

ERNESTO CARMONA GUZMÁN

VIAJE A LOS CONFINES  
DE LA TABLA PERIÓDICA.  
ÁTOMOS LIGEROS, ÁTOMOS  
PESADOS Y ENERGÍA NUCLEAR

Lección Inaugural leída en la Solemne Apertura  
del Curso Académico 2010-2011  
en la Universidad de Sevilla

EDITORIAL UNIVERSIDAD DE SEVILLA



ÍNDICE

BIOGRAFÍA

COLECCIÓN

ERNESTO CARMONA GUZMÁN  
Catedrático de Química Inorgánica

VIAJE A LOS CONFINES  
DE LA TABLA PERIÓDICA.  
ÁTOMOS LIGEROS, ÁTOMOS  
PESADOS Y ENERGÍA NUCLEAR

Lección Inaugural leída en la Solemne Apertura  
del Curso Académico 2010-2011 en la Universidad de Sevilla



Sevilla 2015

PORTADA

ÍNDICE

BIOGRAFÍA

COLECCIÓN

Colección Textos Institucionales  
Núm.: 48

COMITÉ EDITORIAL:

Antonio Caballos Rufino (Director de la  
Editorial Universidad de Sevilla)  
Eduardo Ferrer Albelda (Subdirector)

Manuel Espejo y Lerdo de Tejada  
Juan José Iglesias Rodríguez  
Juan Jiménez-Castellanos Ballesteros  
Isabel López Calderón  
Juan Montero Delgado  
Lourdes Munduate Jaca  
Jaime Navarro Casas  
M<sup>a</sup> del Pópulo Pablo-Romero Gil-Delgado  
Adoración Rueda Rueda  
Rosario Villegas Sánchez

Reservados todos los derechos. Ni la totalidad ni parte de este libro puede reproducirse o transmitirse por ningún procedimiento electrónico o mecánico, incluyendo fotocopia, grabación magnética o cualquier almacenamiento de información y sistema de recuperación, sin permiso escrito de la Editorial Universidad de Sevilla.

Edición digital de la primera edición impresa de 2010

© EDITORIAL UNIVERSIDAD DE SEVILLA 2015

C/ Porvenir, 27 - 41013 Sevilla

Tfnos.: 954 487 447; 954 487 451; Fax: 954 487 443

Correo electrónico: eus4@us.es

Web: <<http://www.editorial.us.es>>

© ERNESTO CARMONA GUZMÁN 2015

ISBNe: 978-84-472-1682-6

Edición digital: Dosgraphic, s. l. <[www.dosgraphic.es](http://www.dosgraphic.es)>

*A la memoria del Profesor Antonio Barrero Ripoll,  
amigo inolvidable y querido compañero de nuestra Universidad,  
en la que ejerció ejemplar magisterio  
y excelsa labor investigadora.*

PORTADA

ÍNDICE

# ÍNDICE

Introducción.....	11
Elementos químicos .....	14
Evolución de las estrellas.....	19
Síntesis de los elementos .....	24
Desde los átomos ligeros a las moléculas sencillas. El agua en la Tierra.....	43
Radiactividad.....	48
Fisión nuclear.....	52
Reactores nucleares.....	65
La fusión nuclear como fuente de energía.....	78

PORTADA

BIOGRAFÍA

COLECCIÓN

Para ir a página pulsar en la línea 

*Sr. Rector Magnífico de la Universidad de Sevilla,  
Autoridades,  
Claustro de Profesores,  
Personal de Administración y Servicios,  
Alumnos,  
Señoras y Señores:*

PORTADA

## INTRODUCCIÓN

Pocas veces durante mi vida académica se me ha concedido honor tan alto como el que hoy disfruto al dirigirme a ustedes para pronunciar la lección que inaugura el nuevo curso. Con la mayor sinceridad les aseguro que esta posibilidad ha parecido tan lejos de mi alcance que ni una sola vez, en los más de 30 años de trabajo en nuestra Universidad, llegó a pasar por mi imaginación. Comprenderán pues, que el día de hoy tenga para mí un significado especial; que haya afrontado esta misión con profundos orgullo y satisfacción; y que haya desarrollado la tarea de preparar la lección con entusiasmo y rigor semejantes a los empleados en los trabajos científicos más difíciles de mi carrera.

ÍNDICE

En estas circunstancias guardo deuda de gratitud con nuestro Rector, el Profesor Joaquín Luque, y también con su equipo de gobierno, por encomendarme que me dirija a ustedes en ocasión tan solemne. Muchas gracias, Señor Rector; me considero muy honrado por esta designación.

Aunque no sea preceptivo, es procedente que les hable de Química, no sólo porque ésa es mi formación científica, sino sobre todo por la importantísima contribución que esta rama de la Ciencia ha tenido y tiene en el desarrollo de nuestra sociedad y en la mejora de la calidad de nuestra vida, incluido el medio ambiente. El próximo 2011 será el Año Internacional de la Química y tendrán múltiples ocasiones de conocer los beneficios que nos ha deparado el desarrollo de la Química durante los últimos 200 años, sin los cuales nuestra vida sería muy diferente. Desde que al levantarnos por la mañana abrimos el grifo, y usamos agua hecha potable gracias a la acción química, hasta el mismo momento de acostarnos, cuando tomamos un vaso de leche, o nos medicamos, naturalmente con sustancias químicas, escuchamos la radio gracias a la energía electroquímica de sus baterías, todo en nuestra vida está condicionado en mayor o menor medida por la Química: nuestros vestidos y calzados; los materiales plásticos de uso doméstico o industrial; la gasolina y otros combustibles derivados del petróleo o del gas natural; los cristales líquidos de las pantallas de teléfonos móviles, ordenadores portátiles, televisores de alta definición, e infinidad de accesorios que nos pasan desapercibidos, y sólo echamos de menos cuando nos faltan.

PORTADA

ÍNDICE

Por no hablar de la **vida**, de la extraordinaria trascendencia de los átomos de H (hidrógeno), C (carbono), N (nitrógeno), O (oxígeno) y otros, que se combinan en las moléculas de la vida: enzimas, proteínas, hidratos de carbono, ácidos nucleicos... Incluso átomos más pesados que los anteriores, como los de hierro que forman parte de la hemoglobina y la mioglobina, gracias a los cuales respiramos (en definitiva vivimos), proceso en el que captamos del aire el oxígeno necesario para realizar determinadas reacciones bioquímicas y lo transportamos hasta recónditos lugares de nuestro organismo en los que éstas tienen lugar, etc. La vida es en sí misma *química en el más alto grado de complejidad imaginable*.

Hoy no voy a hablarles sobre este tema, la estrecha relación que hay entre la Química y la vida, ni tampoco sobre las áreas de la Química que he estudiado durante mi carrera, sino más bien sobre el origen de los elementos químicos y la energía que se produce cuando se alteran sus núcleos en el curso de las reacciones nucleares, *la energía nuclear*. Este trascendente asunto queda de hecho muy lejos de mi formación académica. En el prefacio de sus ensayos científicos colectivamente denominados **¿Qué es la vida?**, el físico austríaco Erwin Schrödinger, premio Nobel de Física en 1933 (compartido con Paul Dirac) por sus contribuciones fundamentales a la Mecánica Cuántica, dice que como el científico debe poseer un conocimiento profundo, de primera mano, de las materias que estudia, se espera por lo general, que sólo escriba sobre aquello en que es experto. Pero añade también que para la propagación de la

PORTADA

ÍNDICE



Ciencia, para satisfacer nuestro anhelo profundo de un conocimiento unificado y universal, es necesario que el científico se aventure a sintetizar hechos y teorías, aunque su conocimiento de ellos sea indirecto e incompleto. Con toda humildad me he permitido, en no pocas ocasiones a lo largo de mi carrera, hacer mías las palabras de Schrödinger, con el único fin de difundir el conocimiento. Hoy, en mi *Alma Mater*, vuelvo a hacerlo por la misma razón, a las que se añade mi deseo de corresponder a la invitación de nuestro Rector con la máxima generosidad posible, con el mayor esfuerzo por mi parte, en la búsqueda del conocimiento necesario para transmitirles a ustedes esta información.

PORTADA

## ELEMENTOS QUÍMICOS

**A**lguna vez pueden haberse preguntado de qué están hechas las cosas, el mundo que nos rodea, el universo que conocemos. La respuesta es simple: de los alrededores de noventa y dos elementos naturales que ordenamos para su comprensión y estudio en una distribución que se conoce como la Tabla Periódica de los elementos (Fig. 1). El primero y más sencillo es el hidrógeno y el último de los naturales puede considerarse el que ocupa el nonagésimo segundo lugar, es decir el uranio.

ÍNDICE

El mundo viviente es, sin embargo, mucho más sencillo. De forma mayoritaria, sólo cuatro elementos –hidrógeno, carbono,

nitrógeno y oxígeno— se permutan de incontables formas en las moléculas de la vida. Además de ellos, el fósforo resulta indispensable, tanto en nuestro esqueleto óseo como en las moléculas de ADN que orquestan la vida en todas sus variantes. El azufre es esencial para muchas proteínas, a las que ayuda a mantener sus complejas formas y, en fin, otros como el cloro, el calcio, el magnesio, el sodio o el potasio ejercen otras funciones que requieren su presencia en nuestro organismo en cantidades de algunas decenas o cientos de gramos. A estos once elementos se unen otros seis que se denominan



**Figura 1.** *Versión artística de la Tabla Periódica de los elementos químicos (L. J. Sánchez y colaboradores. Departamento de Química Inorgánica, Universidad de Sevilla).*

PORTADA

ÍNDICE

elementos traza, que existen en cantidades de entre décimas hasta algunos gramos, y una decena más en concentraciones muy inferiores (Fig. 2). En definitiva, alrededor de veintisiete elementos resultan esenciales para el ser humano (Fig. 3).

Es también posible que se hayan preguntado cómo han surgido estos elementos, cuál es su origen. Desde una perspectiva científica, la gran explosión cósmica, el *Big Bang*, representa el mejor modelo de que disponemos para explicar el origen del Universo. Se sustenta sobre firmes cimientos, que apoyan la hipótesis de que en los comienzos, hace unos 13.700 millones de años, se produjo de forma espontánea la Gran Explosión, que generó la energía, el espacio y el tiempo. Tan sólo una millonésima de segundo después, o tal vez una mil millonésima, ocupando todavía un volumen muy reducido, la temperatura sería del orden de  $10^{14}$  K, condiciones en las que

H																					
												B	C	N	O	F					
Na	Mg												Si	P	S	Cl					
K	Ca		V	Cr	Mn	Fe	Co	Ni	Cu	Zn				As	Se	Br					
				Mo												I					

**Figura 2.** Elementos químicos esenciales para la vida.

<i>Elemento</i>		<i>g/70 kg de peso</i>
Constituyentes mayoritarios	O	45.500
	C	12.600
	H	7.000
	N	2.100
	Ca	1.050
	P	700
	S	175
	K	140
	Na	105
	Cl	105
	Mg	35
Elementos traza	Fe	4,2
	Zn	2,3
	Si	1,4
	Cu	0,1
	F	0,8
	Br	0,2
Elementos ultramicro traza	I	0,03
	Mn, V, Si	0,02
	As, B, Ni	0,01
	Cr, Mo	0,005
	Co	0,003

**Figura 3.** *Distribución aproximada de elementos químicos en un humano adulto de 70 kg de peso.*

no puede existir la materia que conocemos. La expansión propició el enfriamiento y una millonésima de segundo después el Universo pasó de ser un plasma de quarks y gluones a convertirse en una sopa de protones y electrones, aderezada con neutrones y otras partículas subatómicas como los neutrinos,

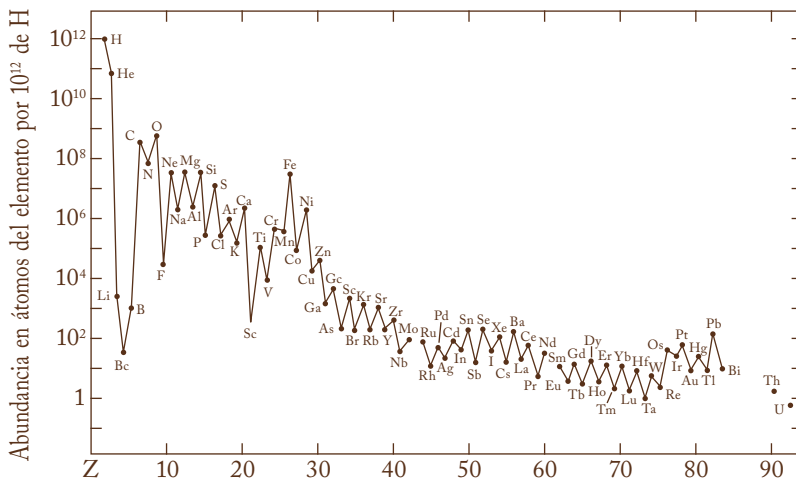
inmersos en una pasta de radiación  $\gamma$ . Transcurrido un segundo la temperatura era de  $10^{10}$  K.

Aunque los protones no se podían todavía unir a los electrones para formar átomos de hidrógeno –lo hicieron al descender más la temperatura, hasta unos 3.000 K– algunos cientos de segundos después de la Gran Explosión, cuando la temperatura disminuyó hasta unos seis mil millones de grados, los protones y los neutrones comenzaron a unirse entre ellos para formar los núcleos de elementos algo más pesados. Este proceso, denominado **nucleosíntesis**, aplicable también a los núcleos más pesados que se sintetizaron en las estrellas, produjo los elementos más ligeros como el helio-4, que constituye casi un cuarto ( $\sim 25\%$ ) del Universo y pequeñas cantidades de deuterio y de litio-7. Como se discutirá más adelante, el berilio, el boro y el litio-6 son el resultado de colisiones de muy alta energía ocasionadas por los rayos cósmicos, mientras que los restantes elementos se generaron en reacciones nucleares ocurridas en las estrellas, en las distintas etapas de su vida, en no pocos casos en sus instantes finales.

Desde una perspectiva química, se podría decir que el Universo, en lo que se refiere a la materia ordinaria que lo compone, resulta aburrido: casi tres cuartas partes de su masa total es hidrógeno y el resto es casi todo helio, con sólo un 1-2% de los restantes elementos. La síntesis de éstos, que como resulta evidente es del mayor interés, fue posible gracias a la acción de la gravedad, que de las enormes, difusas nubes de materia

PORTADA

ÍNDICE



**Figura 4.** Abundancia relativa de los elementos químicos en el sistema solar.

originadas por la gran explosión, construyó galaxias, infinidad de racimos de inmensas galaxias, que en su interior dejaron nacer a otras estructuras, en una fragmentación jerárquica hasta llegar a las nebulosas que se convirtieron en estrellas. En cualquier caso los datos anteriores revelan con claridad que la nucleosíntesis de los elementos más pesados a partir de hidrógeno y helio no ha llegado todavía muy lejos (Fig. 4).

## EVOLUCIÓN DE LAS ESTRELLAS

**A**l colapsar la materia de las estrellas por acción de la gravedad su temperatura aumentó, explotaron y comenzaron a brillar ardientemente, iluminando el

Universo. En su interior, los núcleos del hidrógeno (y también los de otros elementos) se fusionaron y generaron helio-4 (u otros elementos) y una gran cantidad de energía, gracias a la pérdida de masa que la reacción nuclear lleva consigo. Es la energía que denominamos de **fusión**.

