

Vida científica

COLABORACIONES EN QUÍMICA

UNA BREVE HISTORIA DE LOS ÁTOMOS: LA EVOLUCIÓN QUÍMICA DEL UNIVERSO

Desde niña nunca le había resultado fácil tragar las pastillas. Afortunadamente éstas eran muy pequeñas. María tomó una del frasco, se la puso en la lengua y se ayudó con un poco de agua, cumpliendo el rito diario que, desde hacía unos años, había optado por asumir. El litio era una bendición apenas incómoda que la mantenía estabilizada, y le permitía llevar una vida normal desde que le diagnosticaron un claro, aunque leve, trastorno bipolar. Mientras se preparaba para salir de casa, repasando mentalmente las actividades que tenía por delante en este día, pensaba en lo significativo de ese pequeño gesto, ya asumido como automático en su vida diaria, que le permitía desarrollar una investigación de primera línea en astrofísica: el hidrógeno en el vaso de agua, y el litio de la pequeña pastilla, tenían trece mil setecientos millones de años de antigüedad. Sus átomos se habían formado cuando el universo apenas tenía unos minutos de existencia. Paradójicamente, no era posible datar los átomos de oxígeno de esas mismas moléculas de agua; todo lo que podíamos decir sobre ellos es que su síntesis se produjo en el interior de alguna estrella, hace más de cinco y menos de trece, miles de millones de años. María había decidido tomar esta reflexión como pie de entrada. Esta tarde pondría a prueba sus habilidades comunicativas en la conferencia pública que daba sobre la historia de los átomos en el universo.

INTRODUCCIÓN

Todo lo que somos, todo lo que nos rodea, nosotros mismos y nuestro entorno, estamos contruidos en última instancia con átomos de diversa índole. Los átomos se pueden entender como las entidades mínimas de materia que mantienen sus propiedades químicas específicas diferenciadas, que los distinguen a unos de otros. Conocemos 118 tipos diferentes de átomos, la mayoría de ellos se encuentran en la naturaleza solos o en com-

puestos, y algunos sólo existen porque los hemos creado en laboratorios¹.

Tan pequeños como son (el nombre proviene del griego *ατομον*, que significa «sin partes»), los átomos resultan ser estructuras, más o menos complejas, compuestas de tres tipos de partículas elementales: los protones y los neutrones, que se encuentran empaquetados muy compactos en el núcleo del átomo, y los electrones, que se mueven alrededor del núcleo en órbitas muy alejadas del mismo. Así resulta que la materia que conocemos tiene una estructura paradójicamente casi vacía. Por un lado, el núcleo contiene prácticamente toda la masa: los neutrones y los protones tienen una masa muy similar entre sí, y son casi mil veces más masivos que los electrones. Por otro lado, casi todo el volumen de un átomo está vacío, pues los electrones orbitan a distancias que son unas diez mil veces el tamaño del núcleo².

Los protagonistas principales de esta historia son los dos átomos más sencillos y ligeros: el hidrógeno (H) está compuesto por un electrón (e^-) orbitando alrededor de un núcleo que sólo tiene un protón (p^+); el helio (He) tiene dos e^- alrededor de su núcleo compuesto por dos p^+ y dos neutrones (n). Así pues, la masa atómica del H es la unidad ($1p^+$) y su carga atómica es también la unidad ($1p^+$); mientras que el He tiene una masa de cuatro ($2p^++2n$) y una carga de dos ($2p^+$). El tercer protagonista de esta historia es el deuterio (D), un H pesado ya que en su núcleo tiene un protón y un neutrón.

Hay sólo dos situaciones principales donde se forman los núcleos de todos los átomos (proceso que conocemos como *nucleosíntesis*): en los primeros minutos de vida del universo (*nucleosíntesis primordial*), y durante la vida y muerte de las estrellas (*nucleosíntesis estelar y nucleosíntesis explosiva*)³.

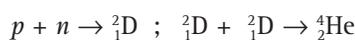
¹ El 118, de nombre Ununoctio, fue descubierto en el año 2006, aunque el de número atómico 117, Unseptio, aún no se ha descubierto.

² Una manera de visualizarlo es suponer que el átomo de H tuviera el tamaño del estadio de fútbol Santiago Bernabeu, si el protón fuera del tamaño de un garbanzo en el centro del campo, entonces el electrón estaría orbitando por las gradas y el resto del estadio/átomo estaría vacío.

