nueva cuenta no resulta práctico usar el metro, por lo tanto, utilizaremos el Femtómetro o Fermi (en honor al brillante físico italiano Enrico Fermi) que equivale a una milbillónésima de metro: ¡ 10^{-15} metros! Posteriormente, se descubrió que los núcleos atómicos están formados por protones y neutrones.

Dado que la meta de nuestro viaje es entender cómo brillan las estrellas, así como el origen y abundancia de los elementos químicos, debemos fusionar las dos ciencias anteriormente definidas, obteniendo así la Astrofísica Nuclear. Ésta es una ciencia interdisciplinaria, cuyo objetivo es comprender los procesos nucleares que tienen lugar en el Universo. Dichos procesos son responsables de la generación de energía en las distintas fases de la evolución de las estrellas y contribuyen a la nucleosíntesis, es decir, explican el origen y abundancia de los elementos químicos.

Una vez habiendo expuesto las materias que nos acompañaran, el itinerario en nuestro viaje será el siguiente: en la primera parada comenzaremos por hablar de la nucleosíntesis primordial, qué ocurrió en el *Big Bang*, pasaremos después por aquella que tiene lugar en el interior de las estrellas a manera de segunda parada. Como interludio, exploraremos el destino final de estos astros. En la siguiente etapa presentaremos los ingredientes del festín cósmico de los elementos. Casi para terminar, haremos uso de un ejemplo ilustrativo (simulaciones numéricas del proceso de nucleosíntesis) para cuantificar en qué proporción se distribuyen los elementos creados. Finalmente, terminaremos nuestro recorrido comparando los resultados del citado ejemplo ilustrativo con la evidencia observacional disponible.

Sean bienvenidos a este viaje, al hacer al recorrido se irán respondiendo las dudas que vayan surgiendo. Siéntanse libres, pues, de preguntar lo que ustedes deseen. En caso de que surja alguna duda adicional les sugiero escribirme un correo electrónico a joel.mendoza@utcv.edu.mx.

¿Dónde ocurrió la nucleosíntesis primordial?

Para responder a esta pregunta, les contare una historia térmica [2] que ocurrió hace unos 13.8 mil millones de años (1.38×10^{10} años), justo después de la gran explosión que dio lugar a todo lo que conocemos. Muchos de ustedes recordarán de sus cursos elementales, que la temperatura se define como el promedio de la energía cinética (aquella asociada al movimiento) de las partículas que forman a un sistema, y que la densidad es una medida de la distribución de la materia en un determinado espacio. A continuación, les pido que imaginen un Universo primigenio caracterizado por altas densidades y temperaturas. Se preguntarán ustedes: ¿qué tan altas?, bueno, tan altas que todo nuestro Universo estaría contenido en un ínfimo punto (93 órdenes de magnitud más denso que el agua, 10^{93}g/cm^3), y tan caliente (100 quintillones de grados Kelvin, 10^{32}K) que toda la materia y sus interacciones serían indistinguibles. A estas condiciones físicas tan extremas son a las que los cosmólogos denominan la singularidad (región del espacio-tiempo donde no se puede definir alguna magnitud física relacionada con los campos gravitatorios). Posteriormente, el *Big Bang* o la gran explosión expandió y enfrió este Universo primigenio, permitiendo la formación de todo aquello que nos rodea (ver [figura 1](#)).

Formación de protones, neutrones y electrones. Las condiciones físicas justo después del *Big Bang* se asemejan a las de un sistema con una reserva infinita de energía y se traducen en una incesante producción y destrucción de pares de partículas elementales. Hagamos un salto en el tiempo e imaginémonos que estamos como observadores en ese instante. Si esperamos a que esta “sopa caliente de partículas subnucleares” se enfríe lo suficiente, digamos unas cuantas millonésimas

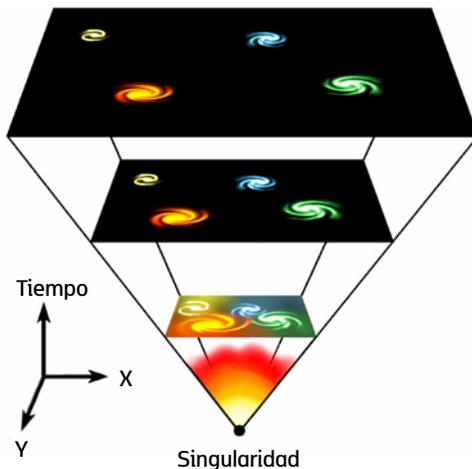
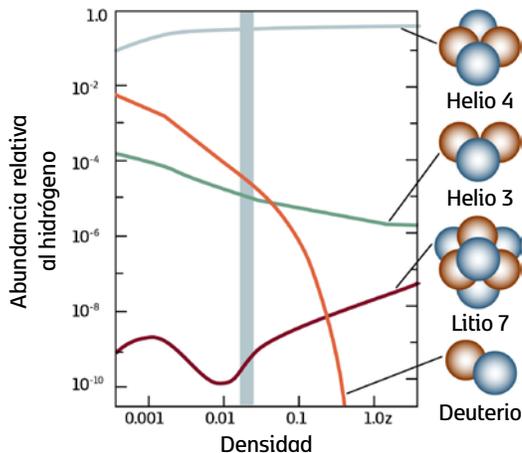


Figura 1. De acuerdo con el modelo del *Big Bang*, el Universo se expandió a partir de un estado extremadamente denso y caliente y continúa expandiéndose hasta el día de hoy. Recuperada de https://commons.wikimedia.org/wiki/File:Universe_expansion_es.png#/media/File:Universe_expansion_es.png

de segundo, vamos a ver que las condiciones físicas de esta nueva etapa favorecen la formación de los primeros bariones (partículas subatómicas de las cuales los protones y neutrones son los más conocidos porque forman el núcleo del átomo). Si aguardamos un segundo más, en este preciso momento el Universo ya ha disminuido su temperatura y se favorecieron las reacciones de producción y destrucción de pares electrón-antielectrón. En resumen, tras el primer segundo de su historia el Universo ya ha producido los ingredientes fundamentales de todo aquello que conocemos, sin embargo, aún está muy caliente.

Formación de los primeros núcleos. Hemos aprendido que conforme el Universo se va enfriando sus ingredientes tienden a fusionarse en nuevas configuraciones, por lo cual, no será de extrañarse que si esperamos un tiempo razonable, digamos de 5 a 20 minutos, se habrán creado los primeros núcleos, predominantemente hidrógeno (formados por un único protón, se denotan por ^1H , el superíndice denota el número de masa, es decir, la suma de protones y neutrones que los forman) y Helio-4 (formado por dos protones y dos neutrones, a estos núcleos también se les conoce como partículas alfa, se denotan por ^4He), en una proporción de 75% de hidrógeno y 25% de partículas alfa en masa (12 protones por cada partícula alfa), así como pequeñas cantidades de deuterio (^2H), helio-3 (^3He), y litio-7 (^7Li). En la [gráfica 1](#) se resumen los principales productos de la nucleosíntesis primordial (BBN, por sus siglas en inglés).



Gráfica 1. Abundancias de núcleos más pesados que el hidrógeno en función de la densidad de bariones en el Universo. Las abundancias están arbitrariamente normalizadas de manera que la abundancia del hidrógeno es 1. La banda gris muestra el rango que permiten las observaciones actualmente: obsérvese que ya es un hecho extraordinario que las observaciones se ajusten con tanta precisión a la teoría. Crédito de la imagen Martin White, traducida al español por Joel Mendoza-Temis.