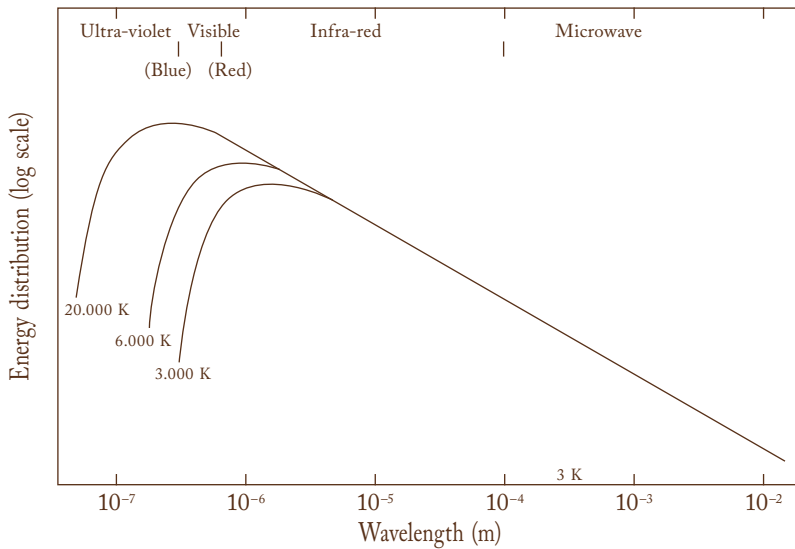
De forma muy general, las estrellas evolucionan de acuerdo con la siguiente secuencia de eventos. Inicialmente se produce un proceso de aglomeración autogravitatoria de enormes masas de hidrógeno y helio de la materia primordial. Para una estrella como nuestro Sol (masa aproximada  $2 \times 10^{30}$  kg; en adelante Ms) este proceso puede requerir alrededor de un millón de años. Una parte de la energía liberada durante esta contracción se pierde en forma de radiación electromagnética, pero la contracción continua produce un aumento regular de la temperatura, que cuando llega a alcanzar  $\sim 10^6$  K permite la realización de reacciones nucleares como la combustión del hidrógeno. Se llega así a un estado estacionario en el que las transmutaciones nucleares compensan a la gravedad y a la energía emitida por radiación.

Para estrellas más pasivas que el Sol, cuando se ha consumido alrededor del 10% del hidrógeno, la contracción gravitatoria hace aumentar la temperatura hasta unos 100 millones de K, lo que permite la **combustión del helio**, que es seguida por un consumo similar, y por una nueva contracción y aumento de la temperatura, que permite la combustión de núcleos de número atómico entre 8 (oxígeno) y 22 (titanio).

El tiempo que se requiere para que ocurran estas transformaciones depende de la masa de la estrella: para una del tamaño del Sol es de alrededor de 10.000 millones de años; si el tamaño es de 0,2 Ms, cien veces más, es decir, un billón de años ( $10^{12}$  a); mientras que si la masa es 50 Ms sólo se requieren 80.000 años. Por tanto, cuanto mayor sea la masa de la estrella más rápidamente se consume su combustible nuclear. Al final de estos procesos pueden ocurrir otros cambios catastróficos que expulsan al exterior la mayor parte del material estelar, que, junto con hidrógeno y helio del espacio interestelar daría lugar a una siguiente generación de estrellas. Por razones que se discutirán más adelante, estas reacciones nucleares de fusión exotérmicas dan lugar sólo a los elementos más ligeros, incluyendo el hierro que ocupa el lugar 26 en la Tabla Periódica.

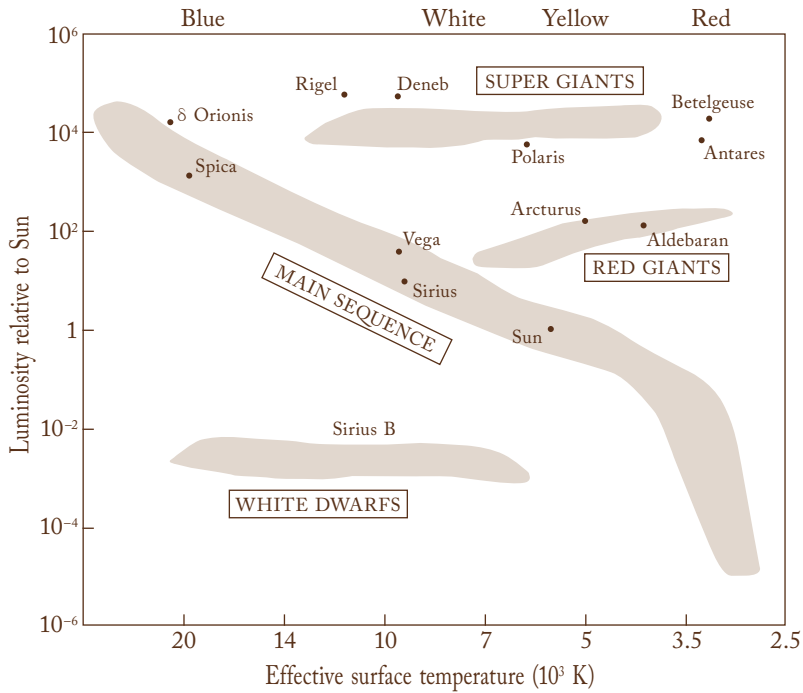
Las medidas de la radiación procedente de las estrellas indican que la temperatura de su superficie varía entre 3.000 K y algo más de 20.000 K, lo cual se refleja en su color aparente (Fig. 5). La radiación del Sol (6.000 K) se distribuye de forma regular en la región visible del espectro, aunque disminuye en su región azul, de mayor energía, y ello hace que aparezca de color amarillo. Las estrellas más frías (3.000-4.000 K) tienen aspecto rojizo y en cambio las más calientes se muestran blancas (10.000 K), o incluso azules (20.000 K). Las temperaturas anteriores corresponden a la superficie estelar, pero sus núcleos tienen temperaturas muy superiores ( $10^7$ - $10^9$  K).





**Figura 5.** Espectros de radiación de un cuerpo negro a diferentes temperaturas.

El brillo de una estrella es también una propiedad específica, aunque depende de la distancia a que se encuentra de nosotros. Si ésta se conoce se puede determinar su brillo relativo al sol, o **luminosidad**, y la clasificación más importante de las estrellas es la que relaciona esta magnitud con la temperatura de la superficie (Fig. 6). Estas representaciones se denominan **diagramas de Hertzsprung-Russell** (o H-R) y permiten deducir el radio de la estrella ( $L = 4\pi R^2 \sigma T^4$ ). Las estrellas frías que tienen una elevada luminosidad son de gran tamaño, y recíprocamente las tenues deben ser pequeñas. Como puede observarse, un porcentaje muy alto de estrellas



**Figura 6.** Diagrama de Hertzsprung-Russell (temperatura frente a luminosidad) de las estrellas.

se encuentra en la denominada **secuencia principal**, franja diagonal que se extiende en el diagrama H-R en sentido casi diagonal. El diagrama contiene estrellas cuya masa varía en un factor de 10, por arriba o por abajo, respecto a la del Sol, aumentando hacia el ángulo superior izquierdo de la figura, es decir hacia la región de mayor luminosidad y temperatura. Nuestro sol se encuentra en la secuencia principal desde hace unos 5.000 millones de años y permanecerá en

ella durante otros tantos, o tal vez 5.000 millones. Su fuente principal de energía es la **combustión del hidrógeno**, y tras el tiempo indicado se convertirá en una **gigante roja** cuando pase a la fase de **combustión del helio**, y finalmente en una **enana blanca**, tras expeler su parte exterior al espacio en forma de nebulosa planetaria. Las estrellas de masa mucho mayor que la del Sol evolucionan formando **super-gigantes**. Muchas de ellas terminan su existencia en explosiones colosales llamadas **supernovas**, que además de ser importantes para la síntesis de muchos elementos, sobre todo los más pesados cuando se encuentran en su etapa final, los expulsan al espacio exterior y permiten su incorporación a una siguiente generación de estrellas. La muerte de unas estrellas se relaciona con el nacimiento de otras: las ondas de choque de una supernova pueden inducir el colapso de una nube de gas para producir otras estrellas, y de esta forma el nacimiento del Sol y la formación del Sistema Solar comenzaron sólo unos pocos de millones de años después de la explosión de una estrella próxima.

PORTADA

ÍNDICE

## SÍNTESIS DE LOS ELEMENTOS

**C**omo ya se ha dicho, la gran explosión que dio origen al Universo produjo fundamentalmente hidrógeno y helio (en varias formas isotópicas) además de pequeñas cantidades de litio, mientras que todos los demás elementos,

con sólo unas pocas excepciones que se discutirán más adelante, se formaron por acción de diversas reacciones nucleares ocurridas en las estrellas. El conocimiento de estos procesos no sólo ilustra sobre el origen de los elementos químicos, sino que permite además explicar los diferentes tipos de estrellas que se han mencionado con anterioridad:

1. Procesos exotérmicos en el interior de las estrellas. Incluyen de forma sucesiva la combustión del hidrógeno; la del helio; la del carbono; el proceso- $\alpha$  y el proceso-e (equilibrio).
2. Reacciones nucleares que ocurren por captura de neutrones: *proceso-s* (captura lenta de neutrones; *s* de *slow*, en inglés) y *proceso-r*, o de captura rápida de neutrones.
3. Otros como el *proceso-p* (captura de un protón), la *fragmentación por impacto o tensión* (*spallation* o *espalación*) en el interior de una estrella, o por acción de los rayos cósmicos en el espacio interestelar (origen de los isótopos estables del litio, el berilio y el boro).

### *La combustión del hidrógeno*

Cuando la temperatura de la enorme masa estelar de H y He que se contrae alcanza un valor de algunos millones de K, ( $\sim 10^7$  K), tiene lugar una secuencia de reacciones nucleares cuyo resultado global se representa a continuación:

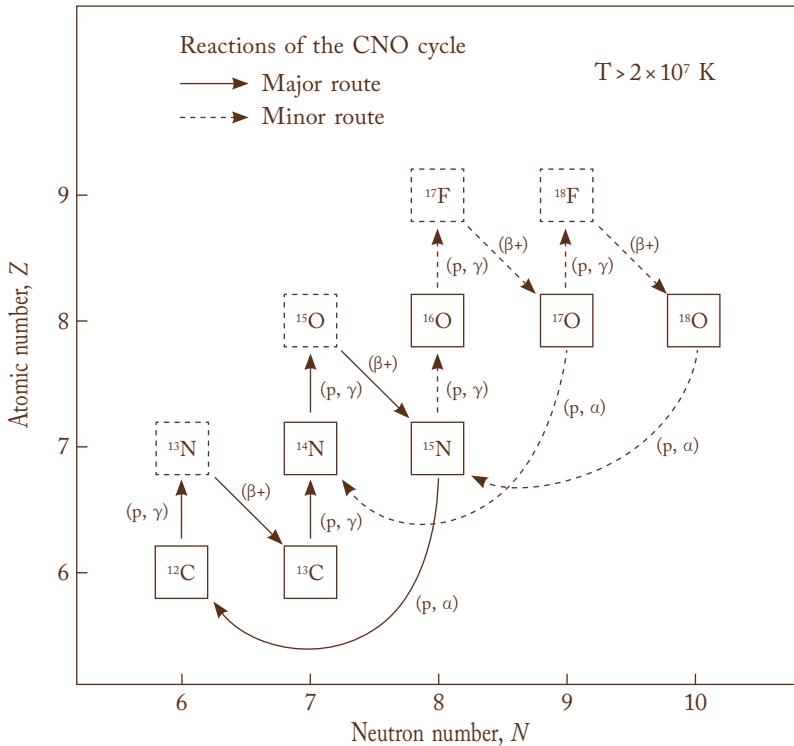


Es decir, cuatro protones se convierten en un átomo de He-4 más dos positrones y dos neutrinos. El proceso se denomina **reacción protón-protón I (PPI)**, y la enorme cantidad de energía que se libera procede de la pequeña diferencia de masa que existe entre los cuatro protones y el núcleo de  ${}^4\text{He}$  (0,028 uma); al ser la pérdida tan pequeña, la masa de la estrella se mantiene esencialmente constante. En el Sol se consumen cada segundo unos 600 millones de toneladas de hidrógeno, que se convierten en 595,5 millones de toneladas de helio. Los restantes 4,5 millones de toneladas se transforman en energía ( $E = m \cdot c^2$ ) que se libera esencialmente en el núcleo del Sol, como radiación electromagnética de muy alta energía, y en su camino hacia el exterior, que se estima requiere alrededor de un millón de años, se convierte en fotones de longitud de onda mayor. Una pequeña proporción del  ${}^3\text{He}$  que se forma en la reacción (2) puede evolucionar de manera diferente, originando las denominadas **cadena PPII y PPIII**, que producen  ${}^7\text{Li}$ ,  ${}^7\text{Be}$  y  ${}^8\text{B}$ , los cuales se consumen en otras reacciones estelares.

Los estudios espectroscópicos de nuestro Sol revelan la existencia de muchos elementos pesados, formados probable-

mente en estrellas de otra naturaleza y generación, que explotaron y distribuyeron el material estelar por el Universo, hasta que eventualmente éste se agregó en conglomerados de los que surgieron estrellas de una nueva generación. En presencia de algunos elementos más pesados, sobre todo C, N y O, se establece una reacción catalítica que proporciona un camino alternativo para la **combustión del hidrógeno**. Se denomina el **ciclo CNO** y como las barreras coulombianas que deben superarse son superiores a las de las **cadena PP**, necesita temperaturas más altas (del orden de 20 millones de K). Por ello, se estima que en el Sol el 90% de la energía procede de las cadenas PP y sólo el 10% del ciclo CNO.

El ciclo principal CNO se muestra en la figura 7. Se inicia cuando una pequeña cantidad (catalítica) de  $^{12}\text{C}$  presente en la estrella absorbe un protón y emite energía en forma de radiación  $\gamma$  (reacción  $[p, \gamma]$ ). Este proceso se repite dos veces más en el ciclo, tras otras tantas etapas de decaimiento  $\beta^+$ , y el ciclo termina con una reacción  $(p, \alpha)$ , es decir, absorción de otro protón y emisión de  $^4\text{He}$ , por lo que en definitiva, en el ciclo se consumen cuatro átomos de H, que se convierten en uno de  $^4\text{He}$ . Por las razones antes indicadas, este ciclo opera en estrellas pesadas de la secuencia principal y constituye la fuente primordial de los isótopos  $^{13}\text{C}$ ,  $^{14}\text{N}$ ,  $^{15}\text{N}$  y  $^{17}\text{O}$  en el universo. Éste es, por tanto, *el origen del elemento nitrógeno, uno de los esenciales para la vida.*



PORTADA

ÍNDICE

**Figura 7.** Reacciones nucleares que componen el ciclo CNO (carbono-nitrógeno-oxígeno).

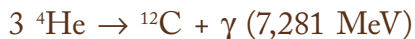
### Combustión del helio y otros procesos ulteriores

La combustión del hidrógeno origina en la estrella un núcleo central de helio. Al consumirse el hidrógeno de forma progresiva disminuye la temperatura de manera gradual y el corazón de la estrella comienza de nuevo a contraerse; la contracción

gravitatoria hace que la temperatura del núcleo aumente de nuevo, y cuando se alcanzan unos  $10^8$  K (10 veces más que para la combustión del hidrógeno,  $10^7$  K) se inicia una nueva etapa de la nucleosíntesis que se denomina **combustión del helio**, cuyas principales reacciones son:



El núcleo de  ${}^8\text{Be}$  es inestable respecto a la emisión de una partícula  $\alpha$ , y tiene una vida media de tan sólo  $2 \times 10^{-16}$  s. Las condiciones de muy altas temperatura y presión que existen en las estrellas crean sin embargo una pequeña concentración de equilibrio de  ${}^8\text{Be}$ , que puede capturar otra partícula  $\alpha$  originando un estado excitado radiactivo del  ${}^{12}\text{C}$  ( ${}^{12}\text{C}^*$ ) con energía 7,653 MeV mayor que la del estado fundamental ( ${}^{12}\text{C}$ ). En consecuencia, todo ello conduce a la reacción global:



que se conoce como la **reacción triple alfa**, *responsable de la existencia del elemento carbono en el Universo, y por tanto responsable en última instancia de la vida*. Es un proceso muy improbable, puesto que requiere una triple colisión, y constituyó el primer ejemplo de las reacciones nucleares denominadas *procesos en dos etapas*. Para que el berilio-8 y la partícula  $\alpha$  den lugar a carbono-12 es necesario que ambos sistemas tengan prácticamente la misma energía. La asociación berilio-8 / partícula  $\alpha$  puede tener energía algo inferior a la del carbono-12,



de tal forma que la diferencia podría ser suministrada por el propio medio estelar.