³ Existen otras dos circunstancias secundarias que no explicaremos aquí: (i) cuando los rayos cósmicos interactúan con el medio interestelar y, por supuesto, (ii) la fabricación de los elementos artificiales en los aceleradores de partículas.

NUCLEOSÍNTESIS PRIMORDIAL

En sus comienzos, el universo tiene una enorme densidad de energía, formando un plasma de creación-aniquilación de partículas-antipartículas a una temperatura y una densidad muy elevadas. Una pequeñísima asimetría, de una diez mil millonésima extra de materia sobre antimateria, da lugar a nuestro universo de materia en rápida expansión. Cuando el universo tiene una edad de apenas 3 minutos, se ha enfriado lo suficiente como para que los neutrones y los protones sean estables⁴ para poder aglutinarse en núcleos de deuterio. Dos núcleos de D dan lugar a uno de He:



En apenas un dramático cuarto de hora, cuando el universo tiene 20 minutos de vida, la rápida y continuada expansión hace que se enfríe lo suficiente como para que la producción de D y de He se detenga súbitamente. Este hito histórico marca la posterior evolución química del universo: el 75% de la masa está en forma de H y el 25% en forma de He.⁵

Era uno de los recuerdos más vívidos de su infancia. Una noche sin luna, de cielo despejado y límpido tras las recientes lluvias de primavera. María salió al patio, respiró con ganas, su consciencia se inundó del profundo aroma a tierra mojada. Alzó su mirada inocente hacia una bóveda preñada de estrellas.

LA HISTORIA DE FORMACIÓN ESTELAR DEL UNIVERSO

Con total ignorancia de lo que ocurre en su seno, el universo continúa en perpetua expansión, y en este devenir se va enfriando y se hace menos denso en valor medio. Y decimos en valor medio porque localmente, acá y allá, la historia es bien diferente. Así es, aunque en su conjunto el universo era y es relativamente uniforme,

⁴ Los protones son tan estables, con una vida media de 10^{36} años (el universo apenas tiene $1,4 \times 10^{10}$ años), que aún son los mismos de entonces. La pequeña diferencia entre la masa del p^+ y la del n a la temperatura del universo a los 3 minutos, $T = 3$ MeV, puede usarse en la ecuación de Boltzman para deducir que se formaron en proporción $1n/7p^+$.

⁵ Quedan también residuos de 0,01% de D, y apenas trazas de 10^{-10} de litio y berilio, pero nada más.

unas pequeñas irregularidades iniciales en densidad crecen con el tiempo, debido a que la fuerza de la gravedad hace que más materia se vaya acumulando a su alrededor. A medida que una nube de H y He se hace cada vez más densa su mayor gravedad atrae a más materia. Según se hace más densa también se calienta más, llegando un momento en el que se alcanzan temperaturas de varios millones de grados en su interior.

Ponemos la película en avance rápido y nos paramos en el momento en que el universo tiene 500 millones de años. Durante esos años de expansión global, muchos grupos locales se han hecho tan densos y calientes (varios millones de grados) que en su interior los núcleos de H comienzan a fusionarse en núcleos más pesados mediante reacciones termonucleares. En este momento tan especial el universo se ilumina a la luz de las primeras estrellas. Aún no las hemos visto, pero sabemos que las primeras estrellas estaban formadas sólo por H y He, y tenían masas de hasta 500 ó 1.000 veces la masa del Sol, muy superiores a las masas máximas que pueden alcanzar las estrellas de las generaciones posteriores.

Es como si este momento marcara la pubertad del universo, el rito de paso a la madurez. A partir de entonces, comienza la formación de todo el resto de átomos más pesados en el universo, aquellos que nos son tan familiares: el carbono (C) de nuestras células, el nitrógeno (N) del aire, el oxígeno (O) que respiramos transportado por el hierro (Fe) del rojo torrente sanguíneo. Sí, porque estos átomos se producen en la nucleosíntesis estelar durante la vida y muerte de las estrellas.