Formación de los primeros átomos, Universo visible. Quizá recuerden que aún no hemos empleado el otro ingrediente disponible en este joven Universo, es decir, el electrón. La razón por la que éstos y los núcleos disponibles aún no han conseguido fundirse en átomos, es que están siendo continuamente bombardeados por radiación de alta energía que tiende a separarlos. En estas condiciones, si un átomo llegara a formarse inmediatamente se destruiría debido al excesivo número de colisiones energéticas. Dicho de otra forma, la luz se encuentra atrapada en un medio difuso compuesto esencialmente por protones, algunos núcleos y electrones libres, consecuentemente el Universo es opaco. Volvamos a dar un nuevo salto en el tiempo, les pido que sean pacientes y esperemos a que la temperatura del Universo se haya reducido a unos cuantos miles de grados Kelvin, suficientemente baja para permitir la formación de átomos neutros, la recompensa lo vale.

Pues bien, resulta que después de 380,000 años, los electrones libres quedan atrapados en órbitas alrededor de núcleos (principalmente ^1H y ^4He), con lo cual se forman los primeros átomos. El medio cambia repentinamente de difuso a transparente para la radiación y da origen a un fondo cósmico de radiación (CMB por sus siglas en inglés), el cual es por así decirlo, una fotografía instantánea del momento en que el Universo se hizo por primera vez visible. Actualmente,

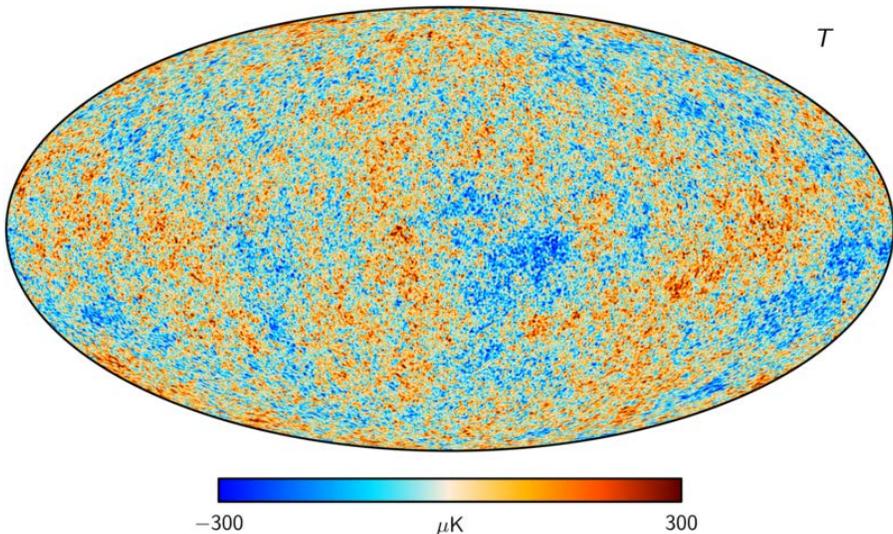


Figura 2. Fluctuaciones de temperatura en el fondo cósmico de radiación, obtenidas con el telescopio Planck. Crédito de la Imagen CMB maps.

el descubrimiento del CMB (ver [figura 2](#)) ha constituido un éxito brillante para la teoría del *Big Bang*, ya que le brindó un soporte fenomenológico al principio cosmológico, el cual enuncia que el Universo, visto a grandes escalas (cientos de megaparsecs), es homogéneo e isotrópico, es decir, que cualquier punto del Universo es indistinguible tanto de manera espacial (no hay centros, ni bordes) como de manera direccional (no importa en qué dirección del Universo apuntes, siempre verás lo mismo). Debido a la importancia de este descubrimiento, Penzias y Wilson recibieron el premio Nobel de física en 1978.

¿Cómo nacen las estrellas y de qué depende su ciclo de vida?

Después de haberlos hecho partícipes de eventos tan espectaculares en la historia temprana del Universo, tuvieron que pasar unos muy aburridos 200 millones de años para que las pequeñas fluctuaciones en la distribución de la materia se amplificaran. Actualmente se cree que la materia oscura (sustancia compuesta por partículas que no absorben, reflejan o emiten luz y que se estima corresponde aproximadamente al 80% de la materia del Universo) es la responsable de formar nubes más densas, las cuales se contraen por acción de la gravedad y se transforman así en las primeras estrellas. El tiempo de incubación de una estrella y su subsecuente ciclo de vida dependerán de qué tan masiva sea su progenitora, donde por progenitora, nos referimos a la nube de gas y polvo que le dio origen. Así, por ejemplo, estrellas medianas como nuestro Sol inician su ciclo de vida como nubes moleculares, las cuales tardarán del orden de decenas de millones de años en contraerse y reunir las condiciones físicas para empezar a quemar su combustible, posteriormente brillarán, se inflarán formando unas gigantes rojas y expelerán sus capas más externas creando de nueva cuenta nebulosas planetarias. Todo lo anterior sucedió en alrededor de decenas de miles de millones de años, para finalmente terminar su vida formando objetos compactos conocidos por el nombre de enanas blancas. En contraste, las estrellas unas diez veces más masivas que nuestro Sol ($M \sim 10M_{\odot}$), requieren únicamente de unos cien mil años para comenzar a brillar, después invertirán decenas de millones de años en quemar su combustible e inflarse como súper gigantes rojas. Al agotar su combustible colapsarán de forma gravitacional y posteriormente explotarán como supernovas, provocando la expulsión de sus capas externas por medio de poderosas ondas de choque [2]. Cabe mencionar, que no todo se destruye en una explosión de supernova. Por el momento, tomemos un respiro y dejemos esto en suspenso.

¿Cómo brillan las estrellas?

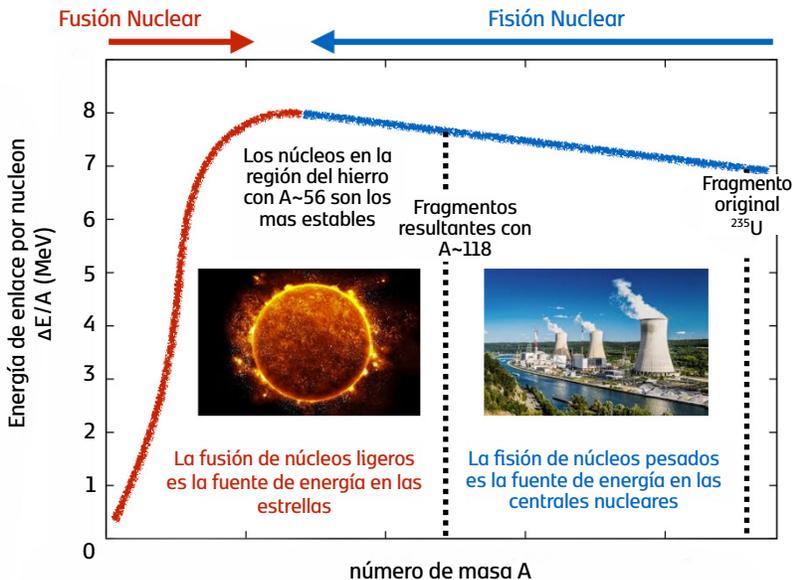
Para responder a esta pregunta, necesitamos primero saber, ¿cuál es la fuente de energía en las estrellas? El único dato a nuestra disposición es la luminosidad de nuestro Sol, es decir, la tasa de consumo de energía. Comencemos nuestra búsqueda suponiendo que la fuente de energía de las estrellas es de naturaleza química, es decir, la conversión de energía molecular a calor. Si hacemos las cuentas, encontraremos que nuestro Sol hubiera brillado menos de cien mil años. Supongamos ahora que la fuente de energía en las estrellas no es otra cosa que la conversión de la energía potencial gravitatoria en calor, sin embargo, aún cuando este mecanismo es más eficiente que el propuesto con anterioridad, nuestro Sol sólo hubiera brillado unos veinte millones de años.