Este estado del carbono-12,  $^{12}\text{C}^*$ , se dice que está en resonancia con el conjunto berilio-8/partícula  $\alpha$ , y aunque en el momento de esta propuesta inicial del astrofísico Ed Salpeter (1952) no se conocía tal estado resonante, el astrónomo británico Fred Hoyle calculó teóricamente su existencia y predijo una energía de 7,6 MeV superior a la del estado fundamental. Con posterioridad, la existencia de este estado, conocido como *resonancia de Hoyle*, se determinó experimentalmente por W.A. Fowler (Premio Nobel de Física en 1983, compartido con S. Chandrasekhar), encontrándose una energía sólo ligeramente superior a la predicha por Hoyle.

Pero no terminan aquí las increíbles coincidencias cósmicas, porque como la energía de este estado  $^{12}\text{C}^*$  es mayor que las masas combinadas del berilio-8 y la partícula  $\alpha$ , decae simplemente convirtiéndose en éstas, y sólo cuatro de cada diez mil decaimientos individuales resultan en la emisión de rayos  $\gamma$  que llevan al  $^{12}\text{C}^*$  a su estado fundamental, es decir, a su forma estable. Piensen pues, que nos encontramos hoy aquí, que de hecho existimos, gracias a la coincidencia afortunada de un *proceso nuclear en dos etapas*, muy improbable, y a que cuatro de cada diez mil decaimientos (0,04%) del estado  $^{12}\text{C}^*$  que se genera en él producen carbono elemental en su forma estable. Estos argumentos, y otros similares pertinentes a los diferentes elementos químicos sobre los que se sustenta

PORTADA

ÍNDICE

la vida, ilustran el significado de la bien conocida sentencia del astrónomo y divulgador científico Carl Sagan *somos polvo (o materia) de estrellas*.

### *Las estrellas gigantes rojas*

Los procesos descritos ocurren cuando las estrellas se encuentran en el estadio de su evolución denominado **gigante roja**. Para una estrella de masa comparable a la del Sol, tras nueve o diez mil millones de años de existencia, el consumo del hidrógeno original y el consiguiente enriquecimiento en helio, rompen el equilibrio entre las energías de fusión nuclear, gravitatoria e irradiada hacia el exterior, determinando que la estrella se desplace en la secuencia principal del diagrama H-R (hacia arriba y hacia la derecha en la Fig. 6). La contracción gravitatoria hace disminuir el volumen y se produce como consecuencia de ello un aumento de la temperatura y de la presión, que provocan que el hidrógeno remanente experimente de nuevo la fusión nuclear. La energía liberada expelle la materia estelar que iba colapsándose y la estrella alcanza dimensiones enormes, al tiempo que, como consecuencia del enfriamiento provocado por la expansión, la estrella enrojece, convirtiéndose así en una **supergigante roja**. El corazón de la estrella se enriquece en helio y como ya se ha indicado, cuando la temperatura alcanza unos  $10^8\text{K}$  se produce la combustión del helio (*flash de helio*) y con ella las reacciones nucleares discutidas

PORTADA

ÍNDICE

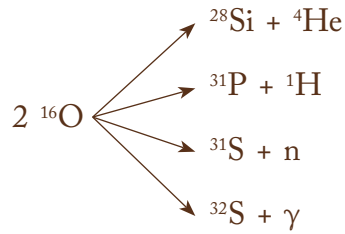
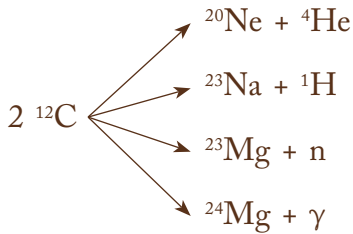
en párrafos anteriores. En esta fase la estrella pasa sólo alrededor de una centésima parte del tiempo que invierte en la secuencia principal.

Al aumentar la cantidad de  $^{12}\text{C}$  presente en la estrella se puede producir la captura de una cuarta partícula  $\alpha$  para formar oxígeno:



El resultado final de la combustión del helio es la producción de cantidades comparables de  $^{12}\text{C}$  y  $^{16}\text{O}$ , *los nucleidos más abundantes en el Universo, tras los de  $^1\text{H}$  y  $^4\text{He}$* . Así pues, y a modo de recapitulación parcial, de los cuatro elementos esenciales para la vida que se considerarán aquí, hidrógeno, carbono, nitrógeno y oxígeno (otros como fósforo, azufre, calcio, etc. no se discutirán por las propias limitaciones de este trabajo), el primero, es decir, el hidrógeno, se generó en la Gran Explosión; el nitrógeno en el **ciclo CNO**; y los otros dos, carbono y oxígeno, en la combustión del helio en las estrellas gigantes rojas (reacciones **triple alfa** y captura adicional de una partícula alfa por el  $^{12}\text{C}$ , respectivamente).

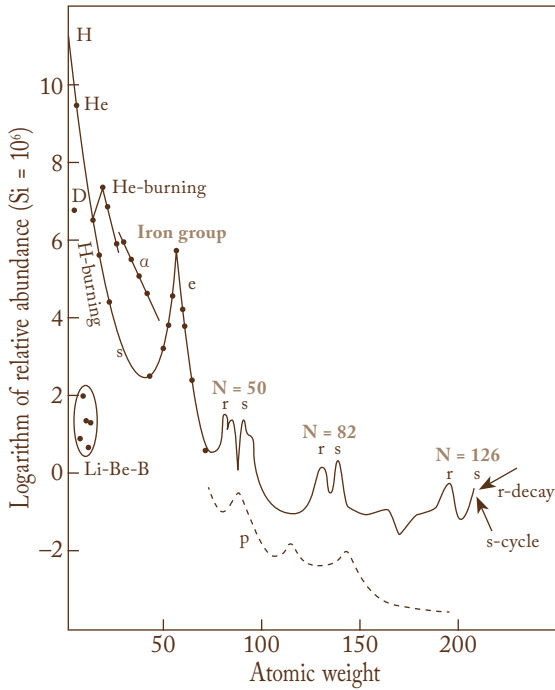
Cuando se consume el helio, vuelve a repetirse el proceso de enfriamiento-contracción gravitatoria-calentamiento ya citado, y si la estrella es suficientemente masiva (al menos 4Ms) pueden alcanzarse temperaturas de  $6 \times 10^8 \text{ K}$  que facilitan la **combustión del carbono y del oxígeno**:



En estas reacciones se producen numerosas partículas  $\alpha$ , y también protones y neutrones, que pueden ser capturados por otros núcleos presentes, generando estos mismos elementos y también otros más pesados como potasio, calcio, escandio y titanio.

### *El proceso alfa*

Cuando la estrella abandona la fase de gigante roja, si su masa no es demasiado grande puede contraerse otra vez, ahora de forma aún más importante, y pasar a una fase oscilatoria antes de convertirse en una **enana blanca** (véase más adelante). A  $T = 10^9 \text{ K}$ , los rayos  $\gamma$  pueden provocar la reacción endotérmica  $\text{}^{20}\text{Ne}(\gamma, \alpha)\text{}^{16}\text{O}$ , y la partícula  $\alpha$  que se libera fusionarse con otro átomo de  $\text{}^{20}\text{Ne}$ , para formar  $\text{}^{24}\text{Mg}$ . Mediante estos procesos de fotodesintegración y captura de partículas  $\alpha$  se generan elementos hasta K, Ca, Sc y Ti. Las figuras 8 y 9 muestran, respectivamente, la nucleosíntesis de elementos mediante los diferentes tipos de procesos nucleares y la escala de tiempo que requieren para llevarse a cabo.



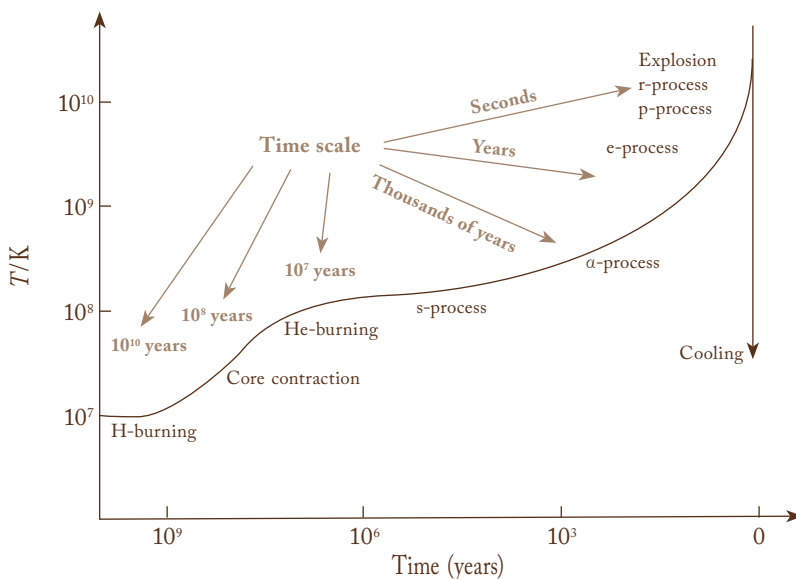
**Figura 8.** Nucleosíntesis de elementos mediante los diferentes tipos de procesos nucleares.

PORTADA

ÍNDICE

### *El proceso de equilibrio*

Las estrellas con masa superior a 1,5-3 Ms consumen muy rápidamente su hidrógeno, y la combustión del helio comienza mucho antes de que el hidrógeno se agote del todo, por lo que se hacen inestables, y las más masivas pueden explotar violentamente, arrojando inmensas cantidades de materia al espacio interestelar. Como se analizará en breve, estas explosiones, **supernovas**, son 10.000 veces más luminosas que las novae ordinarias. En los segundos o minutos anteriores al cataclismo ocurren numerosas reacciones nucleares, por ejemplo, ( $\gamma$ ,  $\alpha$ ),



**Figura 9.** Variación con el tiempo de la temperatura del centro de una estrella de masa aproximada a la solar y tiempos necesarios para los diferentes procesos de nucleosíntesis.

( $\gamma$ , p), ( $\alpha$ , n), (p,  $\gamma$ ), (p, n), etc., que facilitan diversos intercambios, alcanzándose un equilibrio estadístico que explica la abundancia cósmica de los elementos de la primera serie de transición, es decir, de los comprendidos entre el Ti y el Cu (el Sc se genera en el proceso  $\alpha$  ya citado). Como el  $^{56}_{26}\text{Fe}$  es el núcleo más estable por poseer la máxima energía de unión o de ligadura, es el más abundante de todos estos elementos. En estos minutos, o instantes, que preceden a la catástrofe final, se generan los elementos químicos más pesados, en especial en la onda de choque que arrasa la estrella y da lugar a la supernova.

## Los procesos *s* y *r* de absorción de neutrones

Se cree que el *proceso-s* (captura lenta de neutrones) es responsable de la formación de los elementos que siguen al cobre, hasta el polonio o el astato, y también de la mayoría de los núcleos entre el Na y el Ti que no se generan mediante el *proceso- $\alpha$*  ya citado. Existen fuentes diversas de estos neutrones, entre ellas las reacciones  $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$  y  $^{21}\text{Ne}(\alpha, n)^{24}\text{Mg}$ . Como el proceso es lento, los nuevos núcleos pueden decaer de forma natural (decaimiento  $\beta^-$ ), dependiendo de su propia estabilidad. Ello explica que los núcleos estables con *números mágicos* de neutrones ( $A = 90, Z = 40$ ;  $A = 138, Z = 56$ ; y  $A = 208, Z = 82$ ), es decir  $^{90}_{40}\text{Zr}$ ;  $^{138}_{56}\text{Ba}$  y  $^{208}_{82}\text{Pb}$ , sean muy abundantes.

En cambio, en las violentas condiciones de las explosiones supernova antes mencionadas, se pueden añadir sucesivamente varios neutrones antes de que los núcleos decaigan por emisión  $\beta^-$ . El *proceso-r*, o de captura rápida de neutrones, conduce a núcleos ricos en neutrones como los de  $^{36}\text{S}$ ,  $^{46}\text{Ca}$ ,  $^{48}\text{Ca}$ , etc., y también a los elementos pesados como el  $^{232}\text{Th}$ , el  $^{238}\text{U}$  y el  $^{235}\text{U}$ . El  $^{232}\text{Th}$  tiene una vida media comparable a la del Universo ( $\sim 1,4 \times 10^{10}$  a), pero las del  $^{238}\text{U}$  ( $4,5 \times 10^9$  a) y  $^{235}\text{U}$  ( $7,0 \times 10^8$  a) son menores. Parece probable que el uranio proceda de supernovas acaecidas regularmente en el tiempo, iniciadas hace unos 10.000 millones de años. Parece también deducirse de la abundancia y vidas medias de estos elementos que nuestra galaxia tiene una edad de unos 12.000 millones de años.

PORTADA

ÍNDICE

## *Otros procesos*

Como se observa en la figura 4, los isótopos estables del Li, Be y B tienen una abundancia cósmica muy pequeña. La razón de ello estriba en que en las estrellas se convierten con facilidad en otros elementos, de tal forma que su existencia tendría un origen distinto, como resultado de la fragmentación de otros elementos al ser bombardeados por rayos cósmicos. Este mecanismo se denomina **proceso-x** y lleva consigo reacciones de **espalación**. Los rayos cósmicos consisten de partículas atómicas que se desplazan a velocidad relativista por la galaxia, siendo los más frecuentes átomos de  $^1\text{H}$  y  $^4\text{He}$ , aunque se han detectado otros muchos átomos, incluso átomos pesados. De un lado, los rayos cósmicos consistentes de átomos pesados se pueden fragmentar al chocar con átomos de  $^1\text{H}$  y  $^4\text{He}$  del gas interestelar, produciendo átomos más ligeros, entre ellos los de Li, Be y B. Alternativamente, pueden ser las partículas  $\alpha$  de los rayos cósmicos las que provoquen la fragmentación de elementos como Sc, Ti, V y Cr, convirtiéndolos en otros más pequeños.

## *Las estrellas enanas blancas*

En las fases de evolución de las estrellas que se han mencionado, los núcleos que se funden son cada vez más complejos y tienen por tanto mayor número de protones. Ello exige un aporte de energía superior para vencer la repulsión eléctrica



entre núcleos. Cuando la combustión del hidrógeno de la capa externa del núcleo de la gigante roja no proporciona la energía suficiente para mantener la situación de equilibrio la estrella se colapsa. La temperatura del corazón vuelve a aumentar y la materia de las capas externas se esparce originando una *nebulosa planetaria*.

Las estrellas enanas blancas conservan la mayor parte de la masa de la estrella original pero su tamaño es comparable al de un planeta pequeño como la Tierra y tardan en enfriarse varios miles de millones de años. La atmósfera que las envuelve es de hidrógeno y helio, sometidos a altísimas presiones y constituye, por tanto, una capa delgada. Con frecuencia, dada la tendencia natural de las estrellas a emparejarse (casi la mitad de las estrellas forman sistemas binarios) una enana blanca puede atraer enormes masas de hidrógeno de la atmósfera de una gigante roja que forma pareja con ella, originándose un *disco de acreción* y creándose violentísimas tempestades. En suma, la fase agónica de una estrella hace revivir temporalmente a su pareja: el hidrógeno que le proporciona permite brillar de nuevo a la estrella muerta y se producen cataclismos en forma de *novas enanas* y *novas clásicas* y finalmente la desintegración de la enana en la forma de **supernova**. En las novas enanas el brillo aumenta entre diez y cien veces, mientras que en la clásica puede hacerlo hasta un millón de veces. En este último caso el suministro de hidrógeno desde la pareja hace aumentar la temperatura y la presión, llegándose a alcanzar la temperatura necesaria para la fusión del hidrógeno

PORTADA

ÍNDICE

a través del ciclo CNO. Parte del material superficial de la estrella se expelle, pero una gran parte alimenta la combustión nuclear. Poco a poco disminuye la luminosidad y la enana comienza a recibir más hidrógeno de su compañera, repitiéndose el proceso. Como consecuencia de todo lo anterior la enana blanca renace y se produce además un enriquecimiento de material interestelar que tiene un alto contenido en carbono elemental, el cual se condensa en forma de grafito.