Pero no adelantemos acontecimientos. Antes de ver cómo ocurre esta transmutación atómica estelar, veamos cuál ha sido la historia general de la formación de las estrellas en el universo. Cuando el director del Space Telescope Science Institute⁶ decidió dedicar casi doce días completos del Telescopio Espacial Hubble para tomar la imagen más profunda del universo, tomó una decisión histórica. Si tomamos un grano de arroz entre la punta de nuestros dedos índice y pulgar con el brazo extendido frente al cielo, la parte de cielo que oculta el grano de arroz es el tamaño de la imagen conocida como el campo ultraprofundo del Hubble (HUDF, sus siglas en inglés). En esta imagen (Figura 1), que se tomó en una zona del cielo donde no se conocía ningún objeto, aparecieron (tras seis millones de segundos de exposición) más de diez mil ga-

⁶ STScI (Baltimore, USA) es el centro responsable de todo lo relacionado con el Hubble Space Telescope (HST).

laxias. Galaxias como la nuestra, la Vía Láctea, mayores o menores, cada una con miles de millones o cientos de miles de millones de estrellas como el Sol. Esta imagen representa una instantánea de los últimos trece mil millones de años (13 Ga) de evolución del universo.



Figura 1. Campo ultraprofundo del Telescopio Espacial Hubble (HUDF). Crédito: NASA, ESA, S. Beckwith y el equipo del HUDF (STScI), y B. Mobasher (STScI).



Figura 2. El campo ultraprofundo del Telescopio Espacial Hubble nos cuenta la historia del Universo. Crédito: NASA, ESA y A. Feild (STScI).

La imagen del HUDF es como la fotografía de un corte estratigráfico arqueológico, donde cada capa tiene una edad diferente, y según donde encontremos un objeto podemos establecer su antigüedad» (Wikipedia). En la imagen del HUDF podemos medir el desplazamiento al rojo de cada galaxia, y así conocer qué edad tenía el uni-

verso en ese momento. En un corte estratigráfico o en una fotografía del universo, cuanto más profundo más antiguo; pero en el universo, cuando miramos una galaxia débil y lejana estamos viendo literalmente el pasado. La Figura 2 muestra una visión simbólica del despliegue hacia el pasado del HUDF. En el día de hoy (a la izquierda de la imagen) vemos al HST tomando esta profunda imagen. Las galaxias más débiles, enrojecidas y distantes, están menos evolucionadas y estructuradas (hacia el centro de la figura). Cuando el universo era más joven, pequeño y denso, los grumos de materia crecían merced a su gravedad, y chocaban y se fusionaban muy frecuentemente, formando proto-galaxias y galaxias cada vez más grandes y estructuradas. En estas colisiones y fusiones el gas se somete a grandes presiones y las estrellas se forman de manera violenta, muchas, muy rápidamente mucho gas se transforma en estrellas.

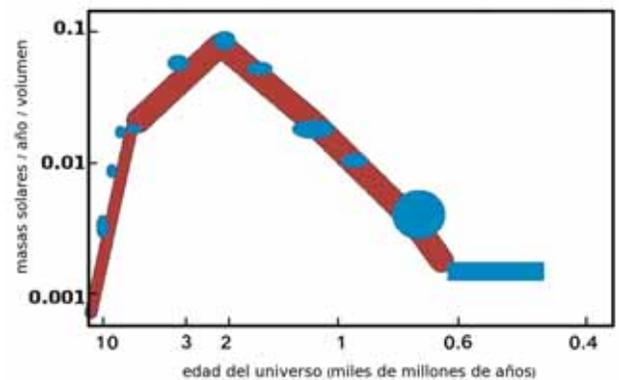


Figura 3. La historia de formación estelar del universo. Crédito: adaptado de Rychard Bouwens (Universidad de California, Observatorio Lick).

