

La **radiactividad** fue descubierta en las sales de **uranio** por el físico francés **Henri Becquerel** en **1896**.

En **1898**, los científicos **Marie y Pierre Curie** descubrieron dos elementos radiactivos existentes en la naturaleza, el **polonio** (${}_{84}\text{Po}$) y el **radio** (${}_{88}\text{Ra}$).

En **1913** **Niels Bohr** publicó su modelo de **átomo**, consistente en un **núcleo** central compuesto por partículas que concentran la práctica mayoría de la masa del átomo (neutrones y protones), rodeado por varias capas de partículas cargadas casi sin masa (**electrones**). Mientras que el tamaño del átomo resulta ser del orden del **angstrom** (10^{-10} m), el núcleo puede medirse en **fermis** (10^{-15} m), o sea, el núcleo es 100 000 veces menor que el átomo.

Ernest Rutherford en el año **1918** definió la existencia de los núcleos de **hidrógeno**. Rutherford sugirió que el núcleo de hidrógeno, cuyo **número atómico** se sabía que era 1, debía ser una partícula fundamental. Se adoptó para esta nueva partícula el nombre de **protón** sugerido en **1886** por **Goldstein** para definir ciertas partículas que aparecían en los **tubos catódicos**.

Durante la década de **1930**, **Irène y Jean Frédéric Joliot-Curie** obtuvieron los primeros nucleidos radiactivos artificiales bombardeando **boro** (${}_{5}\text{B}$) y **aluminio** (${}_{13}\text{Al}$) con **partículas α** para formar isótopos radiactivos de **nitrógeno** (${}_{7}\text{N}$) y **fósforo** (${}_{15}\text{P}$). Algunos isótopos de estos elementos presentes en la naturaleza son estables. Los isótopos inestables se encuentran en proporciones muy bajas.

En **1932** **James Chadwick** realizó una serie de experimentos con una radiactividad especial que definió en términos de corpúsculos, o **partículas** que formaban esa radiación. Esta nueva

radiación no tenía carga eléctrica y poseía una masa casi idéntica a la del protón. Inicialmente se postuló que fuera resultado de la unión de un protón y un **electrón** formando una especie de **dipolo** eléctrico. Posteriores experimentos descartaron esta idea llegando a la conclusión de que era una nueva partícula procedente del núcleo a la que se llamó **neutrones**.

Los científicos alemanes **Otto Hahn** y **Fritz Strassmann** descubrieron la **fisión nuclear** en **1938**. Cuando se irradia uranio con neutrones, algunos núcleos se dividen en dos núcleos con números atómicos. La fisión libera una cantidad enorme de energía y se utiliza en **armas** y **reactores de fisión nuclear**.

El **núcleo atómico** es la parte central de un **átomo**, tiene carga positiva, y concentra más del 99,9% de la masa total del átomo.

Está formado por **protones** y **neutrones** (denominados **nucleones**) que se mantienen unidos por medio de la **interacción nuclear fuerte**, la cual permite que el núcleo sea estable, a pesar de que los protones se repelen entre sí (como los polos iguales de dos **imanes**). La cantidad de protones en el núcleo (**número atómico**), determina el **elemento químico** al que pertenece. Los núcleos atómicos no necesariamente tienen el mismo número de **neutrones**, ya que átomos de un mismo elemento pueden tener **masas** diferentes, es decir son **isótopos** del elemento.

La existencia del núcleo atómico fue deducida del **experimento de Rutherford**, donde se bombardeó una lámina fina de oro con **partículas alfa**, que son núcleos atómicos de **helio** emitidos por rocas radiactivas. La mayoría de esas partículas traspasaban la lámina, pero algunas rebotaban, lo cual demostró la existencia de un minúsculo núcleo atómico.

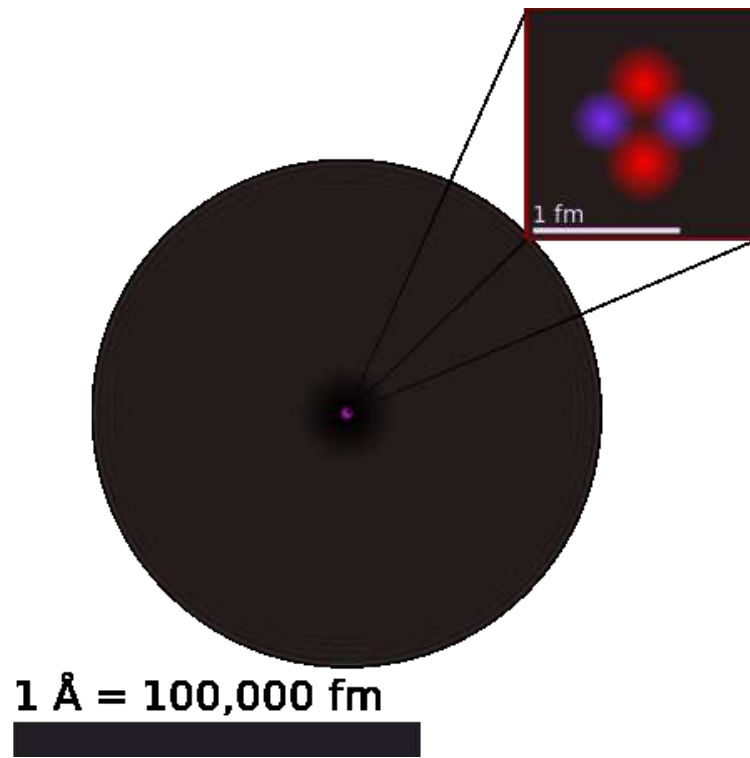


Figura 1. Representación aproximada del átomo de Helio. en el núcleo los **protones** están representados en rojo y los **neutrones** en azul. En la realidad el núcleo también es simétricamente esférico.

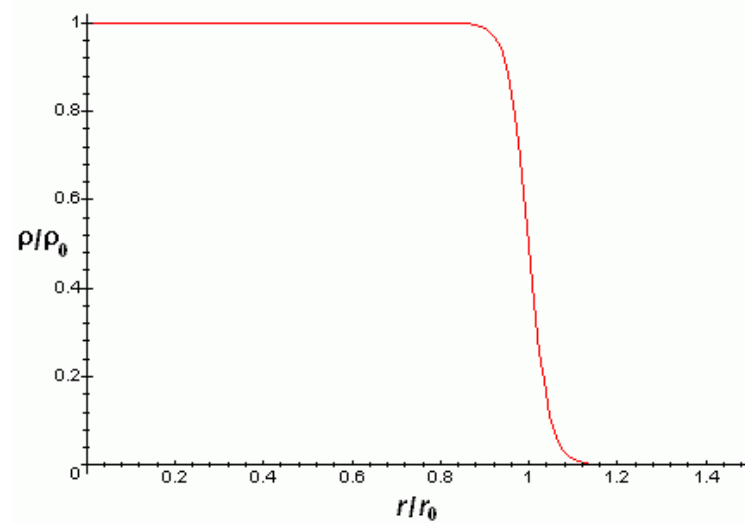
Los núcleos atómicos son mucho más pequeños que el tamaño típico de un átomo (entre 10 mil y 100 mil veces más pequeños). Además contienen más del 99% de la masa con lo cual la densidad másica del núcleo es muy elevada. Los núcleos atómicos tienen algún tipo de estructura interna, por ejemplo los neutrones y protones parecen estar orbitando unos alrededor de los otros, hecho que se manifiesta en la existencia del **momento magnético nuclear**. Sin embargo, los experimentos revelan que el núcleo se parece mucho a una esfera o elipsoide compacto de 10^{-15} m (= 1 fm), en el que la densidad parece prácticamente constante. Naturalmente el radio varía según el número de protones y neutrones, siendo los núcleos más pesados y con más partículas algo más grandes. La siguiente fórmula da el radio del núcleo en función del número de nucleones A :

$$R_n = r_0 A^{\frac{1}{3}}$$

Donde $r_0 \approx 1.2 \pm 0.2$ fm, $1 \text{ fm} = 10^{-15} \text{ m}$

Densidad de carga eléctrica en el núcleo atómico.

La densidad de carga eléctrica del núcleo es aproximadamente constante hasta la distancia R_n y luego decae rápidamente hasta prácticamente 0 en una distancia a de acuerdo con la fórmula:



$$\rho(r) = \frac{\rho_0}{1 + \exp\left(\frac{r - R_n}{0,228a}\right)}$$

Figura 2. Densidad de carga eléctrica en el núcleo atómico.

Donde r es la distancia radial al centro del núcleo atómico.

Las aproximaciones anteriores son mejores para núcleos esféricos, aunque la mayoría de núcleos no parecen ser esféricos como revela que posean momento cuadrupolar diferente de cero. Este momento cuadrupolar se manifiesta en la estructura hiperfina de los espectros atómicos y hace que el campo eléctrico del núcleo no sea un campo coulombiano con simetría

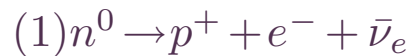
esférica.

En algunas explosiones de supernova el exterior es expelido, quedando un interior denso compuesto primariamente de neutrones, con densidad igual a la de un núcleo atómico. Encontrar el radio de una estrella de neutrones con masa igual a la del Sol, $M = 1.99 \times 10^{30}\text{kg}$. $\rho = 10^{17}\text{kg}/\text{m}^3$

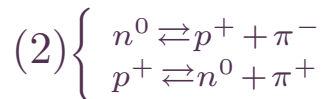
$$M = \rho V = \rho \frac{4}{3} \pi R^3 \quad R = \left(\frac{3M}{4\pi\rho} \right)^{\frac{1}{3}} = 16.8\text{km}$$

Los núcleos atómicos se comportan como partículas compuestas a energías suficientemente bajas. Además, la mayoría de núcleos atómicos por debajo de un cierto peso atómico y que además presentan un equilibrio entre el número de neutrones y el número de protones (número atómico) son estables. Sin embargo, sabemos que los neutrones aislados y los núcleos con demasiados neutrones (o demasiados protones) son inestables o radioactivos.