### *Combustión explosiva. Supernovas*

A pesar de la extraordinaria cantidad de energía que se pone en juego, se podría decir que las reacciones nucleares que se han mencionado ocurren de forma relativamente tranquila y ordenada. Globalmente, el proceso se conoce como **combustión hidrostática** y ocurre cuando la estrella se encuentra cerca del estado de equilibrio mecánico, en el que ni la expansión ni la contracción se producen con rapidez. Este estado de cuasi equilibrio se pierde en ocasiones, siendo una de las situaciones más dramáticas la denominada **combustión explosiva** que puede resultar en la desaparición de la estrella, en una tremenda explosión nuclear conocida como **supernova**. Las supernovas originan impresionantes estallidos de luz en toda la región espectral, equivalentes al de muchos miles de millones de soles. Se suelen agrupar en *supernovas de tipo I* y *de tipo II*. Las primeras son las experimentadas por las enanas blancas en sistemas binarios, como se acaba de discutir.

PORTADA

ÍNDICE

Cuando la enana blanca ha recibido de su pareja una cantidad de hidrógeno suficiente para superar el denominado límite de Chandrasekhar (el lector interesado en una descripción amena, al tiempo que detallada y rigurosa de éstos y otros fenómenos cósmicos, podrá encontrarla en la excelente obra divulgativa del profesor Manuel Lozano Leyva, *El Cosmos en la palma de la mano*, incluida en el apartado *Referencias* de esta lección), comienzan de nuevo los procesos termonucleares en su corazón. Durante un período de varios días se enciende como un sol de extraordinaria luminosidad, y con posterioridad disminuye gradualmente, aunque de forma irregular, en un período que se prolonga hasta unos cincuenta días después de la explosión, formando unos meses después una hermosa nebulosa.

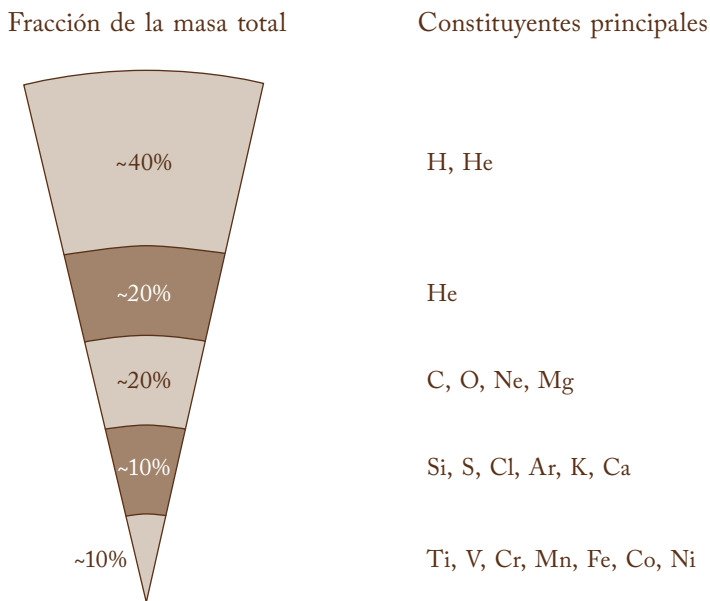
Los fenómenos indicados se deben a la reacciones nucleares que se producen en estas condiciones: la ya mencionada **combustión del carbono**, y probablemente también **la del oxígeno**, originan núcleos más pesados, hasta los del entorno del hierro en la figura 4, que son los más estables, los de mayor energía de *ligadura*, de tal forma que en las explosiones de tipo I casi la mitad de la masa de la estrella se convierte en hierro y níquel.

La **supernova de tipo II** es una potentísima explosión cuya magnitud la convierte en uno de los procesos más violentos de todos los que se producen en el cosmos. A esta situación llegan, en su fase final, las estrellas de la secuencia principal, con masa diez veces mayor que la del Sol. Tras la combustión del hidrógeno, del helio, del carbono, del oxígeno y de otros

PORTADA

ÍNDICE

núcleos como los de silicio, una estrella con masa aproximadamente 25 Ms tiene una *estructura de “capas”* como la que se muestra en la figura 10. Como los núcleos de hierro (y los de los metales próximos en la Tabla Periódica, es decir manganeso, cobalto, níquel, etc.) son los más estables, sus reacciones de fusión son endotérmicas (es decir, requieren un aporte de energía del exterior), y por otro lado, los fotones de altísima energía presentes en cantidades inimaginables producen la *fotosintetización del hierro*, originando partículas



PORTADA

ÍNDICE

**Figura 10.** Diagrama esquemático de la estructura de “capas” de una estrella de masa veinticinco veces la del Sol en la fase final de su evolución (antes de la explosión supernova).

alfa y neutrones. Las partículas  $\alpha$  también se pueden fotodesintegrar para dar sus neutrones y protones constituyentes y estos últimos se convierten en neutrones y neutrinos. Se genera una situación catastrófica, al tiempo que se emiten cantidades extraordinarias de neutrinos.

La naturaleza endotérmica de la fotodesintegración del hierro y la conversión de protones en neutrones por absorción de electrones del gas degenerado (reacción nuclear de captura de electrones) provocan el colapso de la estrella, que en un tiempo de segundos se comprime extraordinariamente. En la fase final, la contracción de la masa estelar genera una onda de choque que proporciona inestabilidad a la estrella, la cual responde con una imponente retroacción, que expulsa al espacio su capa más externa, en la que además el núcleo se contrae hasta alcanzar temperaturas y densidades inimaginables, en cuyas condiciones consiste en un líquido de neutrones. Los núcleos de los átomos no pueden mantener su identidad, y la mayoría de los protones se combina con electrones formando infinidad de neutrones. La supernova se convierte en una estrella oscura, compacta y densísima de neutrones, rodeados por una gran variedad de elementos. Las reacciones de nucleosíntesis proliferan, enriqueciéndose los restos estelares en los elementos más pesados, wolframio, renio, osmio y también en otros aún más pesados como torio y uranio.

La mayoría de los elementos presentes en nuestro Universo procede de estrellas muy pesadas que terminaron su vida en

estas gigantescas explosiones, supernovas, que expulsaron al espacio los productos de las reacciones nucleares acaecidas en su interior. La composición de nuestro Sistema Solar sugiere que alrededor del 10% del material que lo compone procede de supernovas, mientras que el resto es esencialmente hidrógeno y helio.

## DESDE LOS ÁTOMOS LIGEROS A LAS MOLÉCULAS SENCILLAS. EL AGUA EN LA TIERRA

**T**ras mostrar de forma sucinta cómo se han generado los elementos químicos que componen nuestro Universo, y antes de concentrar la discusión en los más pesados, y en la energía nuclear que deriva de ellos, que es la **energía de fisión**, es decir, resultante de la ruptura del núcleo, y no de **fusión** como la ya discutida, creo que pueden ser de su interés algunos comentarios adicionales que conciernen a elementos ligeros.

Aunque muy por detrás del hidrógeno y el helio, el oxígeno es el tercer elemento químico en orden de abundancia en el universo. El helio es un gas noble que carece de reactividad química, mientras que tanto el hidrógeno como el oxígeno son elementos reactivos, y de su combinación resulta el agua. ¿Puede, por tanto, causarnos sorpresa que el agua sea tan común y tan abundante en nuestro planeta? Esta molécula, que

PORTADA

ÍNDICE

contiene, como saben, dos átomos de hidrógeno y uno de oxígeno, es la matriz, en la acepción fisiológica del término, de la vida, y es sencillamente consecuencia de dos generosos procesos creativos: la Gran Explosión que nos dio un cosmos consistente en su mayoría de hidrógeno; y la evolución estelar, durante la que este elemento, cuyo nombre significa *que forma agua*, se convirtió, a través de los complejos procesos termonucleares que se han descrito de forma sucinta, en los otros elementos químicos que constituyen nuestro mundo, y entre ellos en oxígeno.

Las supernovas envían, como se ha dicho, una gran cantidad de materia al espacio de la que surgen átomos y moléculas gaseosas como hidrógeno, monóxido de carbono, cianuro de hidrógeno, agua; y también materia sólida: hierro metálico y sus óxidos, silicatos minerales, carbón, diamante, etc. En algunas regiones de las galaxias se generaron inmensas nubes moleculares. Hace unos 5.000 millones de años, una enorme nube de gas que rotaba con lentitud comenzó a contraerse bajo su propio campo de atracción gravitatoria. Estaba compuesta fundamentalmente por hidrógeno y helio generados en el origen del Universo, pero contenía además cantidades comparativamente menores de otros elementos resultantes de las reacciones nucleares que ocurren en las estrellas y expulsados al exterior en las supernovas. La inmensa concentración de gas que se acumuló en su centro, y la energía gravitatoria liberada por esta concentración, hicieron aumentar su temperatura y al alcanzar unos 10 millones de grados comenzaron las reacciones

PORTADA

ÍNDICE

nucleares que convirtieron el hidrógeno en helio, liberando una extraordinaria cantidad de energía que contrarrestó la contracción gravitatoria y estabilizó el núcleo central. Así nació hace unos 5.000 millones de años una nueva estrella, nuestro Sol, el centro del sistema solar, gracias a la cual existe vida en la Tierra. Como se ha mencionado ya, cada segundo se convierten en el Sol 600 millones de toneladas de hidrógeno en 595,5 millones de toneladas de helio. La masa perdida en estas reacciones nucleares, unos 4,5 millones de toneladas, se convierte en energía de acuerdo con la ecuación de Einstein,  $E = m \cdot c^2$ , en la que  $c$  representa la velocidad de la luz, aproximadamente trescientos mil kilómetros por segundo. Esta energía se emite en forma de radiación  $\gamma$ , y se estima que necesita alrededor de un millón de años para alcanzar la superficie solar y ser emitida al espacio exterior en forma de fotones de menor energía, que en la práctica abarcan todo el espectro de la radiación solar: rayos  $\gamma$ , rayos X, radiación ultravioleta, visible, infrarroja, microondas, etc. El diámetro del Sol es más de cien veces mayor que el de la Tierra y la luz que nos envía tarda unos ocho minutos en recorrer la distancia de unos ciento cincuenta millones de kilómetros que nos separan.

Mientras tanto, en la parte externa de esta gigantesca nube de gas, más fría que el centro, ocurrieron reacciones químicas que dieron lugar a moléculas como las de agua o monóxido de carbono, y a partículas de polvo sólido como hierro o níquel metálicos, óxidos de silicio o de magnesio, etc. Las



fuerzas de fricción entre las partículas del polvo causaron su sedimentación en el plano de rotación, formando un disco, y las gravitatorias las acumularon en cuerpos denominados *planetesimales*, de tan sólo unos cuantos kilómetros de diámetro, y finalmente en cuerpos mucho mayores, que son los planetas de nuestro sistema solar. Es probable que esta última etapa requiriera alrededor de cien millones de años y que durante ella los planetas más jóvenes se vieran sometidos a un tremendo bombardeo que les permitió incorporar a la mayoría de los *planetesimales*. Este fenómeno se sigue produciendo en nuestros tiempos, unos 4.500 millones de años después, con la infinidad de cometas y meteoritos que deambulan por el sistema solar. Aunque este modelo es inevitablemente especulativo constituye nuestra mejor aproximación a lo que entonces aconteció. Numerosas observaciones e infinidad de cálculos y análisis de modelos han puesto de manifiesto que nuestro planeta sufrió la colisión de un planetesimal del tamaño de Marte, que arrancó el material que originó la Luna, dejando una masa esférica de roca fundida, nuestra Tierra, que tardó millones de años en enfriarse, y fue incorporando agua en forma de hielo procedente del espacio exterior. Los meteoritos y los cometas también nos trajeron grandes cantidades de agua, junto con otros muchos materiales. Los cometas abundan por millones de millones en el Universo y muchos de ellos, como el popular cometa Halley, cuya masa de casi un billón de toneladas, consisten principalmente de hielo. Los cometas típicos son mucho mayores que el Halley y puede estimarse que

PORTADA

ÍNDICE

un millón de estos grandes cometas habrían sido suficiente para proporcionar el volumen de agua de nuestros océanos.

Unos cincuenta millones de años después de la colisión que originó la Luna, el hierro que era uno de los componentes fundamentales de la Tierra, se constituyó en su núcleo, y los elementos más ligeros como silicio, aluminio, calcio, magnesio, sodio, potasio, oxígeno y otros, junto con restos de hierro, originaron la corteza terrestre, quedando una atmósfera consistente sobre todo de dióxido de carbono, nitrógeno y vapor de agua. En este ambiente hostil, de una forma que todavía no conocemos, surgió la vida hace alrededor de 3.800 millones de años, primero y casi con toda probabilidad en zonas húmedas, para extenderse luego de forma gradual a gran parte de la superficie de la Tierra, cambiando su faz y también su atmósfera, hasta convertirla en la actual. La ya citada frase de Carl Sagan debiera, tal vez, completarse para rezar: *somos polvo de estrellas empapado de agua de cometas.*

En este sentido, cabe decir que la composición química de nuestra atmósfera, con aproximadamente un 21% de oxígeno, no es de hecho una condición previa para la vida sino una consecuencia ella. Las primeras células fueron anaeróbicas, pero en algún momento temprano de la evolución, la vida primitiva descubrió cómo aprovechar la energía del Sol a través de la fotosíntesis, que como es bien sabido, convierte el dióxido de carbono y el agua en sustancias orgánicas parcialmente reducidas como los hidratos de carbono, liberando oxígeno. Así,

PORTADA

ÍNDICE

poco a poco, en un proceso evolutivo acaecido a lo largo de cientos de millones de años, hemos llegado a nuestro mundo actual. Pero es hora ya de retomar nuestro discurso y volver al estudio de los átomos, en esta ocasión los más pesados.

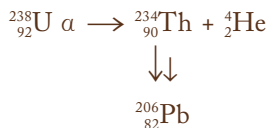
## RADIOACTIVIDAD

**A**lgunos núcleos atómicos no son estables y se desintegran convirtiéndose en otros más estables con emisión de radiación. Las principales formas de esta radiación son (Fig. 11):

- *Radiación alfa*, partículas con carga positiva que consisten en núcleos de átomos de helio, es decir, dos protones y dos neutrones.
- *Radiación beta*, que puede ser de dos tipos:  $\beta^-$  (electrones) y  $\beta^+$  (positrones)
- *Radiación gamma*, que es radiación electromagnética de muy alta energía.

La radiactividad fue observada por primera vez por Henri Becquerel, en 1896, en minerales de uranio, cuando estudiaba sus propiedades fluorescentes y fosforescentes, bajo el influjo estimulante del descubrimiento el año anterior de los rayos X por Röntgen. Becquerel observó que las sales de uranio eran capaces de imprimir placas fotográficas envueltas

1. Radiación alfa ( $\alpha$ ):  ${}^4_2\text{He}$



2. Radiación beta ( $\beta$ ):



3. Radiación gamma ( $\gamma$ ):

Radiación de muy alta energía ( $> 100 \text{ keV}$ ),  $\lambda < 10 \text{ pm}$

**Figura 11.** Emisión de radiación por los núcleos radiactivos.

en papel negro y guardadas durante varios días en el interior de un cajón, en la oscuridad.

Pierre y Marie Curie llamaron a esta, hasta entonces desconocida, radiación, **radiactividad** y encontraron que otro elemento pesado, el torio, también la producía. Demostraron además que el mineral de uranio, la peblenda, contenía otros dos elementos radiactivos que llamaron polonio (por el país de origen de Marie) y radio (por su brillo), aislándolos ambos tras dos años de ímprobo esfuerzo en el que procesaron varias toneladas del mineral de uranio, con grave quebranto de su salud. Becquerel y los esposos Curie recibieron el Premio Nobel de Física en 1903 por estos descubrimientos.

