

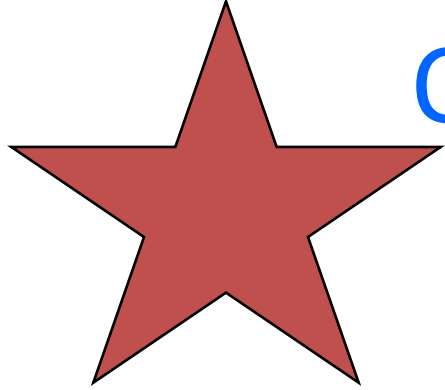
# Evolução Estelar I

Prof. Jorge Meléndez

Departamento de Astronomia, IAG/USP

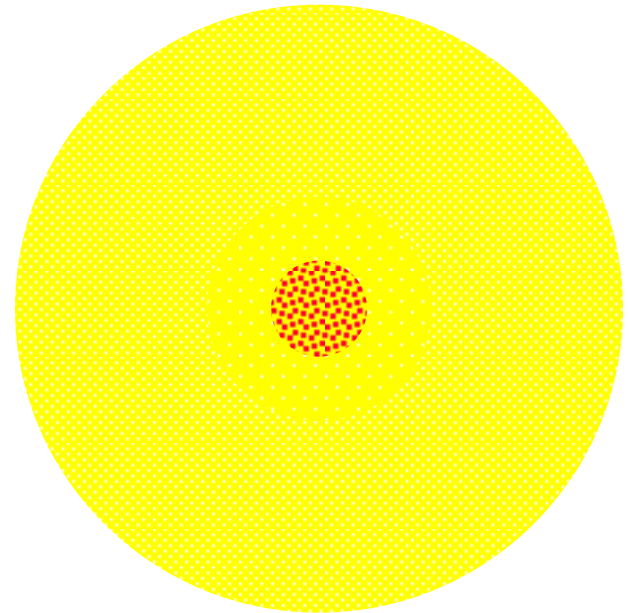
AGA 0205 – Elementos de Astronomia

2013-B

