

Procesos nucleares en estrellas

Interior estelar compuesto por núcleos de los distintos elementos

Temperaturas interior estelar → Parte de los núcleos con energía térmicas (E_{cin}) que sobrepasan las fuerzas repulsivas de Coulomb

→ **Reacciones nucleares de fusión: síntesis de elementos más pesados**

Reacciones termonucleares son exotérmicas (liberan energía) hasta alcanzar núcleos con mayor energía de ligadura por nucleón (núcleos más estables).

Energía de ligadura de un núcleo (Z, A) crece desde 0 ($H, A = 1$) a 8.8 MeV ($= E_l/A$) para $A = 56$ (^{56}Fe). Para A mayores, decrece de nuevo

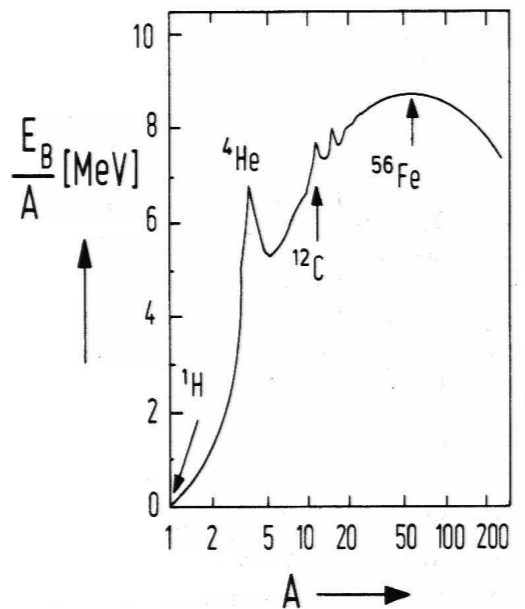


Figura 1: Energía de ligadura por nucleón en función del número atómico

Procesos de fusión nuclear explican la energía emitida por las estrellas a lo largo de, prácticamente, toda su vida

Escala nuclear de tiempos

Fusión de núcleos de H en He :

$$4 {}^1H \rightarrow {}^4He \quad ; \quad \Delta m = 4 \times 1,008 - 4,003 = 0,029 \text{ u.m.a}$$

– Energía liberada por átomo de H es:

$$\Delta m = 0,0029 \times 1,66 \times 10^{-27} \text{ kg} \quad ; \quad \Delta E = \Delta mc^2 = 4 \times 10^{-12} \text{ J} (\Leftrightarrow 10^{-12} \text{ J})$$

Escala de tiempos nuclear: razón entre la energía nuclear potencial de una estrella a la energía que emite por segundo (luminosidad)

$$\tau_n \approx \frac{Mc^2}{L} \quad (1)$$

Ejemplo: Sol compuesto únicamente de H . El número de átomos de He y la energía nuclear potencial resultado de su conversión en He :

$$1M_{\odot}/m_p \approx 2 \times 10^{33} \text{ g}/m_p \approx 10^{57} \text{ H} \rightarrow \sim 10^{45} \text{ J} (= 10^{52} \text{ erg})$$

– Luminosidad del Sol, $L_{\odot} \sim 4 \times 10^{33} \text{ erg/s}$

– Por tanto:

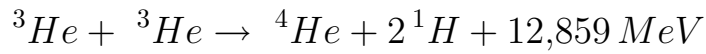
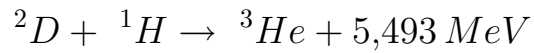
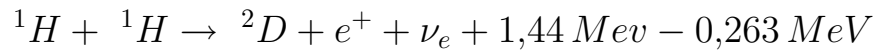
$$\tau_n \approx 8 \times 10^{10} \text{ años}$$

– edad del Sol: $\sim 5 \times 10^9$ años

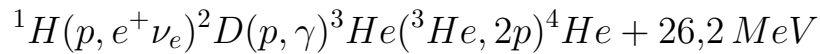
\Rightarrow Energía de origen nuclear explica la luminosidad estelar

– Reacciones nucleares producen núcleos más estables (mayor energía de ligadura)

Cadena protón - protón ($4\ ^1H \rightarrow\ ^4He$)



– Es la llamada **cadena $p - p$ I**. Con otro simbolismo:



1. reacción: muy lenta. En interiores estelares ($T \sim 10^7\ K, \rho \sim 10^2\ g\ cm^{-3}$), la transformación de la mitad de los protones existentes ocurre en $\sim 10^{10}$ años.
2. reacción: requiere pocos segundos.
3. reacción: requiere $\sim 10^6$ años.

\Rightarrow Duración media del ciclo controlada por la primera reacción.