La explicación de esta estabilidad de los núcleos reside en la existencia de los piones. Aisladamente los neutrones pueden sufrir vía interacción débil la siguiente desintegración:



Sin embargo, dentro del núcleo atómico la cercanía entre neutrones y protones hace que sean mucho más rápidas, vía interacción fuerte, las reacciones:



Esto hace que continuamente los neutrones del núcleo se transformen en protones, y algunos protones en neutrones, esto hace que la reacción (1) apenas tenga tiempo de acontecer, lo que explica que los neutrones de los núcleos atómicos sean mucho más estables que los neutrones aislados. Si el número de protones y neutrones se desequilibra, se abre la posibilidad de que en cada momento haya más neutrones y sea más fácil la ocurrencia de la reacción (1).

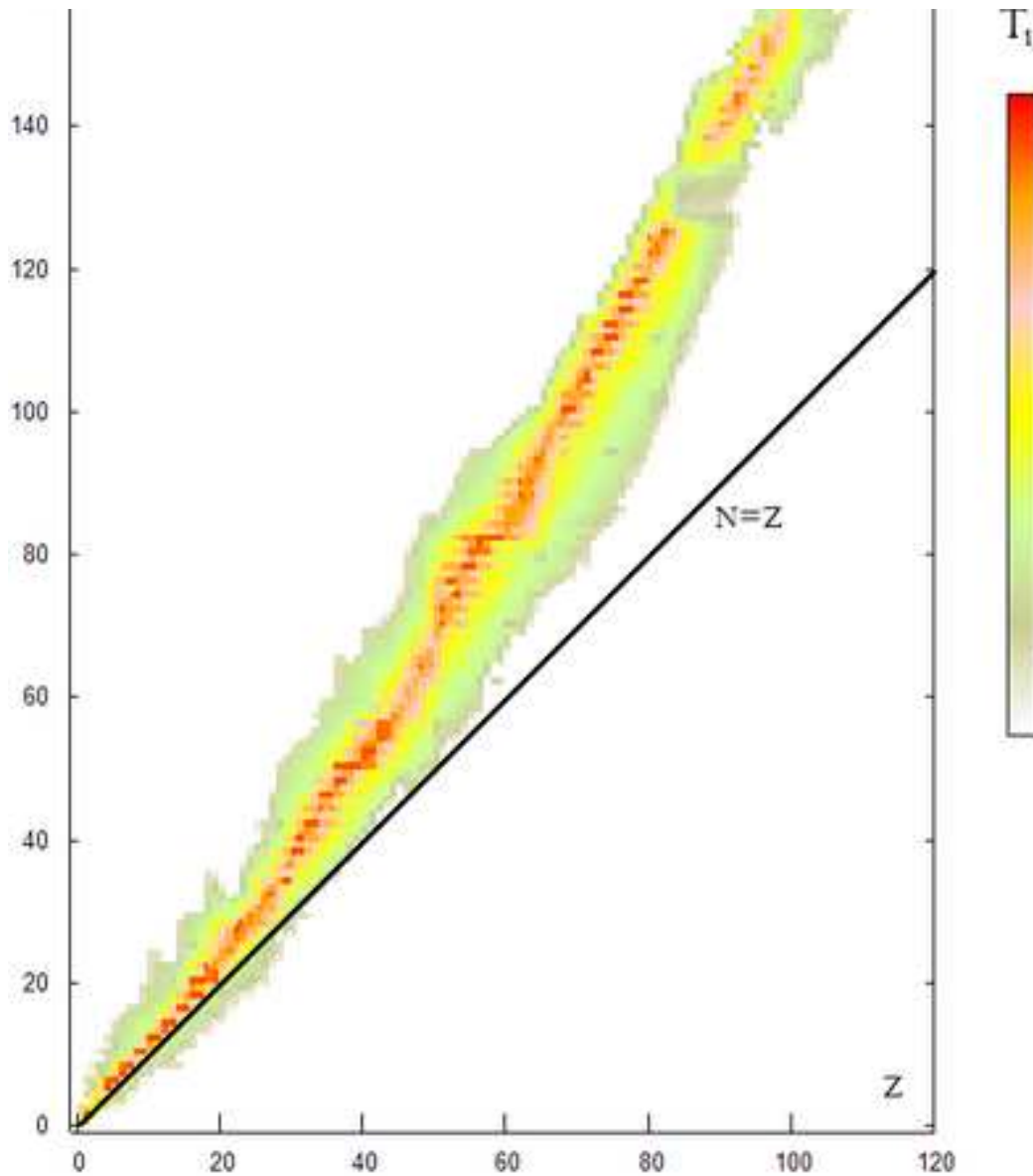


Figura 3. Diagrama de Segrè, en rojo los núcleos estables, en otros colores los núcleos inestables coloreados según el período de desintegración. Obsérvese que un ligero exceso de neutrones favorece

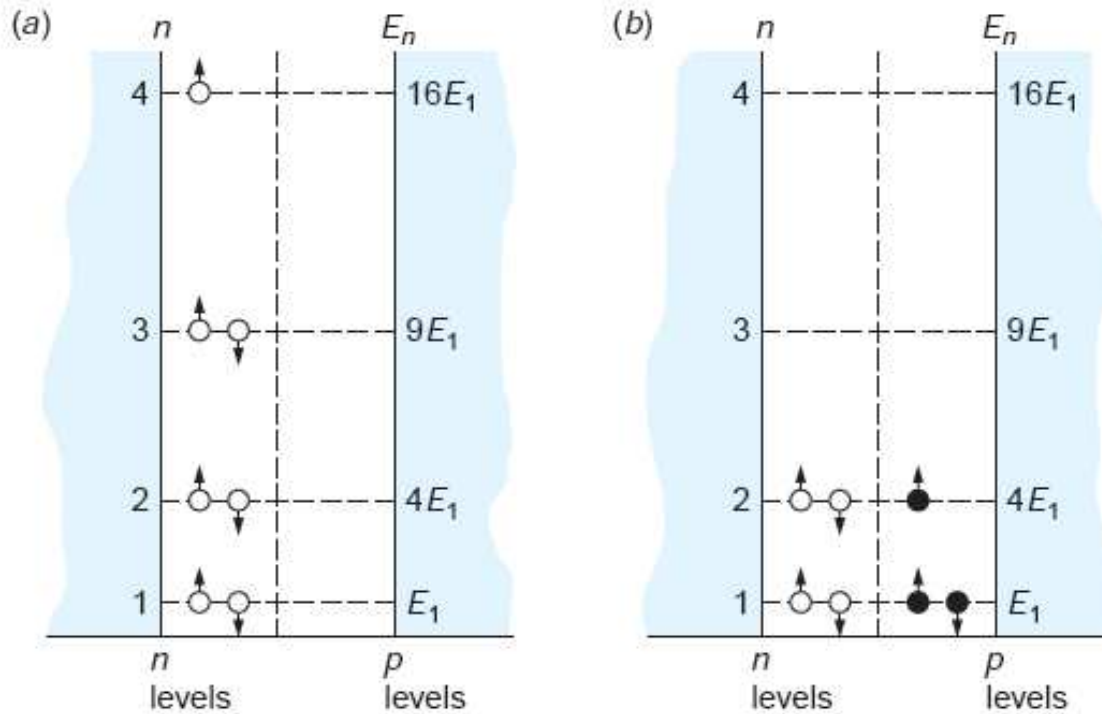


Figura 4.