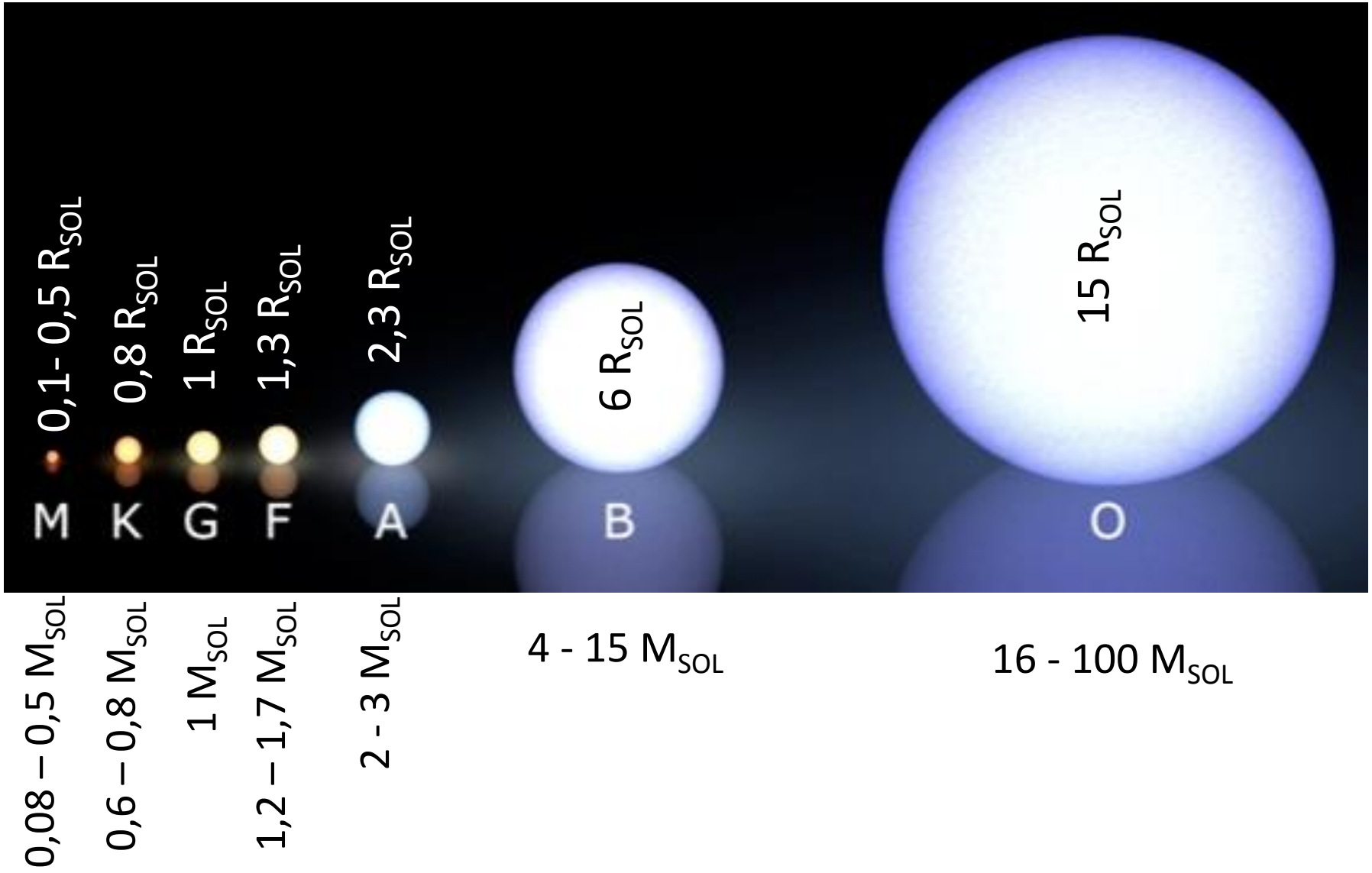


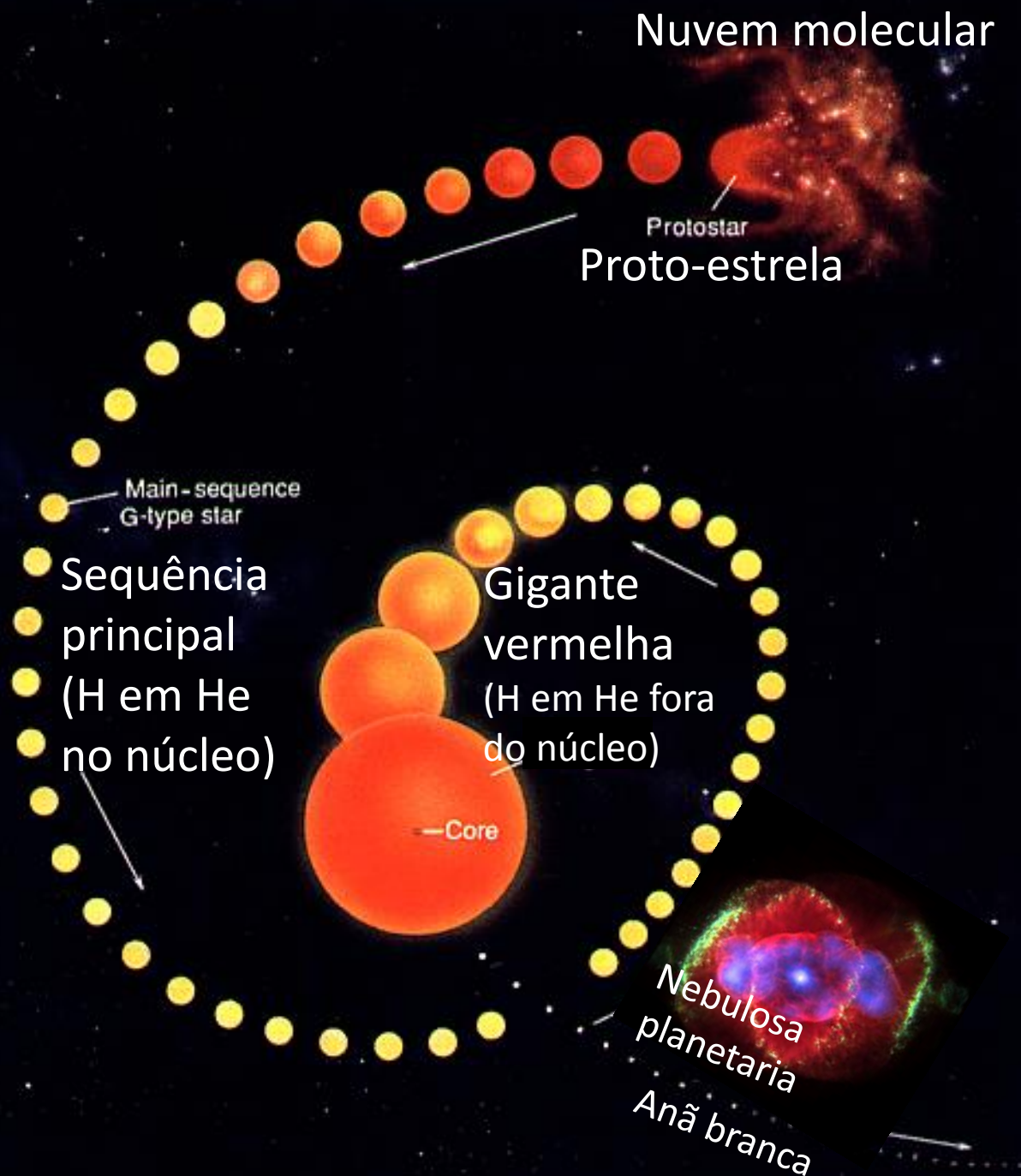
O que é uma  
estrela?

É um corpo **gasoso**  
no interior do qual  
ocorrem reações de  
**fusão nuclear** formando  
elementos mais pesados.



