

Remanentes Estelares

Mauro Jélvez

July 2024

Final de evolución estelar

La masa determina la evolución de las estrellas y también su destino final:

M	Remnant
$< 0.5M_{\odot}$	$\tau > \text{Hubble time}$
$0.5 < M/M_{\odot} < 8$	WD + planetary nebula
$\sim 8 < M/M_{\odot} < ?$	core collapse + SN \rightarrow NS or BH (?)

Enanas Blancas

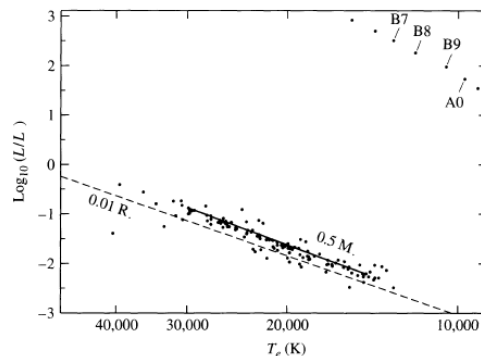
Se ubican en la esquina inferior izquierda de el diagrama HR, en una línea casi paralela a la SP.

- **DA White Dwarfs:** Grupo más abundante, muestran solo líneas de absorción de hidrógeno ampliadas por presión en sus espectros
- **DB White Dwarfs:** No tienen líneas de hidrógeno (8%), solo muestran líneas de absorción de helio.
- **DC White Dwarfs:** No muestran línea alguna (14%), sólo un continuo carente de características
- **DQ White Dwarfs:** Exhiben líneas de carbono en su espectro.
- **DZ White Dwarfs:** Líneas de metales.

Condiciones centrales de las enanas blancas

$$P_c \approx 3.8 \times 10^{22} \text{ N m}^{-2}$$

$$T_c \approx 7.6 \times 10^7 \text{ K}$$

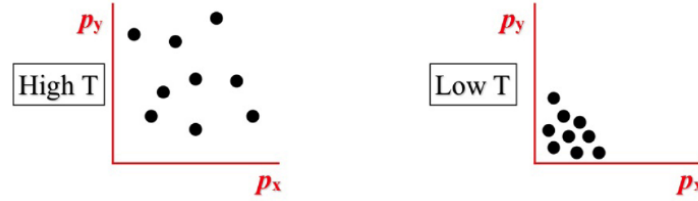


Enanas Blancas Pulsantes

Temperatures $\approx 12,000$ K están en la banda de inestabilidad en el diagrama de HR, períodos de 100-1000s. Conocidas como DAV stars, sus variaciones en el brillo son debido a las variaciones de temperatura en la superficie de la estrella.

Presión Degenerada

Las enanas blancas no producen energía en su interior, por lo que no pueden mantenerse a ellas mismas de la gravedad usando la presión del gas. Si no que está soportada por la presión degenerada.



Definimos la presión degenerada no relativista como:

$$P_{deg} = \frac{h^2}{20m_e} \left(\frac{3}{\pi}\right)^{2/3} n_e^{5/3}$$

La cual depende sólo de constantes fundamentales y la densidad de electrones.

Para un gas degenerado relativista:

$$P_{deg} = \frac{1}{8} \left(\frac{3}{\pi}\right)^{1/3} hc n_e^{4/3}$$

Por lo que tendremos:

non-relativistic

$$P_{deg} = K_1 \rho^{5/3}$$

where

$$K_1 = \frac{h^2}{20m_e} \left(\frac{3}{\pi}\right)^{2/3} \left(\frac{1+X}{2m_H}\right)^{5/3}$$

relativistic

$$P_{deg} = K_2 \rho^{4/3}$$

$$K_2 = \frac{hc}{8} \left(\frac{3}{\pi}\right)^{1/3} \left(\frac{1+X}{2m_H}\right)^{4/3}$$

Lo más importante es que la presión no depende de la temperatura, sólo de la composición química. El límite de masa para las enanas blancas se conoce como el límite de Chandrasekhar.

Masa de Chandrasekhar

Se llega cuando los electrones son completamente relativistas.

$$M_{Ch} = 1.44 M_{\odot}$$

Estrellas de Neutrones

$$\rho \approx 1.2 \times 10^{10} \text{ kg m}^{-3}$$

1. La corteza externa consiste en núcleos pesados, en forma de un "océano" fluido o una red sólida, y electrones degenerados relativistas. Cerca de la superficie, los núcleos son probablemente ^{56}Fe . A mayor profundidad y densidad, se encuentran núcleos progresivamente más ricos en neutrones hasta que comienza el goteo de neutrones en la parte inferior de la corteza externa (donde $\rho \approx 4 \times 10^{14} \text{ kg m}^{-3}$).
2. La corteza interna consiste en una mezcla de tres partes de una red de núcleos como ^{118}Kr , un superfluido de neutrones libres y electrones degenerados relativistas. La parte inferior de la corteza interna ocurre donde $\rho \approx \rho_{\text{nuc}}$, y los núcleos se disuelven.
3. El interior de la estrella de neutrones consiste principalmente en neutrones superfluidos, con un número menor de protones superconductores superfluidos y electrones degenerados relativistas.
4. Puede o no haber un núcleo sólido consistente en piones u otras partículas subnucleares. La densidad en el centro de una estrella de neutrones de $1.4 M_{\odot}$ es de aproximadamente $10^{18} \text{ kg m}^{-3}$.

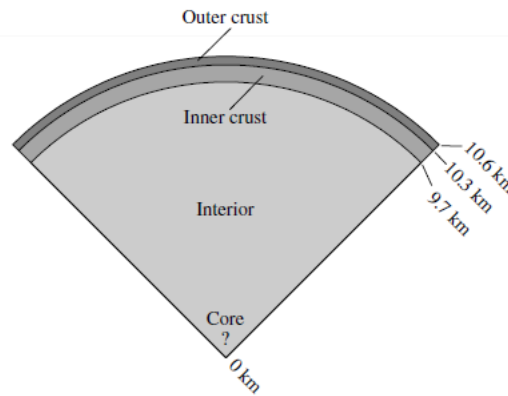


FIGURE 11 A $1.4 M_{\odot}$ neutron star model.

Las estrellas de neutrones poseen campos magnéticos extremadamente fuertes:

$$B_{ns} \approx 1.3 \times 10^{10} \text{ T}$$

Límite de Masa para Estrellas de Neutrones

Debido al límite de Chandrasekhar, la presión de neutrones degenerados es incapaz de sostener a la estrella de la gravedad, que es cerca de las $\approx 3M_{\odot}$, sobre este límite la estrella de neutrones colapsará en un agujero negro.

Agujeros Negros

$$v_{esc} = \sqrt{\frac{2GM}{R}}$$

$$R_S = 3\text{km} \frac{M}{M_{\odot}}$$

Cuando la velocidad de escape es igual a la velocidad de la luz.