Para descubrir la respuesta de nueva cuenta, les propongo que utilicen su imaginación y supongan que se encuentran en el dominio del Universo microscópico, allá donde las leyes de la mecánica cuántica rigen todo lo que ocurre. Ahora bien, digamos que deciden pesar un racimo de uvas, esto equivaldría a pesar un núcleo, y posteriormente se les ocurre volver a pesarlo, pero esta vez pesan las uvas por separado, lo cual equivaldría a pesar a los protones y los neutrones que forman un núcleo. El resultado de estas mediciones es que, sorprendentemente la masa de este racimo de uvas es más ligera que la suma de sus constituyentes por separado, a esta propiedad del Universo microscópico se le denomina “*defecto de masa* (Δm)”. Originalmente fue descubierta en el año 1920 por el físico Francis Aston, posteriormente, el astrofísico Arthur Eddington sugirió que debido a la ecuación más famosa en la Física, $\Delta E = \Delta mc^2$ (acuñada por el físico Albert Einstein), este defecto de masa, Δm , se traduce en la energía de enlace del núcleo, ΔE , y resulta ser la fuente de energía en las estrellas [2]. Finalmente, el físico Hans Bethe recibió el premio Nobel de Física en 1967 por demostrar que los procesos de fusión nuclear son la fuente de energía en las estrellas y en particular de nuestro Sol. Sus cálculos estiman que nuestro Sol continuará brillando por otros 5,000 millones de años. De tal forma que el conocimiento de las masas nucleares es fundamental para cálculos de interés astrofísico, en particular para entender la evolución estelar como veremos a continuación.

Fusión nuclear: quema estacionaria [2]. La vida de una estrella puede resumirse como un ciclo de compresiones, expansiones y etapas de quema estacionaria. Entremos un poco más en detalle, verán ustedes, conforme las nubes de gas y polvo son contraídas por acción de la gravedad van transformando su energía gravitacional en calor, elevando la temperatura y la presión del núcleo de la estrella, reuniendo

con ello las condiciones físicas para “encender el caldero estelar” y dar lugar a reacciones de fusión nuclear (generalmente estas reacciones van acompañadas de emisión de partículas y radiación). Cuando alcanzan un equilibrio dan pie a largos periodos de quema estacionaria, hasta agotar el combustible nuclear disponible. Posteriormente, la gravedad vuelve a comprimir el sistema, calentando nuevamente el núcleo de la estrella y encendiendo ahora las “cenizas” de la etapa previa, para dar lugar a una nueva etapa de quema estacionaria, y así sucesivamente. Dicho de otra forma, las estrellas son esferas de gas autoluminiscentes. La pregunta natural que se nos viene a la mente es, ¿acaso estas reacciones de fusión nuclear ocurren para siempre? Si es así, nuestro Sol seguiría brillando eternamente. Podemos intuir que la respuesta es no, pero para que no haya lugar a dudas, nos auxiliaremos de la curva de estabilidad (ver [gráfica 2](#)), la cual nos muestra la energía de enlace por nucleón ($\Delta E/A$) en función del número de masa, A . Esta gráfica es probablemente la más importante en la física nuclear porque nos ilustra lo siguiente:

1. Conforme se van añadiendo nuevos nucleones, aumenta el número de masa y crece la energía de enlace, ΔE , liberando energía. Dicho de otra forma, se van favoreciendo las reacciones de fusión nuclear hasta alcanzar la región



Gráfica 2. Energías de enlace por nucleón. Se puede observar en qué regiones se gana energía mediante procesos de fusión nuclear y en qué regiones mediante fisión nuclear. Adaptada de https://commons.wikimedia.org/wiki/File:Energy%ADa_por_nucle%C3%B3n.png

- A~60. Lo anterior abre la posibilidad de imitar los fenómenos que suceden en el núcleo de las estrellas, lamentablemente aún no contamos con la tecnología para hacerlo.
2. Para la región con A~60 (la región del hierro), la energía de enlace, ΔE , alcanza un máximo, por lo tanto, los núcleos alrededor de esta región son los más estables. En particular el isótopo 62 del níquel, ^{62}Ni , formado por 28 protones y 34 neutrones, es el más estable ($\Delta E/A=8.79 \text{ MeV}$).
 3. A partir de $A>60$, la energía de enlace, ΔE , presenta una tendencia a la baja, por lo tanto, en lugar de ganar energía de enlace pegando nucleones, tendríamos que invertirla. La explicación es meramente microscópica, verán ustedes, la interacción nuclear residual (aquella que se encarga de mantener a los protones y a los neutrones confinados dentro del núcleo) es de alcance finito (unos cuantos Fermi), es decir, más allá de esta región, la parte residual de la interacción nuclear deja de ser la dominante, pasándole la estafeta a la repulsión eléctrica entre partículas cargadas (en este caso los protones). Consecuentemente las reacciones de fusión nuclear se hacen prohibitivas al aumentar la barrera energética que deben vencer para poder pegarse. El resultado neto es que por más masiva que sea una estrella, lo más que podemos cocinar en su interior son núcleos alrededor de la región del hierro.
 4. En el caso de núcleos muy exóticos, como ciertos isótopos del uranio (^{233}U , ^{235}U) y del plutonio (^{239}Pu), se gana energía rompiéndolos en un par de fragmentos más ligeros, cada uno de ellos con mayor energía de enlace, ΔE ; a este proceso se le conoce como fisión nuclear. Estas reacciones van acompañadas de emisión de calor, el cual, puede ser transferido a un depósito con agua para generar vapor. Éste, a su vez, puede ser utilizado para mover turbinas y generar electricidad, de hecho, es así es como se obtiene la energía eléctrica en las centrales nucleares. Debido a las condiciones físicas que se requieren (núcleos inestables y elevadas barreras energéticas de fisión), es imposible que el proceso de fisión nuclear se lleve a cabo en el interior de las estrellas.

La curva de estabilidad puede interpretarse usando las analogías existentes entre una gota de líquido y el núcleo atómico; resulta que al ir incorporando gotitas a una gota de líquido se gana estabilidad al formar gotas de mayor tamaño. Posteriormente, por efectos de tensión superficial, el sistema alcanza su punto de saturación (máximo tamaño), y finalmente pierde estabilidad, es decir, comienzan a desprenderse gotitas. Como habrán notado, el bono adicional de esta gráfica es

que nos permite entender en qué regiones ganamos energía mediante procesos de fusión y fisión nuclear.

Regresando a las etapas de quema estacionaria, una estrella mediana, como nuestro Sol, invierte la mayor parte de su vida quemando hidrógeno (^1H) y convirtiéndolo en partículas alfa (^4He) mediante la cadena p-p (ver [figura 3](#)), la cual involucra reacciones de captura de partículas seguidas de decaimientos. En resumen, nuestro Sol convierte cada segundo 600 millones de toneladas de hidrógeno en 596 toneladas de helio y energía. Las estrellas más masivas que nuestro Sol contienen pequeñas trazas de carbono (C), nitrógeno (N) y oxígeno (O). Su fuente de energía dominante es la quema de hidrógeno (^1H) mediante un complejo mecanismo conocido como la cadena CNO. Posteriormente, al aumentar la temperatura de sus núcleos, la quema de partículas alfa (^4He) comienza a ser posible. Cabe mencionar que la fusión de dos partículas alfa no es posible porque su producto, el ^8Be , es inestable. No obstante, vive lo suficiente (10^{-16} segundos) como para que otra partícula alfa se junte a las otras dos en una resonancia de tres cuerpos (el estado de Hoyle a 7.6 MeV), la cual, posteriormente decaerá formando carbono (^{12}C). Si esta resonancia no estuviera presente, la nucleosíntesis hubiese terminado en esta etapa, y seguramente nosotros no estaríamos aquí. Superado este “cuello de botella”, parte del carbono formado reacciona con otras partículas alfa y produce