# Raios (R) e massas (M) de estrelas na sequência principal (queima de **H** em **He**)

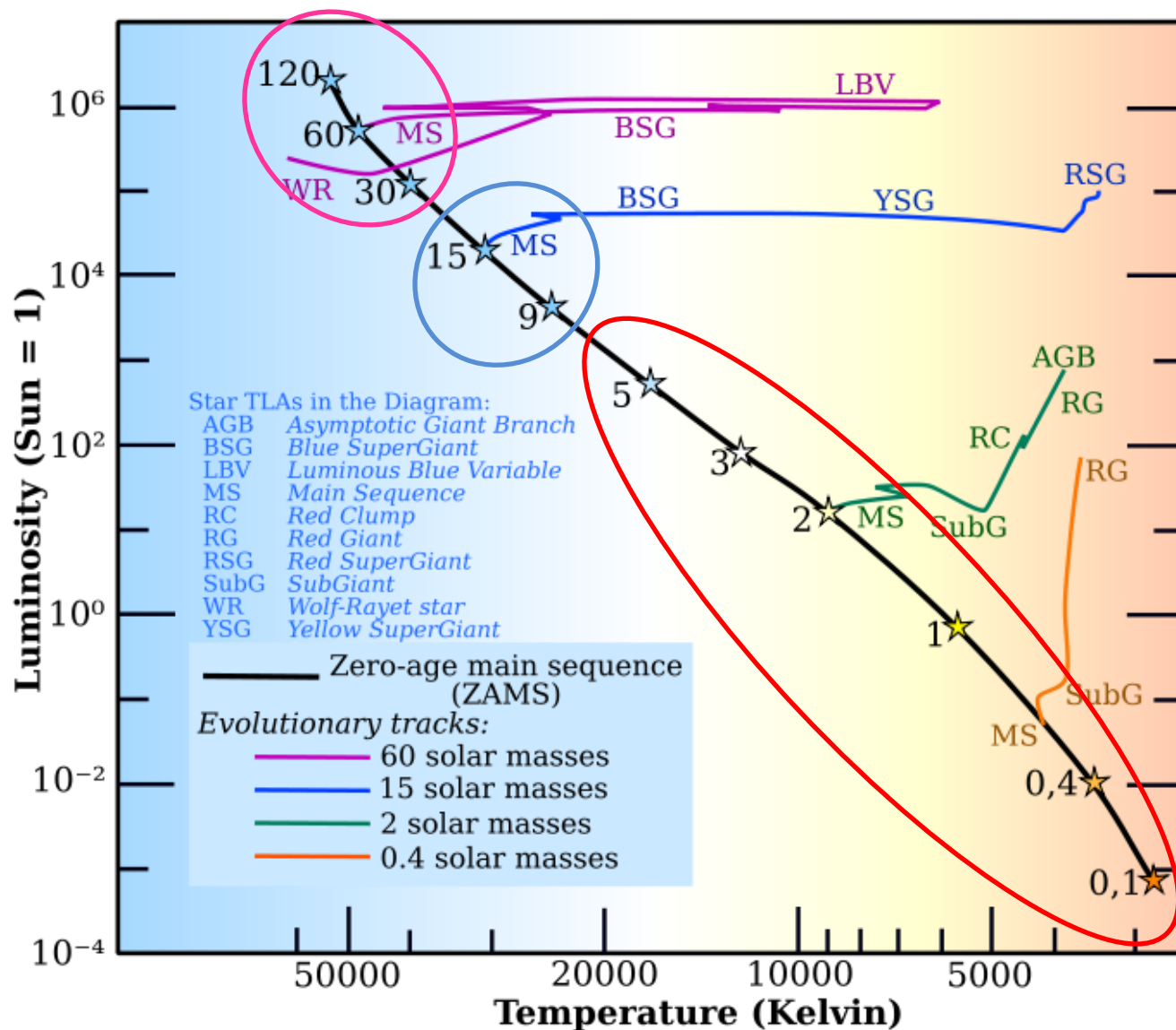




# Evolução do Sol ( $1 M_{\text{SOL}}$ )

- O Sol está em contínua evolução, mudando de raio, temperatura e luminosidade.
- A fase mais estável é na sequência principal

