

Estrellas: Parte II

Evolución y Nucleosíntesis Estelares

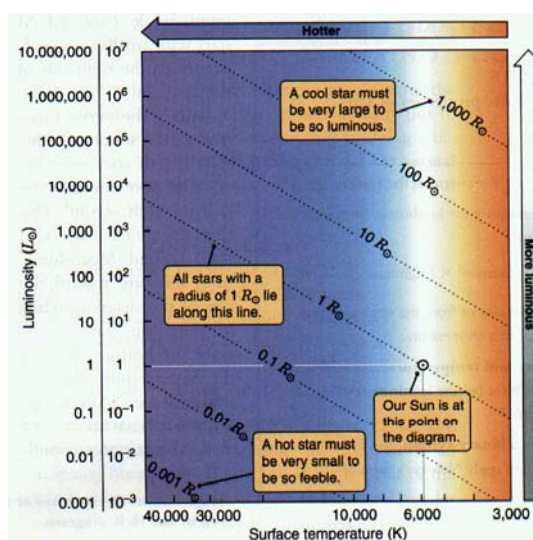
Curso “Introducción a las Ciencias de la Tierra y el Espacio II”

Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

1

Radios

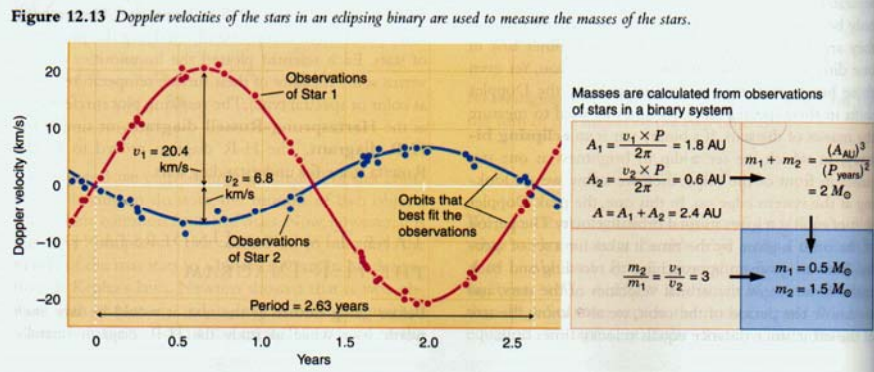
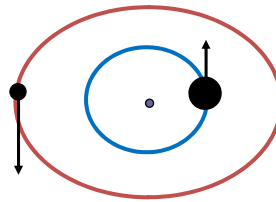
$$L = 4\pi \times R^2 \times \sigma T^4$$



Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

2

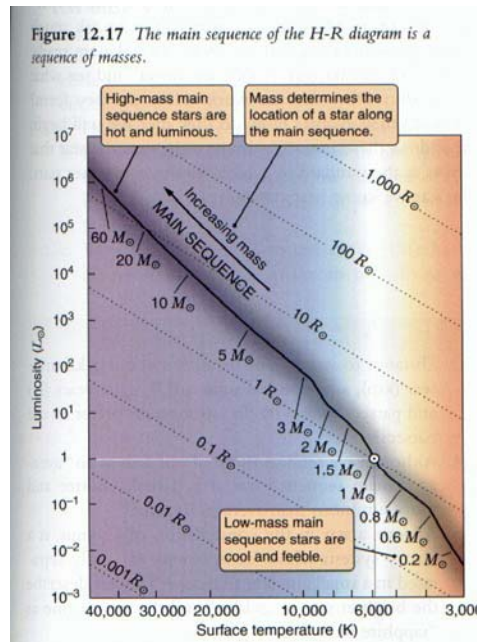
Masas



Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

3

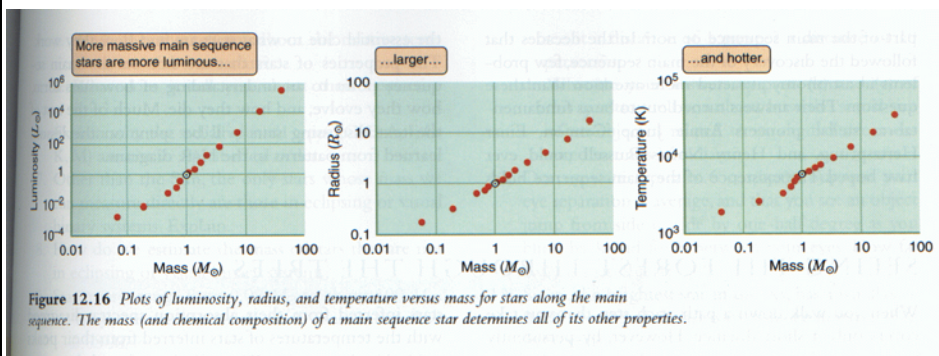
Secuencia Principal = Secuencia de Masas



Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

4

Luminosidad, radio y temperatura en función de la masa para estrellas de la Secuencia Principal



La masa (y la composición química) de una estrella de la Secuencia Principal determinan todas sus otras propiedades

Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

5

Elements Found in the Sun

| | | | | | | | | | | | | | | | | | |
|----------|----------|----------|-----------|-----------|----------|----------|----------|----------|----------|----------|----------|-----------|-----------|-----------|-----------|----------|----------|
| 1 H | | | | | | | | | | | | | | | | | 2 He |
| 3 Li | 4 Be | | | | | | | | | | | 5 B | 6 C | 7 N | 8 O | 9 F | 10 Ne |
| 11 Na | 12 Mg | | | | | | | | | | | 13 Al | 14 Si | 15 P | 16 S | 17 Cl | 18 Ar |
| 19 K | 20 Ca | 21 Sc | 22 Ti | 23 V | 24 Cr | 25 Mn | 26 Fe | 27 Co | 28 Ni | 29 Cu | 30 Zn | 31 Ga | 32 Ge | 33 As | 34 Se | 35 Br | 36 Kr |
| 37 Rb | 38 Sr | 39 Y | 40 Zr | 41 Nb | 42 Mo | 43 Tc | 44 Ru | 45 Rh | 46 Pd | 47 Ag | 48 Cd | 49 In | 50 Sn | 51 Sb | 52 Te | 53 I | 54 Xe |
| 55 Cs | 56 Ba | 57 La | 72 Hf | 73 Ta | 74 W | 75 Re | 76 Os | 77 Ir | 78 Pt | 79 Au | 80 Hg | 81 Tl | 82 Pb | 83 Bi | 84 Po | 85 At | 86 Rn |
| 87 Fr | 88 Ra | 89 Ac | 104 Rf | 105 Ha | | | | | | | | | | | | | |
| | | 58 Ce | 59 Pr | 60 Nd | 61 Pm | 62 Sm | 63 Eu | 64 Gd | 65 Tb | 66 Dy | 67 Ho | 68 Er | 69 Tm | 70 Yb | 71 Lu | | |
| | | 90 Th | 91 Pa | 92 U | 93 Np | 94 Pu | 95 Am | 96 Cm | 97 Bk | 98 Cf | 99 Es | 100 Fm | 101 Md | 102 No | 103 Lr | | |

observed in photosphere
 only in spots
 only in chromosphere
 only in corona
 elements with no stable isotopes

☉ Lanthanide series
☉ Actinide series

Las abundancias de los elementos en la Tierra pueden explicarse a partir de la nucleosíntesis solar

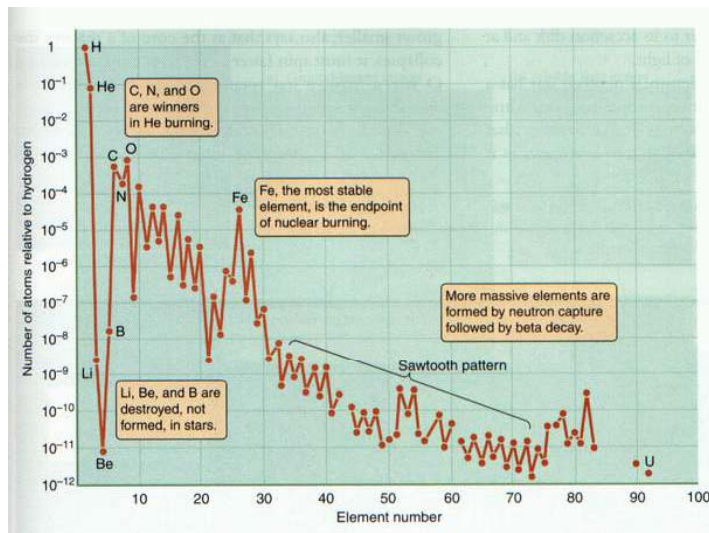


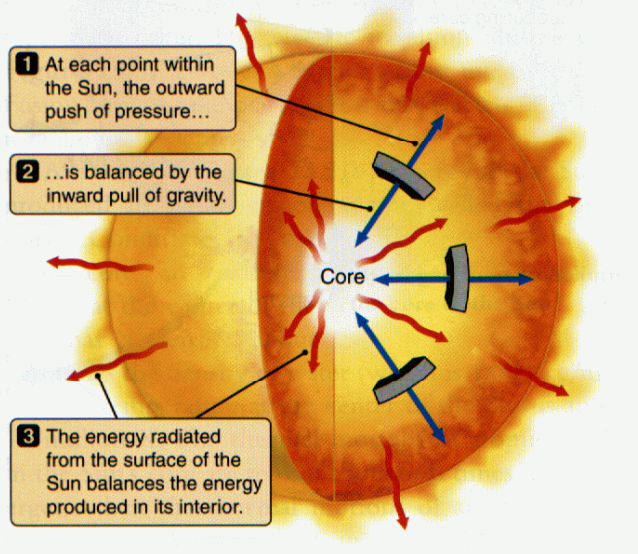
Figure 16.12 The relative abundances of different elements on Earth are plotted against the mass of the nucleus. This pattern can be understood as a result of the process of nucleosynthesis in stars.

Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

7

Estructura estelar:
determinada por el equilibrio entre la gravedad y la presión, y el equilibrio entre la generación y la pérdida de energía.

Figure 13.1 The structure of the Sun is determined by balances between forces and in the outward flow of energy.



Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

8

Ecuación de equilibrio hidrostático

$$\Delta P \times dS = -G \frac{M(r) \times \Delta m}{r^2} =$$

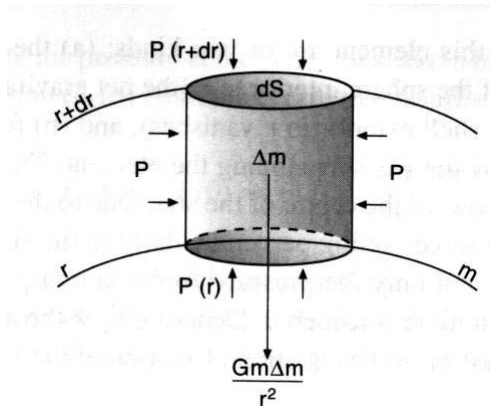
$$-G \frac{M(r) \times \rho \times dS \times dr}{r^2}$$

$$dP = -G \frac{M(r) \times \rho \times dr}{r^2}$$

Si ρ constante:

$$dP = -G \frac{\frac{4}{3} \pi r^3 \rho \times \rho \times dr}{r^2}$$

$$P_{Sup} - P_{Centro} = -G \frac{4}{3} \pi \times \rho^2 \times \frac{R^2}{2}$$



¿Quién soporta esta presión?