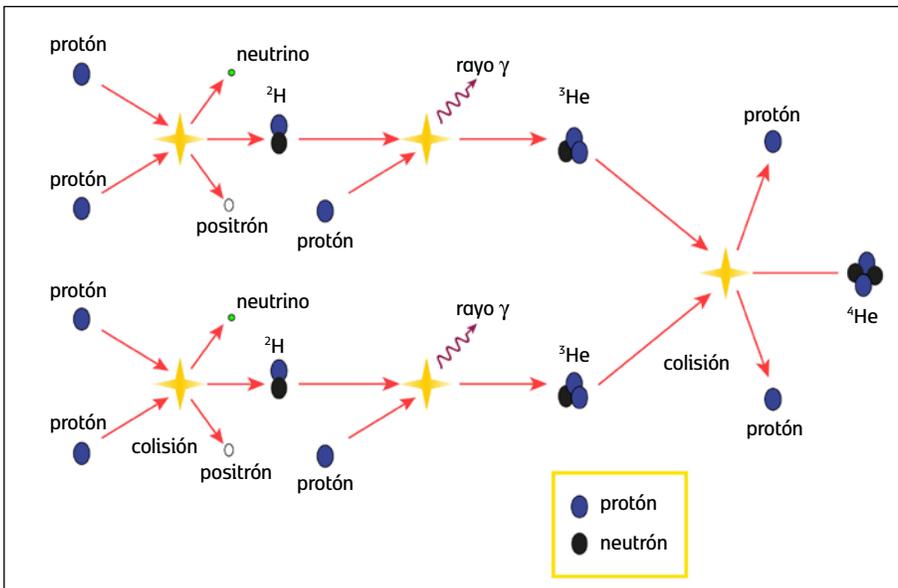


Figura 3. La cadena protón-protón es un conjunto de reacciones de fusión que transforman hidrógeno en helio en el interior de estrellas como nuestro Sol. Crédito de la imagen Roberto O. J. Venero.

oxígeno (^{16}O). Para estrellas con masas mayores a 8 masas solares ($M > 8M_{\odot}$), la estrella experimenta sucesivas etapas de quema estacionaria: quema de carbono, neón, oxígeno y silicio. Al final de estas etapas, la estrella desarrolla una estructura de “capas de cebolla” (ver [figura 4](#)). La tabla 1 muestra los resultados obtenidos mediante simulaciones numéricas, que incorporan hidrodinámica y las principales reacciones nucleares para una estrella de 25 masas solares ($M \sim 25M_{\odot}$).

Al final de las etapas de quema estacionaria, la masa del núcleo de hierro aumenta hasta que su masa se hace mayor que la de Chandrasekhar ($M_{ch} \sim 1.44M_{\odot}$), la cual, establece un límite para la estabilidad de una estrella ante el colapso gravitacional. Adicionalmente, los procesos de captura de electrones por protones (libres y ligados en núcleos) aumentan su inestabilidad y aceleran su colapso; el de la estrella dura menos de un segundo y es el prelude de la explosión de la estrella como supernova.

¿Cómo explota una estrella?

Aunque no lo crean, hasta hace unos 10 años no se entendía por completo el mecanismo de la explosión de una supernova. Los cálculos muestran que las capas más externas de la estrella colapsan gravitacionalmente hacia su núcleo aumentando la densidad de este último, hasta llevarlo a densidades cercanas

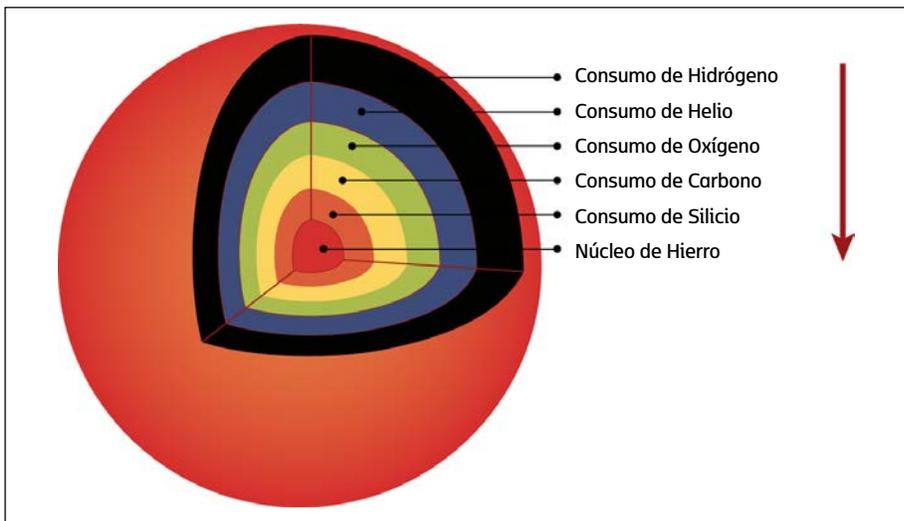


Figura 4. Estructura de capas de cebolla para las distintas etapas de la quema estacionaria (fusión nuclear) de una estrella con $M > 8M_{\odot}$. Crédito de la imagen Mafalda Martins, ESO.

Tabla 1. Etapas de la quema estacionaria y su duración para una estrella de $M \sim 25M_{\odot}$.

Etapa (quema)	Duración
Hidrógeno	1×10^7 años
Helio	1×10^6 años
Carbono	500 años
Neón	1 año
Oxígeno	5 meses
Silicio	1 día

a la densidad nuclear (14 órdenes de magnitud más grandes que las del agua, 10^{14}g/cm^3). Por lo tanto, cuando la materia se encuentra con este “ente” tan denso, forma una onda de choque que se propaga hacia el exterior. Inicialmente se pensaba que éste era el mecanismo detrás de la explosión. Actualmente se sabe que no es el caso, ya que la energía cinética de este “rebote” es transferida al material situado en capas contiguas al núcleo de la estrella, el cual se evapora formando protones, neutrones y partículas alfa; la onda de choque se detiene en alguna capa externa de la estrella (100-200 km de su centro), consecuentemente la estrella no explota, al menos no por este mecanismo. Hoy en día, gracias a sofisticados cálculos de hidrodinámica y transporte de neutrinos, podemos tener un escenario más completo del mecanismo detrás de la explosión. Para entenderlo, situémonos en el núcleo de la estrella. Recién se ha formado una protoestrella de neutrones, la cual comienza a enfriarse emitiendo grandes cantidades de neutrinos; basta con que el 1% de la energía gravitacional liberada en forma de neutrinos sea depositada en las zonas donde se había detenido la onda de choque original para revivirla y dar pie a la explosión de supernova. En otras palabras, todo aquello que se cocinó en el interior de una estrella durante millones de años sale expulsado en fracciones de segundo, contaminando el medio interestelar. La [figura 5](#) muestra la nebulosa del Cangrejo, remanente de una supernova que explotó en 1054 y fue vista por astrónomos chinos.

Remanentes de la explosión. Como habíamos mencionado con anterioridad, no todo se destruye en una explosión de supernova. Existen dos posibilidades para el destino final del núcleo de estas estrellas, ya sea que colapsen en una estrella de neutrones (un gran núcleo formado esencialmente por neutrones, con alrededor de $1.35M_{\odot}$ confinadas por la fuerza de gravedad a una esfera de un diámetro de menos de veinte kilómetros [\[2\]](#)) o en un agujero negro (restos fríos de

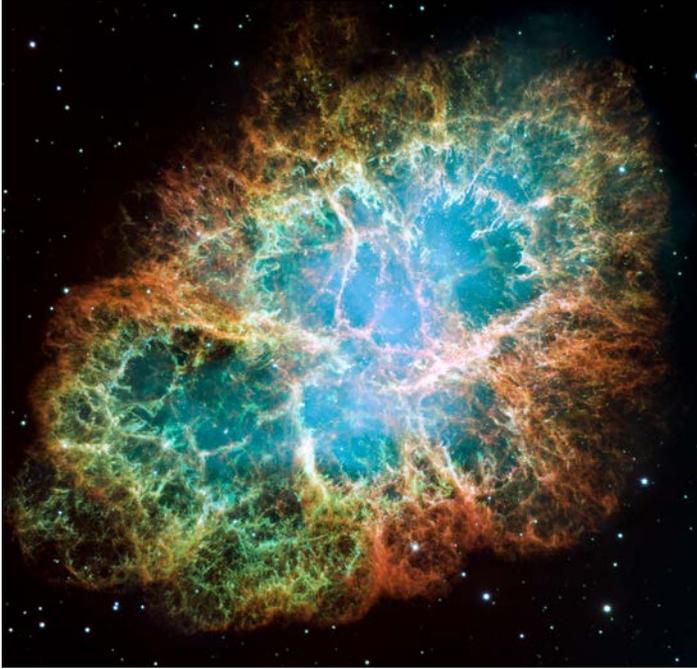


Figura 5. La nebulosa del Cangrejo, remanente de una supernova que explotó en el año 1054. Recuperada de https://commons.wikimedia.org/wiki/File:Crab_Nebula.jpg.

estrellas masivas tan densas, que ninguna partícula material, ni siquiera la luz, es capaz de escapar a su poderosa fuerza gravitatoria).