# A evolução depende da massa

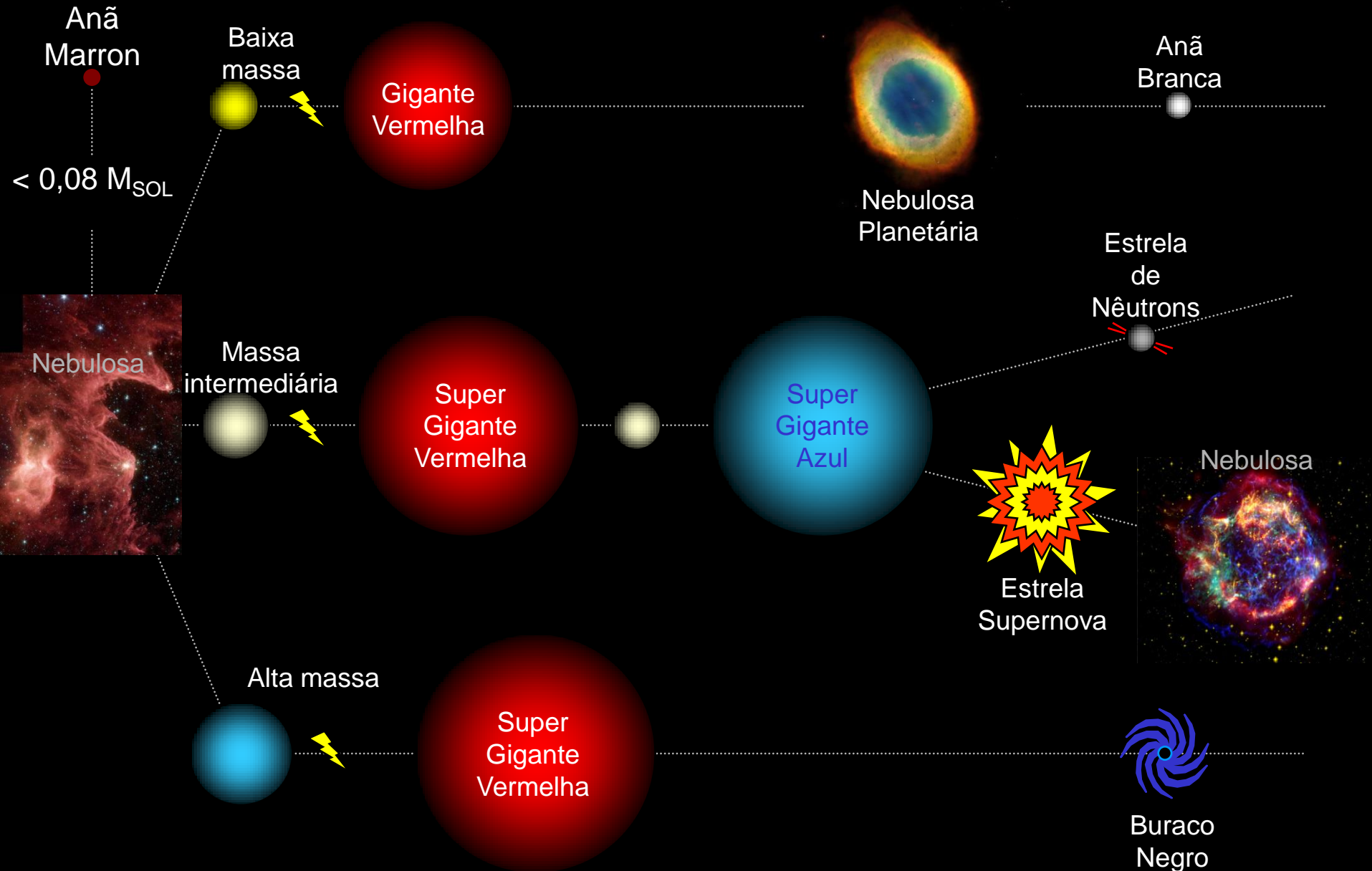


Alta massa  
( $> 20 M_{\text{SOL}}$ )

Massa  
intermediária  
( $9 - 20 M_{\text{SOL}}$ )

Estrelas de  
baixa massa  
( $\leq 8 M_{\text{SOL}}$ )

# Evolução de uma estrela segundo sua massa



# Condições importantes para o estudo de evolução estelar

- Conservação do momento angular  $L$

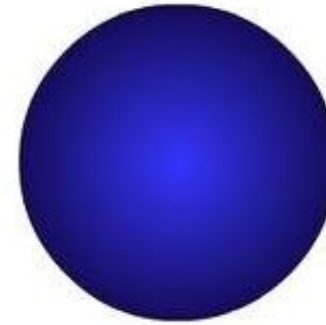
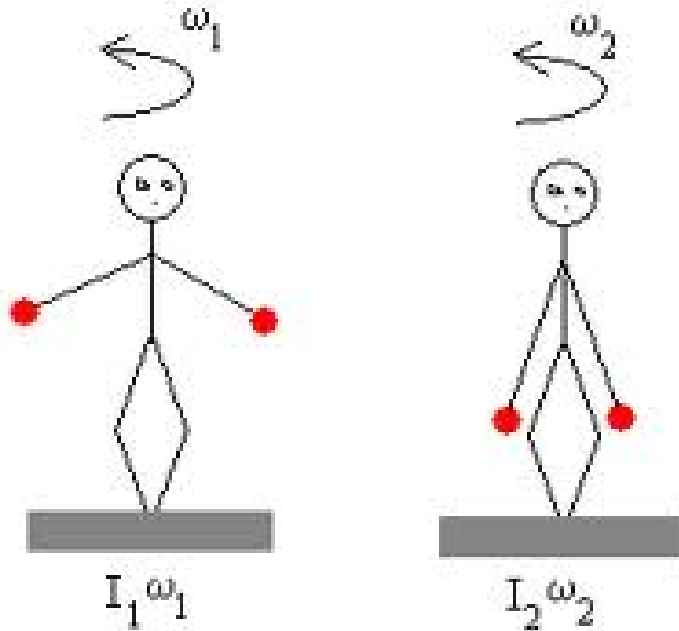
$$L_{\text{inicial}} = L_{\text{final}}$$

- Equilíbrio hidrostático:

$$\text{Pressão do gás} = \text{Pressão gravitacional}$$

# Conservação do momento angular L

Em estrelas ...