De una galaxia no sólo medimos su distancia, también podemos medir cuántas estrellas se están formando en ésta y otras galaxias a la misma distancia o edad del universo. De esta manera nos es posible trazar la historia de la formación estelar en el universo. Las medidas realizadas con mucho esfuerzo durante las últimas décadas nos dicen que, desde que se formaron las primeras galaxias hace más de 13 Ga, el ritmo de formación estelar creció durante los primeros 2 Ga, para luego ir disminuyendo sistemáticamente desde entonces. Esto se refleja en el diagrama de la Figura 3, donde se representan cuántas masas solares por año y por unidad de volumen se han ido formando a lo largo del tiempo. Mientras que el universo era lo suficientemente compacto como para que las colisiones de galaxias fueran muy comunes,



Figura 4. Arp 194 son un par de galaxias en interacción, donde se potencia la formación estelar. En la imagen todo lo que se ve en color azul claro, en las dos galaxias y en el puente de materia entre ellas, son cientos de millones de estrellas recién formadas. Crédito: NASA, ESA y el equipo del Hubble Heritage (STScI/AURA).

el ritmo de formación creció, pero a medida que el universo se sigue expandiendo estos encuentros son cada vez menos frecuentes, disminuyendo así el ritmo de formación estelar.

FORMACIÓN Y EVOLUCIÓN DE LAS ESTRELLAS. NUCLEOSÍNTESIS ESTELAR Y EXPLOSIVA

Las estrellas se forman en nubes de gas que se contraen debido a su propia gravedad. El gas de la nube se calienta a medida que se contrae bajo enormes presiones. Si la temperatura supera los tres millones de grados, venciendo la repulsión eléctrica mutua entre los protones cargados positivamente, dos núcleos de hidrógeno se fusionan produciendo uno de deuterio, que a su vez se fusiona para dar helio. Arthur Eddington propuso la idea de este mecanismo como fuente de energía de las estrellas en 1920, pero fue Hans Bethe en 1935 quien trabajó las reacciones detalladas. Son dos conjuntos de reacciones principales: en las estrellas que tienen menos masa que 1,5 veces la del Sol, el H se fusiona en He mediante

la cadena protón-protón; en las estrellas más masivas domina el llamado ciclo CNO.

No vamos a detallar aquí el complicado sistema de reacciones termonucleares. Simplificaremos diciendo que, a partir de los tres millones de grados, cuatro núcleos de H se fusionan para formar uno de He, mediante toda una cadena de reacciones intermedias en las que se libera energía en forma de radiación. Toda la masa de estos cuatro núcleos de H se convierte en la masa del He, excepto una pequeñísima cantidad, el 0,7% (26,73 MeV), que se convierte en energía. Ésta es una cantidad verdaderamente muy pequeña de energía, apenas una billonésima de caloría, pero en el Sol se fusiona H en He a un ritmo de un billón de kg/s, lo que equivale a la enorme cantidad de 10^{23} kcal. A este ritmo de consumo de H, el Sol durará otros siete mil millones de años.

Las estrellas más masivas alcanzan temperaturas mucho más elevadas en sus núcleos y, a partir de los 15 millones de grados el ciclo CNO es dominante. En este conjunto de reacciones cíclicas, núcleos de carbono, nitrógeno y oxígeno actúan como catalizadores para que esos cuatro núcleos de H se fusionen finalmente en uno de He, liberando energía en forma de radiación.

La radiación que se libera en las reacciones termonucleares es fundamental para mantener la estructura estelar en equilibrio. De hecho, el colapso de la nube de gas que forma una estrella se detiene debido a que la presión de la radiación que se genera en estas reacciones impide que la estrella se siga colapsando. Así, mientras que las reacciones termonucleares se vayan produciendo a un ritmo adecuado para que la presión de radiación contrarreste la gravedad, la estrella permanecerá en equilibrio hidrostático. Pero, ¿qué ocurre a medida que el H se va transformando en He?

Cuando un 10% de la masa de H en el núcleo de una estrella se ha transformado en He, la reacción se hace cada vez más difícil. Esto implica que se produce menos radiación, por lo que la presión de radiación disminuye y el núcleo estelar continúa su colapso bajo la implacable fuerza de la gravedad. Al comprimirse, el núcleo (que ahora es casi todo de He) se calienta hasta tales temperaturas (100 millones de grados) que es posible que tres núcleos de He se fusionen, a través del proceso triple alfa⁷, para formar un núcleo de C. ¡Carbono, la base de la vida! El C puede ir reaccionando sucesivamente con un

⁷ El núcleo de He se conoce también con el nombre de partícula alfa.