Nucleosíntesis explosiva

Para ilustrar la situación en que nos encontramos, los invito a que conozcan el panorama nuclear (ver [figura 6](#)), el cual es una representación bidimensional de la masa de todos los isótopos como función del número de protones, Z , y el número de neutrones, N . Hemos aprendido en las secciones anteriores que la nucleosíntesis primordial nos permite explicar el origen de los elementos más ligeros y la fusión nuclear el de los elementos hasta la región del hierro (ver región amarilla en la [figura 6](#)). Sin embargo, ¿acaso es éste el final de nuestra historia? La respuesta es no. De hecho, una exploración más profunda al panorama nuclear nos permite averiguar que muchos isótopos (unos 2,500) han sido creados de manera artificial en los laboratorios, pero al ser tan inestables, decaen rápidamente (emitiendo otras partículas o radiación beta). Por lo tanto, se puede concluir que sólo existen

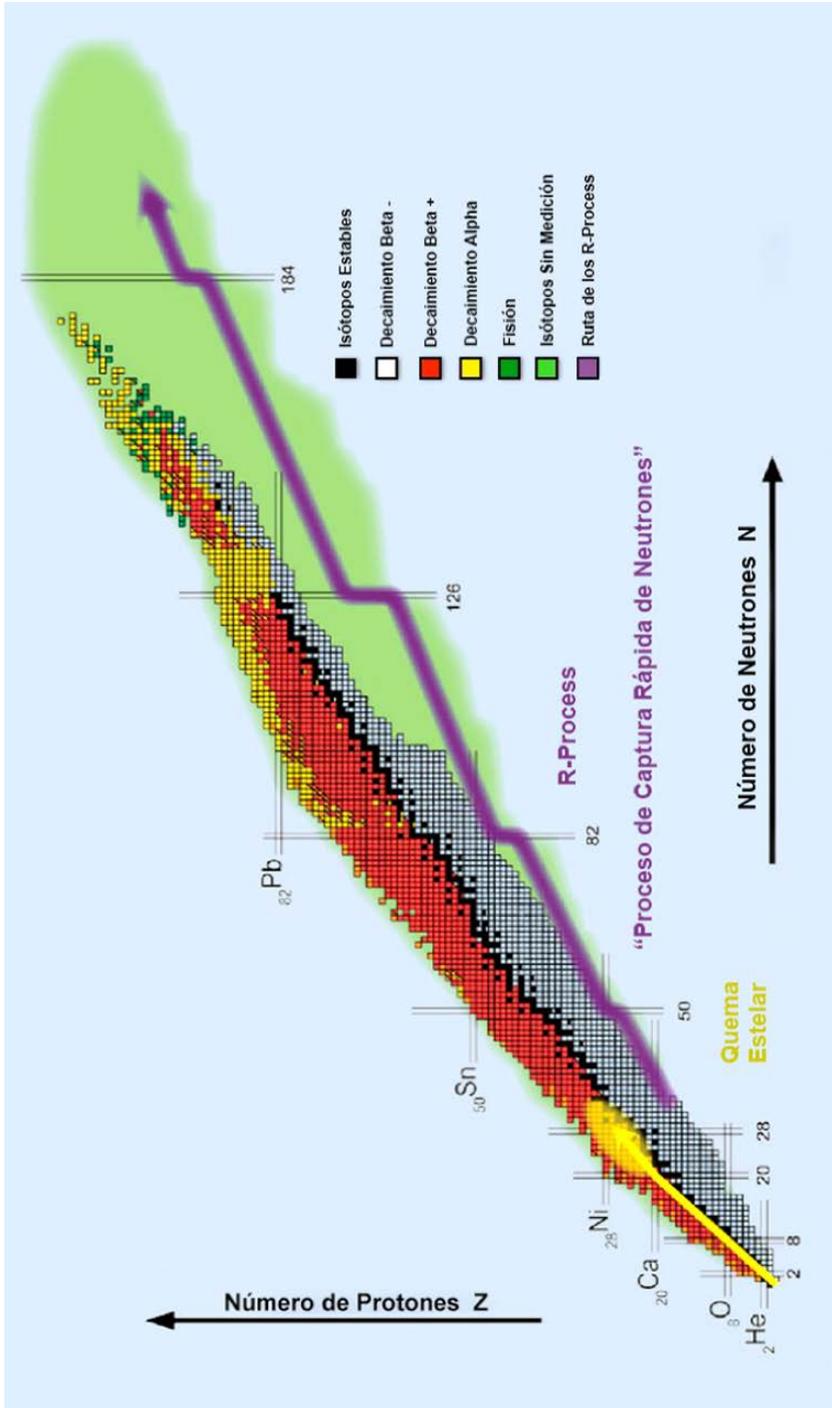
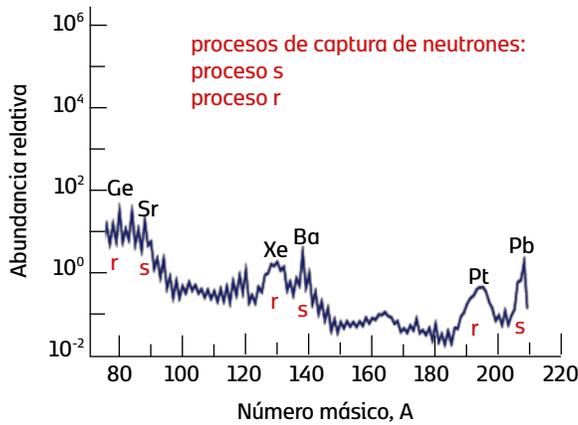


Figura 6. Panorama nuclear. Representación bidimensional de la masa de todos los isótopos como función del número de protones, Z, y el número de neutrones, N. Crédito de la imagen ExtreMe Matter Institute (EMMI). Traducida al español por Joel Mendoza-Temis.

algunos isótopos estables (ver cuadrados negros en la [figura 6](#)) los cuales forman toda aquello que nos rodea. Quizá ya notaron que aún no hemos explicado cómo produce la naturaleza sus isótopos estables ni los sintetizados en los laboratorios para regiones más allá del hierro. De tal forma que el reto —si deciden acompañarme en el resto de este viaje— es explicarles el origen de los isótopos anteriormente citados, así como el de los más exóticos (alrededor de 7,000), aquellos que aún no han sido medidos experimentalmente, puesto que decaen muy rápido (viven billonésimas de segundo) o simplemente no es posible producirlos en el laboratorio (ver la región color verde en la [figura 6](#)). Su existencia está justificada por evidencia espectroscópica y por algunos modelos teóricos.

Entonces, ¿cómo produce la naturaleza el resto de sus elementos?