Otro científico clave en estos avances fue Ernest Rutherford, quien en 1899 había identificado la radiación alfa y la beta

como provenientes del núcleo atómico. Sólo un año después observó, junto al químico Soddy, que el torio radiactivo emite átomos del gas noble radón, proceso que denominaron **decaimiento radiactivo**. En definitiva, los núcleos de los átomos decaen como consecuencia de reacciones nucleares que hacen cambiar el número de protones, convirtiéndose de esta forma en otros átomos diferentes. En 1903 hicieron una estimación de la energía liberada en el decaimiento, que les llevó a un valor de entre veinte mil y un millón de veces mayor que la de una reacción química, apercibiéndose de inmediato del peligro destructor que encerraba. Tan sólo dos años después, en 1905, Albert Einstein puso de manifiesto, que en consonancia con su principio de relatividad, la energía emitida por el cuerpo correspondía a la pérdida de masa, de acuerdo con su muy famosa ecuación ya citada,  $E = mc^2$ . *Una pequeñísima pérdida de masa se traduce, por tanto, en la liberación de una inmensa cantidad de energía.*

PORTADA

ÍNDICE

En 1919, en sus estudios de bombardeo de diversos materiales con partículas alfa, Rutherford obtuvo oxígeno-17 a partir de nitrógeno-14, por incorporación de una partícula alfa y pérdida de un protón. Era el sueño alquimista, la *transmutación artificial*, aunque en este caso mediante una curiosa *pedra filosofal*, las partículas alfa. No obstante, como estas partículas tienen carga positiva, los átomos pesados con muchos protones en sus núcleos las repelen fuertemente, y tienen que acelerarse hasta muy altas velocidades. Así surgió la idea de Ernest Lawrence en 1929 de los **aceleradores de partículas**.

En 1932 Chadwick detectó por primera vez el neutrón, que al ser una partícula sin carga puede penetrar en el núcleo con mayor facilidad que las partículas alfa, especialmente si su velocidad no es excesivamente grande. Enrico Fermi bombardeó uranio, el elemento atómico 92, esperando convertirlo en el siguiente, neptunio, de número atómico 93. Obtuvo de hecho dos elementos, que no fueron el 93 y el 94 como él pensó, sino que fueron identificados años después por McMillan como un alcalino-térreo y un gas noble (por ejemplo, bario y kriptón; o estroncio y xenón; u otras parejas con suma de cargas nucleares igual a la 92 del uranio). Fermi y sus colaboradores no imaginaron siquiera que, como enseguida mostraré, había ocurrido algo mucho más dramático y trascendente de lo que ellos pensaron entonces. El elemento 93, llamado neptunio por seguir al uranio, como el planeta Neptuno sigue a Urano, fue obtenido por primera vez por McMillan en 1940, mediante el ciclotrón (un tipo de acelerador de partículas) construido por Lawrence en Berkeley. Poco después Seaborg, McMillan y sus colaboradores prepararon el elemento 94, plutonio, bombardeando uranio con neutrones. En los años siguientes, hasta nuestros días, se han preparado no sólo otros elementos actínidos (hasta el 102, nobelio), sino también muchos elementos transactínidos, es decir, el 103 y los siguientes hasta el 118 (Fig. 12). La mayoría de estos elementos se prepara en escala de un número pequeño de átomos, cientos o miles de ellos, y en algunos casos de sólo uno o unos cuantos átomos, mediante el bombardeo con iones positivos de helio ( $2+$ ); de boro; núcleos

PORTADA

ÍNDICE



## The Nobel Prize in Chemistry 1951

"for their discoveries in the chemistry of the transuranium elements"



Edwin Mattison McMillan

EDWIN M. MCMILLAN

The transuranium elements: early history  
*Nobel Lecture, December 12, 1951*

In this talk I shall tell of the circumstances that led to the discovery of neptunium, the first element beyond uranium, and the partial identification of plutonium, the next one beyond that. The part of the story that lies before 1939 has already been recounted here in the Nobel Lectures of Fermi and Hahn; I played no part in that and shall not repeat it now. Rather I shall start with the discovery of fission by Hahn and Strassmann. News of this momentous discovery reached Berkeley early in 1939. ...



Glenn Theodore Seaborg

GLENN T. SEABORG

The transuranium elements: present status  
*Nobel Lecture, December 12, 1951*

Mina Damer och Herrar.

Jag är inte van vid kemiska ord pS svenska, och det är för att mina föräldrar aldrig talade kemi i hemmet. Jag skulle gärna ända velat hölla hela denna föreläsning på svenska. Men - om jag talade svenska så skulle mina vänner McMillan och Lawrence inte förstå mer än hälften av vad jag säger. Jag ska därför tala engelska, och jag vet att ni alla förstår det språket mycket bra.

As I continue, speaking in English, I want to assure my British and American colleagues here, Sir John Cockcroft and Professors Walton, Lawrence, and McMillan, that they haven't missed anything yet.....

PORTADA

ÍNDICE

Figura 12. Premio Nobel de Química de 1951 (elementos transuránidos).

de carbono, nitrógeno, oxígeno y neón; o incluso otros iones positivos más pesados, derivados de cromo-24, hierro-26 o níquel-28. Pero no es éste el objeto de mi intervención hoy, sino el proceso de fragmentación del núcleo o  **fisión nuclear**.

## FISIÓN NUCLEAR

**E**n 1934, el físico húngaro Leo Szilard obtuvo una patente británica basada en la idea de aprovechar la energía nuclear resultante de una reacción de decaimiento

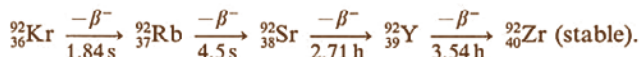
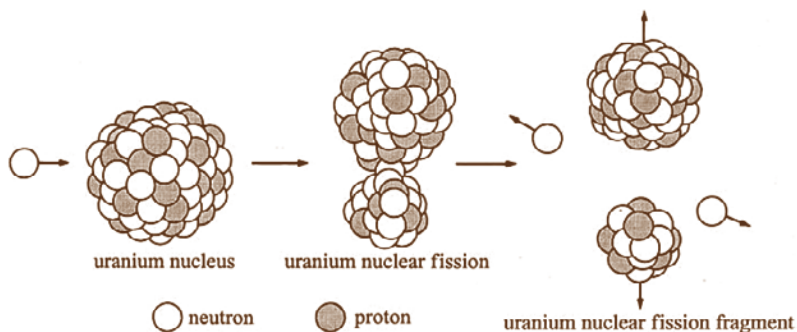
nuclear que se mantiene a sí misma, es decir, de una reacción en cadena. Szilard no disponía de apoyo experimental alguno para su propuesta. Por una parte se desconocía todavía que los neutrones podrían iniciar la desintegración nuclear, y por otra se necesitaba un material capaz tanto de capturar como de emitir neutrones, estos últimos, los emitidos, en mayor número que los primeros, a fin de establecer la reacción en cadena. Szilard desconocía qué material podría cumplir estos requisitos, aunque era consciente de que la puesta en práctica de este proceso permitiría fabricar una bomba nuclear.

Cuatro años después, en la Alemania de Hitler, Hahn y Strassmann observaron que al bombardear uranio con neutrones se obtenía bario entre los productos, es decir, un elemento de número atómico 56, y por tanto con algo más de la mitad de protones en el núcleo que el propio uranio, que posee 92. Hahn discutió este resultado con una antigua colaboradora, la física Lisa Meitner, y ésta con su sobrino también físico, Otto Frish, y llegaron a la conclusión de que el núcleo de uranio se fragmentaba en dos en un proceso que denominaron **fisión nuclear** (Fig. 13). Como ya he referido, Enrico Fermi obtuvo cuatro años antes en 1934, productos de fisión del uranio que identificó incorrectamente como elementos transuránidos. Aunque sea un pensamiento baldío, sin este error de interpretación, la utilización de la energía nuclear y el desarrollo de la bomba atómica que llevó consigo, habrían acaecido cuatro años antes y quizá se hubiera podido evitar el estallido de la Segunda Guerra Mundial. Como

PORTADA

ÍNDICE





**Figura 13.** Fisión nuclear del uranio inducida por neutrones.

se ha apuntado ya, la fisión del uranio genera dos núcleos con masa diferente, por ejemplo bario y kriptón, o estroncio y xenón, u otras parejas cuyas cargas nucleares sumen la noventa y dos que tiene el uranio.

Fabricar una bomba no era sin embargo una tarea simple. Los dos isótopos naturales del uranio tienen naturalmente el mismo número de protones en el núcleo –noventa y dos–, pero distinto número de neutrones, y por tanto diferente masa atómica (235 y 238, respectivamente). Sólo el uranio-235 experimenta la fisión nuclear inducida por neutrones lentos, pero su abundancia natural es de tan sólo el 0,72%, y para mantener la reacción en cadena se requieren varios kilogramos de este isótopo, algo que en 1940 parecía impensable. El ya

mencionado físico húngaro Szilard tenía la certeza de que los físicos alemanes trabajaban intensamente bajo la dirección de Heisenberg para conseguirla, y trató de convencer a los estadounidenses de la imperiosa necesidad de adelantarse. Contó con la ayuda de su amigo Albert Einstein, quien accedió a escribirle una carta al Presidente Roosevelt, iniciándose de esta manera el **Proyecto Manhattan**, que se desarrolló entre 1939 y 1944 bajo la dirección del físico Robert Oppenheimer. Como discutiré más adelante, el día 2 de diciembre de 1942, en una pista de squash de la Universidad de Chicago, sin conocimiento de las autoridades académicas, el gran físico italiano Enrico Fermi realizó, junto con sus colaboradores, un experimento histórico, la primera reacción nuclear en cadena, controlada. Sus consecuencias fueron trascendentales puesto que el conocimiento científico de la reacción de fisión nuclear que proporcionó, permitió años después el uso civil de esta energía como la conocemos en las centrales nucleares actuales. El primer reactor nuclear con fines comerciales comenzó a funcionar en Inglaterra en 1956 y en estos momentos existen más de cuatrocientos reactores en treinta y un países, y hay además una cincuentena en construcción. Los reactores nucleares actuales pueden considerarse auténticas obras maestras de la ingeniería moderna, opinión que comparte y defiende de forma vehemente en su reciente libro, *Nucleares, ¿por qué no?*, mi colega y amigo el profesor Manuel Lozano Leyva. Analizarlos, estudiar y discutir con el rigor debido sus características, componentes esenciales, modos de operación y otros

PORTADA

ÍNDICE

pormenores importantes, quedan de nuevo fuera del alcance de esta disertación, pero, si así lo desean, pueden ustedes encontrar conocimiento mucho más erudito que el mío en la citada obra del Profesor Lozano Leyva.

### *La pila atómica de Fermi*

El conocimiento que derivó del experimento de Fermi se aprovechó para la fabricación de la bomba de uranio. La pila atómica (como se la denominó entonces) que Fermi y sus colaboradores construyeron sirvió además como planta piloto para la construcción de los enormes reactores nucleares que los norteamericanos establecieron en 1943, en Sanford, estado de Washington, para fabricar el plutonio necesario para la segunda bomba atómica. Por su trascendencia relataré brevemente este experimento (Fig. 14).

Como no se habían desarrollado todavía los métodos de enriquecimiento del combustible nuclear, el grupo de Fermi construyó una pila de capas alternadas de dióxido de uranio natural y grafito (de ahí el nombre de *pila* atómica) y controlaron la reacción usando barras de cadmio, que se pueden introducir o retirar, a conveniencia. La reacción en cadena, autosostenible, exige que haya una cantidad suficiente de uranio-235; se requiere además desacelerar, es decir, moderar los neutrones que resultan de la fisión; y también es necesario que haya una gran cantidad de uranio, para evitar una



An artist's rendition of the first controlled nuclear fission reaction, *The Chicago Pile*. (The Chicago Historical Society. Painting by Gary Sheehan (1964. 521.))

**Figura 14.** *La pila atómica de Fermi.*

excesiva pérdida de neutrones a través de la superficie. En otras palabras debe superarse la *masa crítica*. Finalmente, para que la reacción no se descontrole, debe emplearse un absorbente de neutrones que sea ajustable.

Se necesitaron alrededor de treinta y seis toneladas del óxido de uranio, junto con unos seis mil kilogramos del metal, y casi cuatrocientos kilogramos de grafito como moderador. La reacción nuclear se controló con barras de cadmio, dispuestas sobre tablas de madera que tenían asas para extraerlas de la pila, o insertarlas en ella. Prepararon además varios cubos que contenían una disolución de una sal de cadmio, que tres científicos voluntarios situados encima de la pila arrojarían, en caso de emergencia causada por un exceso de neutrones, puesto que tal exceso podría descontrolar la reacción nuclear,

PORTADA

ÍNDICE

con consecuencias trágicas. Fermi dio la orden de empezar y lentamente se extrajeron las barras de cadmio. Los detectores comenzaron a acusar la emisión de neutrones, primero aceleradamente, y después de manera regular cuando en la pila se inició una reacción nuclear en gran escala, que Fermi ordenó detener introduciendo las barras de Cd en sus posiciones originales. El camino al uso de la energía nuclear, y a la bomba atómica, quedó de esta manera abierto.

### *La bomba atómica*

A pesar de los muchos e importantes problemas que comportaba el uso de la energía nuclear, las dificultades se resolvieron con celeridad. La evidente importancia militar de este descubrimiento, unida al temor a que los alemanes fueran los primeros en fabricar armas nucleares, llevó a los americanos a invertir ingentes sumas económicas y utilizar extraordinarios recursos humanos, que permitieron resolver cuestiones muy complejas en un tiempo increíblemente reducido. Una tarea que en circunstancias normales hubiera requerido el trabajo de toda una generación, es decir alrededor de 20 años, fue completada por cientos de miles de personas, entre ellas decenas de miles de científicos e ingenieros, con un costo de miles de millones de dólares, en sólo cuatro o cinco años.

El desarrollo de la bomba se acometió en dos frentes: la bomba de uranio que fue lanzada sobre Hiroshima y la de

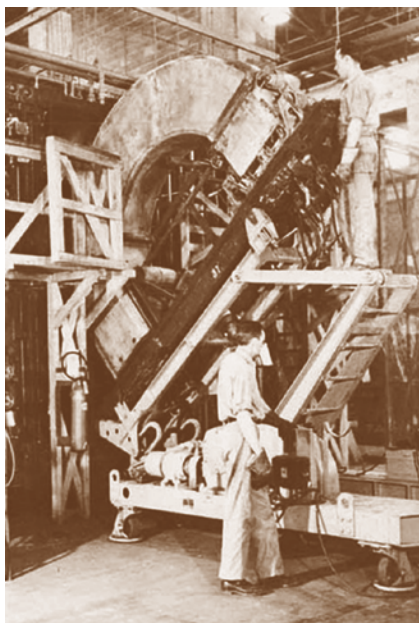
PORTADA

ÍNDICE

plutonio, que se ensayó con el nombre de Trinity en el desierto “Jornada del Muerto”, del Estado de Nuevo México y posteriormente se arrojó sobre Nagasaki. Las dos tuvieron terribles consecuencias y produjeron profundo dolor y desolación, causando la muerte a casi doscientas cincuenta mil personas y heridas, junto con terribles secuelas físicas y psicológicas a otros muchos cientos de miles.

Para que la reacción en cadena controlada que ocurre en un reactor nuclear se des controle y origine una explosión es preciso eliminar el uranio-238, y utilizar uranio-235 puro. La separación de los dos isótopos del uranio es muy difícil, al ser casi idénticos, y como se diferencian sólo en sus masas atómicas, requiere métodos físicos. Los primeros experimentos con éxito se realizaron en 1942 mediante la difusión fraccionada del hexafluoruro de uranio,  $UF_6$ , que en las condiciones ordinarias es un gas, a través de membranas porosas, o más eficazmente mediante un espectrómetro de masas gigante denominado Calutrón (Fig. 15).

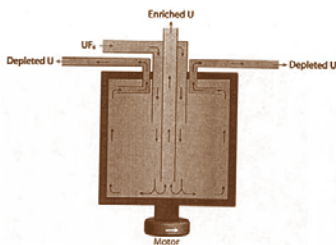
En el primer caso, el  $UF_6(g)$  se hizo pasar a través de numerosas membranas semipermeables, que originan una pequeña separación de las moléculas que contienen uranio-235 y uranio-239. Las velocidades de difusión son inversamente proporcionales a la raíz cuadrada de las masas moleculares, lo que hace que el fluoruro de uranio-235 se difunda sólo 1,0043 veces (0,43%) más rápidamente que el de uranio-238. Durante el proyecto Manhattan se construyó la denominada



**Figura 15.** Separación del tanque de un calutrón- $\alpha$  (espectrómetro de masas gigantesco) para la recuperación del uranio-235.

instalación K-25, cerca de Oak Ridge, Tennessee, con cuatro plantas, edificadas sobre una superficie de casi 400 m de largo y más de 30 m de ancho (Fig. 16).