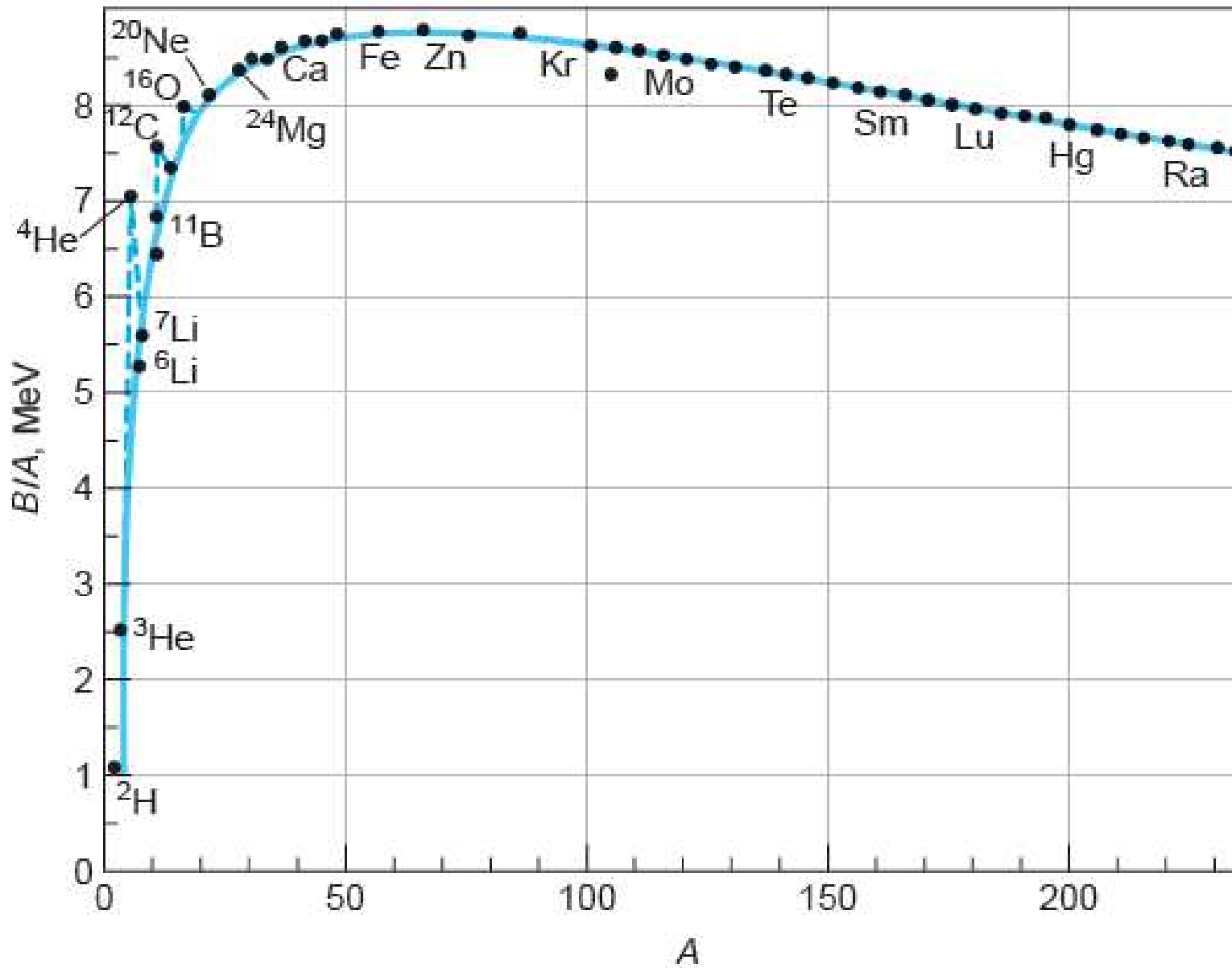
(a) 7 neutrones en un potencial cuadrado infinito. De acuerdo al principio de exclusión, sólo 2 neutrones pueden ocupar cada nivel. La energía total es $(2 + 8 + 18 + 16)E_1 = 44E_1$.

(b) 4 neutrones y 3 protones en el mismo potencial. La energía total es: $(4 + 12)E_1 = 16E_1$.

n es el número cuántico principal del espectro en el potencial cuadrado.

La energía de ligazón de un núcleo con Z protones y N neutrones es:

$$B = Zm_p c^2 + Nm_n c^2 - m_A c^2; m_p: \text{masa del protón}; m_n: \text{masa de neutrón}$$



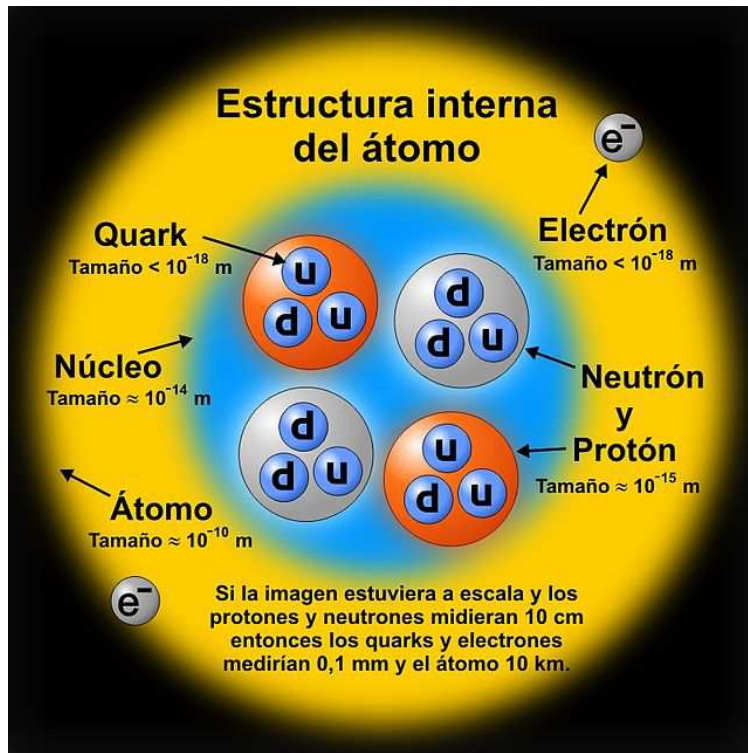


Figura 6. Estructura interna del átomo

Este modelo no pretende describir la compleja estructura interna del núcleo sino sólo las energías de enlace entre neutrones y protones así como algunos aspectos de los estados excitados de un núcleo atómico que se reflejan en los espectros nucleares. Fue inicialmente propuesto por Bohr (1935), en analogía con una masa de fluido clásico compuesto por neutrones y protones y una fuerza central coulombiana repulsiva proporcional al número de protones Z y con origen en el centro de la gota.

Desde el punto de vista cuantitativo se observa que la masa de un núcleo atómico es inferior a la masa de los componentes individuales (protones y neutrones) que lo forman. Esta no conservación de la masa está conectada con la ecuación $E=mc^2$ de Einstein, por la cual parte de la masa está en forma de energía de ligazón entre dichos componentes. Cuantitativamente se tiene la siguiente ecuación:

$$m_N = Zm_p + (A - Z)m_n - \frac{B}{c^2}$$

Donde:

m_N , m_p , m_n son respectivamente la masa del núcleo, la masa de un protón y la masa de un neutrón. Z , A , $A-Z$ son respectivamente el número atómico (que coincide con el número de protones), el número másico (que coincide con el número de nucleones) y $A-Z$ por tanto coincide con el número de neutrones. B es la energía de enlace entre todos los nucleones.

El modelo de la gota de agua pretende describir la energía de enlace B a partir de consideraciones geométricas e interpreta la energía de los estados excitados de los núcleos como rotaciones o vibraciones semiclásicas de la "gota de agua" que representa el núcleo. En concreto en este modelo la energía de enlace se representa como B :

$$B = B_v + B_s + B_c + B_a + B_p$$

Donde:

$B_v = a_v A$ este término representa el efecto favorable del volumen. $B_s = -a_s A^{2/3}$ este término representa el efecto desfavorable de la superficie. $B_c = -a_c Z^2 A^{-1/3}$ representa el efecto de la repulsión coulombiana entre protones. $B_a = -a_a (A - 2Z)^2 / A$ representa el hecho de que los núcleos "equilibrados" con un número similar de protones y neutrones son más estables. B_p representa el hecho de que los núcleos con un número par de protones y neutrones, son más estables que los que tienen un número impar de ambas especies. Matemáticamente el término

viene dado por:
$$B_p = \begin{cases} +a_p A^{-1/2} & (\text{par} - \text{par}) \\ 0 & (\text{impar} - \text{par}) \\ -a_p A^{-1/2} & (\text{impar} - \text{impar}) \end{cases}$$

Este es un modelo que trata de capturar parte de la estructura interna reflejada tanto en el momento angular del núcleo, como en su momento angular de espín. Además el modelo pretende explicar porqué los núcleos con un "número mágico" de nucleones (neutrones y protones) resultan más estables (los números mágicos son 2, 8, 20, 28, 50, 82 y 126).

La explicación del modelo es que los nucleones se agrupan en "capas". Cada capa está formada por un conjunto de estados cuánticos con energías similares, la diferencia de energía entre dos capas es grande comparada con las variaciones de energía dentro de cada capa. Así dado que los nucleones son fermiones un núcleo atómico tendrá las capas de menor energía llena por lo que los nucleones no pueden caer a capas inferiores ya llenas. Las capas aquí deben entenderse en un sentido abstracto y no como capas físicas como las capas de una cebolla, de hecho la forma geométrica del espacio ocupado por un nucleón en un determinado estado de una capa se interpenetra con el espacio ocupado por nucleones de otras capas, de manera análoga a como las capas electrónicas se interpenetran en un átomo.

1 Decaimientos radioactivos

Muchos núcleos son inestables bajo una u otra forma de decaimiento. A continuación consideramos ejemplos de cada uno de esos posibles procesos.

En todos los procesos se conserva la carga eléctrica.

1.1 Decaimiento α

Un grupo importante de elementos pesados puede decaer emitiendo partículas alfa, que consisten de un agregado de dos protones y dos neutrones. Estas partículas alfa son idénticas a núcleos de helio (He_2^4), por lo que su carga es $+2e$ y su número de masa es 4. Cuando un núcleo emite una partícula alfa, pierde 2 unidades de carga y 4 de masa, transformándose en otro núcleo, como lo indica el siguiente ejemplo:



Nótese que los números atómicos y de masa deben sumar lo mismo antes y después de la emisión.

Al ocurrir el decaimiento $X \rightarrow Y + \alpha$, los núcleos resultantes Y y α , quedarán en movimiento, y la suma de sus energías cinéticas estará dada justamente por $Q(X \rightarrow Y + \alpha) = (m_X - m_Y - m_\alpha)c^2$.