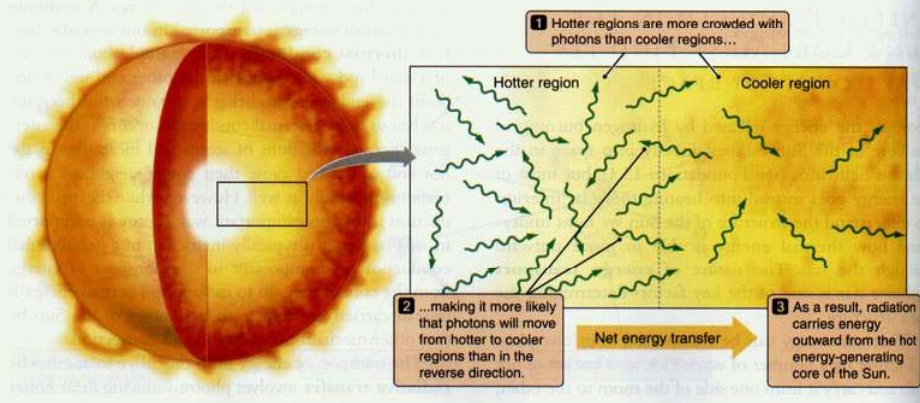
- Presión del gas (peso molecular medio)
- Presión de radiación (fotones)
- Presión de gas degenerado (electrones)

Stellar theory^a

| | | | |
|-------------------------|--|--------|--|
| Conservation of mass | $\frac{dM_r}{dr} = 4\pi\rho r^2$ | (9.60) | r radial distance |
| Hydrostatic equilibrium | $\frac{dp}{dr} = \frac{-G\rho M_r}{r^2}$ | (9.61) | M_r mass interior to r |
| Energy release | $\frac{dL_r}{dr} = 4\pi\rho r^2 \epsilon$ | (9.62) | ρ mass density |
| Radiative transport | $\frac{dT}{dr} = \frac{-3}{16\sigma} \frac{\langle \kappa \rangle \rho}{T^3} \frac{L_r}{4\pi r^2}$ | (9.63) | p pressure |
| Convective transport | $\frac{dT}{dr} = \frac{\gamma-1}{\gamma} \frac{T}{p} \frac{dp}{dr}$ | (9.64) | G constant of gravitation |
| | | | L_r luminosity interior to r |
| | | | ϵ power generated per unit mass |
| | | | T temperature |
| | | | σ Stefan-Boltzmann constant |
| | | | $\langle \kappa \rangle$ mean opacity |
| | | | γ ratio of heat capacities, c_p/c_v |

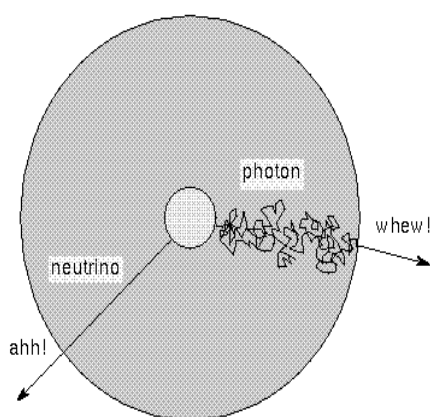
^aFor stars in static equilibrium with adiabatic convection. Note that ρ is a function of r . κ and ϵ are functions of temperature and composition.

Figure 13.5 Higher-temperature regions deep within the Sun produce more radiation than lower-temperature regions farther out. While radiation flows in both directions, more radiation flows from the hot regions to the cooler regions than from the cooler regions to the hot regions. In this way, radiation carries energy outward from the inner parts of the Sun.



Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

11



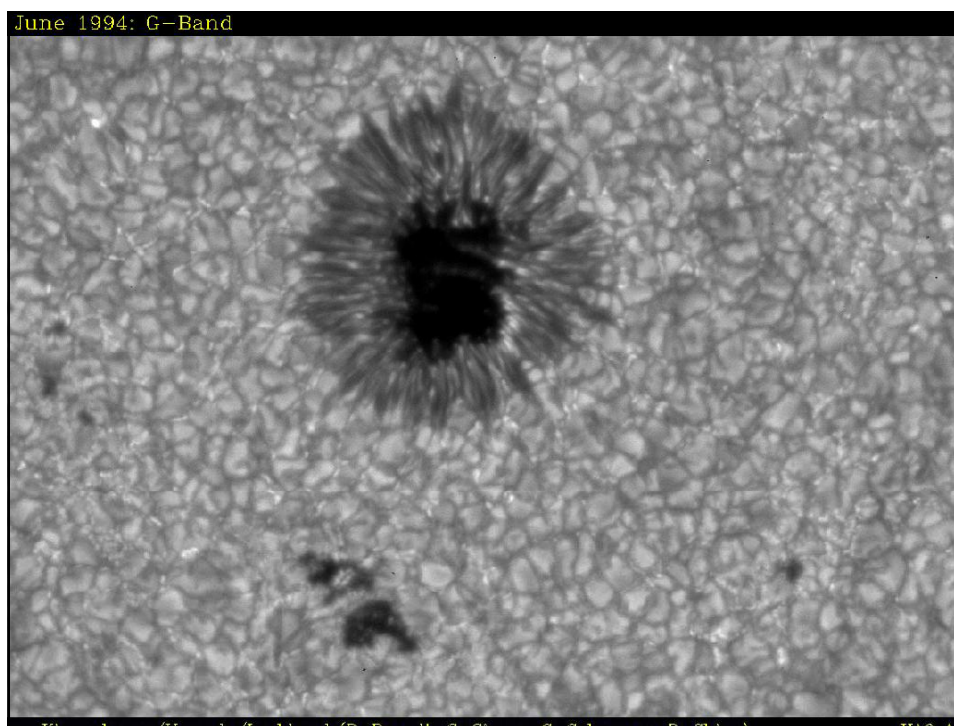
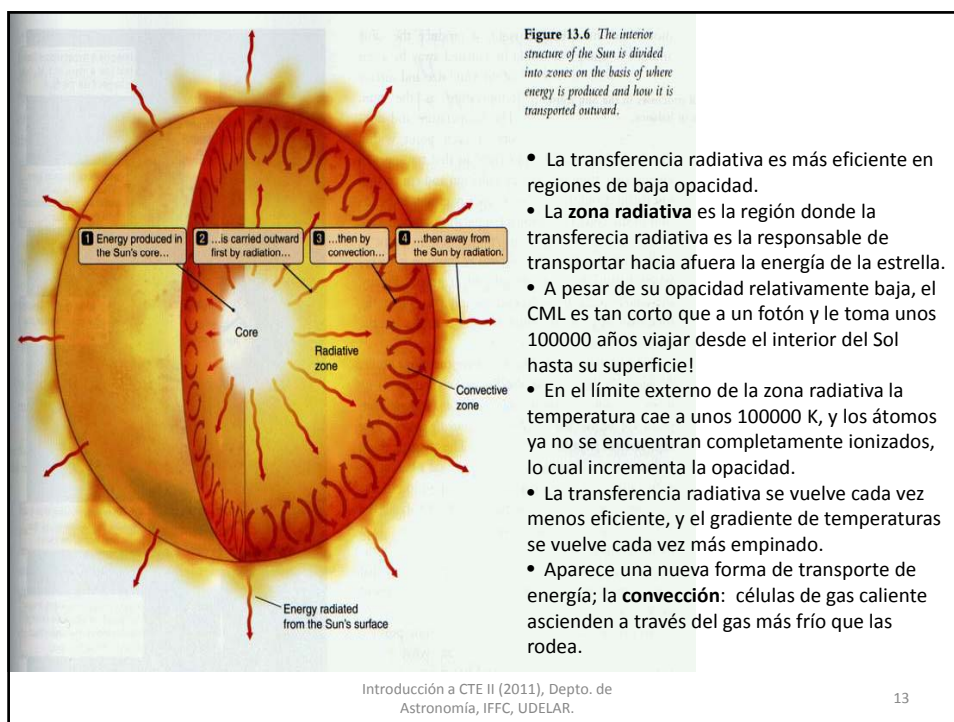
Photons take tortuous paths out of the Sun's interior. Neutrinos pass right on through in just two seconds.

- La **opacidad** del medio es una medida de la dificultad que experimenta la radiación (fotones) en atravesarlo.
- La opacidad depende de varios factores, que incluyen la densidad del material, su composición, su temperatura y la longitud de onda de los fotones que se mueven a través de él.

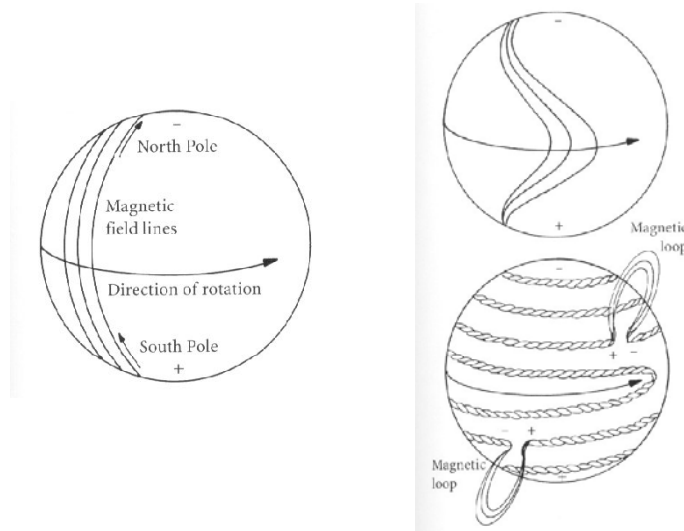
$$CLM = \frac{1}{\kappa\rho} = \frac{1}{\alpha}$$

Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

12



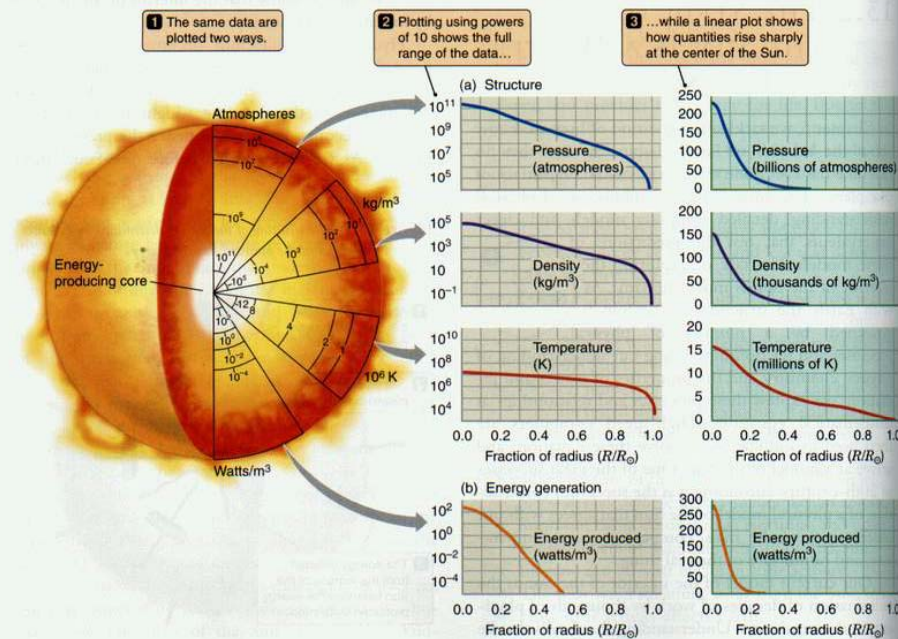
Rotación diferencial y actividad solar



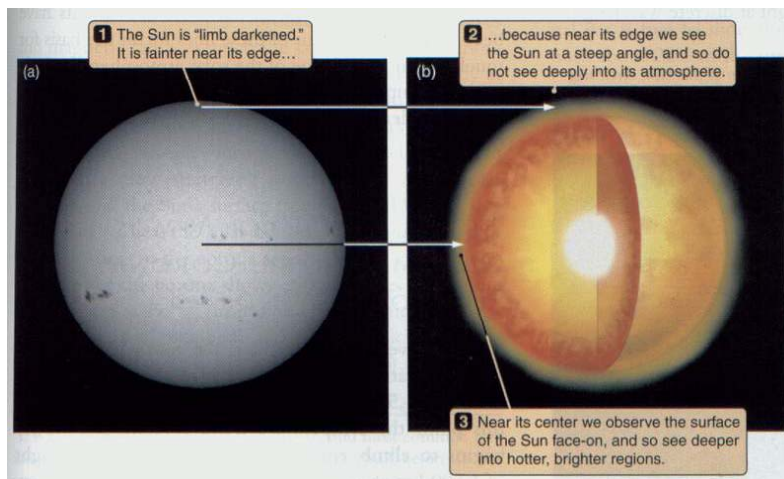
Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

15

Figure 13.2 A cutaway figure showing the interior structure of the Sun. (a) Temperature, density, and pressure increase toward the center of the Sun. (b) Energy is generated in the Sun's core.