El Calutrón es un espectrómetro de masas gigantesco en el que el hexafluoruro de uranio se ioniza mediante electrones de alta energía. Los cationes resultantes se aceleran con un campo eléctrico y se pasan a través de un campo magnético en el que se separan por sus diferencias de masa (en realidad relación masa/carga). El haz de moléculas de  $UF_6$  ionizadas se separa en dos en el calutrón, consiguiéndose en el  $\alpha$ -calutrón un enriquecimiento en fluoruro de uranio-235 del 15%. Esta



K 25 (Oak Ridge, Tennessee). Difusión fraccionada  $UF_6$  (g).  
(edificio de cuatro plantas, ~400 m largo y 30 m ancho)

**Figura 16.** Esquema del flujo en una centrífugadora de gas para el enriquecimiento del uranio-235 y fotografía de la instalación K-25.

muestra ya enriquecida se sometió a un proceso similar en un sistema aún más eficaz, el  $\beta$ -calutrón, con el que se obtuvo la mayor parte del uranio-235 utilizado para la primera bomba atómica (Hiroshima).

El método actual más importante para el enriquecimiento en uranio-235 es la centrifugación gaseosa, en la que un complejo sistema de rotores (y la fuerza centrífuga que se genera) empuja a las moléculas más pesadas hacia la pared de la centrífugadora, separándolas parcialmente de las moléculas más ligeras. El proceso es poco efectivo y se requieren muchas etapas para producir la alta concentración de uranio-235 que se requiere, pero consume poca energía, aproximadamente el 3% de la planta de difusión, y requiere mucho menos espacio que ésta.

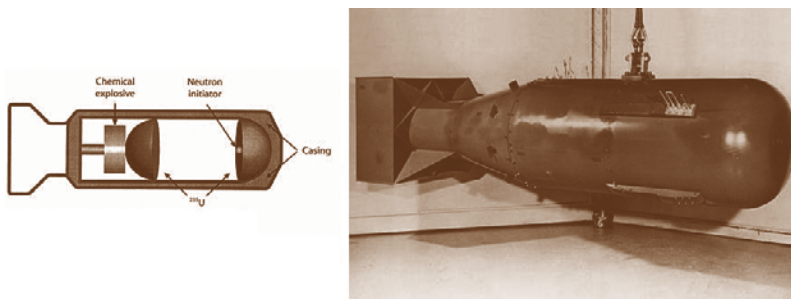
En una bomba de uranio-235 se necesita también un tamaño crítico para que se produzca la reacción en cadena sin control,



y se consigue si la relación entre la superficie y el volumen es lo suficientemente pequeña como para que las pérdidas de neutrones a través de la superficie sean inferiores o iguales a la producción de neutrones en el interior, en cuyo caso el factor de multiplicación,  $k$  es  $\geq 1$  ( $k$  es el número promedio de neutrones generados en una reacción de fisión nuclear que pueden causar otra fisión). Esta situación se alcanza con una esfera de uranio de 8,4 cm de radio cuyo peso es de 50 kg.

La bomba de fisión es relativamente simple de construir, pero afortunadamente conseguir el material fisionable no es, en absoluto, sencillo. Para que funcione es necesario crear muy rápidamente la masa supercrítica y mantenerla encerrada tanto tiempo como sea posible. El diseño más simple es el de “tipo arma de fuego” (*gun-type fission weapon*), en el que hay dos masas subcríticas de uranio-235 separadas una de la otra, disparándose una contra la otra mediante un explosivo químico convencional. Al combinarse ambas se genera la masa supercrítica y el comienzo de la reacción nuclear se facilita mediante un **iniciador**, que inyecta un gran número de neutrones en la masa supercrítica (se usó una mezcla de berilio y polonio).

La primera bomba de uranio fue de esta clase (Fig. 17) y se arrojó sobre Hiroshima el día 6 de agosto de 1945 sin haberse efectuado un ensayo previo por falta de uranio-235 (sólo se disponía del necesario para una bomba). El poder explosivo (15 kilotones) fue equivalente a 15.000 Tm de TNT



**Figura 17.** Representación esquemática de la bomba de fisión de tipo “arma de fuego” y fotografía de la bomba *Little Boy* arrojada sobre *Hiroshima* el 6 de agosto de 1945.

(trinitrotolueno), y la cubierta de esta bomba, denominada por los americanos *Little Boy*, se construyó con uranio-238, metal duro y resistente, que además interacciona con los neutrones rápidos, reflejando algunos hacia el uranio-235, o absorbiendo otros y experimentando la fisión nuclear, aumentando en ambos casos la capacidad de destrucción de la bomba.

El otro tipo de bomba de fisión es de la clase de *implosión* y se basa en el uso de plutonio-239. Requiere un diseño más sofisticado que la de uranio para conseguir la masa crítica. En la bomba de plutonio se utiliza una esfera hueca de plutonio-239 rodeada de explosivos químicos que, cuando detonan de forma simultánea producen el colapso de la esfera hueca hasta formar una maciza que posee la masa supercrítica. En el centro se dispone un *iniciador* que genera rápidamente neutrones, y se emplea además uranio-238 para forzar el proceso (*tamper*).

La sincronización de los eventos nucleares debe ser muy ajustada. Por su elevada tendencia a la fisión inducida por neutrones, y por la mayor producción de neutrones, el plutonio-239 puede explotar antes de conseguirse la masa supercrítica, y la bomba se destruiría a sí misma sin apenas causar daño externo. Por ello todos los explosivos químicos deben actuar en el mismo instante. De otro lado, el plutonio-240 que acompaña al plutonio-239, experimenta la fisión espontánea, y ello puede, de nuevo, causar una ignición prematura, disminuyendo el efecto destructor del artefacto. El material que fuerza el proceso, o *tamper* (berilio o uranio-238) evita la pérdida de neutrones (los refleja o dispersa, pero no los absorbe) y reduce considerablemente la masa crítica, al menos en un factor de dos. Por ejemplo, sin la pantalla reflectora de neutrones, el plutonio-239 metálico tiene una masa crítica de 10 kg, mientras que si se usara plutonio-239 generado en un reactor comercial de tipo LWR (véase más adelante) se necesitarían unos 18 kg. Sin embargo con una pantalla reflectora de uranio-238 las cantidades anteriores se reducen a 4 y 7 kg respectivamente. Las cabezas nucleares modernas usan sólo entre 2-4 kg de Pu puro, que equivalen a unos 5 kg de Pu de pureza de reactor LWR. La cantidad equivalente de U-235 puro es de 16 kg, y debe además obtenerse por enriquecimiento, como ya se ha explicado. Esto resulta muy costoso, y por otro lado es fácilmente detectable, de ahí que el reprocesamiento del Pu sea mucho más efectivo para producir una bomba, aunque también se puede detectar con relativa facilidad.

Debido a todas estas dificultades, a diferencia de la bomba de uranio sí hubo un ensayo previo con la de plutonio, que se efectuó el 16 de julio de 1945 y resultó ser, por tanto, la primera bomba nuclear. Se conoce como *Trinity*, y se llevó a cabo en el estado de Nuevo México, en el desierto “Jornada del Muerto”. Unas tres semanas después, el 9 de agosto de 1945, la segunda bomba atómica, llamada “el gordo” (*Fat Man*) explotó a unos 500 m de altitud sobre la ciudad de Nagasaki, causando una terrible destrucción, que fue, no obstante, algo menor que la de Hiroshima. El hongo producido alcanzó una altura de 18 km, y dejó más de 80.000 muertos y decenas de miles de heridos, como consecuencia de los efectos de las ondas de choque, las de calor originadas por las altísimas temperaturas alcanzadas, y la radiación directa. Sin olvidar el trauma, la depresión y otras muchas enfermedades (leucemia, cáncer de distintos tipos) que sufrieron sus habitantes durante los meses y años posteriores a este trágico acto de guerra.

PORTADA

ÍNDICE

## REACTORES NUCLEARES

Como ya se ha mencionado, el primer reactor nuclear con fines comerciales, es decir, para la producción de electricidad, comenzó a funcionar en Inglaterra en 1956. En la actualidad existen en funcionamiento alrededor de 436 reactores, en 31 países (8 de ellos en España,

10 en Suecia, 19 en UK o 59 en Francia, etc.) y hay casi 50 en construcción.

El U natural consiste de U-238 (99,275%) y U-235 (0,72%) y aunque esta concentración del isótopo 235 es suficiente para mantener la reacción en cadena, la dilución que resulta de la presencia inevitable del material de recubrimiento y de otros utilizados en la construcción del reactor, aconseja su enriquecimiento. Se ha citado ya que por cada átomo de U-235 que se fisiona se generan 2-3 neutrones, que son absorbidos por el U-238 para formar U-239, que no es fisionable. La razón de este diferente comportamiento es fácilmente explicable. Cuando el U-235 absorbe un neutrón se liberan 6,8 MeV, cantidad muy superior a la que se produce cuando el neutrón es absorbido por el U-238 (5,5 MeV). Para la fisión del U-235, la energía de activación vale 6,5 MeV (< 6,8 MeV) y por tanto ocurre de inmediato, pero en cambio la del U-239 es de 7,0 MeV (> 5,5 MeV) y la fisión no ocurre, a menos que se empleen neutrones de muy alta energía. Los mismos argumentos explican que la fisión del U-233 y la del Pu-239 se consigan fácilmente, pero no la del Th-232.

La absorción de neutrones por el U-238 ocurre fácilmente con neutrones de 29 eV (velocidad aproximada 700 km/s), mientras que la fisión del U-235 requiere preferentemente neutrones de energía unas mil veces menor, 0,025 eV (unos 2,2 km/s; velocidad comparable a las de las moléculas de un

PORTADA

ÍNDICE

gas a 20 °C). Para aumentar la eficacia del proceso de fisión y suprimir la absorción de neutrones por el U-238, los neutrones resultantes de la fisión, con  $E \sim 2 \text{ MeV}$  ( $v \sim 20.000 \text{ km/s}$ ) se deben frenar tan rápidamente como sea posible, y por ello se dispone un **moderador** en el corazón del reactor. Este material no absorbe neutrones, pero los desacelera mediante múltiples colisiones elásticas, resultando muy eficaz el  $\text{D}_2\text{O}$  (agua deuterada), y algo menos, aunque de mucho menor coste, el agua y el grafito. Aunque originalmente se usaba uranio metálico, en la actualidad se emplea dióxido de uranio,  $\text{UO}_2$ , moldeado en barras (en rigor en píldoras que se introducen en varillas metálicas) que se sumergen en agua o se cubren con grafito. El conjunto debe tener un **tamaño crítico**, con una relación *volumen:superficie* elevada, para evitar la pérdida de neutrones a través de la superficie. Si por ejemplo se considera una esfera de U, al aumentar el radio al doble, su volumen aumenta ocho veces (proporcional a  $r^3$ ) y su superficie (proporcional a  $r^2$ ) sólo cuatro veces. Por tanto el número de neutrones producido se multiplicaría por ocho y el de los perdidos a través de la superficie por cuatro. La pérdida de neutrones se puede evitar también usando un **reflector** de  $\text{D}_2\text{O}$ , (o alternativamente de berilio o grafito), que dispersa y reenvía al corazón del reactor los neutrones que se escapan. De los 2-3 neutrones que se producen en la fisión de un átomo de uranio, uno incide en otro núcleo y origina su fisión, permitiendo la reacción en cadena. Finalmente, la velocidad de ésta se controla mediante **barras de control** que

PORTADA

ÍNDICE

se introducen entre las de combustible, o se extraen, a fin de absorber, o no, neutrones. Suelen ser de cadmio o de acero al boro.

El funcionamiento controlado del reactor depende de forma muy precisa del ya citado **factor de multiplicación,  $k$** , dado por la relación entre el número de neutrones lentos formados (una vez descontados los absorbidos por el U-238, y los que se escapan) y el de los que se consumen en la fisión, o sea,  $k = n_{\text{form}}/n_{\text{consum}}$ . Si  $k < 1$  se rompe la reacción en cadena y el reactor deja de funcionar, diciéndose que se encuentra en condiciones **subcríticas**. Si  $k > 1$  el número de neutrones formados aumenta exponencialmente, se pierde el control de la reacción y se produce rápidamente una explosión. El reactor alcanza la fase **supercrítica** y su corazón, su núcleo, se funde, como ocurrió en Chernobil en 1986. Por tanto, las barras de control se deben ajustar continuamente para que  $k = 1$  (**reactor crítico**).

PORTADA

ÍNDICE

### *Tipos de reactores nucleares*

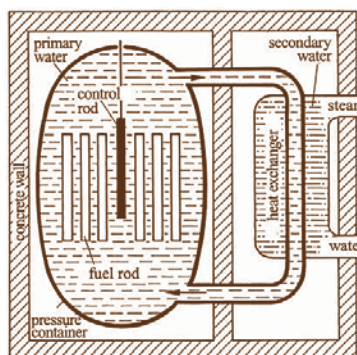
Como ya he indicado, los reactores nucleares requieren un moderador a fin de desacelerar los neutrones emitidos en la reacción de fisión. El moderador ideal debe tener una sección eficaz (*cross section*) pequeña a la absorción de neutrones,  $\sigma_a$ , y por el contrario una alta sección eficaz para su dispersión,  $\sigma_s$  (*scattering*). Por su reducido costo se suele utilizar  $\text{H}_2\text{O}$ , que

tiene  $\sigma_a = 0,66$  b y  $\sigma_s = 49$  b, aunque el  $D_2O$ , con  $\sigma_a = 0,0013$  b y  $\sigma_s = 10,6$  b, y el grafito ( $\sigma_a = 0,0035$  b;  $\sigma_s = 4,7$  b) serían en principio más eficaces, pero también mucho más costosos (b simboliza a *barn*, unidad de sección cruzada, equivalente a  $10^{-28}$  m<sup>2</sup>).

La mayoría de los reactores nucleares en uso emplea agua como moderador y se denominan LWR (*light water reactor*). Pueden funcionar con agua a presión (PWR, de *pressurized water reactor*) o con agua a ebullición (BWR, de *boiling water reactor*). El funcionamiento es similar al de una central térmica en la que se quema un combustible fósil. En éstas, la energía que se libera en la combustión calienta el agua y produce vapor de agua que mueve unas turbinas, generando así electricidad. En los reactores nucleares se utiliza la energía de fisión para calentar el agua y la diferencia principal con las centrales térmicas –aparte, claro está, de su muy diferente naturaleza– estriba en la forma en la que se calienta el agua.

La figura 18 muestra una representación esquemática de un reactor de tipo PWR. Como puede observarse, el agua que se calienta por la energía de la reacción nuclear no es la que hace funcionar las turbinas de vapor, sino que se mantiene bajo presión y se encuentra en estado líquido. Hay un sistema de bombeo que transporta este agua desde el núcleo del reactor, en el que se encuentra el combustible, hasta un intercambiador de calor, en circuito cerrado. En el





- zona de fisión: 193 elementos, cada uno constituido por 236 barras de combustible verticales, que contienen ~100 Tm de U.
- 470 m<sup>3</sup> de agua, 150 bar, t~300 °C
- barras de U, UC<sub>2</sub> o bolitas UO<sub>2</sub> (<sup>235</sup>U 2-4%) recubrimiento de acero inoxidable, aleac. Zr, Mg y Al (Magneox), etc.

**Figura 18.** Diagrama esquemático de un reactor nuclear de tipo PWR (Pressurized Water Reactor) y algunas características del construido en Biblis (Alemania).

intercambiador transfiere su energía al agua de otro circuito, que se convierte en vapor y pone en movimiento las turbinas que generan electricidad. El vapor de agua debe enfriarse, y para ello se hace pasar a través de otro intercambiador de calor en el que es enfriado por agua de otro circuito, que, a diferencia de los anteriores no es cerrado, sino que transfiere su energía al entorno ambiental (un río, un lago, a la atmósfera, etcétera).