En nuestro ejemplo, $Q(U_{92}^{235} \rightarrow Th_{90}^{231} + \alpha) = 4.7 \text{ MeV}$

Unidades: el MeV/c^2

Aquí hemos usado por primera vez el MeV/c^2 como unidad de masa. Ya entenderemos el por qué de esa unidad. Por ahora notemos que, una relación elemental como $E = mc^2$, muestra que al menos dimensionalmente el MeV/c^2 es una unidad aceptable de masa. Usando los valores de e y c en MKS, muestre que:

$$1 \text{ MeV}/c^2 \sim 1.78 \times 10^{-30} \text{ kg} .$$

Unidades: la unidad atómica de masa “amu”:

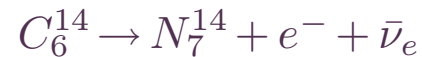
$$1 \text{ amu} = \text{Masa}(C^{12})/12$$

Midiendo la masa del átomo C^{12} se encuentra

$$1 \text{ amu} \sim 931,49432 \text{ MeV}/c^2$$

1.2 Decaimiento β

Hay dos tipos de decaimiento beta, el de la partícula negativa y el de la positiva. La partícula beta negativa que se emite es un electrón, con su correspondiente carga y masa, indistinguible de los electrones de las capas atómicas. En vista de que los núcleos no contienen electrones, la explicación de esta emisión es que un neutrón del núcleo se convierte en un protón y un electrón; el protón resultante permanece dentro del núcleo en virtud de la fuerza nuclear, y el electrón escapa como partícula beta. El número de masa del núcleo resultante es el mismo que el del núcleo original, pero su número atómico se ve aumentado en uno, conservándose así la carga. El siguiente caso es un ejemplo de decaimiento beta negativa.



En todo decaimiento beta se emite también un neutrino. Esta partícula no tiene carga y su masa es muy pequeña. Por lo tanto, no afecta el balance de la ecuación anterior. Sin embargo, se lleva parte de la energía total y momentum disponible en el proceso, quedando la partícula beta con sólo una parte de ésta.

Algunos núcleos emiten partículas beta positivas (positrones), que tienen la misma masa que los electrones, y carga $+e$, o sea una carga electrónica pero positiva. Estas partículas son las antipartículas de los electrones. Se crean en el núcleo cuando un protón se convierte en un neutrón. El nuevo neutrón permanece en el núcleo y el positrón (junto con otro neutrino)

es emitido. En consecuencia, el núcleo pierde una carga positiva, como lo indica el siguiente ejemplo:



1.3 Decaimiento γ

Los rayos gamma son fotones, o sea paquetes de radiación electromagnética, como la luz visible, la ultravioleta, la infrarroja, los rayos X, las microondas y las ondas de radio. No tienen masa ni carga, y solamente constituyen energía emitida en forma de onda. En consecuencia, cuando un núcleo emite un rayo gama, se mantiene como el mismo núcleo, pero en un estado de menor energía.

1.4 Captura electrónica

También es posible otro tipo de decaimiento, la captura electrónica. En este caso el núcleo atrapa un electrón orbital, de carga negativa. En consecuencia uno de sus protones se transforma en un neutrón, disminuyendo así su número atómico. El electrón atrapado por el núcleo generalmente proviene de la capa K, dejando una vacancia. Para llenar esta vacancia, cae un electrón de una capa exterior (L, M, etc.), emitiendo de manera simultánea un fotón de rayos X. El proceso total se identifica por los rayos X emitidos al final, que son característicos del nuevo átomo, como lo muestra el siguiente ejemplo:



2 LEY DE DECAIMIENTO RADIATIVO

La tercera propiedad característica de la desintegración radiactiva es su rapidez. Un núcleo al desintegrarse se transforma en otro núcleo y por lo tanto desaparece. Si el proceso es rápido, el núcleo original dura poco, pronto se agota. Si el proceso es lento, puede durar mucho tiempo, hasta miles de millones de años.

Supóngase que se tiene una muestra con un número dado N de núcleos radiactivos tipo X . La actividad A , o sea la emisión de radiación por unidad de tiempo, es proporcional al número N presente en cada instante:

$$A = -\frac{\Delta N}{\Delta t} = \frac{1}{\tau} N$$

donde τ es una constante con dimensiones de tiempo, necesaria para que la ecuación esté dimensionalmente correcta. Esto determina completamente la forma de $N(t)$. Si en $t=0$ contábamos con N_0 núcleos X , se sigue que

$$N(t) = N_0 e^{-\frac{t}{\tau}}$$

Notar que $N(t + \tau) = N(t)/e$, de modo que τ es el tiempo que demora en decaer una fracción $1/e$ de los núcleos con que se empieza, en cualquier instante t (y como $e = 2,71828 \dots$, $1/e$ o $1/3$). τ es la *vida media* del núcleo que está decayendo.

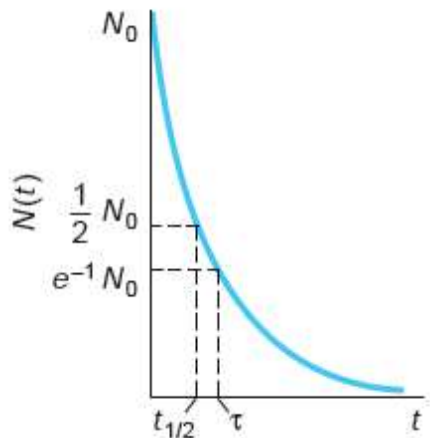


Figura 7.

A veces se usa también una vida media τ_2 , definida como el tiempo después del cual decae la mitad de los núcleos iniciales, esto es

$$\tau_{\frac{1}{2}} \approx 0.693\tau$$

La radiactividad es un proceso aleatorio, en general, independiente de las influencias externas. Cuando el sistema está formado por un número grande de átomos el proceso de desintegración radiactiva es más predecible que cuando son átomos individuales.

El SI de unidades de radioactividad es el becquerel. $1\text{Bq}=1$ decaimiento/s

Las vidas medias de los isótopos pueden ser desde fracciones de segundo hasta miles de millones de años.

Padre	Hijo	τ_2 (años)	Decaimiento
U^{238}	Pb^{206}	4.468×10^9	α, β
U^{235}	Pb^{207}	7.04×10^8	α, β
Th^{232}	Pb^{208}	1.401×10^{10}	α, β
Rb^{87}	Sr^{87}	4.9×10^{10}	β
Sm^{147}	Nd^{143}	1.06×10^{11}	α
K^{40}	Ca^{40} o Ar^{40}	1.25×10^9	β
Lu^{176}	Hf^{176}	3.73×10^{10}	captura electrónica, β
Re^{187}	Os^{187}	4.2×10^{10}	β
C^{14}	N^{14}	5730	β

$\ln t_{\frac{1}{2}} = A E_{\alpha}^{-\frac{1}{2}} + B$, E_{α} es la energía de la partícula α emitida; A, B son constantes empíricas.

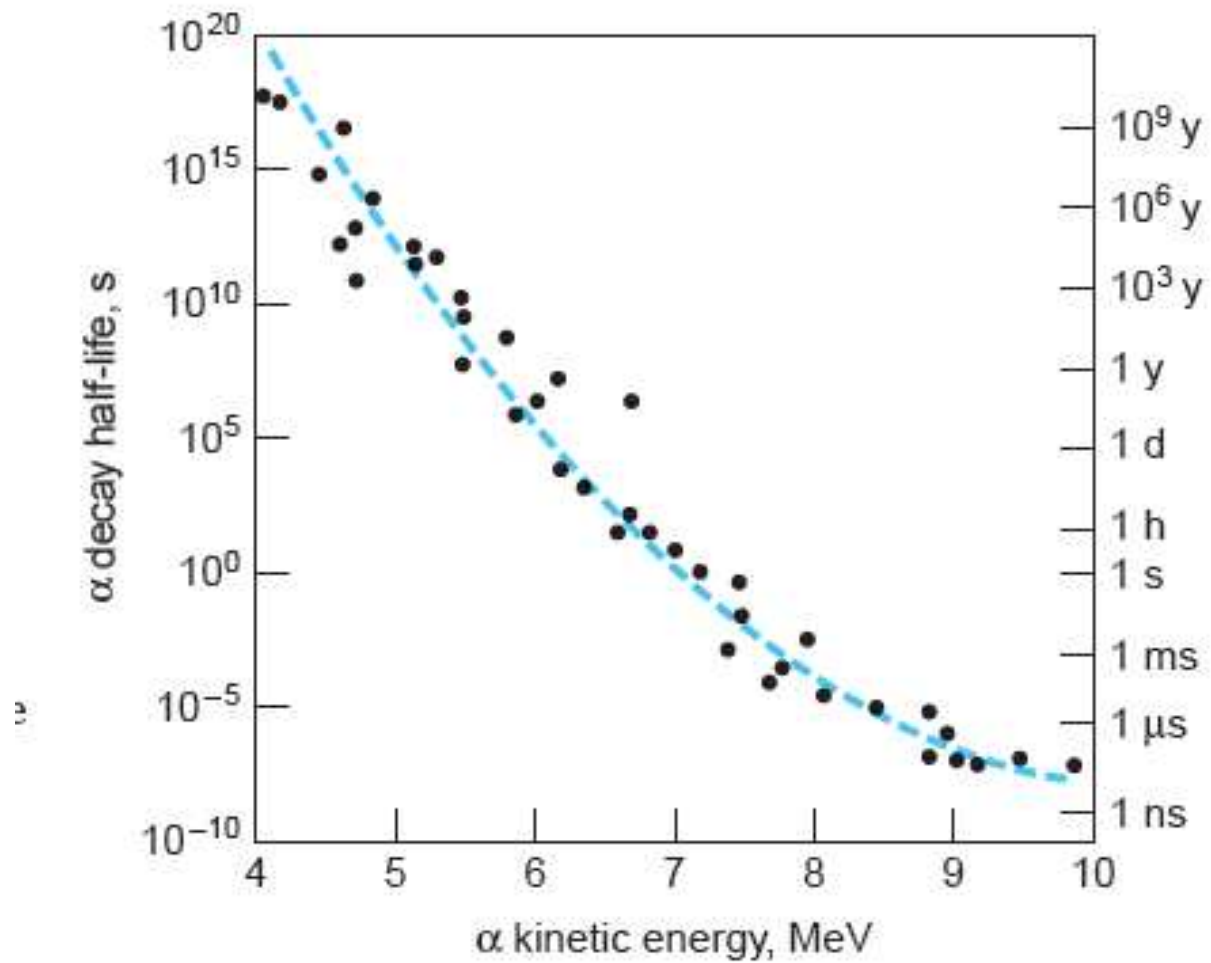


Figura 8.