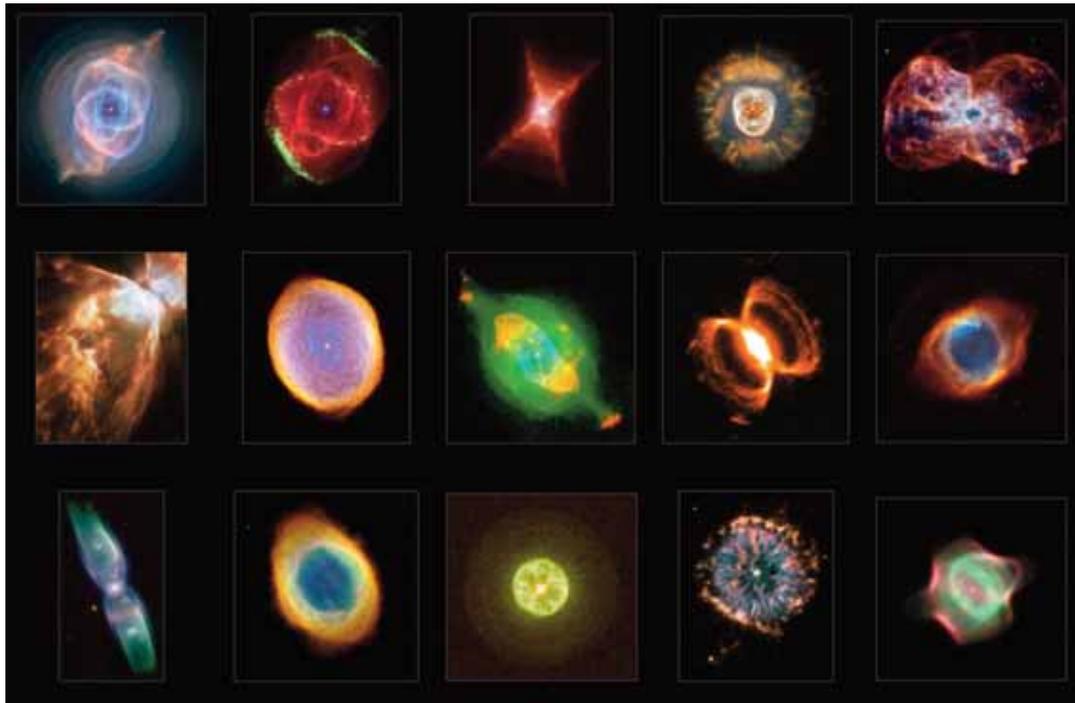


Figura 6. Estructura final y explosión como supernova de una estrella masiva. Crédito: Wikimedia Commons.

núcleo de He para producir los que se conocen como elementos alfa: C, O, Ne, Mg, Si, S, Ar, Ca, Ti.

La fusión de He hace que las capas externas de la estrella se expandan, la temperatura disminuye, el He deja de fusionarse, el núcleo de la estrella se contrae, por lo que se calienta y el He se vuelve a fusionar... Esto produce variabilidad en la luminosidad de la estrella y, finalmente, una inestabilidad que hace que se expulsen las capas externas de la estrella de una manera más o menos espasmódica. El moribundo Sol se convierte en una bella nebulosa planetaria.

En una estrella de masa tan baja como el Sol⁸ no se alcanzan los 600 millones de grados necesarios para fusionar núcleos de C, pero en estrellas más masivas este proceso continúa. En el núcleo de la estrella se fusionan átomos cada vez más pesados hasta que se produce hierro (Fe). El resultado es que, al final de su vida, las estrellas masivas tienen una estructura en cáscaras similar a la de las de cebolla, donde cada cáscara está formada principalmente por núcleos de átomos sucesivamente más pesados desde la atmósfera externa hacia el núcleo interior.