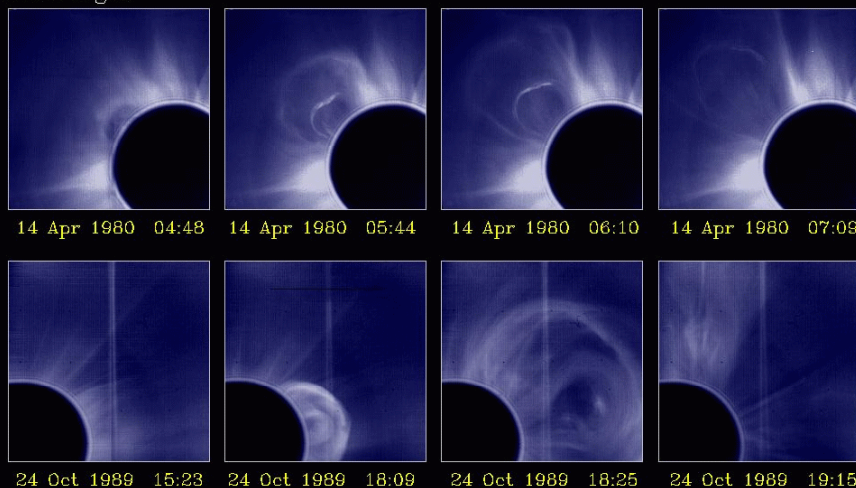
El “oscurecimiento al limbo”



Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

17

White Light

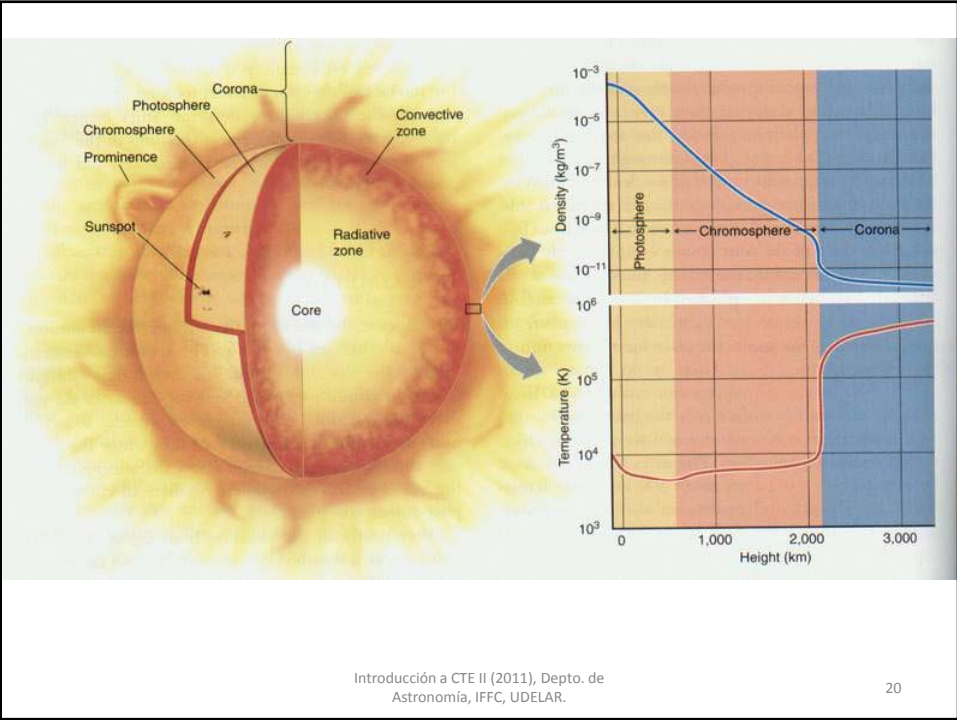


Source: High Altitude Observatory/Solar Maximum Mission Archives

HAO A-014

Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

18

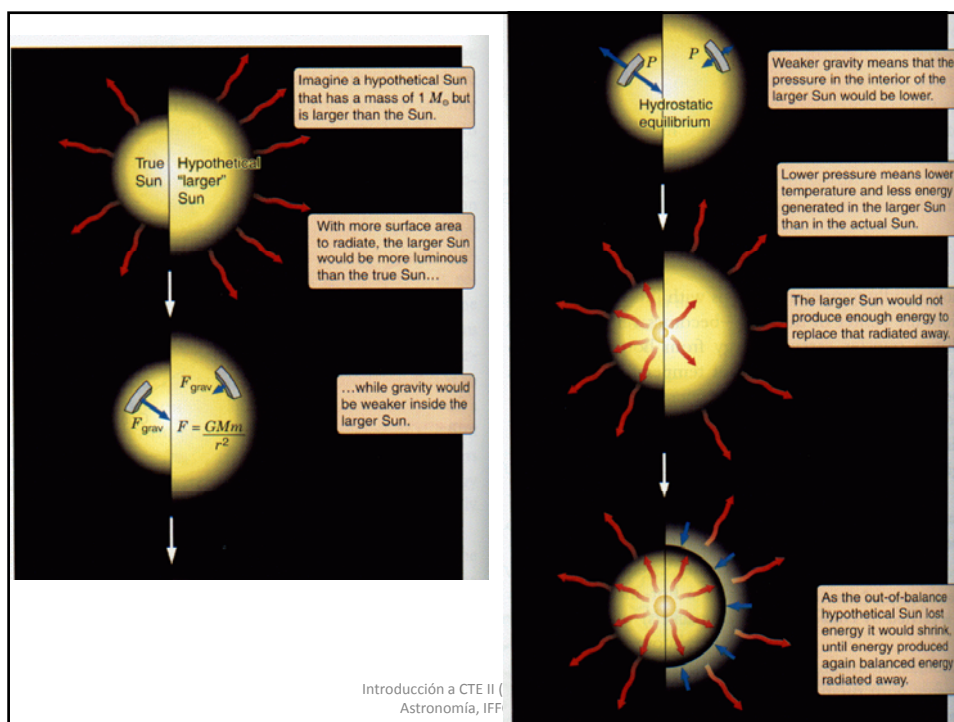


Estructura del Sol

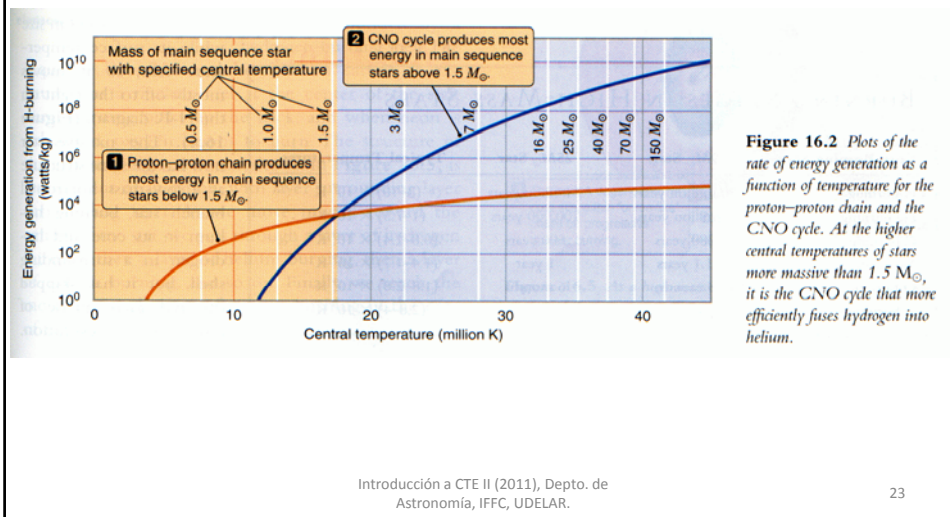
- Interior:
 - Núcleo
 - Zona Radiativa
 - Zona Convectiva
- Atmósfera:
 - Fotósfera
 - Cromósfera
 - Corona
- Viento Solar

Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

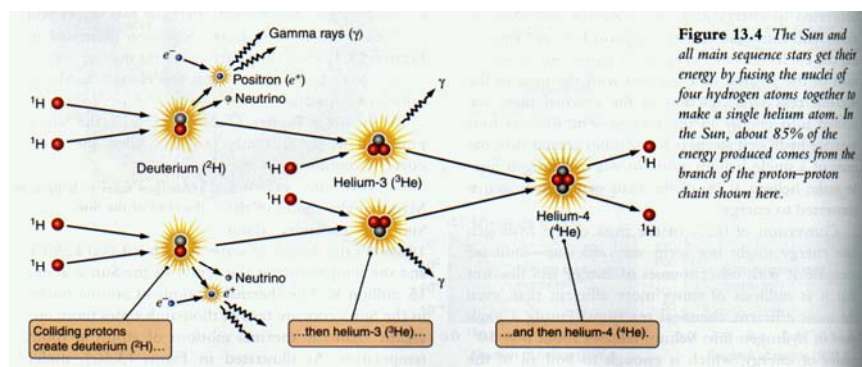
21



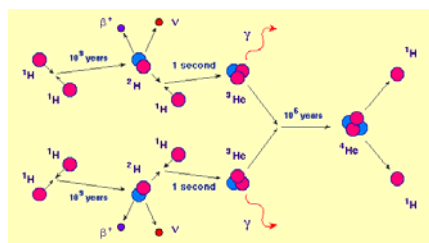
Producción de energía en las estrellas



La cadena protón-protón

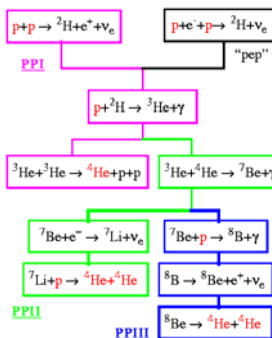


La cadena protón-protón (p-p)



The Proton-Proton Chains

One of the two ways to burn hydrogen.