Los protones se repelen de acuerdo a la ley de Coulomb. Debe existir una nueva fuerza que estabilice el núcleo. La fuerza nuclear.

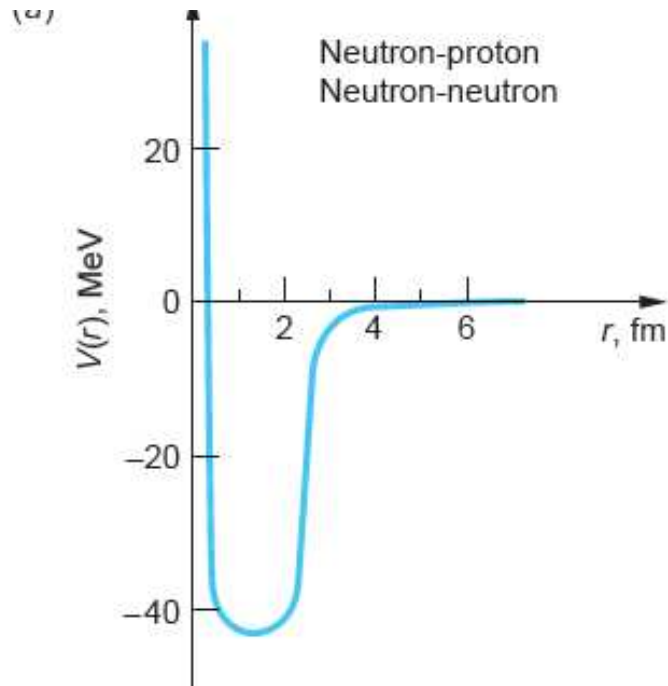


Figura 9.

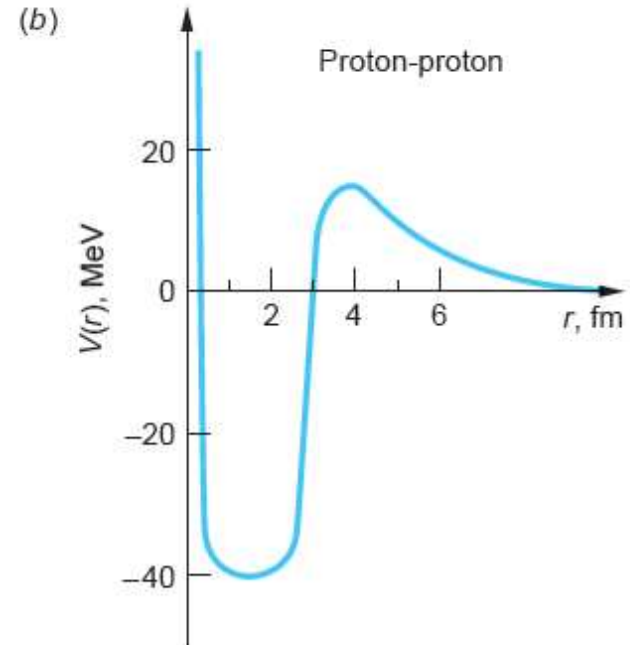


Figura 10.

$$R = c\Delta t = \frac{c\hbar}{\Delta E} = \frac{\hbar}{mc}, \quad R \sim 1 \text{ fm}; m \sim 200 \text{ Mev}/c^2$$

La partícula de Yukawa se descubrió posteriormente. Es el pión.

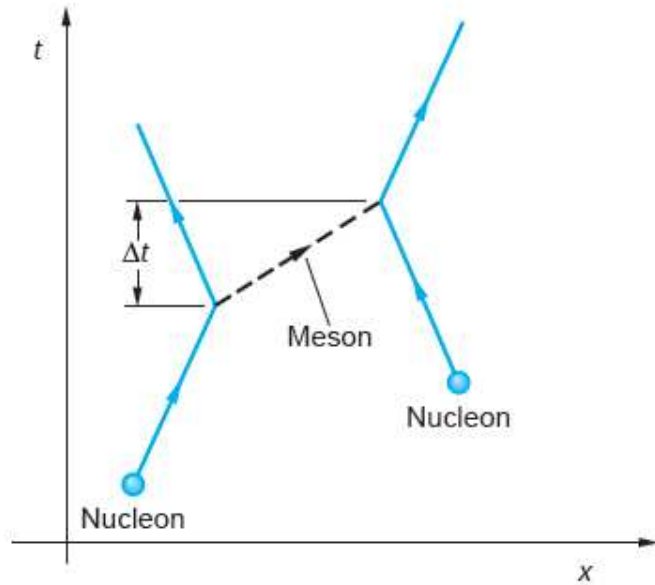


Figura 11.

Encontrar la energía máxima del positrón emitido en el proceso $K_{19}^{40} \rightarrow \text{Ar}_{18}^{40} + e^+ + \nu_e$.

$$M(K^{40}) = 39.964 \text{ amu}, M(\text{Ar}^{40}) = 39.962384 \text{ amu}, m_e = 5.4858 \times 10^{-4} \text{ amu}.$$

$$\text{R: } \frac{Q}{c^2} = M(K^{40}) - M(\text{Ar}^{40}) - m_e = 0.483 \text{ Mev}/c^2$$

Si se desprecia el retroceso del núcleo, ésta es la energía máxima del positrón.

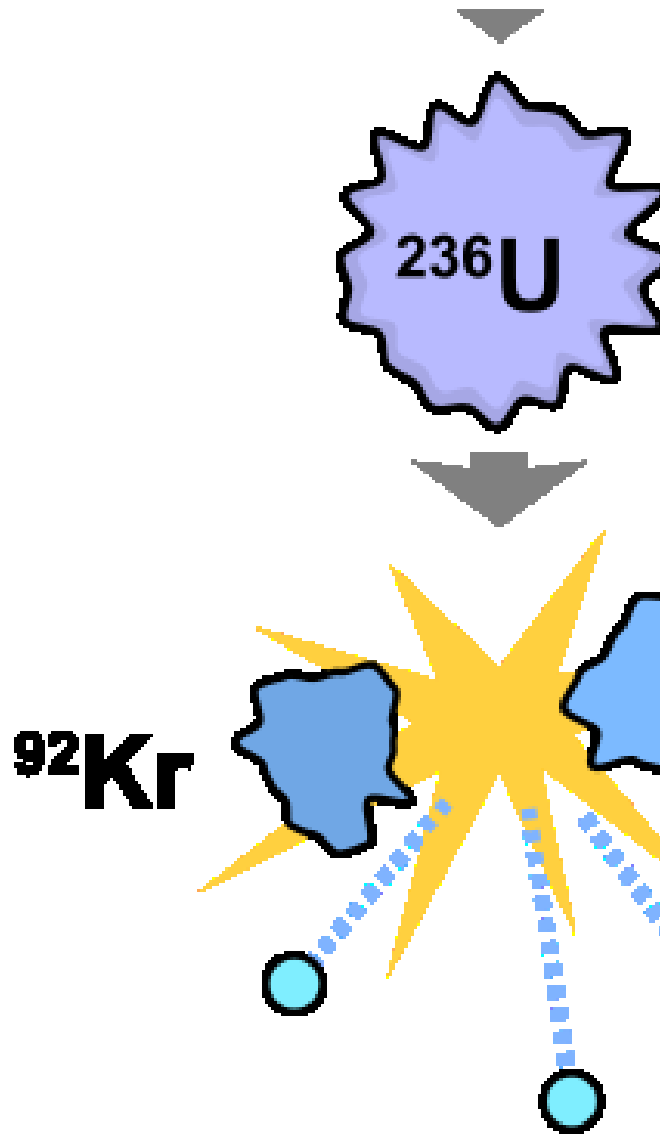
Determine cuál de los procesos están permitidos para Np_{93}^{233} .

1. desintegración α , $\text{Np}_{93}^{233} \rightarrow \text{Pa}_{91}^{229} + \alpha$
2. desintegración β , $\text{Np}_{93}^{233} \rightarrow \text{Pu}_{94}^{233} + e^- + \bar{\nu}_e$
3. desintegración β^+ , $\text{Np}_{93}^{233} \rightarrow \text{U}_{92}^{233} + e^+ + \nu_e$
4. Captura electrónica. $\text{Np}_{93}^{233} + e^- \rightarrow \text{U}_{92}^{233} + \nu_e$

R:

1. $\frac{Q}{c^2} = 233.040805 - 1229.032085 + 4.0026032 = 0.006117u = 5.70 \text{ MeV}/c^2 > 0$, permitido
2. $\frac{Q}{c^2} = 233.040805 - 233.042963 = -0.002158u = -2.01 \text{ MeV}/c^2 < 0$, prohibido
3. $\frac{Q}{c^2} = 233.040805 - (233.039630 + 2 \times 5.4858 \times 10^{-4}) = 0.000078u = 0.073 \text{ MeV}/c^2 > 0$, permitido.
4. $\frac{Q}{c^2} = 233.040805 - 233.039630 = 0.001175u = 1.09 \text{ MeV}/c^2 > 0$, permitido.

La fisión ocurre cuando un núcleo pesado se divide en dos o más núcleos pequeños, además de algunos subproductos como neutrones libres, fotones (generalmente rayos gamma) y otros fragmentos del núcleo como partículas alfa (núcleos de helio) y beta (electrones y positrones de alta energía).