**m** : massa  
**R** : raio  
**T** : período

Inertia of rotation for a sphere is  $I = \frac{2}{5} m R^2$

Angular momentum of a sphere is  $\vec{L} = I \vec{\omega} = I \frac{2\pi}{T}$

$$L = I_1 \omega_1 = I_2 \omega_2$$

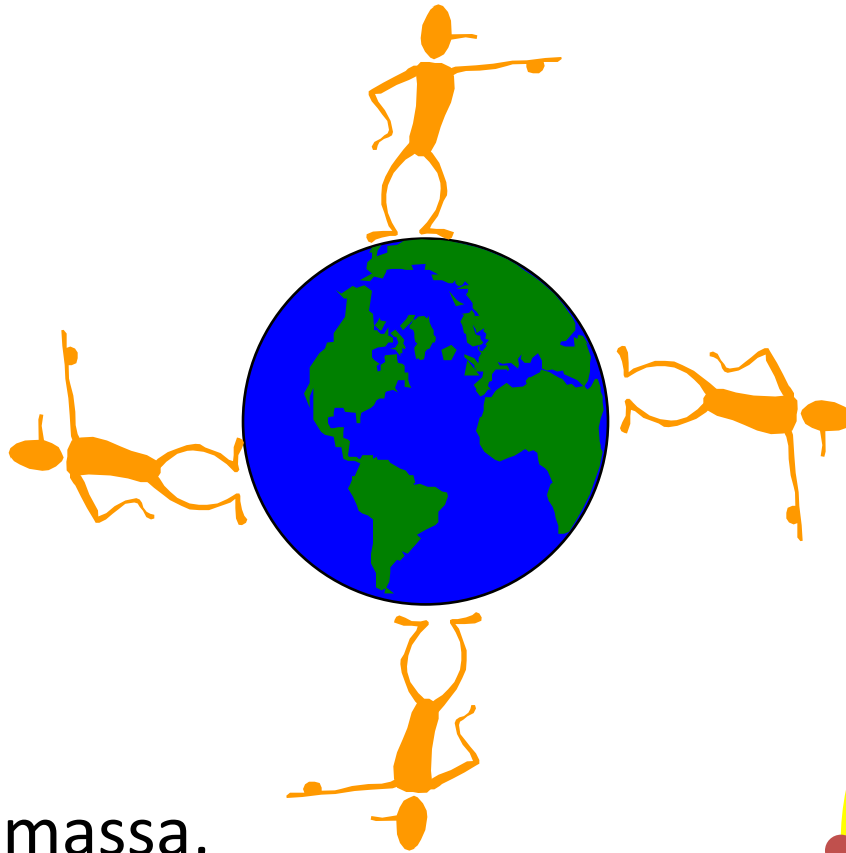
$$L = \frac{2}{5} m R^2 \omega$$

$$L = \frac{4}{5} \pi m R^2 / T$$

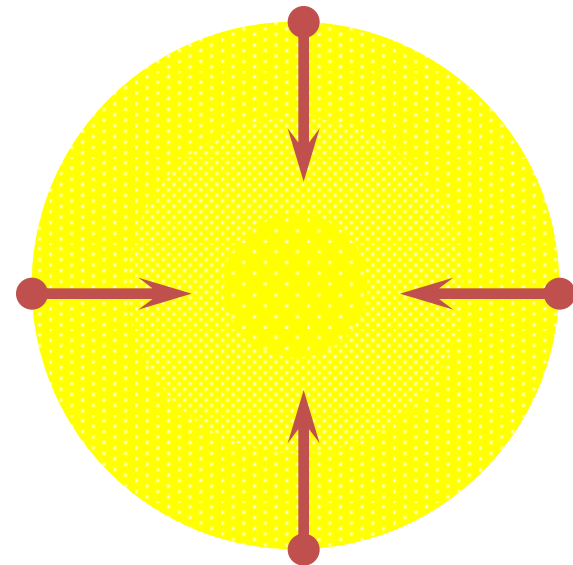


Como se formam as  
estrelas?

# Pressão gravitacional



Existindo massa,  
existe atração  
gravitacional



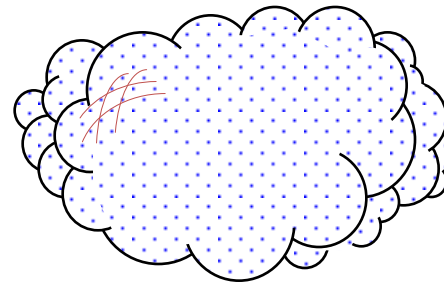
# Contração gravitacional de uma nebulosa



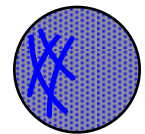
Lei da atração  
gravitacional



$$F = G m m' / d^2$$

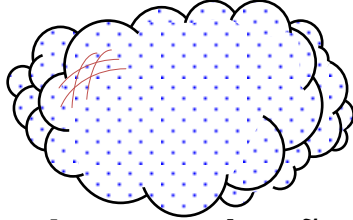


A forma geométrica de  
menor energia é a **esfera**.