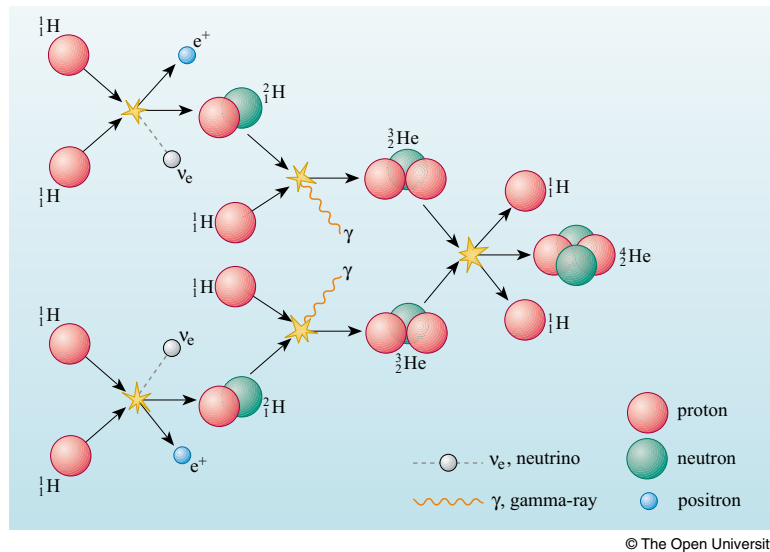
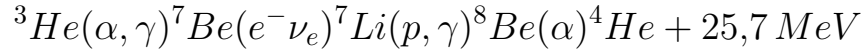


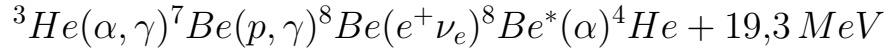
Figura 2: Cadena protón - protón I

Alternativamente: en lugar de la última reacción se dar:

■ Cadena $p - p$ II



■ cadena $p - p$ III



- La T requerida para las cadenas $p - p$ son $\sim 10^7$ K
- Importancia relativa depende de T (menor T para $p - p$ I y mayor para $p - p$ III)
- Las secuencias protón-protón son dominantes para $M \leq 1,5 M_{\odot}$.

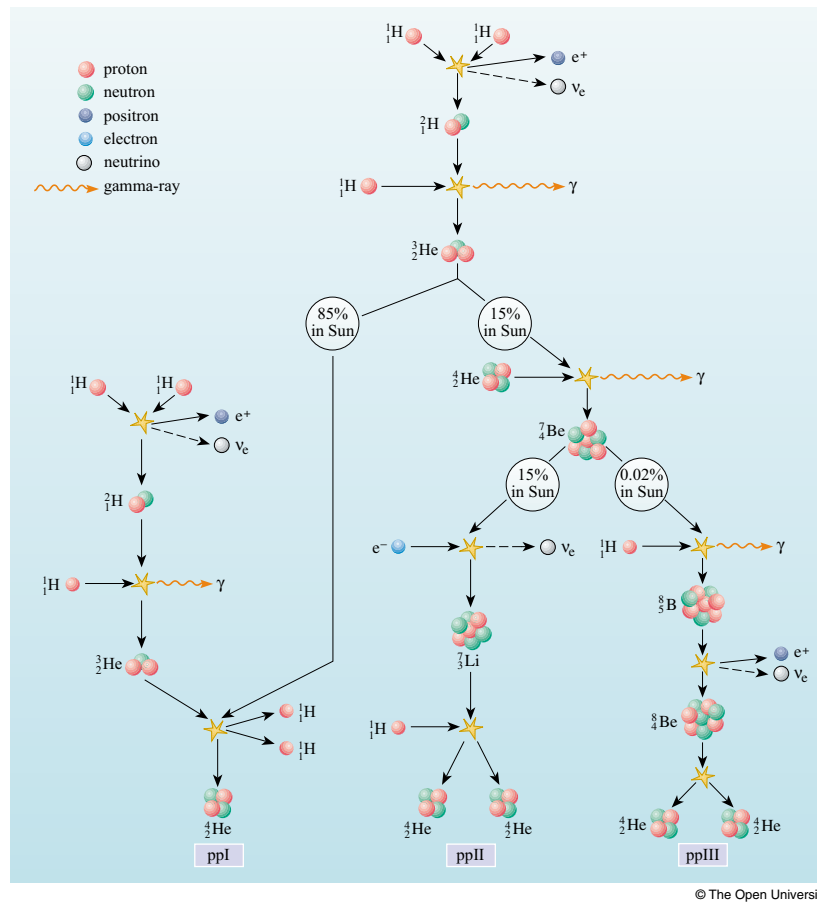
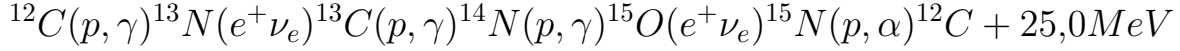


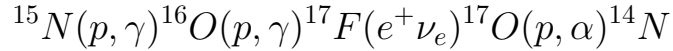
Figura 3: Cadenas protón - protón

Ciclo CNO ($4\ ^1H \rightarrow\ ^4He$)

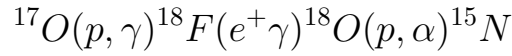
Los núcleos de C , O y N , aunque poco abundantes en la composición estealr inicial, puede inducir reacciones nucleares en las que actuan como catalizadores:



– En lugar de la última reacción puede ocurrir (probabilidad menor).