$U_{92}^{235} + n \rightarrow X_Z^{135} + Y_{92-Z}^{94} + 6n$, donde X e Y pueden ser diferentes núcleos cuyos números atómicos suman 92, de modo que el número de neutrones y protones en el estado inicial y final sea el mismo. La energía que se libera en el proceso es mucho mayor que la del neutrón incidente, que sólo se necesitó para excitar al núcleo original.

Esa energía se libera en forma de energía cinética de los núcleos resultantes y de los neutrones que se emiten en el proceso.

Figura 12. Fisión nuclear de un átomo de uranio-235.

Una reacción en cadena ocurre como sigue: un acontecimiento de fisión empieza lanzando 2 ó 3 neutrones en promedio como subproductos. Estos neutrones se escapan en direcciones al azar y golpean otros núcleos, incitando a estos núcleos a experimentar fisión. Puesto que cada acontecimiento de fisión lanza 2 o más neutrones, y estos neutrones inducen otras fisiones, el proceso se acelera rápidamente y causa la reacción en cadena. El número de neutrones que escapan de una cantidad de uranio depende de su área superficial. Solamente los materiales **fisibles** son capaces de sostener una reacción en cadena sin una fuente de neutrones externa. Para que la reacción en cadena de fisión se lleve a cabo es necesario adecuar la velocidad de los neutrones libres, ya que si impactan con gran velocidad sobre el núcleo del elemento fisible, puede que simplemente lo atraviese o lo impacte, y que este no lo absorba.

Para frenar los neutrones se puede utilizar agua pesada.

Se denomina **agua pesada**, formalmente **óxido de deuterio**, a una molécula de composición química equivalente al **agua**, en la que los dos átomos de **hidrógeno** son sustituidos por dos de **deuterio**; un **isótopo** pesado del hidrógeno (también conocido como "hidrógeno pesado"). Su fórmula química es: D_2O ó 2H_2O .

La fusión nuclear es una reacción nuclear en la que dos núcleos de **átomos** ligeros, en general el hidrógeno y sus **isótopos** (deuterio y **tritio**), se unen para formar otro núcleo más pesado. Generalmente esta unión va acompañada con la emisión de partículas (en el caso de núcleos atómicos de deuterio se emite un **neutrón**). Esta reacción de fusión nuclear libera o absorbe una gran cantidad de energía en forma de rayos gamma y también de **energía cinética** de las partículas emitidas. Esta gran cantidad de energía permite a la materia entrar en estado de plasma.

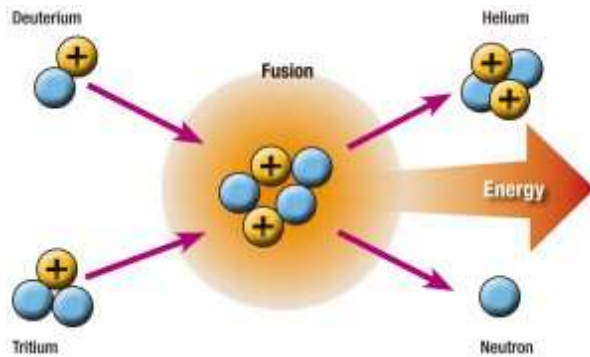


Figura 13.

Las reacciones de fusión nuclear pueden emitir o absorber energía. Si los núcleos que se van a fusionar tienen menor masa que el hierro se libera energía. Por el contrario,

si los núcleos atómicos que se fusionan son más pesados que el hierro la reacción nuclear absorbe energía.

Las estrellas, incluido el Sol, experimentan constantemente reacciones de fusión nuclear. La luz y el calor que percibimos del **Sol** es el resultado de estas reacciones nucleares de fusión: núcleos de hidrógeno chocan entre sí, y se fusionan dando lugar a un núcleo más pesado de helio liberando una enorme cantidad de energía. La energía liberada llega a la Tierra en forma de

radiación electromagnética.

Las fuerzas de gravedad en el universo generan las condiciones perfectas para la fusión nuclear.

A las reacciones de fusión nuclear también se les llama reacciones termonucleares debido a las altas temperaturas que experimentan. En el interior del **Sol**, la temperatura es cercana a los 15 millones de grados Celsius.

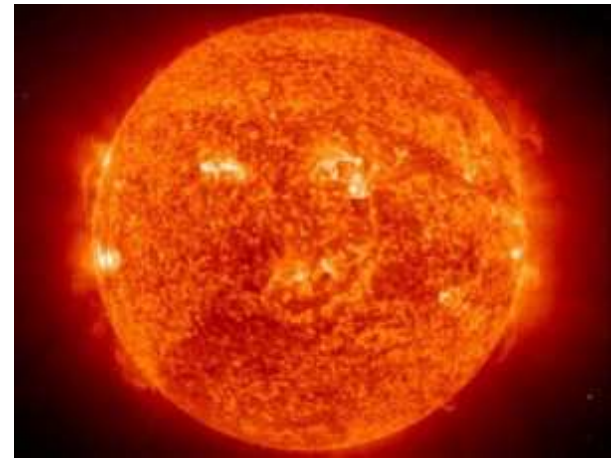
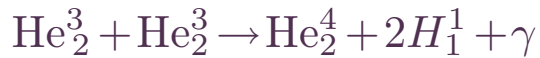
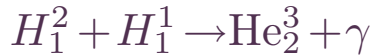


Figura 14.

Los dos ciclos de reacciones de fusión más importantes que ocurren al interior del Sol son:

El “ciclo de hidrógeno”:



Notar que en la última reacción participan dos He_2^3 , de modo que las reacciones anteriores habrán ocurrido dos veces por cada vez que ocurra la tercera. De esta forma, el efecto neto del ciclo es combinar cuatro protones (seis entran al ciclo, pero se regeneran dos) para formar un núcleo He_2^4 , generándose además dos e^+ dos ν y tres fotones. Este ciclo libera una energía de cerca de 26MeV por cada He_2^4 que se genera.

En la naturaleza hay tres isótopos naturales del carbono: dos de ellos, el carbono-12 y el carbono-13, son estables y un tercero, el carbono-14, es inestable o radiactivo. La abundancia natural del carbono-12 y del carbono-13 es del 98,89 % y 1,11 % respectivamente, mientras que la del carbono-14 es de $1,0 \cdot 10^{-10}$ %. El carbono-14 tiene un periodo de semidesintegración de 5730 ± 40 años y podría haber desaparecido de la Tierra hace mucho tiempo si no fuera por los constantes impactos de rayos cósmicos sobre el dinitrógeno de su atmósfera, donde se forman más isótopos (de hecho, el mismo proceso ocurre en la atmósfera rica en dinitrógeno del satélite de Saturno Titán). Cuando los rayos cósmicos inciden sobre la atmósfera, provocan varias reacciones nucleares, algunas de las cuales producen neutrones. Los neutrones resultantes reaccionan con algunos átomos de las moléculas de dinitrógeno (N_2) en la atmósfera: $n + {}^7_{14}N \rightarrow {}^6_{14}C + p$

La tasa más alta de producción de carbono-14 tiene lugar en altitudes entre 9 y 15 km (30 000 y 50 000 pies), y en altas latitudes geomagnéticas, pero el carbono-14 se distribuye uniformemente sobre la atmósfera y reacciona con el dióxígeno para formar dióxido de carbono (CO_2). Este dióxido de carbono también es absorbido por los océanos, disolviéndose en el agua. De forma aproximada se puede considerar que el flujo de rayos cósmicos es constante durante largos períodos y, por tanto, que el ${}^{14}C$ se produce a un ritmo constante. De esta forma, la proporción de carbono radiactivo y no radiactivo permanece constante en la atmósfera. Esta proporción es de aproximadamente 1 parte por millardo (mil millones) ($6 \cdot 10^9$ de átomos por mol). En 1958, Hessel de Vries demostró que la concentración de ${}^{14}C$ en la atmósfera varía con el tiempo y de forma local. Así, para las dataciones más precisas, estas variaciones son tenidas en cuenta mediante curvas de calibración. Cuando

se usan estas curvas de calibración, su precisión y forma son las que determinan la precisión de la datación realizada.

El proceso de fotosíntesis incorpora el átomo radiactivo de carbono a las plantas de manera que la proporción $^{14}\text{C}/^{12}\text{C}$ en éstas es similar a la atmosférica. Los animales incorporan, por ingestión, el carbono de las plantas, por lo que la proporción también es similar. Ahora bien, tras la muerte de un organismo vivo no se incorporan nuevos átomos de ^{14}C a los tejidos y la concentración del isótopo ^{14}C va decreciendo conforme va transformándose en ^{14}N por decaimiento radiactivo:



Un pedazo de madera datado usando ^{14}C , se encontró que pertenecía a un árbol cortado 9756 años atrás, suponiendo que la proporción de ^{12}C y ^{14}C en la atmósfera ha tenido siempre el valor actual. Sin embargo, un análisis posterior mostró que la proporción de ^{14}C es superior actualmente, debido a las explosiones nucleares de los últimos 40 años. La edad de la madera estudiada es:

- a) >9756 años
- b) $=9756$ años
- c) <9756 años *
- d) No se puede determinar

• Sol:

$$N(t) = N_0 e^{-\lambda t}$$

$$N(t) = N'_0 e^{-\lambda t'} \quad , 1 = \frac{N_0}{N'_0} e^{-\lambda(t-t')}$$

$$\frac{N_0}{N'_0} = e^{\lambda(t-t')} > 1, \text{ por lo tanto } t > t'$$

Encontrar la rapidez de desintegración de C^{14} por gramo de C en un organismo vivo.