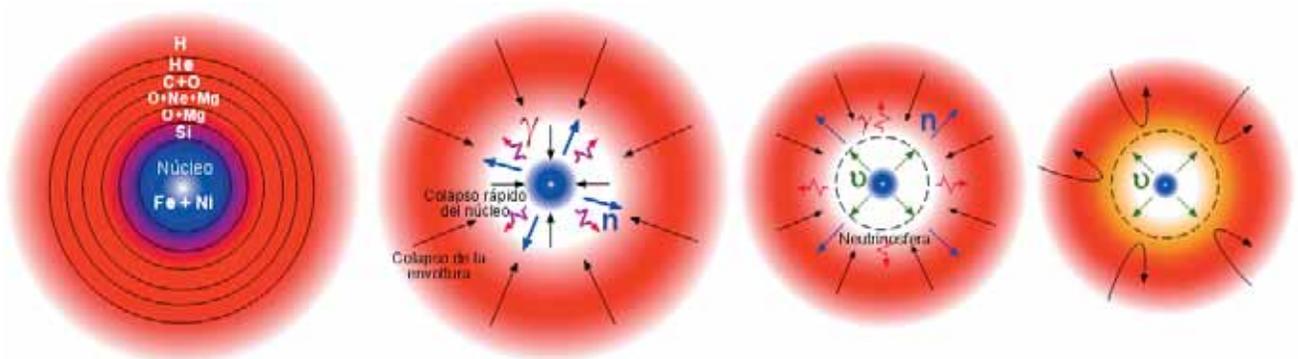


Figura 5. Algunas imágenes de nebulosas planetarias, hermosos heraldos de una muerte anunciada.

⁸ Las estrellas tienen masas típicamente entre una décima y cien veces la del Sol.

Cuando una estrella muy masiva tiene su núcleo de Fe, el mecanismo de fusión termonuclear ya no produce energía (por el contrario, es endotérmico). Así, sin la presión de radiación que lo contenga, el núcleo de la estrella sigue colapsándose. Se desarrollan una serie de mecanismos catastróficos que hacen que el núcleo interior de la estrella se colapse en un material muy denso (formado sólo por protones y neutrones apiñados de manera muy compacta), dando lugar a un agujero negro o a una estrella de neutrones. Simultáneamente, las capas externas de la estrella explotan de manera catastrófica en forma de supernova. Durante los pocos segundos que dura esta catastrófica serie de procesos, se lleva a cabo la síntesis de nuevos núcleos atómicos más pesados, incluidos los elementos radiactivos, mediante una compleja serie de reacciones nucleares que se conocen globalmente como nucleosíntesis explosiva.



Figura 7. Restos de la explosión de una supernova que tuvo lugar hace cinco mil años. Enriquecidos en átomos pesados, este material formará parte de próximas generaciones de estrellas y planetas. Crédito: NASA, ESA, el equipo del Hubble Heritage, y J. Hester (Arizona State University).

EVOLUCIÓN DE LOS ELEMENTOS QUÍMICOS

Una estrella eyecta gran parte de su masa en las fases finales de su evolución. Las de masa más baja, como el Sol, expulsan las capas externas en forma de nebulosa planetaria, mientras que las estrellas de masa mayor lo hacen de manera explosiva durante la fase de supernova. Este material eyectado está enriquecido en átomos más pesados que el H y el He⁹ que se han producido durante la nucleosíntesis estelar y explosiva. Con el tiempo este material se mezcla con el medio interestelar circundante y la dinámica galáctica hace que el gas enriquecido se vaya mezclando con el resto de la galaxia.

Cuando se forma la siguiente generación de estrellas, muchas de ellas con sus sistemas planetarios, éstas ya tienen una metalicidad mayor que la generación anterior, y así el contenido en metales del universo va aumentando de acuerdo al ritmo de formación estelar. Él es una estrella de segunda o tercera generación.

Pero no todas las estrellas evolucionan al mismo ritmo. Las estrellas masivas evolucionan mucho más rápidamente que las de menor masa. Por ejemplo, el Sol tardará unos doce mil millones de años en llegar a la fase de nebulosa planetaria, dejando un residuo estelar inerte como enana blanca, pero una estrella de cien masas solares vivirá apenas un millón de años, mientras que una estrella de baja masa, un décimo de la del Sol, vivirá hasta 200 veces la edad actual del universo.

Así pues, como la producción de átomos pesados depende de la masa de la estrella, y el tiempo con el que las estrellas «contaminan» con metales pesados al medio interestelar también depende de la masa de la estrella (es decir, de su tiempo de evolución), el ritmo al que se produce la evolución de los diferentes elementos químicos será diferente, dependiendo de cómo se distribuya la masa de las estrellas que se forman. La función de distribución de las masas de las estrellas que se forman de una misma nube parental se denomina función inicial de masas. Esta función juega, por tanto, un papel fundamental en la evolución del universo y su estudio es de gran importancia. La función inicial de masas tiene una forma potencial con el inverso de la masa, de manera que, en una nube parental dada, se

⁹ En Astrofísica se suelen llamar «metales» a los átomos más pesados que el He y «metalicidad» a la abundancia de estos átomos, relativa a la del H.