# Causas internas

(Colapso espontâneo)

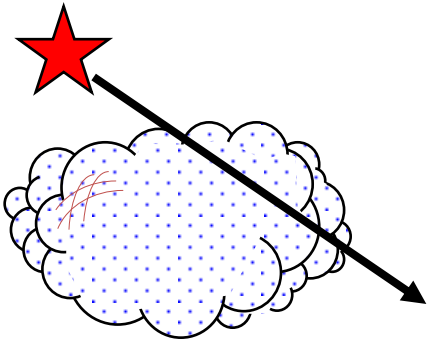


Autogravitação

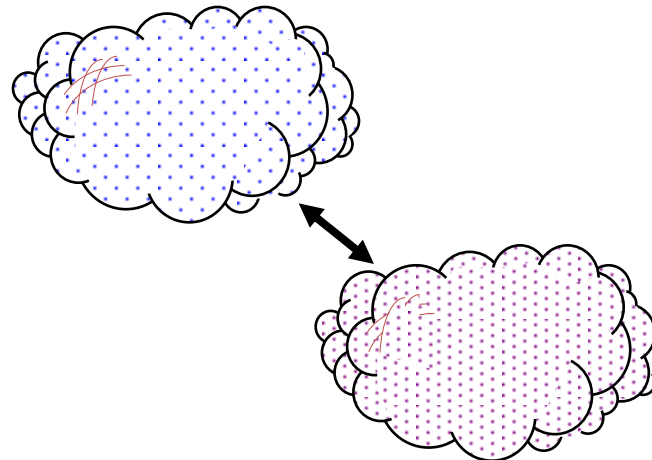
# Possíveis causadores da contração gravitacional da nebulosa

## Causas externas

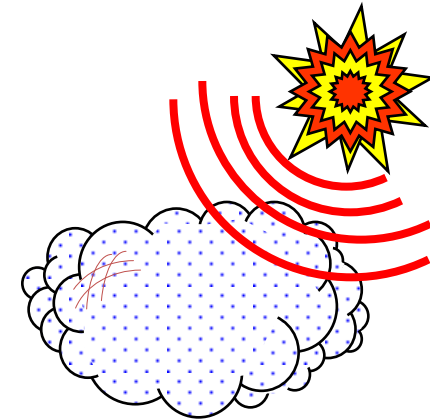
(Colapso forçado)