Suponga que $C^{14}/C^{12} = 1.35 \times 10^{-12}$. $t_{1/2}(C^{14}) = 5730$ años.

$$R = -\dot{N} = \frac{0.693}{t_{1/2}} N, \quad N_{C^{12}} = \frac{N_A}{M} = \frac{6.02 \times 10^{23} \text{ átomos/mol}}{12 \text{ g/mol}} = 5.02 \times 10^{22} \text{ núcleos/g}$$

$$N = 1.35 \times 10^{-12} \times 5.02 \times 10^{22} \text{ núcleos/g} = 6.78 \times 10^{10} \text{ núcleos/g}$$

$$R = 15.6 \text{ desintegraciones/g.min}$$

El cuerpo humano es 18% carbón, así que el carbón de una persona de 68 kg decae a un ritmo de 1.9×10^5 desintegraciones/min.

Edad de un pedazo de hueso

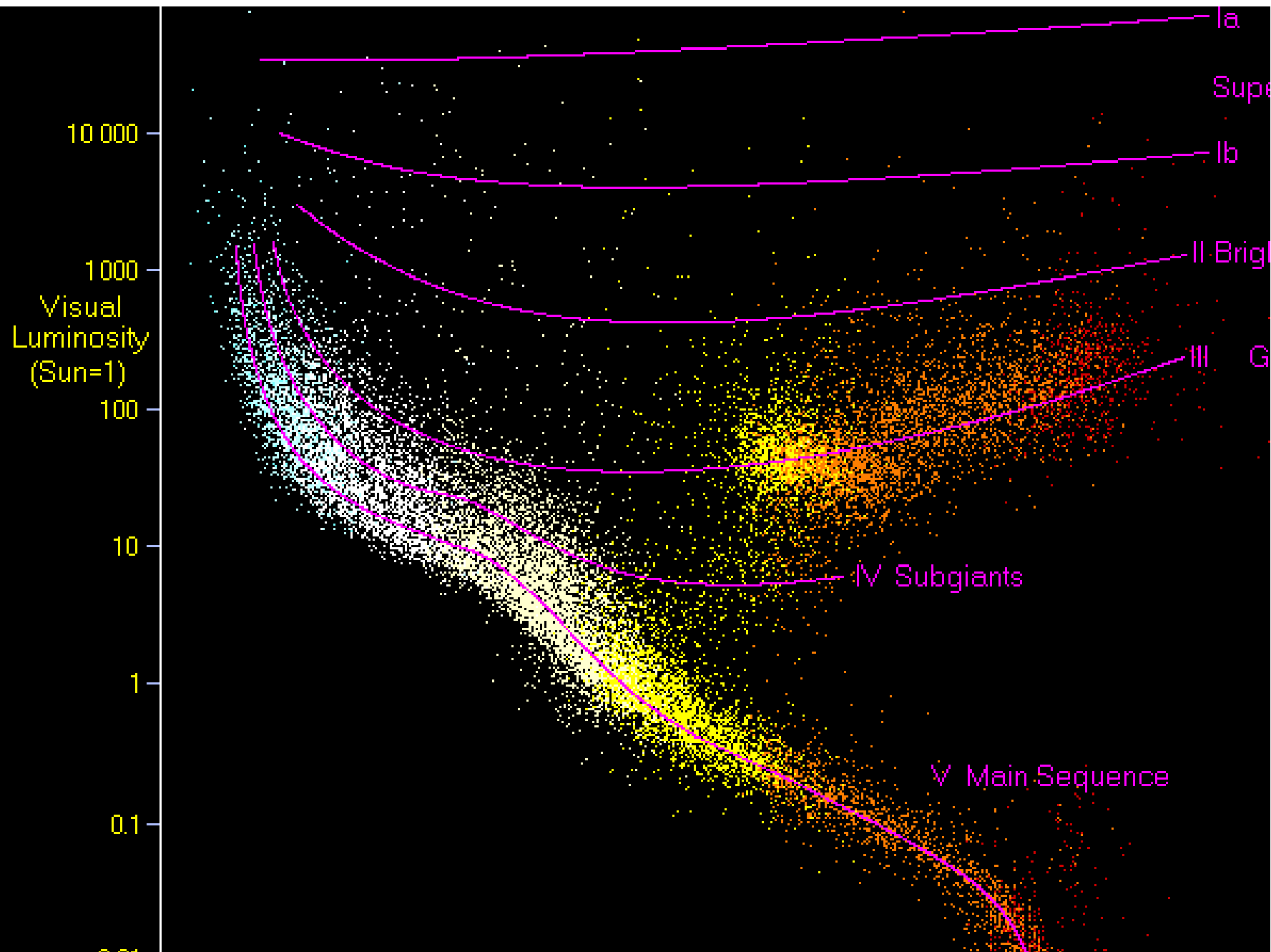
Un fragmento de hueso humano de 200 g. se encontró en la parte central de México. Se pensó que estaba asociado al ejército de Cortés. La razón de desintegración β del hueso es 400/min.

Puede el hueso pertenecer a una persona que murió el SXVI.?

1 El Diagrama de Hertzsprung Russell

Este es un dibujo de luminosidad (magnitud absoluta) y color de las estrellas que cubre desde las altas temperaturas de las estrellas blanca-azules en el lado izquierdo a la baja temperatura de las estrellas rojas del lado derecho.

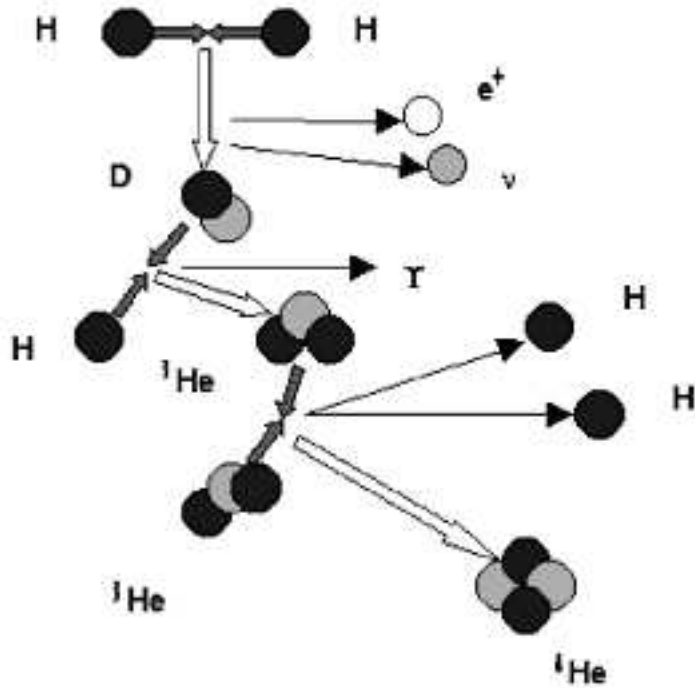
El diagrama de abajo es un dibujo de 22000 estrellas del Catalogo Hipparcos junto con 1000 estrellas de poca luminosidad (enanas rojas y blancas) del Catalogo Gliese de Estrellas Cercanas. Las estrellas mas comunes, las enanas que queman hidrogeno, como el Sol, se encuentran en la banda que va desde arriba a la izquierda hacia abajo a la derecha llamada Main Sequence (Secuencia Principal). Las estrellas gigantes estan ubicadas en la parte superior. Un poco mas abajo estrellas poco comunes como las gigantes brillantes y las supergigantes. Abajo a la izquierda esta la banda donde se encuentran enanas blancas - estas son los centros muertos de estrellas viejas que no posee energia interna y que a medida que pasan millones de años se enfrían de a poco ubicandose abajo a la derecha.



2 Origen de los elementos necesarios para la vida

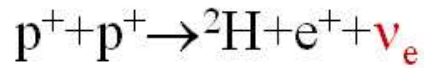
Las estrellas emiten radiación porque hay suficiente calor y densidad en su interior como para permitir la fusión nuclear. La fusión consiste en fundir elementos ligeros para producir otros

más pesados, con la consiguiente emisión de energía. Esta liberación de energía en el núcleo produce, a su vez, la presión necesaria para contrarrestar la gravedad de las capas externas de la estrella que "aplastan" este núcleo, alcanzándose un equilibrio. El primer elemento que fusionan las estrellas es el hidrógeno, el más abundante del Universo, dando como resultado helio. Esta situación se puede mantener durante miles de millones de años. Nuestro Sol, por ejemplo, realiza en estos momentos esta reacción.



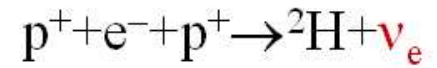
Ciclo protón-protón

pp



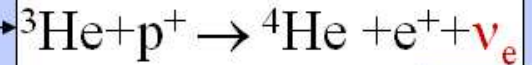
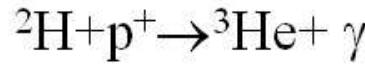
99,77 %