Verán ustedes, desde los artículos clásicos de Burbidge y colaboradores publicados en 1957 [3, 4] se propuso que el origen de la mayoría de los elementos más pesados que el hierro ocurre en la naturaleza mediante una serie de procesos de captura de partículas (protones, neutrones) sobre núcleos que ‘actúan como semillas’ seguidos de decaimientos. En el caso de captura de protones, los denominaron procesos p (p de protón) explican la producción de núcleos estables deficientes en neutrones con $Z \geq 34$. Por otra parte, un blanco (con un número de protones fijos) experimenta múltiples capturas de neutrones hasta llegar a una capa cerrada (configuración excepcionalmente estable con un número de neutrones $N = 50, 82$ y 126). En este sitio, la posibilidad de que se produzca una nueva captura de neutrones se reduce drásticamente, de tal forma que el núcleo formado empieza a decaer múltiples veces (en cada decaimiento un neutrón se transforma en protón, consecuentemente el número de protones aumenta). Posteriormente, si aún hay neutrones disponibles el proceso de captura se reactiva, y se repite la historia. La probabilidad de captura de una partícula se incrementa con la cantidad de proyectiles. Por otra parte, dependiendo de la cantidad de neutrones disponibles se dividen en procesos s (s de *slow* o lentos) y procesos r (r de *rapid* o rápidos). La justificación fenomenológica detrás de estos dos procesos está codificada en el patrón de abundancias isotópicas (ver [gráfica 3](#)). Si ponen atención en la región $A > 80$ observarán una estructura de dobles picos, los cuales aparecen debido a la existencia de capas cerradas, acumulando materia alrededor de estos núcleos y formando el patrón de picos observado. De hecho, una manera de visualizar una capa de cerrada es la presencia de un “máximo local” en el patrón de abundancias. En resumen, dado que los procesos r ocurren con unas densidades de neutrones mucho mayores, los blancos experimentan más capturas de neutrones que en los procesos s; “llegando a las capas



Gráfica 3. Abundancias de los diferentes isótopos observadas en el sistema solar y los diferentes procesos que contribuyen a la creación de éstos. Las abundancias están arbitrariamente normalizadas de manera que la abundancia del silicio es 10^6 . Crédito de la Imagen Gabriel Martínez-Pinedo.

cerradas” con un número de protones menor y consecuentemente los picos debidos al proceso r aparecen siempre a la izquierda de los del proceso s [5]. Los procesos s comienzan en núcleos “semilla” con masas alrededor de la región del hierro logrando sintetizar núcleos hasta el plomo y el bismuto, puesto que operan en zonas cercanas al valle de estabilidad. Actualmente, se cuenta con información experimental de secciones eficaces de captura de neutrones y se ha podido determinar sus vidas medias. En contraste, los procesos r operan en cadenas de núcleos muy inestables, a tal grado que en la mayoría de los casos no se han medido muchas de sus propiedades. Por lo tanto, son el proceso menos entendido desde el punto de vista de la física nuclear (ver la ruta de los procesos r en la [figura 6](#), la cual aparece en color morado). A partir de mediados de los años sesenta del siglo pasado, se comenzaron a implementar los primeros cálculos explorando estas ideas. Sin embargo, aún hacía falta calcular muchos observables de estructura nuclear, así como encontrar un escenario astrofísico que reuniera las condiciones físicas buscadas.

¿Cuál es el escenario astrofísico que reúne las condiciones buscadas?

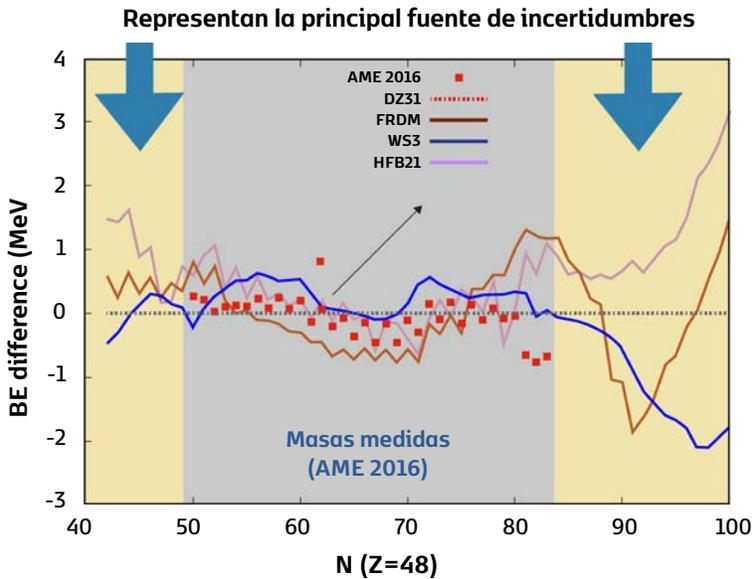
El ambiente astrofísico buscado, requiere una cantidad suficientemente de núcleos que actúen como blancos (semillas) y una gran cantidad de proyectiles que los puedan bombardear para dar lugar a los citados procesos de captura [2]. El candidato natural es una

explosión de supernova, sin embargo, los cálculos realizados suponiendo que hay equilibrio estadístico nuclear (NSE, por sus siglas en inglés), muestran que las semillas están localizadas en $\langle A_{\text{semilla}} \rangle \sim 90$. Además, las simulaciones hidrodinámicas llevadas a cabo muestran que la materia expulsada es rica en neutrones, pero no lo suficiente, ya que la proporción de proyectiles (neutrones) por semillas, $\langle R_{n/\text{semilla}} \rangle \sim 70$, no permite sintetizar núcleos, $\langle A_{\text{final}} \rangle$, demasiado exóticos. Esquemáticamente se tiene que: $\langle A_{\text{final}} \rangle \approx \langle A_{\text{semilla}} \rangle + \langle R_{n/\text{semilla}} \rangle \sim 160$. Por otra parte, en la década de los setenta Lattimer postuló un escenario que involucraba la fusión de un par de estrellas de neutrones, con lo que se aumentaba la cantidad de proyectiles disponibles y, por lo tanto, la probabilidad de producir núcleos más exóticos [2]. Las condiciones físicas caracterizadas por densidades, $\rho \sim 10^{12} \text{ g/cm}^3$, y temperaturas, $T \sim 10^9 \text{ K}$ se traducen en semillas alrededor de $\langle A_{\text{semilla}} \rangle \sim 120$ y materia extremadamente rica en neutrones, $R_{n/\text{semilla}} > 400$. En pocas palabras, encontré el escenario astrofísico buscado, es más, en él se espera que se produzcan isótopos fisibles.

¿Cuáles son los principales ingredientes del festín cósmico de los elementos?

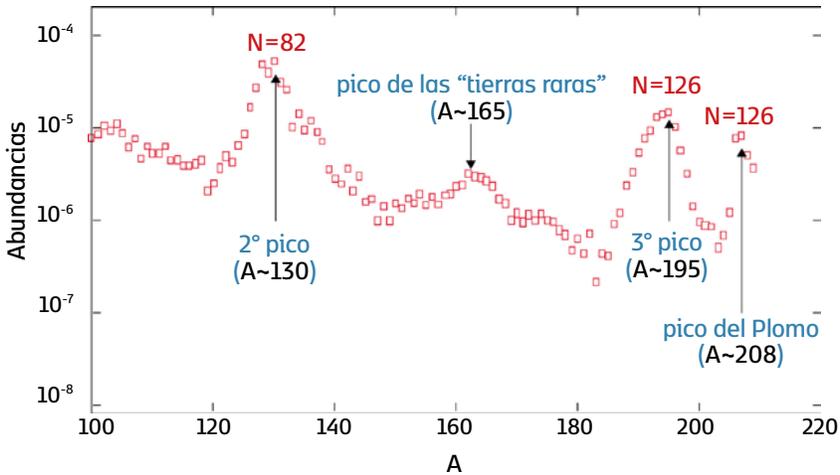
Para determinar en qué proporción se distribuyen los elementos en la naturaleza, necesitamos hacer uso de una computadora e implementar simulaciones numéricas del proceso r de nucleosíntesis. Antes de mostrarles los resultados de un cálculo ilustrativo, permítanme indicarles cuáles son sus principales ingredientes:

1. **Condiciones físicas.** Dado que aún no es posible emular en el laboratorio las condiciones imperantes en una supernova o en una estrella de neutrones, tenemos que recurrir a sofisticadas simulaciones numéricas de hidrodinámica [2], con el fin de obtener la temperatura y la densidad de estos ambientes astrofísicos tan extremos.
2. **Masas nucleares.** Las masas nucleares son el ingrediente fundamental para entender cómo produce la naturaleza sus elementos más exóticos y cuánta energía liberan al hacerlo. Lamentablemente sólo conocemos la masa de unos cuantos isótopos (ver [figura 6](#)), el resto de las masas de interés involucra núcleos muy exóticos que aún no se han podido medir. En consecuencia debemos hacer uso de modelos teóricos, los cuales predicen valores muy diferentes en las regiones donde no existe información experimental ($Z < 50$ y $Z > 82$) y, por tanto, representan la principal fuente de incertidumbre al implementar simulaciones numéricas (ver [gráfica 4](#)).