Interação com uma  
estrela em passagem



Interação entre  
duas nebulosas



Ondas de choque  
provocadas por uma  
supernova



**Onde  
nascem  
as  
estrelas?**

# Nebulosa escura



# Extinção interestelar pela poeira

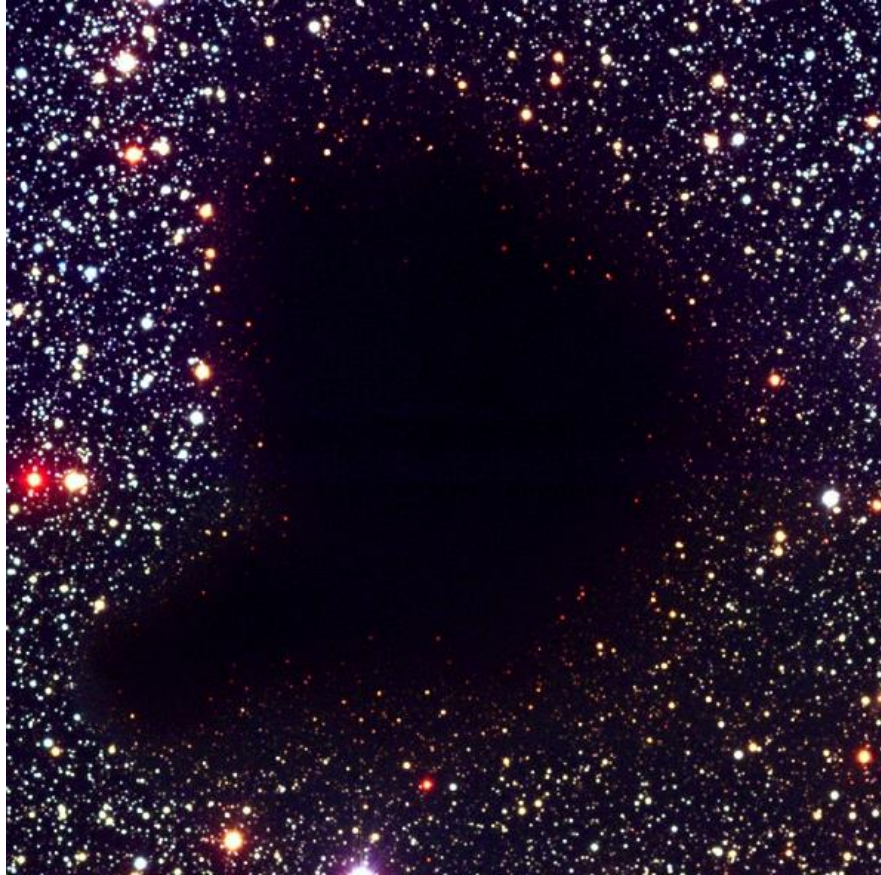


Foto no visível



Foto no visível + **infra-vermelho**



**Nebulosa Escura Cabeça  
do Cavalo  
em Orion**

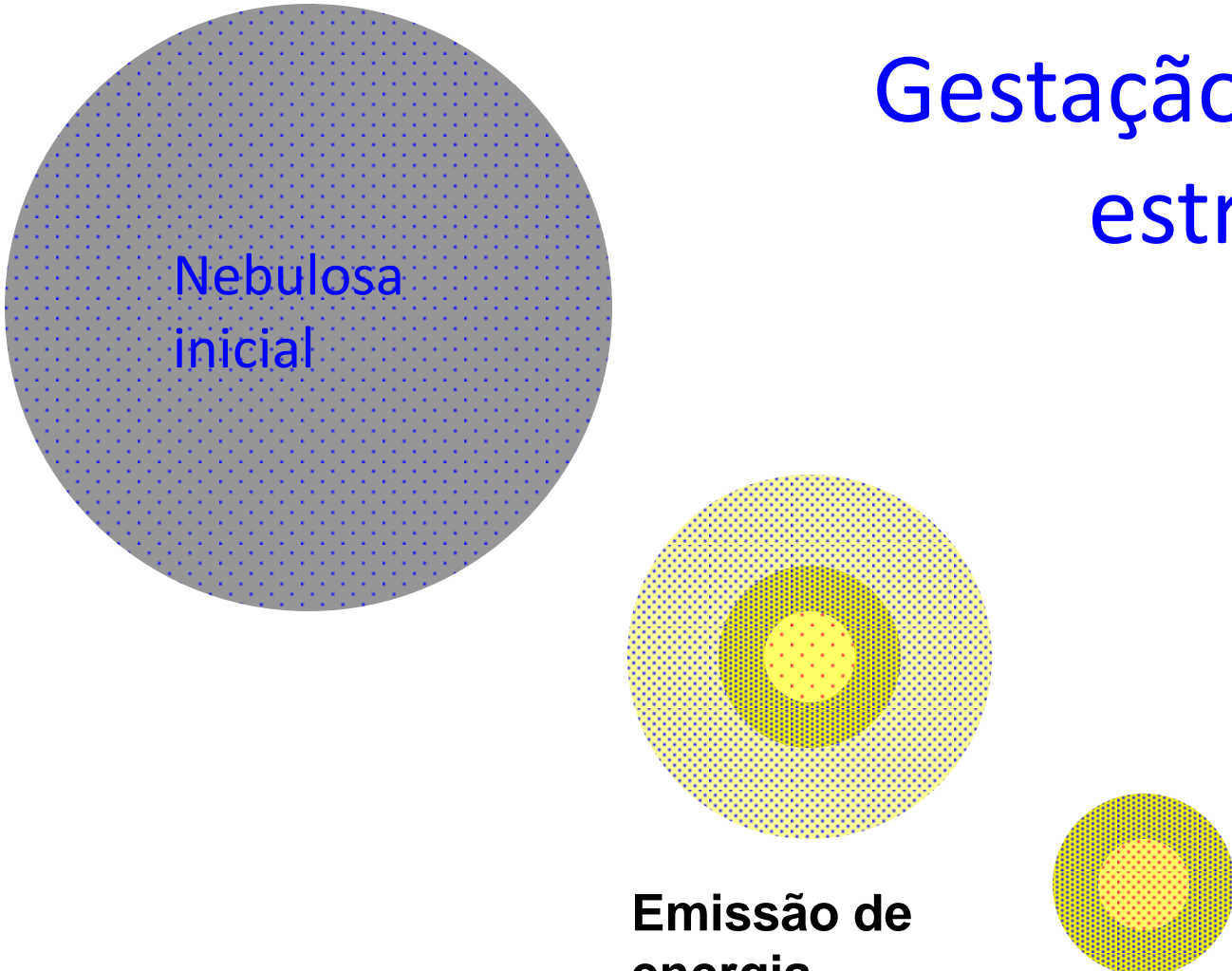


# Proto-estrelas ( NGC 2237 )



De proto-estrela à  
estrela

# Gestação de uma estrela

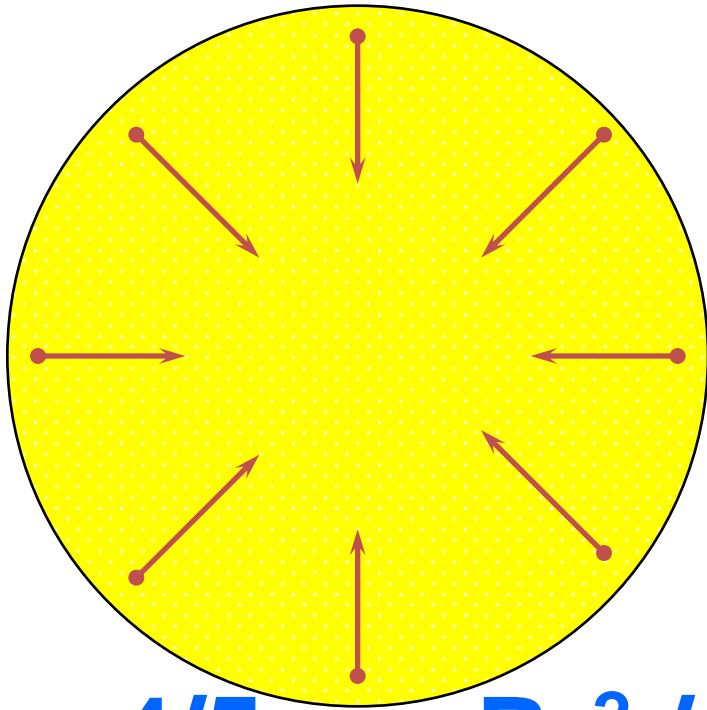


Nebulosa inicial

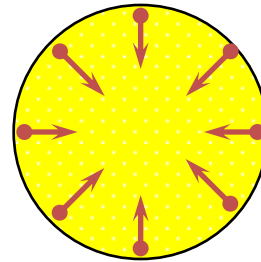
**Emissão de energia térmica**

?