pep



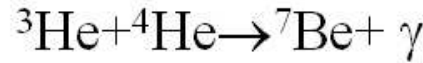
0,23 %

10⁻⁵ %



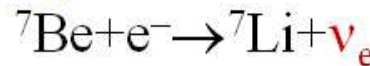
hep

15,08 %

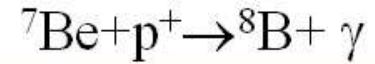


⁷Be

99,9 %

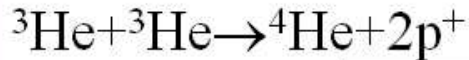


0,1 %

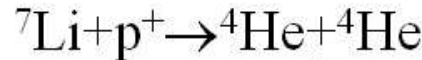


⁸B

84,92 %



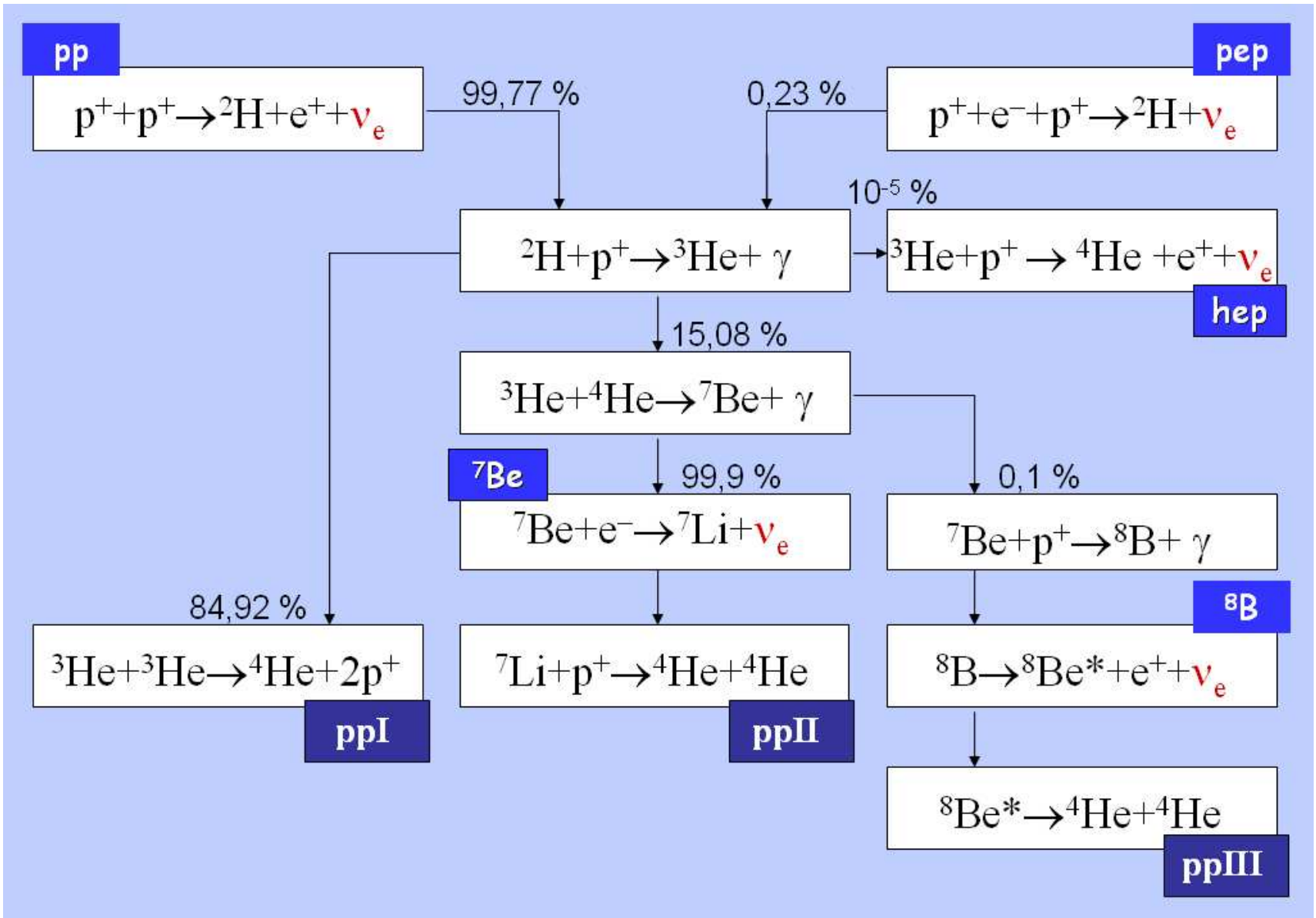
ppI



ppII



ppIII



Una vez fusionado todo el hidrógeno la estrella entra en crisis al no poder mantener el equilibrio de presiones en su núcleo. Lo que ocurre después del agotamiento del hidrógeno depende de la masa de cada estrella, pero en general ocurre lo siguiente: la gravedad contrae el núcleo estelar, con lo cual, aumenta su temperatura. Esto provoca el encendido de la fusión del hidrógeno en una capa delgada en torno al núcleo. Como consecuencia la estrella expande sus capas externas. A esta nueva situación se le denomina fase de Gigante Roja.

Sólo cuando el núcleo alcanza la temperatura suficiente (cuanto más pesados son los átomos más temperatura se necesita para fusionarlos), el helio comienza a fusionarse para dar elementos más pesados como el carbono o el oxígeno. Esta fuente de energía estabiliza la estrella de nuevo aunque por poco tiempo. En las estrellas masivas este ciclo se repite muchas veces: las cenizas de un proceso son el combustible del proceso siguiente. Por ejemplo, el helio, las cenizas del primer proceso de fusión, es luego el combustible para producir carbono y oxígeno. De esta manera se van produciendo elementos cada vez más pesados. El proceso se detiene cuando se llega al hierro. El hierro es un átomo muy estable cuya fusión no puede realizarse debido a que se trata de un proceso endotérmico en vez de exotérmico, como eran hasta ahora todas las reacciones de fusión que hemos descrito. Conclusión: los átomos de hierro se acumulan en el centro de la estrella dando lugar a un núcleo inerte. En el caso de estrellas de masa pequeña o intermedia la secuencia se detiene en el carbono y el oxígeno antes de alcanzar el hierro.

Al mismo tiempo que ocurren estas sucesivas fusiones las capas más externas de la estrella continúan expandiéndose. Finalmente estas capas terminan por desligarse para formar una enorme burbuja en torno a la estrella a la que llamamos Nebulosa Planetaria. En el centro

se encuentra un núcleo compacto muy caliente donde la materia está degenerada. La estrella comienza entonces a enfriarse y a contraerse muy lentamente. A este estado lo llamamos Enana Blanca. Se piensa que nuestro Sol terminará así dentro de 5000 millones de años.

Este final se ve drásticamente alterado si la Enana Blanca es miembro de un sistema binario de estrellas. En estos sistemas binarios, a medida que transcurre el tiempo, las órbitas de las estrellas se reajustan con la consiguiente pérdida de momento angular. Esto provoca la transferencia de materia entre ellas. En los progenitores de supernovas del tipo Ia la estrella que recibe esta transferencia es siempre una Enana Blanca. Qué tipo de estrella es su compañera es todavía una cuestión a resolver, aunque en la actualidad se barajan dos hipótesis: o una Super/Sub Gigante Roja o una Enana Blanca de menor masa que la Enana Blanca que recibe materia. Las Enanas Blancas tienen algunas propiedades particulares, por ejemplo, cuanto más masa tienen más pequeñas son. Esto quiere decir que la Enana Blanca que está incorporando materia se hace cada vez más y más densa. Cuando se alcanza la temperatura necesaria para producir la fusión del hidrógeno, la estrella sufre una explosión termonuclear. A esta explosión se le llama cataclismo Supernova del Tipo Ia. En la explosión la estrella desaparece y se producen elementos más pesados que el hierro, que salen disparados a más de 10000 km/s. Esta es la razón por la que existen elementos como el hierro o el níquel en el Universo. La explosión de una supernova dura sólo unas horas aunque puede mantenerse brillante durante varios días.

Las supernovas del tipo Ia son las más brillantes, y uno de los eventos más energéticos del Universo. La última supernova que explotó en nuestra galaxia, la Vía Láctea, fue en 1604. La más brillante desde entonces ha sido la supernova 1987A en la Gran Nube de Magallanes, una pequeña galaxia satélite de la Vía Láctea.

CREACIÓN DE ELEMENTOS PESADOS DURANTE LA EXPLOSIÓN DE UNA SUPERNOVA

Ya vimos que durante la vida de una estrella pueden formarse elementos pesados, pero sólo hasta el hierro. Lo que ahora vamos a ver es que durante una explosión de supernova es posible crear elementos más pesados que el hierro. Esto se basa en un proceso llamado proceso r (la r viene de rápido). Durante las reacciones nucleares se forman isótopos inestables, es decir, elementos que tienen un tiempo de vida muy corto. La única manera en que podrían llegar a convertirse en elementos estables sería capturando un neutrón. El problema es que generalmente no hay gran abundancia de neutrones libres, ya que la vida media de un neutrón aislado es muy corta también. Es decir, un neutrón decae en unos cuantos minutos en un electrón y un protón.

No es difícil adivinar cuándo una estrella tiene suficientes neutrones como para que un proceso así pueda llevarse a cabo: justamente cuando se da la fotodesintegración del hierro y los electrones se unen a los protones, formándose una cantidad enorme de neutrones libres. Como justo en este momento también se lleva a cabo la explosión de las capas externas de la estrella, éstas adquieren temperaturas lo suficientemente altas como para iniciar reacciones que conviertan el hidrógeno y helio presentes en elementos más pesados (hasta el hierro). Pero como en ese momento hay tantos neutrones, los isótopos creados pueden capturarlos y de esta forma se forman elementos más allá del hierro (elementos transférricos). Un ejemplo de elementos creados mediante este proceso son el oro y el plutonio. Lo impresionante es que el tiempo en el que este proceso se lleva a cabo es de tan solo unos segundos! Ahora es más fácil entender porqué son tan caros, pueden ser creados únicamente durante unos momentos en la explosión de una supernova.

Una explosión de supernova es importante no solamente porque ahí es en donde se crean muchos elementos pesados, sino que gracias a esta misma explosión estos elementos se esparcen por el medio interestelar. Las capas externas de la supernova, que contienen una mezcla de todos los elementos formados a lo largo de la vida de la estrella, salen expulsadas a miles de kilómetros por segundo. Esto contribuye al enriquecimiento químico de las galaxias. Todos los elementos químicos que vemos a nuestro alrededor (excepto el hidrogeno y parte del helio) fueron formados en el centro de las estrellas, y expulsados al medio circundante durante las etapas finales de su vida.