Tasas de reacción para condiciones al interior del Sol:
 $T \sim 10^7 \text{K}$ $\rho \sim 10^5 \text{ kg/m}^3$

Válida para $T < 2 \times 10^7 \text{K}$, $M < 1.5 M_{\odot}$

La cadena p-p

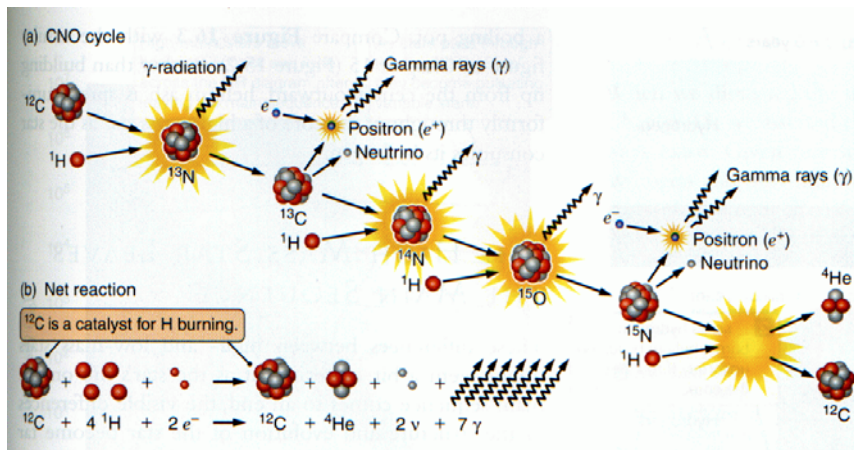
- Fracción de masa que se convierte en energía:

$$\frac{\Delta m}{m(4H)} = 0.007$$

- Energía generada:

$$\mathcal{E} = \Delta m \times c^2$$

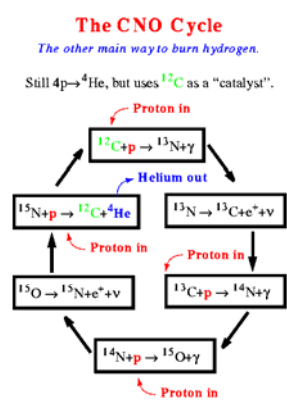
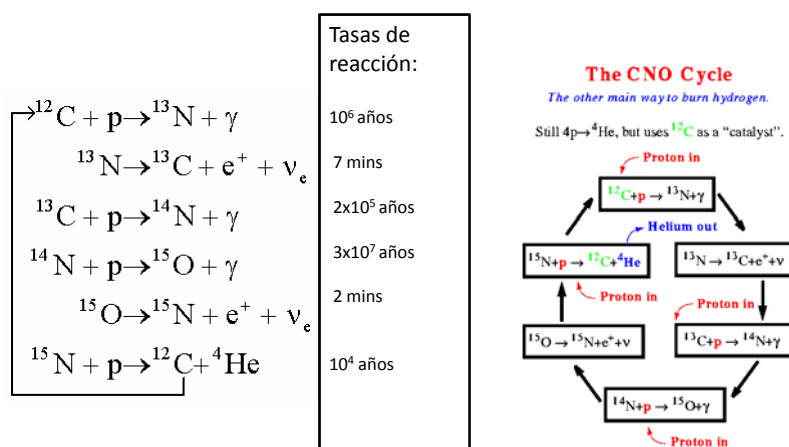
El Ciclo CNO



Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

27

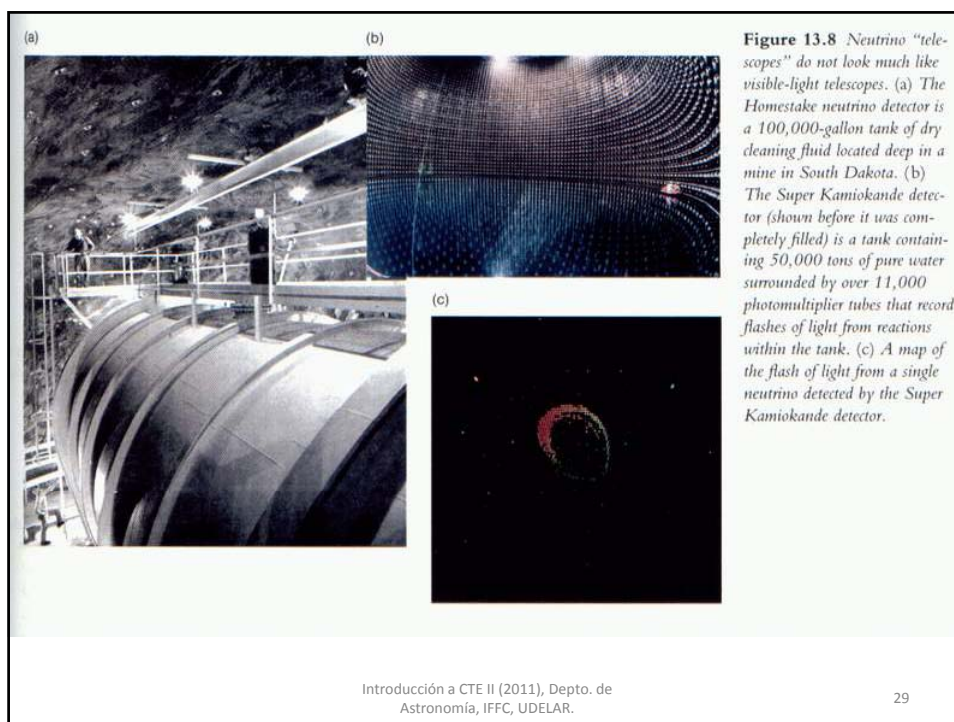
El Ciclo CNO



Las tasas de reacción son para $T \sim 2 \times 10^7$ K.
Para $T \sim 10^9$ K, la reacción se hace explosiva.

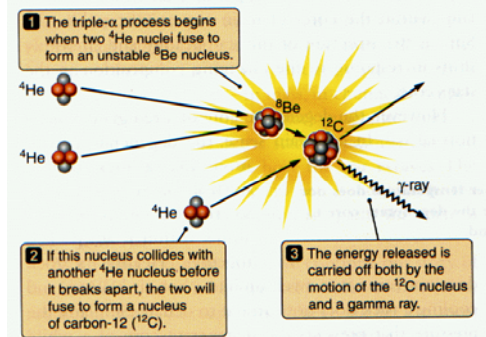
Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

28



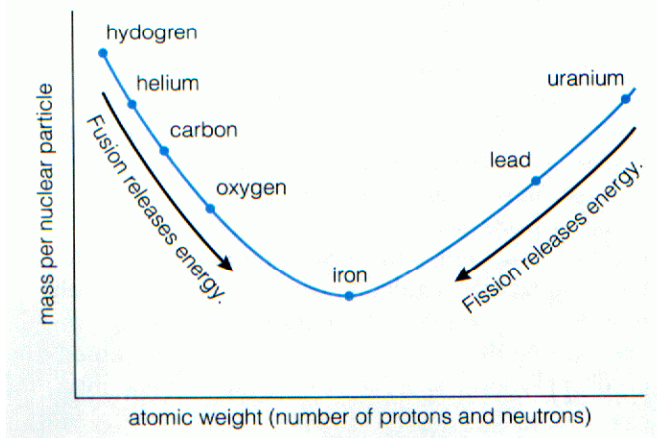
El proceso triple- α

Figure 15.7 The triple- α processes: Two ${}^4\text{He}$ nuclei fuse to form an unstable ${}^8\text{Be}$ nucleus. If this nucleus collides with another ${}^4\text{He}$ nucleus before it breaks apart, the two will fuse to form a stable nucleus of carbon-12 (${}^{12}\text{C}$). The energy produced is carried off both by the motion of the ${}^{12}\text{C}$ nucleus and by a high-energy gamma ray emitted in the second step of the process.



- La combustión del He en estrellas de baja masa se da mediante dos etapas, en un proceso llamado triple- α .

FIGURE 16.18 Overall, the average mass per nuclear particle declines from hydrogen to iron and then increases. Selected nuclei are labeled to provide reference points. (This graph shows the most general trends only; a more detailed graph would show numerous up-and-down bumps superimposed on the general trend.)



Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

31

Stellar fusion processes^a

| PP I chain | PP II chain | PP III chain |
|---|--|--|
| $p^+ + p^+ \rightarrow {}^2_1\text{H} + e^+ + \nu_e$ ${}^2_1\text{H} + p^+ \rightarrow {}^3_2\text{He} + \gamma$ ${}^3_2\text{He} + {}^3_2\text{He} \rightarrow {}^4_2\text{He} + 2p^+$ | $p^+ + p^+ \rightarrow {}^2_1\text{H} + e^+ + \nu_e$ ${}^2_1\text{H} + p^+ \rightarrow {}^3_2\text{He} + \gamma$ ${}^3_2\text{He} + {}^4_2\text{He} \rightarrow {}^7_4\text{Be} + \gamma$ ${}^7_4\text{Be} + e^- \rightarrow {}^7_3\text{Li} + \nu_e$ ${}^7_3\text{Li} + p^+ \rightarrow 2{}^4_2\text{He}$ | $p^+ + p^+ \rightarrow {}^2_1\text{H} + e^+ + \nu_e$ ${}^2_1\text{H} + p^+ \rightarrow {}^3_2\text{He} + \gamma$ ${}^3_2\text{He} + {}^4_2\text{He} \rightarrow {}^7_4\text{Be} + \gamma$ ${}^7_4\text{Be} + p^+ \rightarrow {}^8_5\text{B} + \gamma$ ${}^8_5\text{B} \rightarrow {}^8_4\text{Be} + e^+ + \nu_e$ ${}^8_4\text{Be} \rightarrow 2{}^4_2\text{He}$ |
| CNO cycle ${}^{12}_6\text{C} + p^+ \rightarrow {}^{13}_7\text{N} + \gamma$ ${}^{13}_7\text{N} \rightarrow {}^{13}_6\text{C} + e^+ + \nu_e$ ${}^{13}_6\text{C} + p^+ \rightarrow {}^{14}_7\text{N} + \gamma$ ${}^{14}_7\text{N} + p^+ \rightarrow {}^{15}_8\text{O} + \gamma$ ${}^{15}_8\text{O} \rightarrow {}^{15}_7\text{N} + e^+ + \nu_e$ ${}^{15}_7\text{N} + p^+ \rightarrow {}^{12}_6\text{C} + {}^4_2\text{He}$ | triple-α process ${}^4_2\text{He} + {}^4_2\text{He} \rightleftharpoons {}^8_4\text{Be} + \gamma$ ${}^8_4\text{Be} + {}^4_2\text{He} \rightleftharpoons {}^{12}_6\text{C}^*$ ${}^{12}_6\text{C}^* \rightarrow {}^{12}_6\text{C} + \gamma$ | γ photon p^+ proton e^+ positron e^- electron ν_e electron neutrino |

^aAll species are taken as fully ionised.

Astronomía, IFFC, UDELAR.

32

Evolución Estelar

Cantidad de combustible

$$T_{nuclear} \approx \frac{1.0 \times 10^{10} \times (M(M_{sol}))}{L(L_{sol})} \text{ años}$$

Tasa a la cual se usa el combustible

Tiempo de vida de la estrella en la SP

Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

33

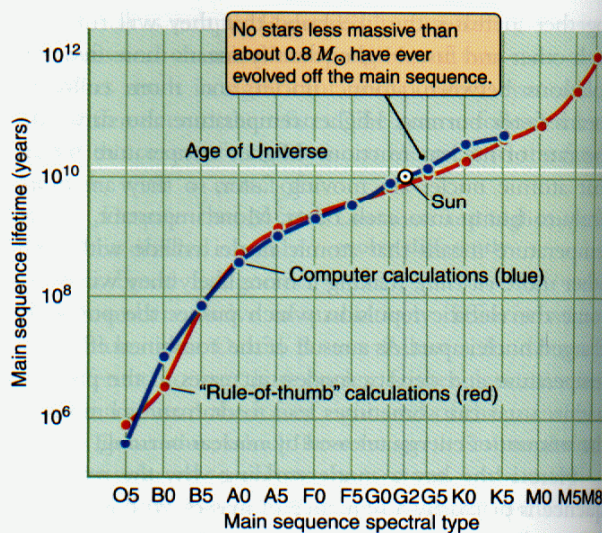
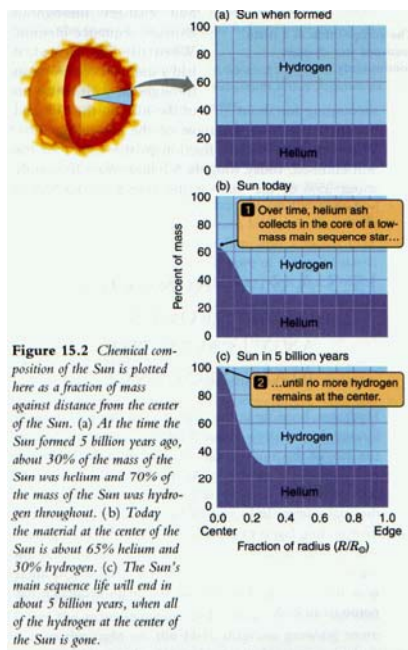


Figure 15.1 The main sequence lifetimes of stars.

Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

34

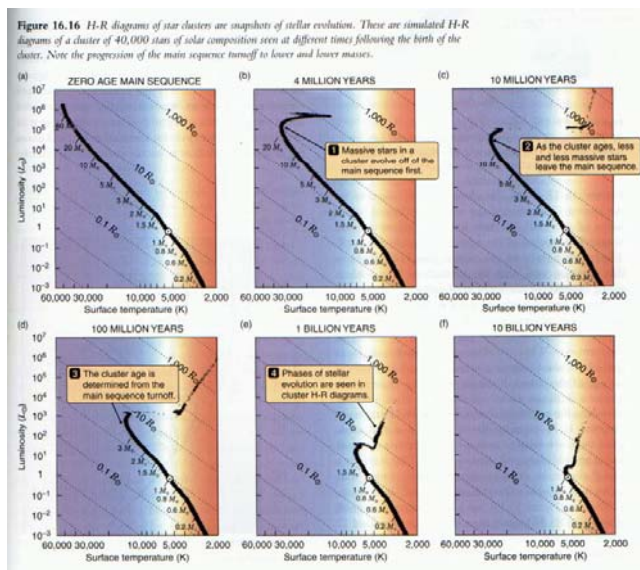
Evolución de la abundancia de H/He en el Sol



Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

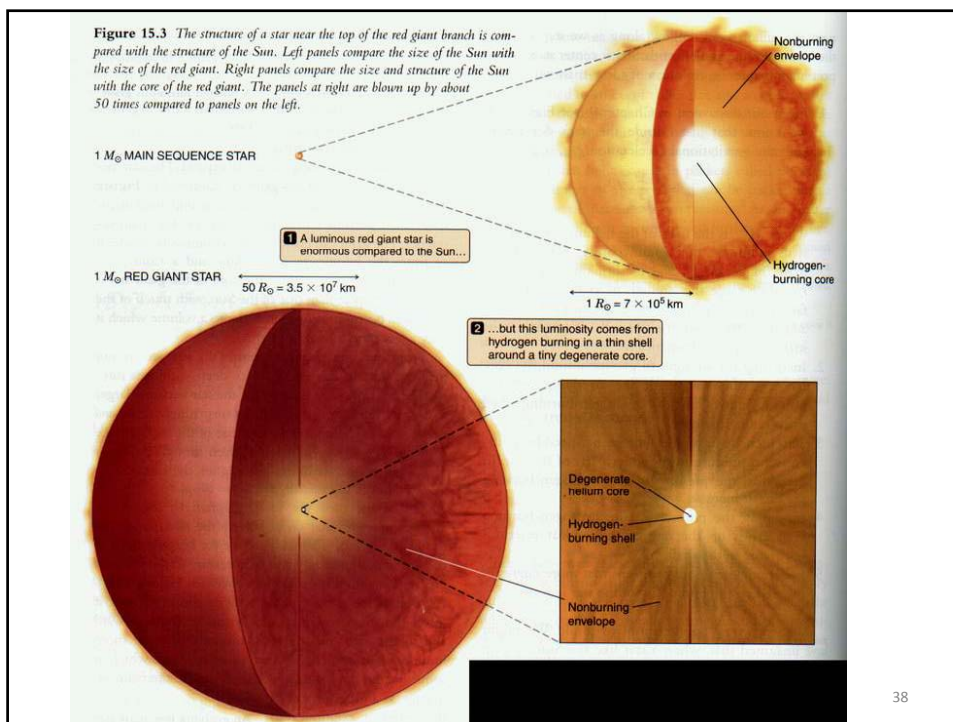
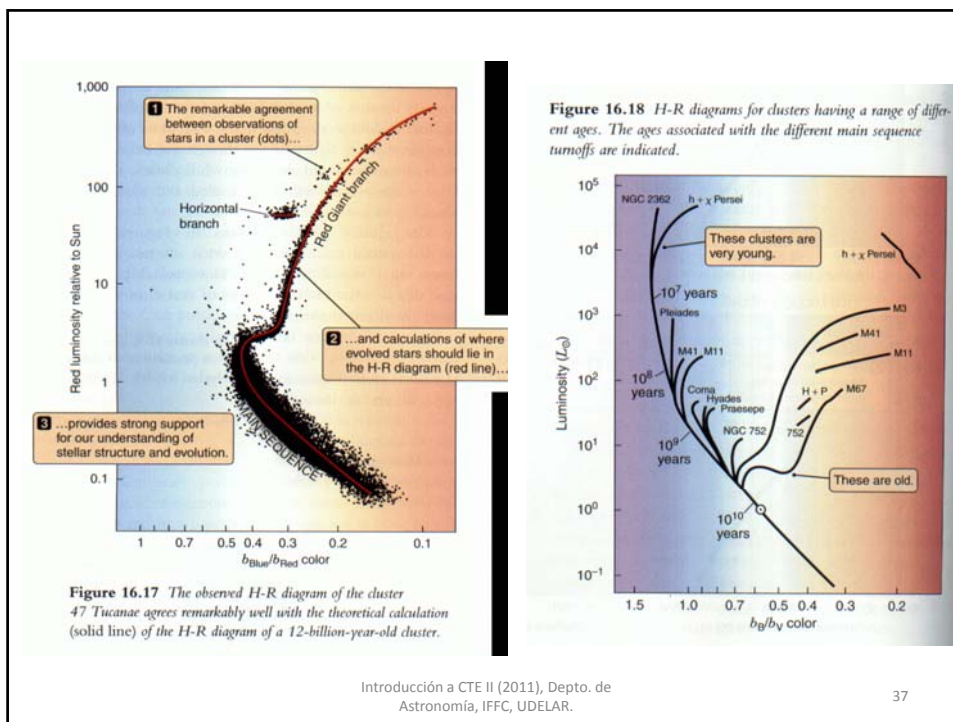
35

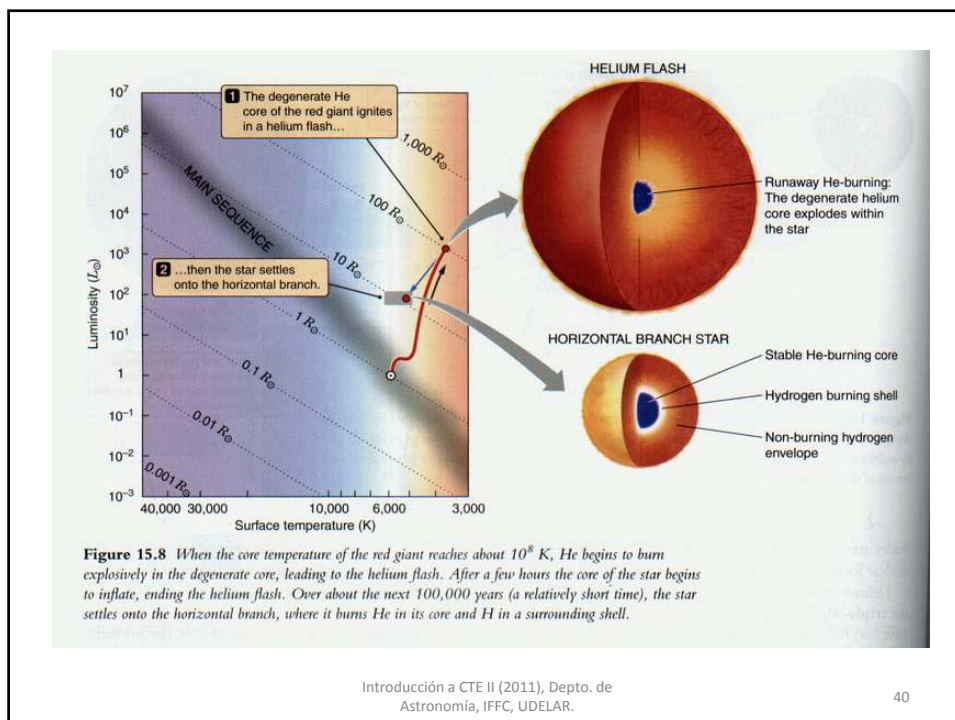
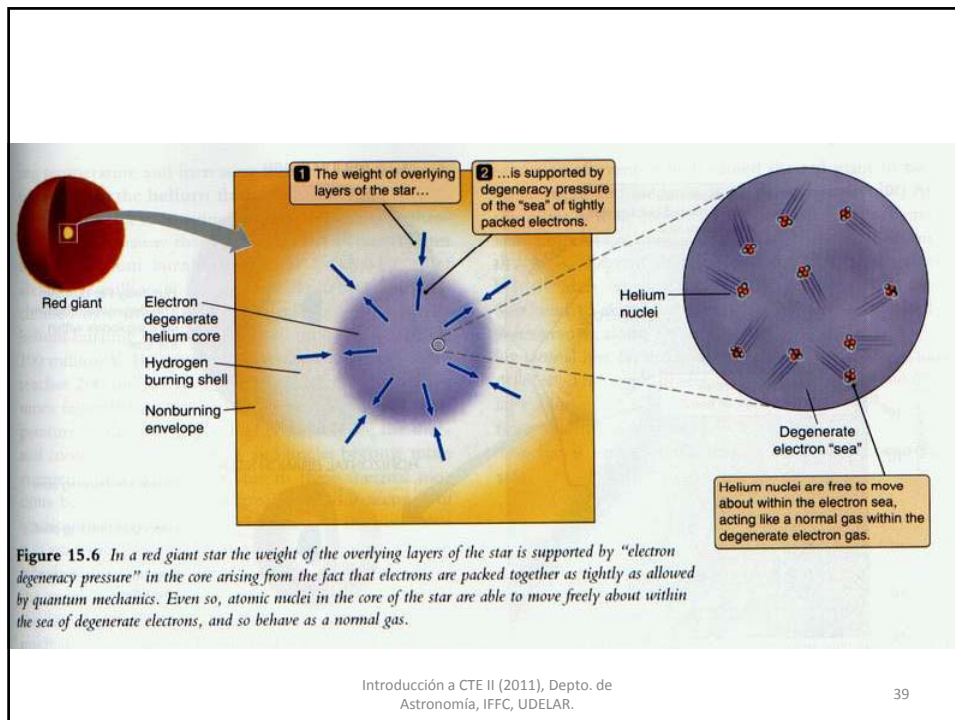
Cuanto más masiva una estrella, más rápido evoluciona