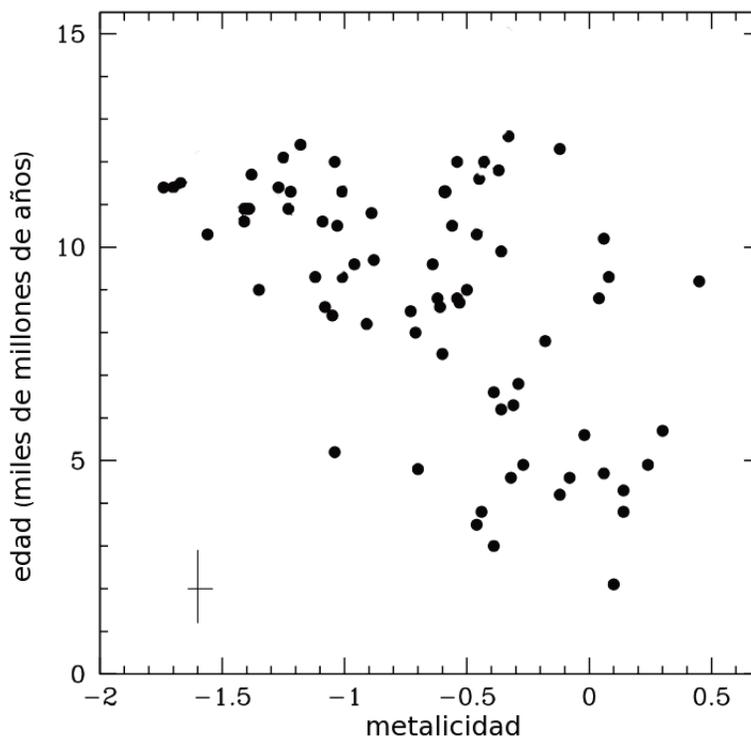


Figura 8. Variación con la edad de la abundancia del Fe relativa al H (en escala logarítmica) para el sistema de cúmulos globulares en la galaxia M81.

forman muchas estrellas de baja masa pero muy pocas estrellas masivas.

En resumen, la composición o producto entre el ritmo de formación estelar y la función inicial de masas nos proporciona el ritmo de la evolución química de una galaxia y del universo de galaxias.

A MODO DE REFLEXIÓN

La evolución nos ha dotado de unas importantes capacidades para procesar la información de nuestro entorno, nuestra capacidad de pensar, de planear para el futuro y ejecutar, de ser conscientes de nosotros mismos. A lo largo de miles de años, las culturas humanas han desarrollado diferentes paradigmas de interpretación del entorno. La ciencia es, sin lugar a dudas, el más fiable y potente de estos paradigmas de interpretación de la realidad. La Astronomía y la Astrofísica utilizan toda la potencia del paradigma científico para estudiar la naturaleza, estructura y evolución del Universo. La relación del ser humano con el cosmos es muy antigua, pues siempre hemos mirado a la bóveda celeste con maravilla

y asombro y nos hemos preguntado cuál es nuestra relación con el lejano y misterioso cosmos. Pues bien, ahora lo sabemos. Gracias a la investigación astrofísica, ahora hemos dibujado un esquema global de cuál es la relación del ser humano con el cosmos, y este conocimiento nos proporciona una experiencia aún más fascinante y sobrecogedora de nuestra herencia evolutiva cósmica de catorce mil millones de años.

Se deslizó entre las suaves y reconfortantes sábanas y apagó la luz. Una sonrisa de satisfacción se dibujó en su rostro mientras recordaba el éxito de la conferencia, ¡cuántas preguntas había suscitado en el público!, ¡cuán hermosas las felicitaciones recibidas! En el silencio de su dormitorio, mientras el cansancio se iba adueñando de su consciencia, María podía oír cómo la sangre circulaba por su cuerpo. Con cada respiración casi podía imaginar el oxígeno reaccionando con el hierro de la hemoglobina...

Enrique Pérez Jiménez
Instituto de Astrofísica de Andalucía (CSIC)