Casi las dos terceras partes de los reactores en funcionamiento son de esta clase. Otro diseño común es el de agua a ebullición (BWR) en el que el agua que recibe la energía de la reacción nuclear, hierve y mueve directamente las turbinas, generando electricidad. El vapor tiene que enfriarse, de modo que como en el caso anterior se necesita un circuito

abierto que disipe calor al medio ambiente. Los efectos ambientales de esta disipación de calor son comparables a los de las centrales térmicas y la eficiencia del proceso, que es de aproximadamente un 35%, es asimismo similar.

Las barras de combustible alrededor de las cuales circula el agua tienen unos 4 m de longitud y 1 cm de diámetro, y consisten en un recubrimiento muy delgado de acero inoxidable, aleación de circonio, o similar (por ejemplo aleación de magnesio y aluminio en los reactores Magnox) en cuyo interior se dispone el combustible: barras de U, partículas de carburo de uranio  $UC_2$ , o más comúnmente píldoras de  $UO_2$ , siempre enriquecidos en U-235 hasta un 2-4%.

Otros reactores importantes, aparte de los de agua, son los de grafito y los llamados reactores reproductores. Los de grafito pueden utilizar un gas (generalmente  $CO_2$ ) o agua, para enfriar. Su núcleo consiste de barras de aleación de magnesio y aluminio que tienen U metálico en su interior, y se disponen en canales coaxiales, dentro de un bloque de grafito, a través de los cuales se hace pasar  $CO_2$  para enfriar. En otros casos se utiliza agua para enfriar, siendo de estas características el reactor que explotó en Chernobil en 1986.

Los **reactores reproductores** (*breeder reactors*; se conocen también como *reactores criadero* y *reactores nodriza*) se denominan así porque generan nuevo material fisionable a una velocidad superior a la que éste se consume. Es, por ejemplo, el caso de la producción de Pu-239 a partir de uranio natural

enriquecido en U-235. En este proceso, los neutrones liberados en la fisión del U-235 convierten al U-238 (no fisionable con neutrones lentos) en U-239, que tiene una vida media de sólo 23,5 min y decae por emisión beta, primero a Np-239 y finalmente a Pu-239.

Otro proceso parecido usa Th-232, en lugar de U-238, como material reproductor. El bombardeo por neutrones (resultantes por ejemplo de la fisión del U-235, o la del Pu-239) lo convierte en Th-233, que es emisor beta con  $T_{1/2} \sim 22$  min, y origina primero Pa-233 y por último U-233, capaz de mantener una reacción de fisión en cadena. Este proceso tiene una gran importancia puesto que el Th es mucho más abundante en la naturaleza que el U.

Como se ha indicado, las reacciones reproductoras generan más material fisionable del que consumen. Cuando se fisiona un núcleo se producen 2-3 neutrones. Uno de ellos induce la fisión de otro núcleo, y mantiene la reacción en cadena, y los otros dos pueden en principio convertir U-238 en Pu-239, o Th-232 en U-233. La eficacia del proceso se mide por el tiempo de duplicación, que es el necesario para doblar la cantidad inicial de material fisionable, y que como promedio oscila en torno a los 10 años.

Los **reactores reproductores rápidos** emplean neutrones rápidos, no moderados, para producir energía. Con una carga inicial de plutonio de, por ejemplo,  $\leq 20\%$  de  $\text{PuO}_2$ , y el resto de  $\text{UO}_2$  natural sin enriquecer, mantienen una reacción

en cadena. Los problemas de control del proceso y de enfriamiento del sistema son mayores que en los reactores convencionales y en la mayoría de ellos se utiliza sodio líquido para enfriar, operando a unos 615 °C y 10 bar.

Aunque sea bien conocido, cabe indicar a modo de resumen que los reactores nucleares tienen una gran importancia para la producción de energía. Un kg de U produce una cantidad de energía más de dos millones de veces superior a la que genera 1 kg de antracita de gran calidad, y parte de esta energía se convierte en electricidad (aproximadamente un tercio de ella). Pero los reactores nucleares son además una importante fuente de neutrones de alta energía utilizables para preparar isótopos de todos los elementos, los cuales se pueden emplear en experimentos de marcaje isotópico, o para irradiación, en investigación científica y técnica, en medicina o en bioquímica. En estos últimos campos, los radioisótopos resultan de más fácil uso y administración que las sustancias radiactivas naturales, son más económicos y pueden permanecer en el organismo, puesto que decaen y se convierten en sustancias inocuas. Son bien conocidos el radio-sodio (Na-24), que genera magnesio, el radio-fósforo (P-32) que se transmuta a azufre, el radio-yodo (se convierte en xenón), el radio-tecnecio metaestable, Tc-99m, que se transforma primero en Tc-99 y después en rutenio, todos ellos no radiactivos. El sodio, como cloruro de sodio, se inyecta en sangre y permite encontrar coágulos o determinar el volumen de sangre; el yodo se utiliza para el diagnóstico de enfermedades de la glándula tiroides

PORTADA

ÍNDICE

y para localizar tumores cerebrales; el Tc-99m para imágenes cardíacas y estudios de isquemias cerebrales, etcétera.

Se ha mencionado ya la generación de U-233 y de Pu-239 en los reactores reproductores. Conviene añadir que el Pu-238 se ha utilizado en forma de PuO<sub>2</sub> en cantidades de varios kg en las misiones espaciales americanas Apolo y Galileo, y se emplea además en los marca-pasos del corazón (unos 160 mg de Pu-238) puesto que dura cinco veces más que una pila convencional. El Am-241 se utiliza como fuente de ionización en los detectores de humo, etcétera.

Aunque el registro de seguridad de los reactores nucleares en funcionamiento puede considerarse como bueno en comparación con las centrales térmicas, la percepción pública es diferente y de manera general consideramos peligrosas a las centrales nucleares. El único accidente nuclear que ha producido un número importante de pérdidas humanas fue el de Chernobil, acaecido el 26 de abril de 1986. Causó la muerte inmediata de 30 personas que actuaron en la emergencia para paliar el desastre, y se cree que entre 200 y 2.000-3.000 muertes prematuras por sobreexposición a la radiación. Existía en este reactor un problema original en su diseño, introducido para, en caso de necesidad, poder aumentar muy rápidamente la energía producida, aunque bajo determinadas condiciones de funcionamiento controlables por sus operarios. Por desgracia se desarrolló esta acción sin apercibimiento de que los operarios habían cerrado el circuito del agua refrigerante, de

PORTADA

ÍNDICE

manera que el aumento brusco de la temperatura en el núcleo del reactor produjo explosiones de vapor y de hidrógeno, que hicieron volar el tejado de la planta en la que estaba ubicado el reactor. Se usaba además grafito como moderador, y se incendió de inmediato. El combustible se fundió y fue dispersado por el fuego, liberándose al exterior una enorme cantidad de radiactividad, alrededor de  $2 \times 10^{18}$ Bq, que se distribuyó por Europa del Este, Central y del Norte, y en menor proporción por otras zonas del hemisferio norte.

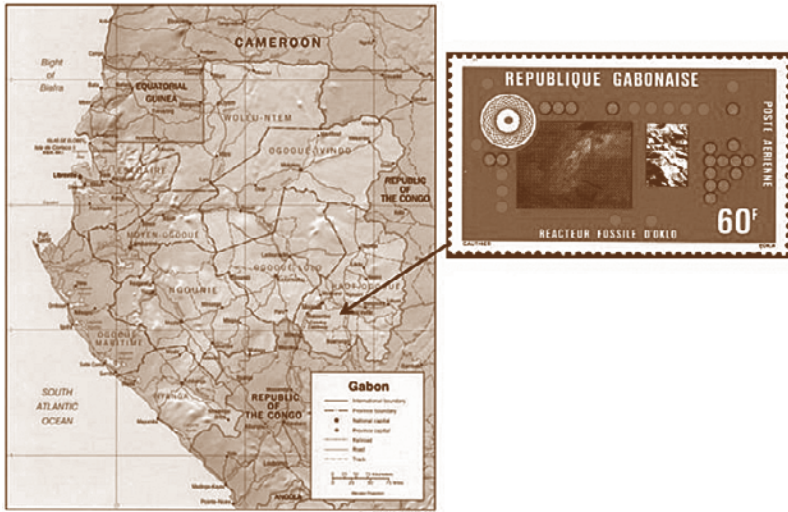
El otro accidente importante fue el de Three Mile Island (TMI) en EEUU, en 1979. Fue también consecuencia de la falta de agua para enfriar, que hizo fundirse parcialmente las barras de combustible, aunque éste no llegó a liberarse al exterior; tampoco se dañó el edificio que alojaba a la planta. La radiactividad se debió a gases (Xe y Kr, fundamentalmente) que se arrojaron al exterior y se dispersaron con rapidez, por lo que no crearon riesgo alguno a los habitantes de la región.

PORTADA

ÍNDICE

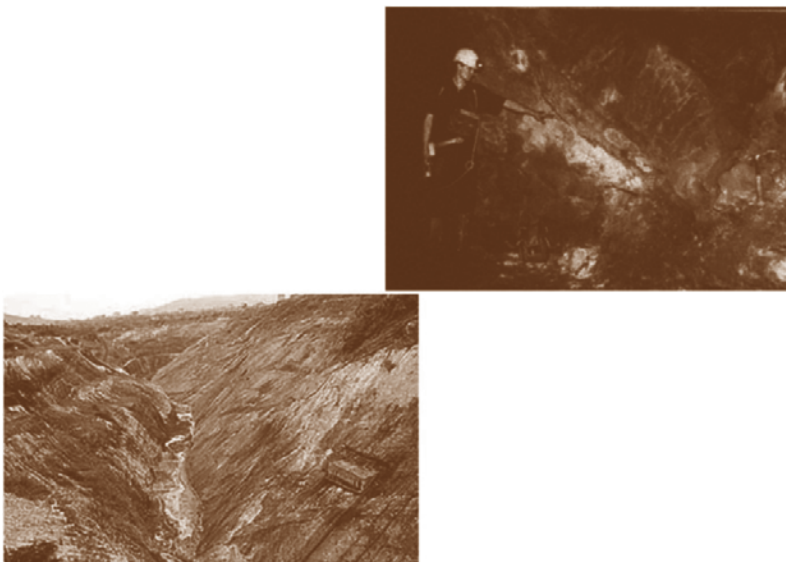
### *El reactor natural de Oklo (África)*

En esta región de Oklo, en Gabón, país de la costa atlántica de África Central (Fig. 19), existe una mina importante de U, usada por Francia desde hace muchos años para el suministro de sus centrales nucleares. Está documentado que en una ocasión la carga de mineral contenía una cantidad de U-235, menor que el 0,72% habitual, y aunque se pensó que



**Figura 19.** Localización del reactor nuclear de Oklo (Gabón) y sello conmemorativo.

la muestra estaba contaminada con U comercial empobrecido, el examen detallado reveló que el empobrecimiento no era uniforme, y que era más acentuado en las áreas de la mina con mayor contenido de U, con el valor récord de tan sólo alrededor del 0,3% de U-235 en una región en la que el contenido de U era aproximadamente del 60%. La explicación más satisfactoria encontrada es que hace unos 1.800 millones de años este depósito de U actuó como un reactor nuclear natural. El gigantesco depósito de U se generó de manera natural y consistía de  $\text{UO}_2$  precipitado en una zona de pizarras y arcillas, rica en agua (Fig. 20). En aquellos tiempos, la proporción de U-235 en el  $\text{UO}_2$  era de ~3% que es la concentración que se



**Figura 20.** Exterior del centro de investigación del reactor de fisión nuclear natural de Oklo e imagen de zona con alta concentración de uranio.

utiliza en los reactores nucleares comerciales. Por tanto, debió alcanzarse la masa crítica necesaria para la reacción en cadena en la que el agua presente en el mineral, en una proporción de al menos un 15%, actuó como moderador. El aumento de la temperatura causaría la evaporación del agua y detendría la reacción, pero al enfriarse, se condensaría agua, lo que permitiría reiniciar el proceso. Se estima que este fenómeno duró entre 200.000 y 1.000.000 de años y que se consumieron entre 4 y 6 Tm de U-235, de un total de 400.000 Tm de U. Estas suposiciones se han confirmado con la presencia en estas zonas de al menos la mitad de los más de 30 elementos



que resultan de la fisión del U, con una distribución isotópica idéntica a la de los productos de fisión, que es, de hecho, muy diferente de la natural. Estos elementos permanecen retenidos tras cientos de millones de años, circunstancia que apoya la búsqueda de depósitos geológicos adecuados para los residuos de los reactores nucleares.

## LA FUSIÓN NUCLEAR COMO FUENTE DE ENERGÍA

Como he indicado con anterioridad, en las estrellas los núcleos de los átomos, por ejemplo de hidrógeno o de helio, experimentan reacciones nucleares de fusión, liberando extraordinarias cantidades de energía.

Nuestro conocimiento de este fenómeno se remonta al desarrollo por Francis Aston en Cambridge, en 1919, de los espectrómetros de masas, gracias a los cuales se descubrieron los isótopos de los elementos. Aston encontró que las masas de los isótopos individuales eran casi exactamente múltiplos enteros de la masa del protón, aunque algo inferiores. Por ejemplo, la del helio es ligerísimamente menor que la de cuatro átomos de hidrógeno, y por ello, cuando en una reacción de fusión cuatro átomos de hidrógeno se convierten en uno de helio-4 la diferencia se transforma en energía, de acuerdo con la ecuación de Einstein. El físico francés Jean Perrin, sugirió que ésta era la fuente de energía del Sol, y su propuesta se

PORTADA

ÍNDICE

consolidó cuando en 1929 se demostró que el hidrógeno es el constituyente principal de nuestro astro.

Pero, si el hidrógeno tiene en su núcleo sólo un protón, ¿de dónde surgen los dos neutrones de los núcleos de helio? Estas partículas se generan en el proceso inverso del decaimiento beta: un protón se convierte en un neutrón y en la partícula análoga al electrón pero con carga positiva, el *positrón*, que es la antipartícula de aquél. Como se discutió en otra sección de este trabajo, en la primera etapa de la fusión dos átomos de hidrógeno se combinan y forman uno de deuterio, junto con un positrón y la emisión de un neutrino, y en una segunda un átomo de deuterio se combina con un protón, generando un átomo de helio-3. Finalmente, dos de éstos reaccionan para formar un átomo de helio-4, eliminando dos protones. Estas reacciones son responsables de alrededor del 85-90% de la transmutación del hidrógeno en helio en nuestro Sol a la que ya me he referido. Para conseguirla se requieren condiciones extremas: altísima presión y temperaturas del orden de diez millones de grados. Por ello, la fusión es un proceso **termonuclear**, que se mantiene a sí mismo gracias a la energía que genera. Las cuatro transformaciones que se han indicado (incluyendo la aniquilación del positrón por un electrón) constituyen el denominado **ciclo del protón** también discutido con anterioridad.

El problema principal en el aprovechamiento de este proceso es que la **temperatura de ignición**, es decir, la temperatura

PORTADA

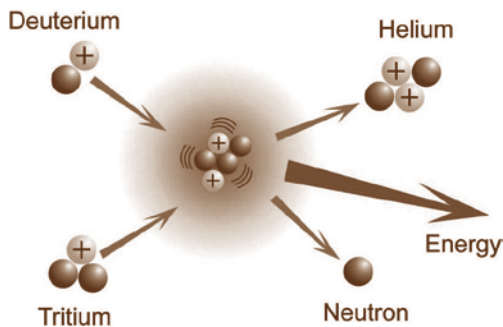
ÍNDICE

necesaria para iniciar el proceso, es muy elevada, del orden de una decena de millones de grados. Existen no obstante muchas esperanzas de superar esta dificultad mediante la reacción denominada deuterio más tritio, **D + T** (Fig. 21), que tiene que salvar una barrera de Coulomb sólo algo mayor de la mitad de la anterior (0,68 frente a 1,1 MeV), y que libera una cantidad de energía de 17,6 MeV. El deuterio y el tritio son, al fin y al cabo, diferentes formas de hidrógeno que, a este respecto, ofrecen la ventaja de contener en sus núcleos uno y dos neutrones, respectivamente.