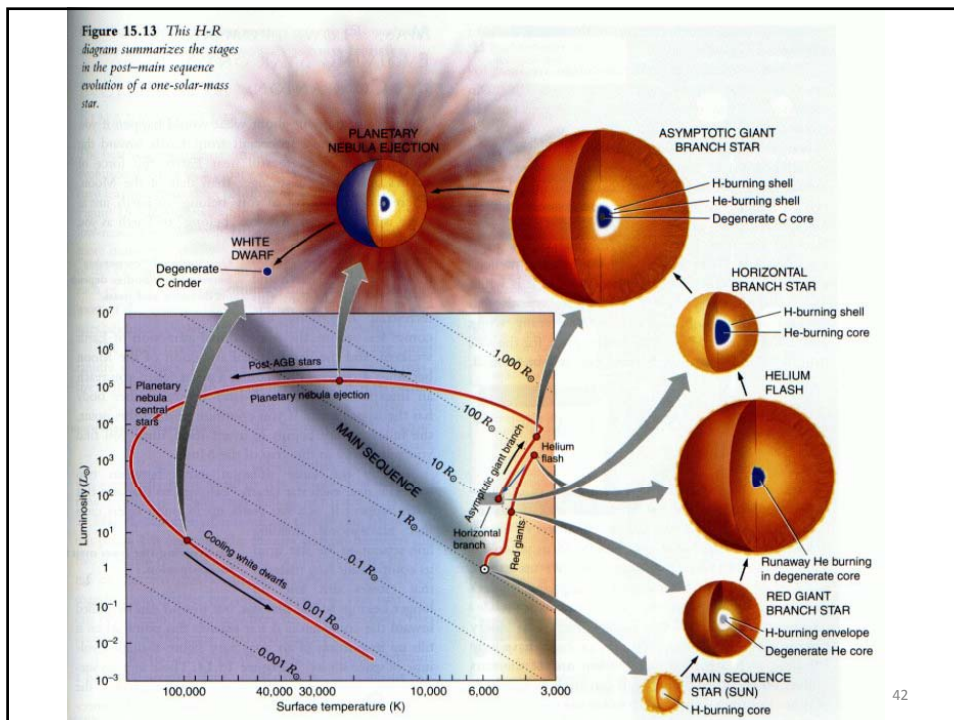
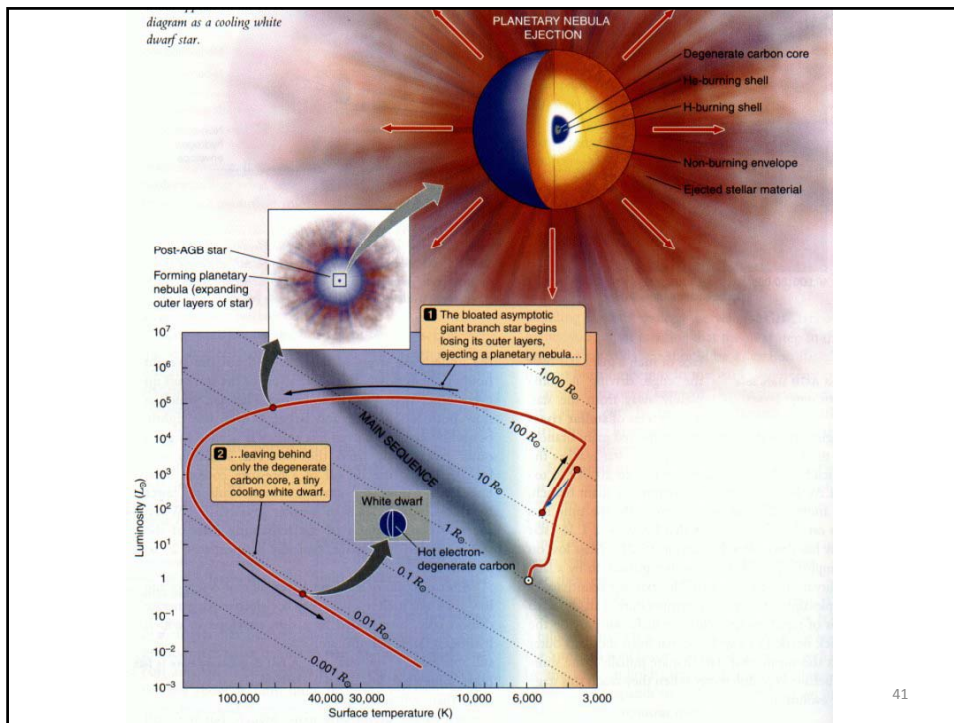


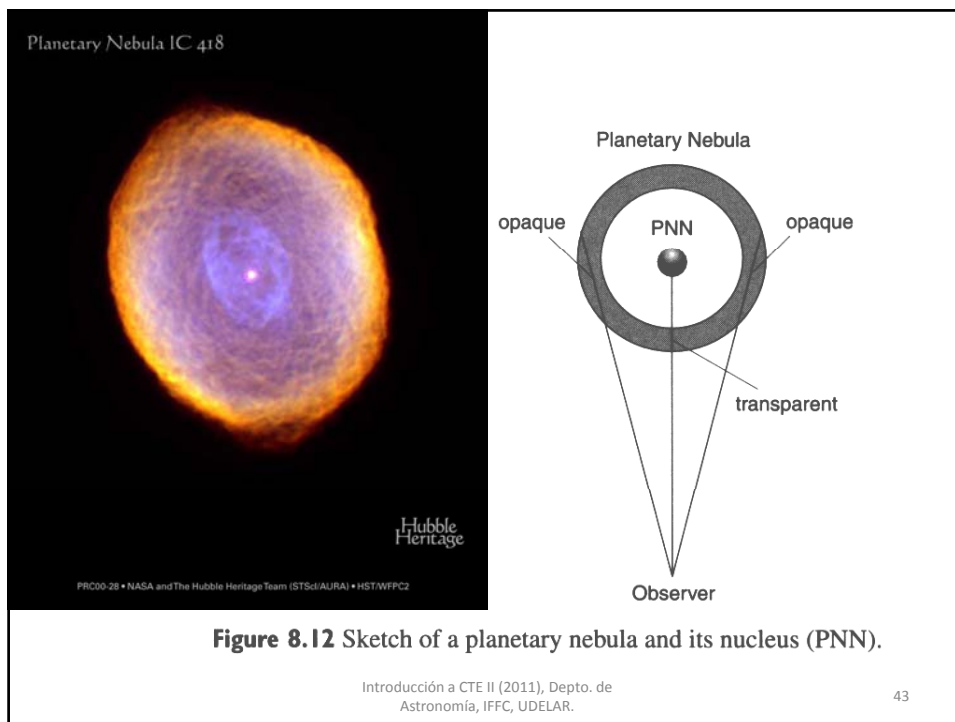
Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

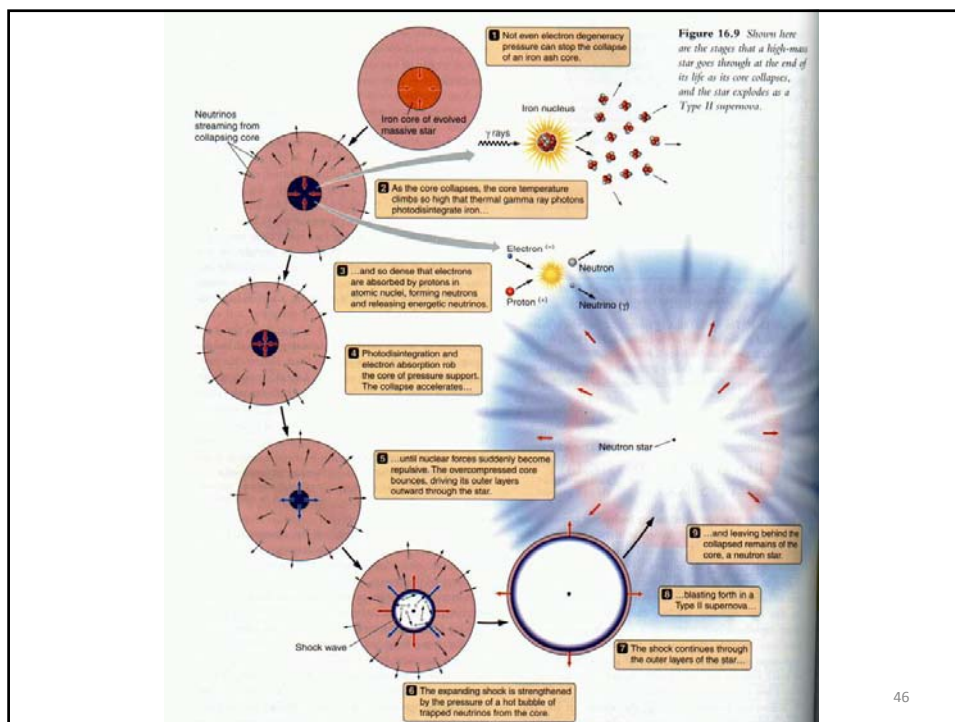
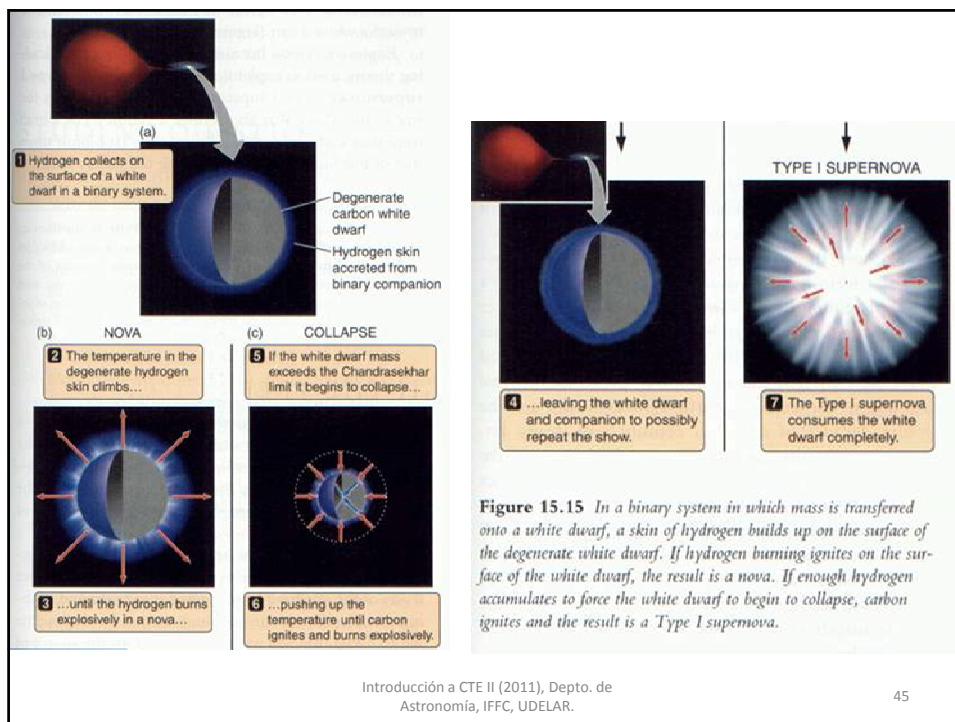
36