Gráfica 4. Incertidumbre en el cálculo de las masas nucleares. Para hacer comparaciones entre modelos teóricos, se utilizó la cadena de isótopos del cadmio (Cd), arbitrariamente se tomó como línea base al modelo de Duflo-Zuker (DZ31). Abreviaturas en la gráfica: Atomic Mass Evaluation (AME 2016), Duflo-Zuker mass formula (DZ31), Finite Range Drop Model (FRDM), Weizsacker-Skyrme mass formula (WS3), Hartree-Fock-Bogoliubov Model (HFB21).

3. **Tasas de reacción.** Para determinar cuál es la probabilidad de que ocurra alguna reacción nuclear en ambientes astrofísicos extremos, debemos recurrir a la mecánica cuántica y anclarle las condiciones físicas provenientes de simulaciones hidrodinámicas. Los principales procesos que debemos poner a competir en cada etapa son los siguientes: procesos de captura de partículas (neutrones, protones, partículas alfa, etc.), fotodisociaciones, decaimientos beta, decaimientos alfa y procesos de fusión. Siempre se le dará prioridad a la información experimental, pero dado que las condiciones físicas favorecen la producción de núcleos muy exóticos, de nueva cuenta, tendremos que hacer uso de modelos teóricos para el cálculo de sus tasas de reacción [2].
4. **Energía liberada.** Puesto que los procesos de nucleosíntesis no son adiabáticos (existe intercambio de calor con sus alrededores) debemos hacer cálculos auto-consistentes usando una ecuación de estado y depositar la energía proveniente de estos procesos al ambiente astrofísico en cuestión.



Gráfica 5. Patrón residual de los procesos r. Se obtiene restando la contribución del ‘proceso s’ a las abundancias isotópicas totales del sistema solar.

Ejemplo ilustrativo

Sean bienvenidos a la parte más emocionante de este viaje. Como lo prometido es deuda, a continuación les mostraré los resultados de un cálculo numérico del proceso r de nucleosíntesis. La meta de este tipo de cálculos es reproducir el denominado “patrón residual de los procesos r”, el cual se obtiene restando la contribución del “proceso s” a las abundancias isotópicas totales del sistema solar (ver [gráfica 5](#)). Esta figura revela la emergencia de algunos picos, los cuales, pueden ser explicados aludiendo a la estructura de capas cerradas mencionada en secciones anteriores y algunas otras propiedades de estructura nuclear. Para este cálculo ilustrativo, utilizaremos la materia que sale expulsada después de la fusión de un par de estrellas de neutrones (cada una con una masa, $M \sim 1.35M_{\odot}$). Puesto que las temperaturas alcanzadas son del orden de 3,000 millones de grados Kelvin podemos comenzar nuestros cálculos asumiendo NSE, obteniéndose semillas situadas en, $\langle A_{\text{semilla}} \rangle \sim 120$ (predominantemente isótopos del circonio, con $Z=40$ y $N=82$), y una razón de neutrones por semilla, $\langle R_{\text{semilla}} \rangle \sim 600$ (esto es equivalente a emitir alrededor de unas 20 masas de Júpiter en neutrones). Posteriormente el sistema se expandirá rápidamente apartándose del NSE, por lo tanto, para seguir su evolución tendremos que recurrir a simulaciones numéricas muy costosas que involucran alrededor de 100 mil reacciones en las que participan unas 9,000 especies. Finalmente, habrá que inyectarle al sistema la energía generada por todos los procesos de nucleosíntesis.

¿En qué etapa de la nucleosíntesis explosiva se producen tales o cuales elementos?, y ¿cuál es la física detrás la formación de los picos que aparecen en el patrón residual?

Etapa de captura de neutrones [2]. Al principio de la evolución del sistema, la materia que está siendo expulsada es muy rica en neutrones, consecuentemente, el proceso dominante es la captura de neutrones. En esta etapa se forman predominantemente elementos en la región de los Lantánidos y los Actínidos, los cuales al decaer hacia la estabilidad emiten fuertes señales de radiación electromagnética, denominadas “luz kilonova”. Su efecto es elevar la temperatura del sistema en expansión en un pequeño intervalo de tiempo. Una kilonova ocurre cuando dos estrellas de neutrones o una estrella de neutrones y un agujero negro se fusionan a partir de un sistema binario. Es similar a una supernova, pero es de más corta duración y presenta una menor emisión de radiación.

Etapa de agotamiento de neutrones y decaimientos beta [2]. Posteriormente, después de tan sólo un segundo se habrán agotado los neutrones disponibles en el sistema, el proceso dominante será la desintegración beta. La materia en su ruta hacia la estabilidad se topará con las capas cerradas con un número de neutrones, $N=126$. Es en esta etapa donde se forman elementos como el oro (Au) y el platino (Pt) en cantidades de cientos de masas de la Tierra. Estos elementos forman el denominado “tercer pico ($A\sim 195$)” (ver [gráfica 5](#)).

Etapa de ciclos de fisión [2]. Como el sistema alcanza rápidamente una región muy lejos de la estabilidad ($A\sim 280$), la probabilidad de que el proceso de fisión ocurra de forma espontánea aumenta. Es relevante considerar los procesos de fisión nuclear, de tal forma que si esperamos un par de minutos la simulación indica que algunos de los fragmentos de fisión se distribuyen en la región $A\sim 130$. De nueva cuenta, la materia en su ruta hacia la estabilidad se topará con un cierre de capa, en este caso lo hará con $N=82$ y es aquí donde se forman elementos como la plata (Ag) y el estaño (Sn), formando así el denominado “segundo pico ($A\sim 130$)” (ver [gráfica 5](#)). Por otra parte, algunos de los fragmentos de fisión se distribuyen en la región $A\sim 160$ y después de varias capturas tardías de neutrones forman el denominado “pico de las tierras raras ($A\sim 165$)” (ver [gráfica 5](#)).

Etapa de decaimientos alfa [2]. La simulación numérica, muestra que, para escalas temporales de algunos meses, la materia para la región $A>208$ decae emitiendo predominantemente partículas alfa y cuando se encuentra con el cierre de capa, $N=126$, forma el denominado “pico del plomo ($A=208$)” (ver [gráfica 5](#)).

Patrón final de abundancias [2]. Los resultados de nuestro ejemplo ilustrativo nos permiten describir la mayoría de las características presentes en el patrón residual de los procesos r (ver [gráfica 5](#)). Así mismo, nos permiten explorar escalas temporales del orden de miles de millones de años, con lo cual, obtendremos el patrón final de las abundancias para una simulación del proceso r . Si comparamos los resultados de este ejemplo ilustrativo con el patrón residual de los procesos r para el sistema solar, veremos que están en muy buen acuerdo. Con ello, podemos concluir al menos desde el punto de vista teórico que en efecto somos polvo de estrellas. Vale la pena mencionar que para este ejemplo ilustrativo se usó el modelo de masas nucleares de Duffo-Zuker, porque en la época en la que se efectuaron los cálculos del proceso r de nucleosíntesis (antes de 2015), este modelo era el más preciso para el ajuste y predicción de observables nucleares.