– En lugar de la última en la anterior:



Ciclo CNO domina para T elevadas (estrellas con masas $> 1,5M_{\odot}$)

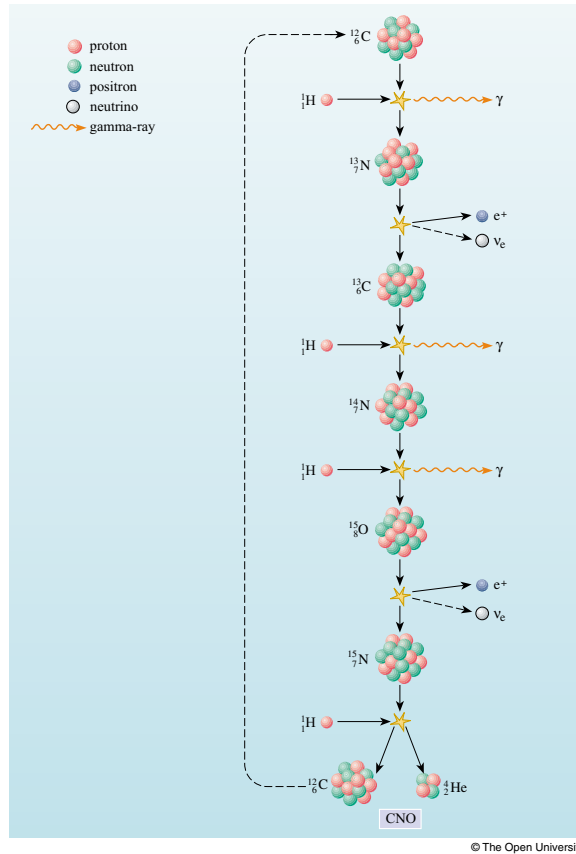


Figura 4: Ciclo CNO

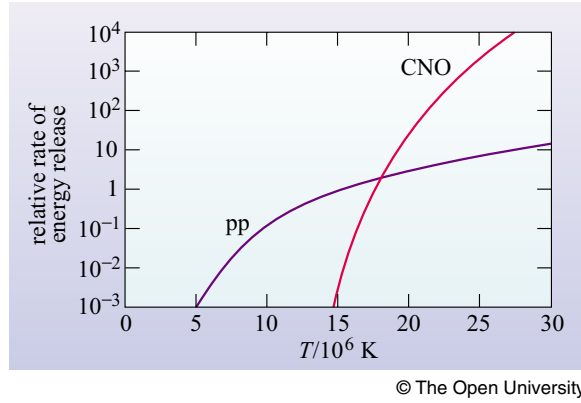
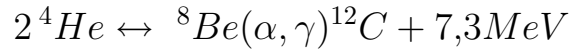


Figura 5: Contribución relativa de los ciclos pp y CNO a la generación de energía en función de la temperatura

Proceso 3α ($3\ ^4He \rightarrow\ ^{12}C$)

- Rangos: $T \sim 10^8\ K$, $M > 0,5M_{\odot}$



- La flecha \leftarrow indica que se puede producir la reacción endotérmica:

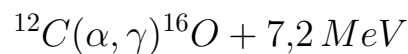


- 8Be tiene vida media de $2 \times 10^{-16}\ s \rightarrow$ muy pocos átomos de 8Be se transforman en ^{12}C .

- A pesar de ello, el tiempo de colisión de las partículas α a $T \approx 10^8\ K$ es aún menor

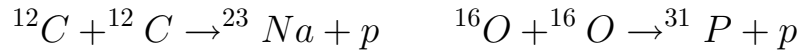
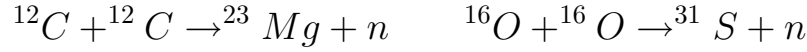
\Rightarrow Proceso 3α ($T \approx 10^8\ K$ y $\rho \approx 10^4\ g\ cm^{-3}$) es el segundo en importancia en la generación de energía estelar.

Cuando se han acumulado suficientes C , la captura de partículas α lleva a la formación de núcleos más pesados:



Síntesis de núcleos pesados

La quema de 2 C requiere $T > 5 \times 10^8$ K. Para O , $T > 5 \times 10^9$ K (barreras coulombianas muy elevadas). En caso de que se produzcan, hay varias posibilidades:



• En promedio, se liberan 13 MeV para cada reacción de C y 16 MeV para O . Los n y p producen rápidamente isótopos de los diferentes elementos.

Cuadro 1: Principales procesos de quema nuclear

Elemento	Proceso	T (umbral) 10^6 K	Producto	Energía por nucleón (MeV)
H	p-p	~ 4	He	6.55
H	CNO	15	He	6.25
He	3α	100	C, O	0.61
C	C + C	600	O, Ne, Na, Mg	0.54
O	O+O	1000	Mg, S, P, Si	0.3
Si	Núcl equil.	3000	Co, Ni, Fe	<0.18

Procesos posteriores de fusión a núcleos más pesados no liberan energía.

Núcleos estables de la familia de Fe (Fe , Co , Ni) se fotodesintegran a $T > 7 \times 10^9$ K $\rightarrow \alpha \rightarrow n, p$ (“rango de T en los interiores estelares”)