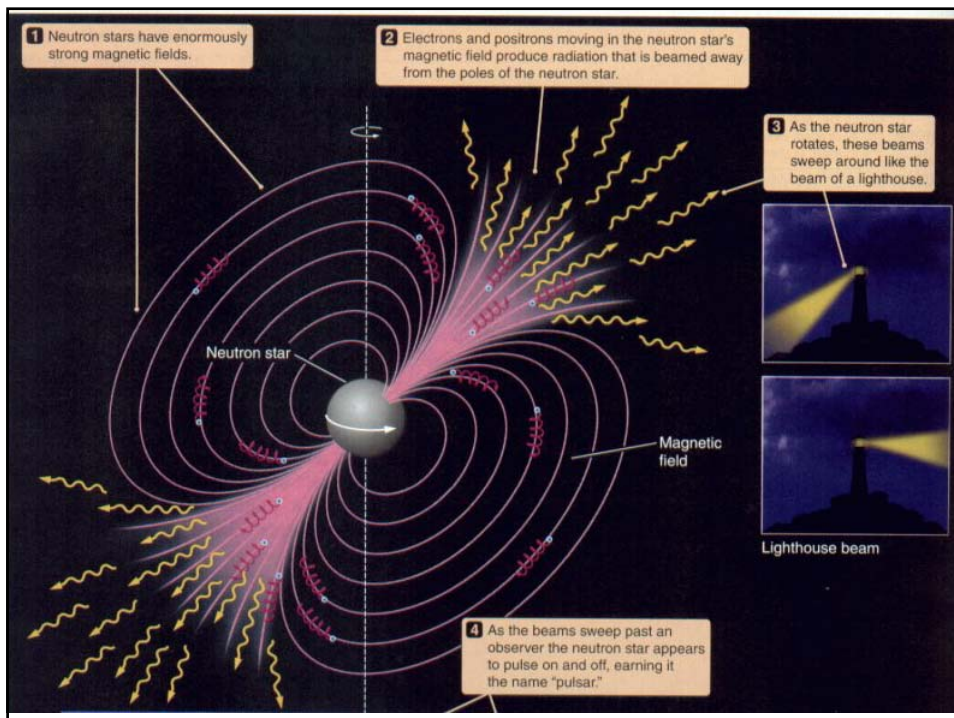
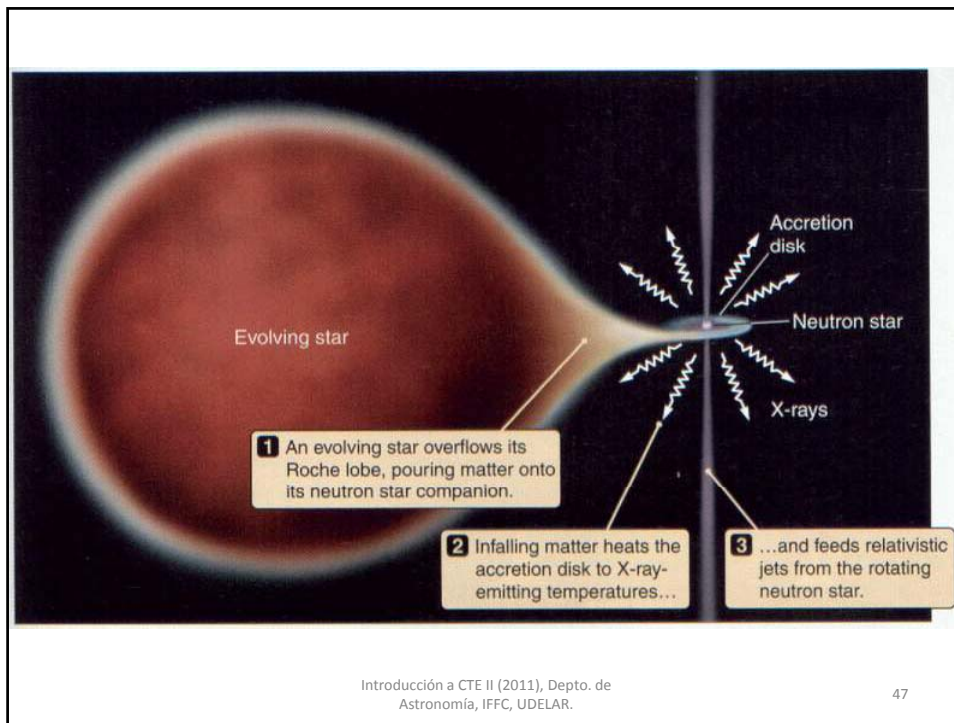


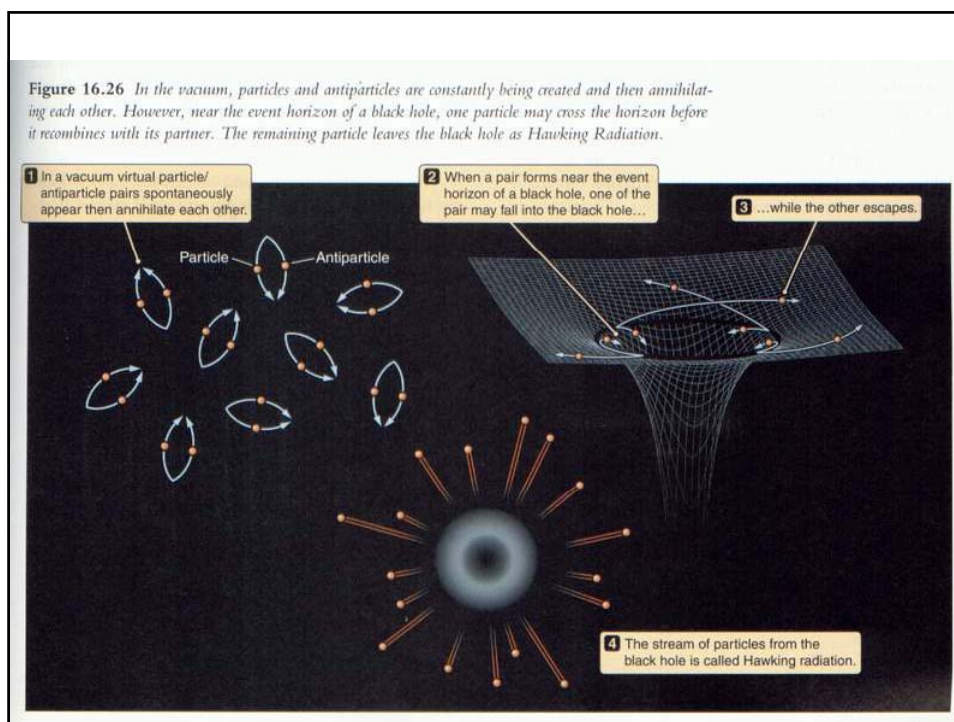












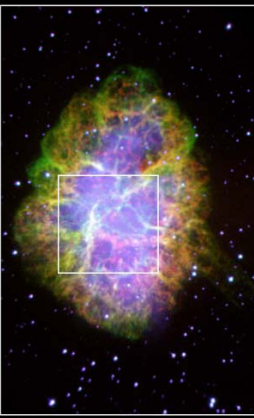
Estrellas Variables

TABLE A.5. Properties of Pulsating Variables.


| Type | Range of Period, P | Spectral Type | Mean brightness M_V and variation ΔM_V | Remarks |
|-------------------------------------|--------------------|---------------|---|------------------------------------|
| RR Lyrae (Cluster Variables) | < 1 d | A4 to F4 | $M_V = 0.6$ $\Delta M_V \sim 1.0$ | Found in the halo of the Galaxy |
| Classical Cepheids | 1–50 | F to K | $M_V = -2.6$ to -5.3 $M_V, \Delta M_V$ depend on P $\Delta M_V \sim 0.4$ to 1.4 | Found in the disk of the Galaxy |
| W Virginis Stars (Type II Cepheids) | > 10 | F, G | $M_V =$ one or two mag. less luminous than Class. Ceph. of similar period. $\Delta M_V = 1.2$ | Halo population |
| Mira Stars (Long Period Variables) | 100–1000 | Red giant | $M_V \sim$ from -2.2 to 0 , $\Delta M_V =$ from 3 to 5 for increasing period | Intermediate between disk and halo |
| Semiregular Variables | 40–150 | Red giant | $M_V = 0$ to -1 $\Delta M_V \sim 1.6$ | Disk population |

- Pulsantes
- Eruptivas: T Tauri, novas, supernovas
- Eclipsantes

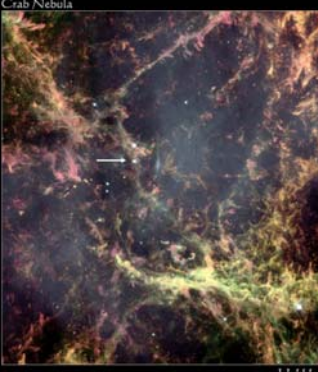
Crab Nebula



Palomar
PRC96-22a - ST Sci OPO - May 30, 1996
J. Hester and P. Scowen (AZ State Univ) and NASA



HST



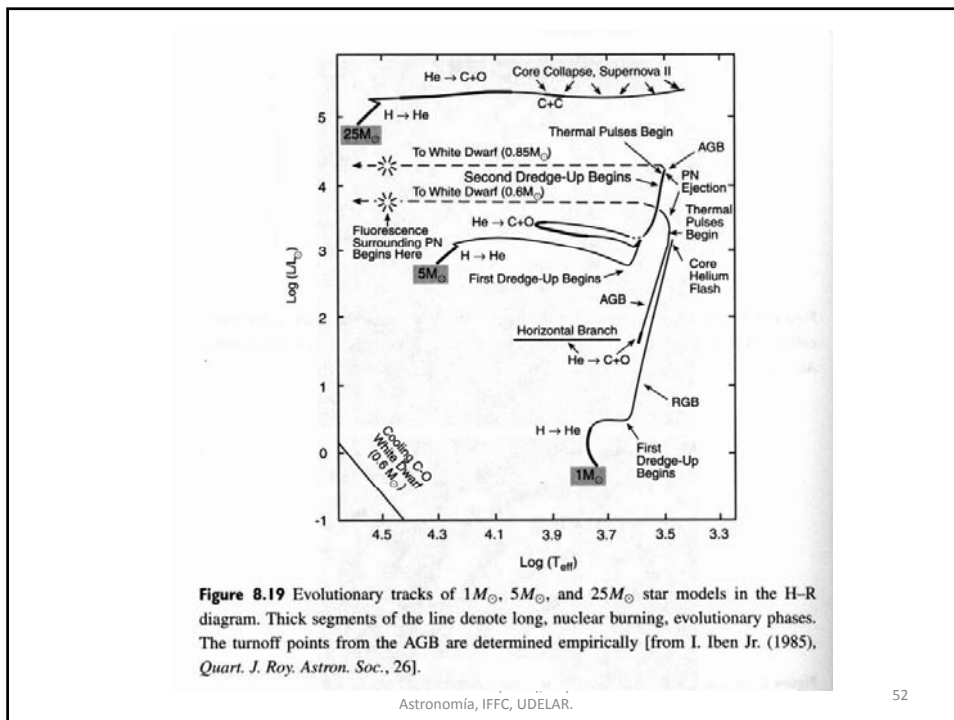
Crab Nebula

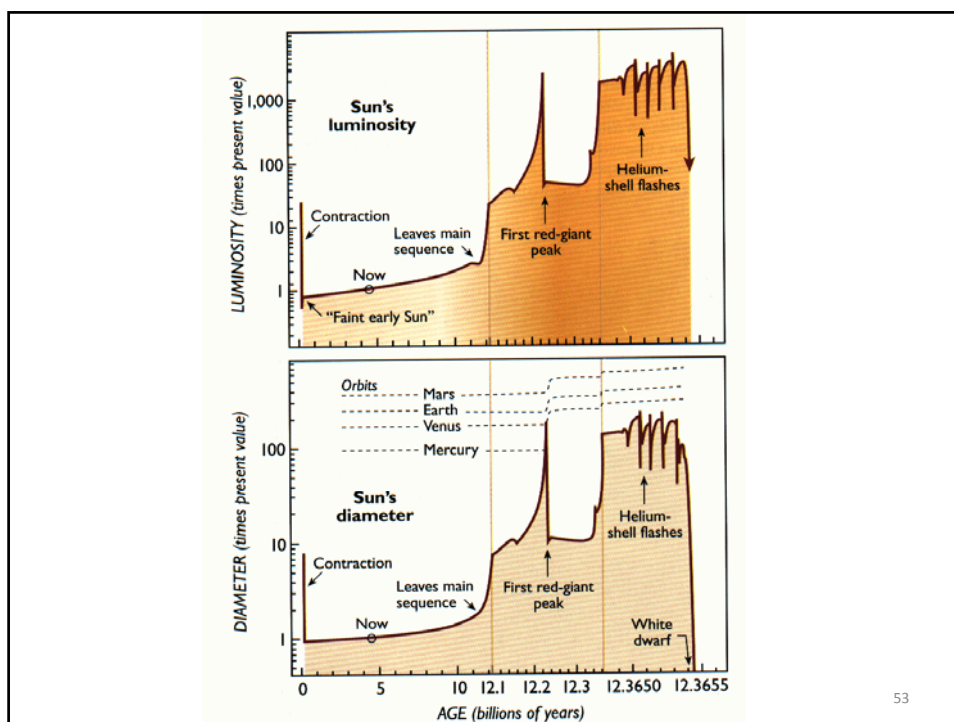
Hubble Heritage

PRC00-11 - Space Telescope Science Institute • NASA and The Hubble Heritage Team (STScI/AURA)

Nebulosa y pulsar del Cangrejo
Explosión de SN en 1054 AD

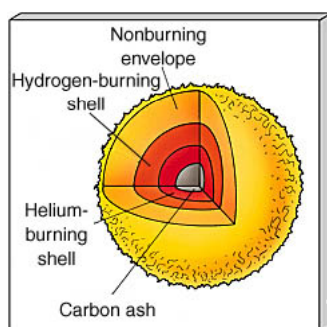
Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.