Evidencia observacional

Hemos llegado casi al final de este viaje. Sin embargo, no queremos dejar de mencionar que el experimento es el único juez de la verdad científica, por lo tanto, una teoría puede ser bella y elegante, pero si carece de sustento observacional, no deja de ser una caricatura muy elaborada. El respaldo observacional [2] llegó el 17 de agosto de 2017, cuando escuchamos el eco de las ondas gravitacionales procedentes de la colisión de un par de estrellas de neutrones, las cuales estuvieron danzando cósmicamente hasta fusionarse hace 130 millones de años. Este singular evento produjo curvas de luz, emisión tipo kilonova, producida por el decaimiento radiactivo de núcleos muy exóticos (tal y como la habíamos mostrado en el ejemplo ilustrativo), estas señales fueron colectadas en cada intervalo de longitud de onda. Para darles el contexto de esta proeza, la señal en cuestión se originó en algún lugar del Universo cuando los dinosaurios aún habitaban la faz de la Tierra. Para medirla se requirió una red de observatorios en la superficie terrestre y en el espacio colaborando para colectar estas curvas de luz por un transcurso de unos cuatro días después de la detección de las ondas gravitacionales. La recompensa, estimados amigos, fue el nacimiento de otra nueva forma de Astronomía, la denominada “astronomía de multimensajeros”. Lo novedoso es que la señal puede estar compuesta por radiación electromagnética, ondas gravitacionales o partículas subatómicas. Las curvas de luz colectadas contenían evidencias de la síntesis del oro y del platino.

Conclusiones

La fusión de un par de estrellas de neutrones es el ambiente astrofísico donde la naturaleza forja sus elementos más exóticos mediante sucesivos procesos de capturas rápidas de neutrones sobre núcleos que actúan como “semillas” seguidas de decaimientos beta. Para probarlo mostramos evidencia teórica (simulaciones numéricas del proceso r de nucleosíntesis) y evidencia observacional (curvas de luz). El veredicto final, en ambos casos, fue que se forjaron oro (Au) y platino (Pt) en cantidades de cientos de masas de la Tierra [2]. Adicionalmente, como ya descubrieron a lo largo de este viaje, en sentido estricto, no somos polvo de estrellas, más bien, somos desechos radiactivos procedente de la muerte de estrellas masivas. Finalmente, a manera de homenaje al año internacional 2019 de la tabla periódica, me gustaría compartir con ustedes una nueva versión de la tabla periódica, en la cual se muestra el origen de cada uno de los elementos [6] (ver [figura 7](#)).

1 H	Big Bang					Rayos Cósmicos					Síntesis humana					2 He	
3 Li	4 Be	Estrellas de Neutrones					Estrellas Masivas					5 B	6 C	7 N	8 O	9 F	10 Ne
11 Na	12 Mg	Estrellas Poco Masivas					Enanas Blancas					13 Al	14 Si	15 P	16 S	17 Cl	18 Ar
19 K	20 Ca	21 Sc	22 Ti	23 V	24 Cr	25 Mn	26 Fe	27 Co	28 Ni	29 Cu	30 Zn	31 Ga	32 Ge	33 As	34 Se	35 Br	36 Kr
37 Rb	38 Sr	39 Y	40 Zr	41 Nb	42 Mo	43 Tc	44 Ru	45 Rh	46 Pd	47 Ag	48 Cd	49 In	50 Sn	51 Sb	52 Te	53 I	54 Xe
55 Cs	56 Ba	72 Hf	73 Ta	74 W	75 Re	76 Os	77 Ir	78 Pt	79 Au	80 Hg	81 Tl	82 Pb	83 Bi	84 Po	85 At	86 Rn	
87 Fr	88 Ra																
		57 La	58 Ce	59 Pr	60 Nd	61 Pm	62 Sm	63 Eu	64 Gd	65 Tb	66 Dy	67 Ho	68 Er	69 Tm	70 Yb	71 Lu	
		89 Ac	90 Th	91 Pa	92 U												

Figura 7. Tabla periódica de los elementos según su origen. Adaptada y traducida al español por Joel Mendoza-Temis, crédito de la idea original a Jennifer Johnson (ESA/NASA/ASSNova).

Lector interesado (se incluyen vínculos y un código QR a un playlist de Youtube, así como ligas a PDF's de libre acceso):

- [1] Sagan, C. & Druyan, A. (Escritores). (28 de septiembre de 1980). En la orilla del océano cósmico (The Shores of the Cosmic Ocean) (Temporada 1, Episodio 1) [Capítulo de serie de TV]. Por Andorfer, G & McCain, R. (Productores ejecutivos), COSMOS. Carl Sagan Productions, KCET, BBC, Polytel International.
Sagan, C. (28 de septiembre de 1980). Observando el cielo. 01 – *Cosmos - La orilla del océano cósmico* [Video]. YouTube. <https://youtu.be/YU5I4M3x7zU?t=255>
- Sagan, C. (1973), *La conexión cósmica: Una perspectiva extraterrestre*. (Capitulo 26, pp. 152-156). Biblioteca de Divulgación Científica muy INTERESANTE. Ed. Orbis.
- [2] https://www.youtube.com/playlist?list=PLpMO3sRNOyG-oA_J4_RAIVHJu-WlqXhrX
- [3] https://en.wikipedia.org/wiki/B2FH_paper
- [4] <https://authors.library.caltech.edu/45747/1/BURmp57.pdf>
- [5] <https://www.i-cpan.es/doc/Empirika/14-21-Nucleos-Universo.pdf>
- [6] <https://www.youtube.com/watch?v=-eE4dkeZCxc>



Joel Mendoza Temis

Universidad Tecnológica del Centro de Veracruz (UTCV)

Web of Science: HPE-9028-2023

ORCID: 0000-0002-4164-2881

El Dr. Mendoza-Temis es ingeniero químico por el Instituto de Tecnología de Orizaba, Veracruz, con especialización en procesos industriales. Es maestro en ciencias físicas por la Universidad Nacional Autónoma de México en el área de estructura nuclear, y doctor en astrofísica nuclear teórica por la Technische Universität Darmstadt en Alemania, con apoyo de una beca de la Asociación Helmholtz. Realizó estancias de investigación en Italia y Francia, y estancias posdoctorales en el Instituto de Ciencias Nucleares y el Centro de Ciencias de la Complejidad, ambos de la UNAM. Ha sido profesor visitante en la Michigan State University y de asignatura en la Facultad de Ciencias de la UNAM, la Facultad de Física de la Universidad Veracruzana, la Universidad de Xalapa, el TECNM campus Huatusco y la Universidad Abierta y a Distancia de México. Actualmente es profesor de asignatura e investigador adscrito a la Universidad Tecnológica del Centro de Veracruz (UTCV). Es especialista en temas de astrofísica termonuclear, estructura de la materia, modelado matemático en sistemas complejos e ingeniería química, así como un entusiasta de la divulgación de la ciencia y la docencia.



¿Cómo produce la naturaleza sus elementos?

Joel Mendoza-Temis

Mientras que en la actualidad es del conocimiento casi general que nuestro universo comenzó con una especie de gran explosión, el famoso "Big Bang", existe un vacío en la comprensión de cómo se crearon los elementos que posteriormente formarían, galaxias, estrellas y planetas. En este cuaderno, el Dr. Mendoza-Temis nos expone, en un lenguaje claro, pero no especializado, los procesos básicos que dieron origen a los diferentes elementos químicos que constituyen el Universo, y que aún no concluyen. La comprensión de estos fenómenos sólo ha sido posible a través de la investigación científica iniciada con la física moderna durante las primeras décadas del siglo XX, que ha perdurado con grandes descubrimientos en los últimos cincuenta años, y que continúa en nuestros días con gran intensidad y nuevas herramientas, tanto instrumentales como teóricas.