Para llevar a cabo experimentalmente una reacción de fusión de esta clase se necesita mantener confinados a los isótopos del hidrógeno a una temperatura como la del Sol, que en la práctica se antojaría imposible, al no existir material alguno capaz de resistir estas condiciones sin alterarse. Se han diseñado diversas formas para conseguirlo, entre las que destacan el **confinamiento inercial** y el **confinamiento magnético**. En el primer procedimiento, la fusión se consigue calentando y

PORTADA

ÍNDICE



**Figura 21.** *La reacción de fusión “deuterio más tritio”.*

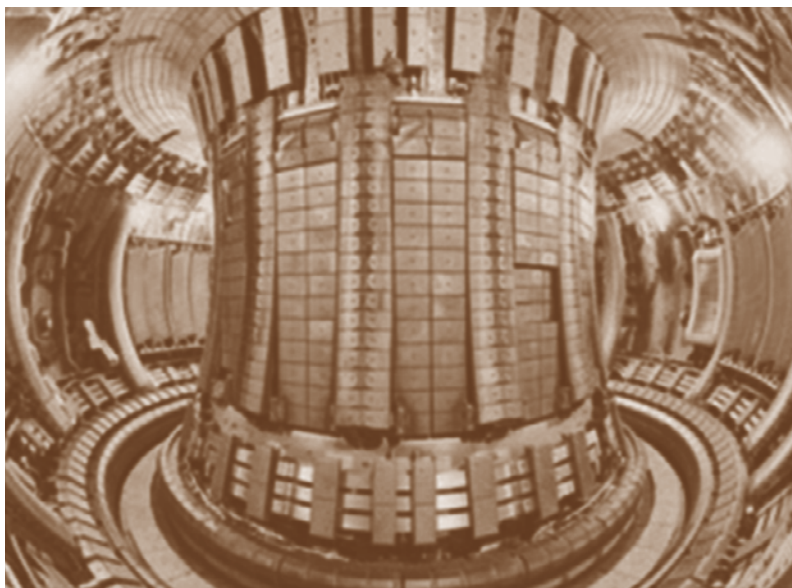
comprimiendo una diana de combustible consistente en una bolita que contiene una mezcla de deuterio y tritio, mediante haces de luz láser de muy alta energía. Las capas externas de la bolita explotan por el calentamiento hacia el exterior, y la fuerza de reacción acelera lo que queda de la diana hacia el interior, enviando ondas de choque hacia el centro, con la suficiente potencia como para calentar el combustible hasta las altísimas temperaturas necesarias para la ignición, la cual produce la reacción de fusión en cadena que fusiona una parte importante del combustible. Las bolitas son del tamaño de un escudito de solapa y contienen alrededor de 10 mg de isótopos del hidrógeno.

El procedimiento alternativo de confinamiento magnético está más desarrollado que el anterior y hace uso de campos magnéticos para confinar el combustible de la fusión en forma de plasma, un estado de la materia de muy elevada energía, en el que las altísimas temperaturas que soportan los átomos hacen que se ionicen y emitan sus electrones, resultando un mar de partículas positivas y negativas enloquecidas. Las líneas de un campo magnético de gran intensidad mantienen a estas partículas encerradas en su interior.

El dispositivo más común para conseguir el confinamiento magnético se denomina **tokamak** (Fig. 22), se desarrolló en Rusia en 1968, y sirve de base a los reactores de fusión más recientes. En Europa operó hasta hace unos años un reactor que esta clase conocido como JET (*Joint European Torus*)

PORTADA

ÍNDICE



**Figura 22.** *Imagen de un reactor de fusión tokamak.*

en una base de la RAF en las afueras de Oxford que llegó a producir 16 megavatios (MW) de energía a partir de un suministro energético de 22,8 megavatios. El paso siguiente en el progreso en este campo es la puesta en funcionamiento del reactor denominado ITER (*International Thermonuclear Experimental Reactor*; *iter*, en latín significa ‘camino’) que se espera genere 500 MW de energía durante varios minutos, a partir de un suministro de 50 MW, con un volumen de plasma diez veces superior al del JET. Al mismo tiempo el ITER permitirá profundizar en el conocimiento de aspectos tecnológicos claves en el proceso de fusión, tales como el

calentamiento, el control del plasma, el mantenimiento remoto del reactor, etc. Su objetivo global es demostrar la capacidad científica y técnica de nuestra civilización para usar la energía de fusión con fines pacíficos, para lo cual se fijan como metas específicas la ya citada de producir más potencia de la que se consume; conseguir que la mayoría del calor que emane del plasma resulte de la propia fusión; el desarrollo de nuevos imanes superconductores; el control remoto (mantenimiento mediante robots); y también nuevas técnicas para alimentar el reactor con deuterio y litio por el interior del manto que rodea al plasma.

El reactor se construirá en Cadarache (Francia) y participan en el proyecto la Unión Europea, la Federación Rusa, Estados Unidos, China, India, Japón y la República de Corea, esperando que entre en funcionamiento en 2018, aunque esta fecha parece hoy día demasiado optimista. El éxito del ITER permitirá el desarrollo pleno de DEMO (*DEMO*nstration *Power Plant*), que sería la primera planta nuclear de fusión, diseñada para producir más de 2.000 MW de forma continua. Este proyecto podría ser una realidad dentro de 20-25 años.

### *Bombas termonucleares*

Las bombas de fusión, llamadas también bombas H, bombas de hidrógeno, o bombas termonucleares, son mucho más poderosas que las de fisión y han llegado a alcanzar una potencia

explosiva de 58 megatones, unas 3.000 veces más que la de plutonio arrojada en Nagasaki. Basan su poder destructor en la altísima cantidad de energía que se libera por unidad de masa en una reacción de fusión nuclear, en comparación con la de fisión (6 MeV/unidad, frente a 0,8). Para conseguir las increíblemente elevadas temperatura y presión necesarias para la fusión, se utiliza una bomba de fisión de plutonio, que se denomina **iniciador**, que además de una cantidad suficiente de calor produce neutrones y rayos  $\gamma$  que contribuyen a la fusión. El iniciador se conoce también como el **primario** y su detonación causa la explosión de la parte de fusión de la bomba que se denomina el **secundario** (Fig. 23).

Rodeando por su parte trasera al dispositivo que contiene al plutonio se dispone un *reflector de berilio*, que refleja los neutrones de vuelta hacia el material de fisión y hacia el secundario, mientras que entre el primero y el secundario hay un reforzador de uranio-238. Los neutrones rápidos originados

PORTADA

ÍNDICE

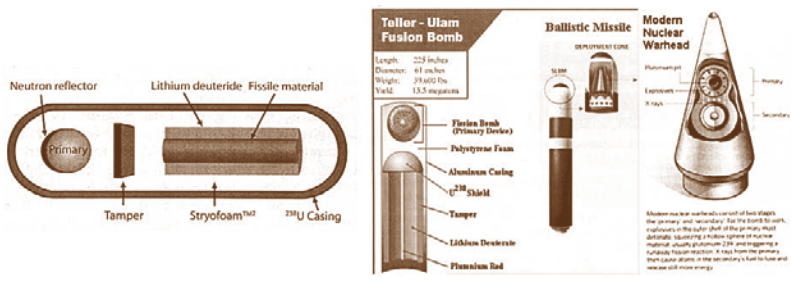


Figura 23. Representación esquemática de una bomba de hidrógeno e imagen de cabeza nuclear moderna.

en el primario pueden pasar a su través, ser reflejados hacia el primario, o alternativamente inducir la fisión del uranio-238. La cubierta de la bomba, también de uranio-238, ejerce la misma función.

El secundario es un cilindro fabricado con material de fisión (por ejemplo, plutonio-239), envuelto en deuteruro de litio, LiD, que se empaqueta en poliestireno. La enorme cantidad de calor y radiación  $\gamma$  producidas en el primario convierte al poliestireno en un plasma muy caliente que comprime al secundario, el cual recibe el impacto de los neutrones que pasan a través del reforzador, hasta experimentar también la fisión nuclear, añadiendo aún más calor al deuteruro de litio. Los átomos de este metal absorben neutrones y producen tritio (además de helio), que experimenta la fusión nuclear con el deuterio, liberando una extraordinaria cantidad de energía. Los neutrones que se liberan en esta reacción tienen energía muy elevada y pueden producir la fisión de la envoltura de uranio-238, creando una explosión aún más poderosa. En unos instantes se genera un diminuto sol, alcanzándose temperaturas superiores a 15 millones de grados, similares a las del núcleo del Sol.

Como relata el Profesor Lozano Leyva en su ya citada obra, se han efectuado más de 2.000 pruebas nucleares de todo tipo con enormes efectos destructivos, no sólo por la onda expansiva que se genera y la radiación térmica (entre 80 y 90%), sino también por la liberación de rayos  $\gamma$ , partículas  $\alpha$  y electrones,



y también de neutrones, los cuales inducen transmutaciones de otros elementos, generando una lluvia radiactiva contaminante. El macabro hongo que originan contiene infinidad de partículas radiactivas que producen una intensísima contaminación en lugares colindantes. Aunque en fechas recientes los líderes estadounidense (Barack Obama) y ruso (Dimitry Medveded) han acordado reducir en un 30% sus arsenales de cabezas nucleares, hasta quedar cada país con unas 1.500, se estima que el material nuclear ya existente en el mundo sería suficiente para fabricar más de 100.000 artefactos nucleares.

En esta situación, se nos antoja muy improbable que el ser humano pueda algún día erradicar, hasta hacer desaparecer completamente, estas terribles armas, de poder destructor más que suficiente para aniquilar hasta el último vestigio de vida en nuestro planeta. A las personas corrientes, amantes de la vida, de la paz y de la libertad, sólo nos queda esperar que ningún malvado insensato llegue nunca a encender la mecha que haga estallar esta locura de desolación y exterminio.

Sevilla, julio de 2010

PORTADA

ÍNDICE

## BIBLIOGRAFÍA GENERAL

- Ball, P.: *The Elements*, Oxford University Press, Oxford, 2002.
- Ball, P.: *Life's Matrix (A Biography of Water)*, University of California Press, California, 2001.
- Bryan, J.C.: *Introduction to Nuclear Science*, CRC Press, Taylor and Francis Group, 2009.
- Cox, P.A.: *The Elements*, Oxford University Press, Oxford, 1990.
- Cox, P.A.: *The Elements on Earth*, Oxford University Press, Oxford, 1995.
- Emsley, J.: *Nature's Building Blocks*, Oxford University Press, Oxford, 2001.
- Fernández-Rañada, A. (ed.): *Nuestros orígenes: el universo, la vida, el hombre*, Fundación Ramón Areces, 1991.
- Gray, H.B.; Simon J.D. and Trogler, W.C.: *Braving the Elements*, University Science Books, Sausalito, California, 1995.
- Greenwood, N.N. and Earnshaw, A.: *Chemistry of the Elements*, Pergamon Press, Oxford, 1984.
- Hoffman, D.C.; Ghiorso, A. and Seaborg, G.T.: *The Transuranium People*, Imperial College Press, London, 2000.
- Katz, I.I.; Seaborg, G.T. and Morss, L.R. (eds.): *The Chemistry of the Actinide Elements* (2<sup>nd</sup> edition), Chapman and Hall, London, 1986, volumes I and II.
- Lozano Leyva, M.: *El cosmos en la palma de la mano*, Debolsillo, 2009.
- Lozano Leyva, M.: *Nucleares, ¿por qué no?*, Debate, Barcelona, 2009.
- Wiberg, N.: *Holleman-Wiberg Inorganic Chemistry*, Academic Press, New York, 2001.

PORTADA

ÍNDICE

## AGRADECIMIENTOS

El autor agradece a los Profesores Manuel López Poveda, Manuel Lozano Leyva y Juan M. Marcaide Osoro la lectura crítica de este manuscrito y sus acertadas correcciones y sugerencias. Desea, asimismo, expresar su gratitud a D. Juan M. Hernández Franco y D. Jesús Moreno Delgado, por su inestimable ayuda en la preparación de las versiones impresa y electrónica.

PORTADA

ÍNDICE

## **ERNESTO CARMONA GUZMÁN**

Ernesto Carmona Guzmán es Licenciado (1972) y Doctor (1974) en Ciencias Químicas por la Universidad de Sevilla, en la que es Catedrático de Química Inorgánica desde 1984. En 2005 fue nombrado Académico Numerario de las Reales Academias sevillanas de Ciencias y nacional de Ciencias Exactas, Físicas y Naturales.

Realizó una estancia postdoctoral en el Imperial College of Science and Technology (Londres, 1974 a 1977) y posteriormente fue Profesor Visitante en las Universidades de Alabama, Oxford y Paul Sabatier (Toulouse). Su labor investigadora se desarrolla en el área de la Química Organometálica. Ha dirigido alrededor de treinta Tesis Doctorales, publicado unos doscientos artículos científicos y ha impartido numerosas conferencias científicas y de divulgación científica, tanto en Congresos nacionales e internacionales, como en diferentes instituciones españolas y extranjeras.

**PORTADA**

**ÍNDICE**

**COLECCIÓN**

## LECCIONES INAUGURALES DE LA UNIVERSIDAD DE SEVILLA

### *La autonomía universitaria*

Curso Académico 2013-2014

ÁNGEL M. LÓPEZ Y LÓPEZ

### *Ideales y actitudes para la Universidad de Hoy*

Curso Académico 2012-2013

PILAR LEÓN-CASTRO ALONSO

### *Paradojas del desarrollo humano*

Curso Académico 2011-2012

JESÚS PALACIOS GONZÁLEZ

### *Viaje a los confines de la tabla periódica.*

*Átomos ligeros, átomos pesados y energía nuclear*

Curso Académico 2010-2011

ERNESTO CARMONA GUZMÁN

### *La universidad del siglo XXI en la sociedad de la comunicación y del conocimiento*

Curso Académico 2009-2010

MANUEL ÁNGEL VÁZQUEZ MEDEL

### *Concepto de Botánica.*

*Consideraciones sobre los reinos*

Curso Académico 2008-2009

BENITO VALDÉS CASTRILLÓN

### *Las motivaciones de la investigación científica*

Curso Académico 2007-2008

MANUEL ZAMORA CARRANZA

### *Palabras y silencios*

Curso Académico 2006-2007

FRANCISCO GARCÍA TORTOSA

### *Ruptura vanguardista, desintegración y nostalgia del Arte*

Curso Académico 2005-2006

EMILIO GÓMEZ PIÑOL

### *Globalización y orden internacional*

Curso Académico 2004-2005

JUAN ANTONIO CARRILLO SALCEDO

### *El proceso de integración de España en la Unión Europea y en la Unión Económica y Monetaria Europea (UEME)*

Curso Académico 2003-2004

CAMILO LEBÓN FERNÁNDEZ

### *La ingeniería aeronáutica en la Universidad de Sevilla*

Curso Académico 2002-2003

ANTONIO BARRERO RIPOLL

### *Cambios y conocimiento*

Curso Académico 2001-2002

RAFAEL LÓPEZ POLANCO

### *La imagen médica del cuerpo humano*

Curso Académico 2000-2001

JUAN RAMÓN ZARAGOZA RUIBIA

### *De nuevo, la lección primera.*

*Sobre el concepto de la asignatura*

Curso académico 1999-2000

MANUEL OLIVENCIA RUIZ

### *La ruptura educativa. De la mundialización a la localización en la acción educativa*

Curso académico 1998-1999

LUIS NÚÑEZ CUBERO

### *Elogio de la radicalidad*

Curso académico 1997-1998

JOSÉ VILLALOBOS

### *Las emociones cotidianas: De la biología a la psicología social*

Curso académico 1996-1997

SILVERIO BARRIGA JIMÉNEZ

### *La insulina: De la biología a la patología molecular*

Curso académico 1995-1996

RAIMUNDO GOBERNA ORTIZ

### *Un problema clásico. El número $\Pi$*

Curso académico 1994-1995

JOSÉ CORTÉS GALLEGO

### *La litografía, ayer y hoy*

Curso académico 1993-1994

MIGUEL GUTIÉRREZ FERNÁNDEZ

### *Catálogo completo de nuestras publicaciones en la página web*

<<http://www.editorial.us.es>>

PORTADA

ÍNDICE

BIOGRAFÍA