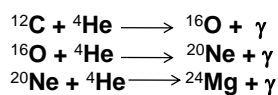


53

Formación de elementos más pesados



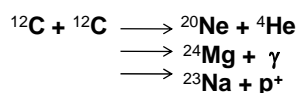
- En el borde exterior de la capa de cenizas de Carbono y el interior de la capa de quema de Helio, se pueden dar reacciones de formación de átomos más pesados como:



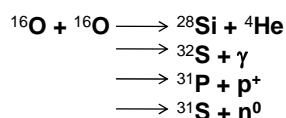
54

La combustión de carbono y oxígeno

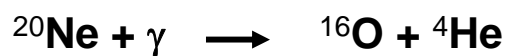
- Si $T > 7 \times 10^8$ K, se produce la quema de Carbono. Puede durar por 1000 años.



- Si $T > 2 \times 10^9$ K, se produce la quema de Oxígeno. Puede durar por 1 año.

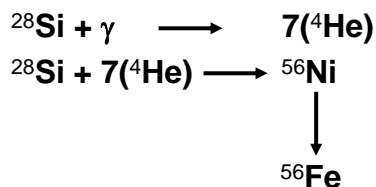


Fotodesintegración de núcleos



El final de la formación de elementos por reacciones termonucleares: **la quema de Silicio**

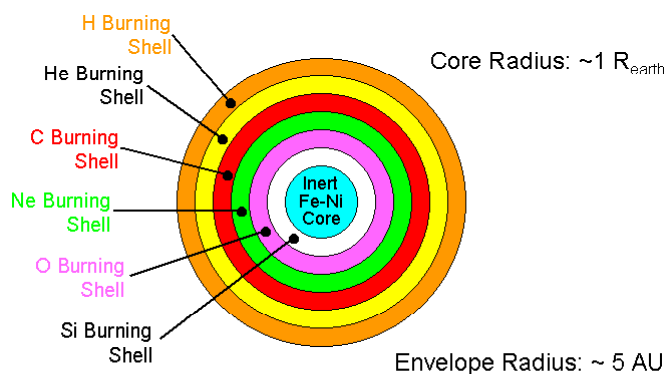
- Se requieren $T > 3 \times 10^9 \text{K}$ y $\rho > 10^{11} \text{kg m}^{-3}$.
- Implica la rotura de los núcleos de Silicio en un mar de partículas α (^4He), p^+ , n^0 ; que se unen hasta formar ^{56}Ni .
- Luego por neutronización, se obtiene ^{56}Fe .
- La quema de silicio dura ~ 1 día !



Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

57

La “cáscara de cebolla”



Estrellas de mas de $8 M_{\odot}$ alcanzan a formar Fe en su carozo central

Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

58

El colapso final

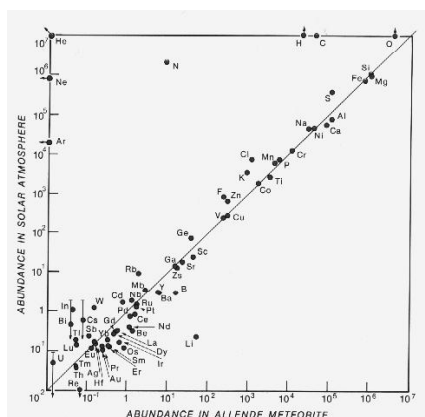
- Por estar el ^{56}Fe en el máximo de la curva de energía de ligadura por nucleón, la fusión no avanza mas allá de ese límite. Al desaparecer la presión de radiación por falta de mecanismo de generación de energía, la estrella colapsa.
- Si $T > 10^{10}\text{K}$ se produce la fotodesintegración de los núcleos en p^+, n^0 y e^- .
- Para una estrella $20 M_{\odot}$:
 - 10 millones de años quemando H
 - 1 millón de años quemando He
 - 1000 años quemando C
 - 1 año quemando O
 - unos días quemando Si
 - < 1 seg colapsa el núcleo reconvirtiendo todo nuevamente a p^+, n^0 y e^-
- La neutronización: $p^+ + e^- \rightarrow n^0 + \text{neutrino}$

produce la liberación de un intenso flujo de neutrinos y la formación de una estrella de neutrones. Se alcanzan densidades de $10^{17} - 10^{18} \text{ kg m}^{-3}$ (una caja de fósforos pesaría 15 mil millones de toneladas).

Introducción a CTE II (2011), Depto. de
Astronomía, IFFC, UDELAR.

59

La falta de Litio

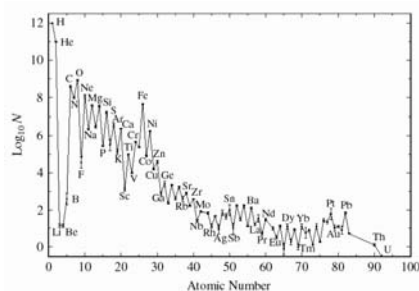
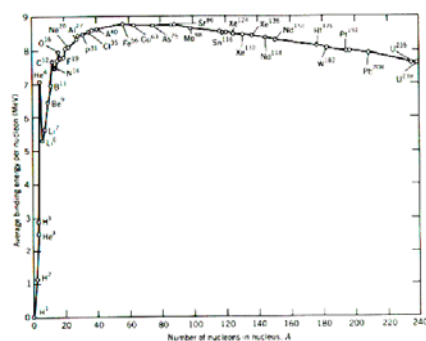


- El bombardeo de protones a $T \sim 2.5 - 5 \times 10^6 \text{ K}$, produce la destrucción de Li, Be y B.
- Esas temperaturas se alcanzan a mitad de distancia al centro del Sol. Por mezclado convectivo, el Li sobreviviente en el interior alcanza la fotosfera, desde donde es medido.

Introducción a CTE II (2011), Depto. de
Astronomía, IFFC, UDELAR.

60

¿Cómo cruzar la barrera del Hierro?

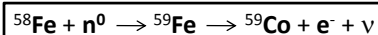


Introducción a CTE II (2011), Depto. de
Astronomía, IFFC, UDELAR.

61

La captura de neutrones y la producción de elementos pesados

- Los neutrones libres son inestables con una vida media de 890 s (mitad de vida 617 s). Los núcleos formados por captura de neutrones son inestables respecto a decaimientos β . Por ej.:



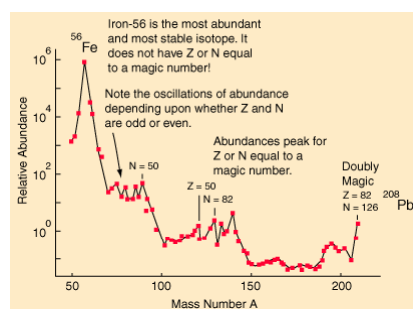
- La captura de neutrones se divide en dos clases
 - **El proceso s**: Captura de neutrones lenta (*slow*), donde el núcleo producido decae a un núcleo estable antes que ocurran nuevas capturas. Produce núcleos con pocos neutrones.
 - **El proceso r**: Captura de neutrones rápida (*rapid*), donde el flujo de neutrones es tan intenso que el núcleo captura muchos neutrones antes de decaer. Produce núcleos con exceso de neutrones.

Introducción a CTE II (2011), Depto. de
Astronomía, IFFC, UDELAR.

62

Los números mágicos

- Elementos con número de neutrones (N) o protones (Z) iguales a 2, 8, 20, 28, 50, 82 o 126 son más estables que el resto y presentan abundancias mayores.
- Estos números son un efecto de la mecánica cuántica de cáscaras completas, en forma análoga a la estabilidad química que se logra cuando se completa una cáscara de electrones en los gases nobles.
- Cuando alcanzamos un número mágico por captura de neutrones (proceso s), se hace poco probable capturar nuevos neutrones.



Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

63

¿Dónde se produce el proceso s?

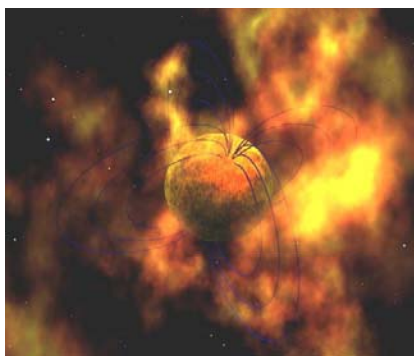
- En la cáscara de quema de He en una estrella del AGB (Asymptotic Giant Branch).
- Pulsos sucesivos de quema de He. La superposición de capas convectivas lleva los núcleos masivos producidos por proceso s hacia las capas exteriores. Estos son finalmente inyectados en el medio interestelar a través del viento estelar o en la eyección de la atmósfera estelar durante la formación de una nebulosa planetaria.
- También se puede producir en estrellas de quema de C.

Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

64

¿Dónde se produce el proceso r ?

- En el viento de una estrella neutrónica naciente. El colapso del carozo en una SN Tipo II o Ib deja un estrella neutrónica caliente ($T > 10^{11}K$). La que se enfría por emisión de neutrinos en una escala de tiempo de 10s. Se produce un viento que transporta hasta $10^{-4} M_{\odot}$, suficiente para explicar la formación de los núcleos tipo r .



Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

65

Faltan explicar 35 núcleos..

- Existen 35 núcleos cuya formación no es explicable por los procesos s y r (92 y ^{94}Mo , 96 y ^{98}Ru , ^{144}Sm ,...)

Solución: El proceso p

Tipos de procesos p

- Captura de protones (de ahí el nombre), aunque no es el principal.
- Núcleos r y s preexistentes expuestos a altas temperaturas sufren reacciones tipo (γ, n^0) , que los vuelven ricos en p^+ . Luego comienzan una cascada de reacciones (γ, p^+) y (γ, α) , que los “funden” hacia el Fe. Si la temperatura baja suficientemente rápido, la caída hacia Fe es incompleta, y deja una abundancia de núcleos ricos en p^+ (los núcleos tipo p).

Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

66

¿Dónde se produce el proceso “p”?

- En el caso de captura de p^+ , en el momento del pasaje del frente de choque de una SN por su envoltente rica en H. Poco eficiente
- Para la caso de la “fundición”, se da en el colapso del carozo de una SN Tipo II, en la cáscara de O/Ne. El frente de choque de la SN calienta la cáscara y “funde” parcialmente los núcleos. La desintegración solo es relevante, por lo que se ha sugerido pasar a llamar a este proceso γ .