Conservação do  
momento angular no  
colapso gravitacional  
(formação da estrela a  
partir de nuvem molecular)



$$L_1 = \frac{4}{5}\pi m R_1^2 / T_1$$



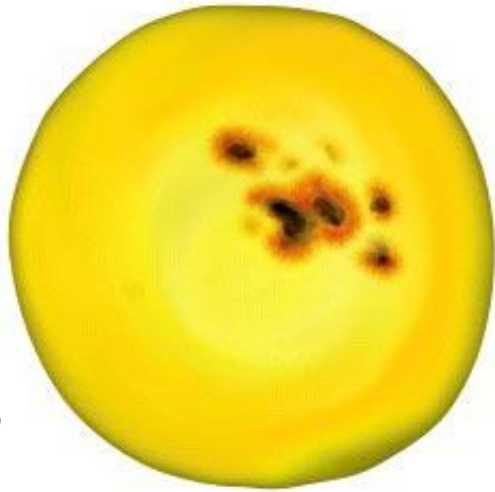
$$L_2 = \frac{4}{5}\pi m R_2^2 / T_2$$



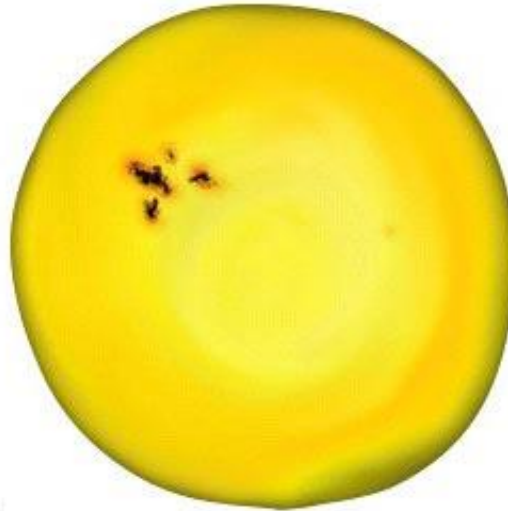
Estrelas jovens tem alta velocidade de rotação

# Estrelas nascem com alta velocidade de rotação e na sequência principal perdem momento angular

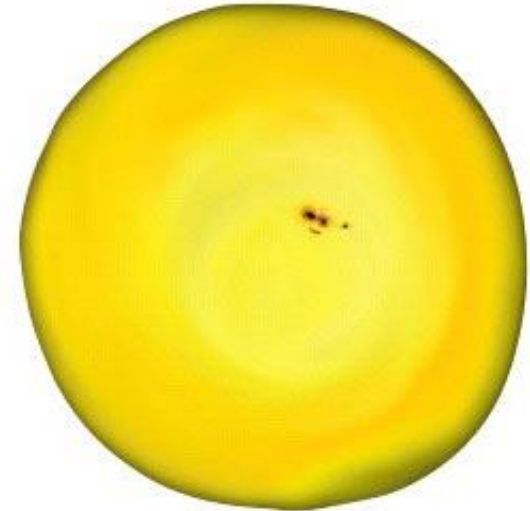
100 million old star



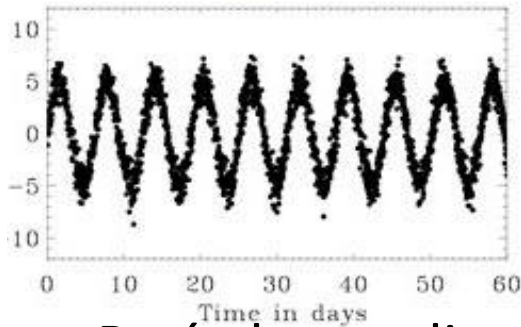
1 billion old star



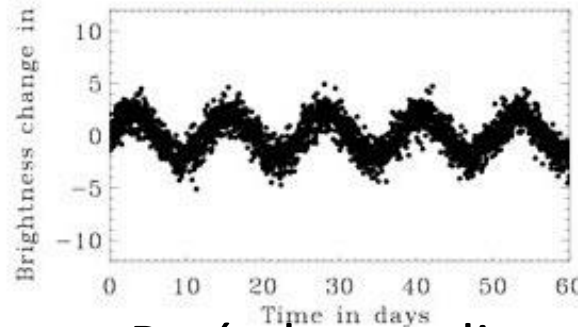
5 billion old star



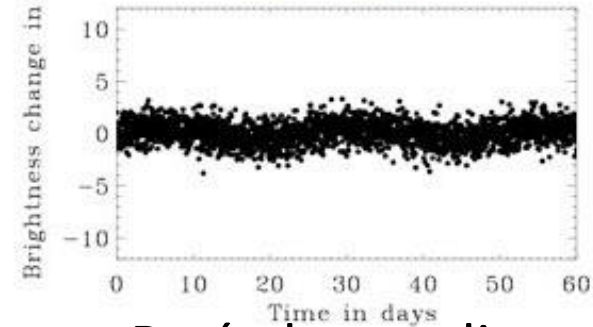
Variação do brilho



Período em dias

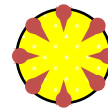
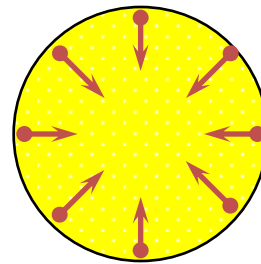
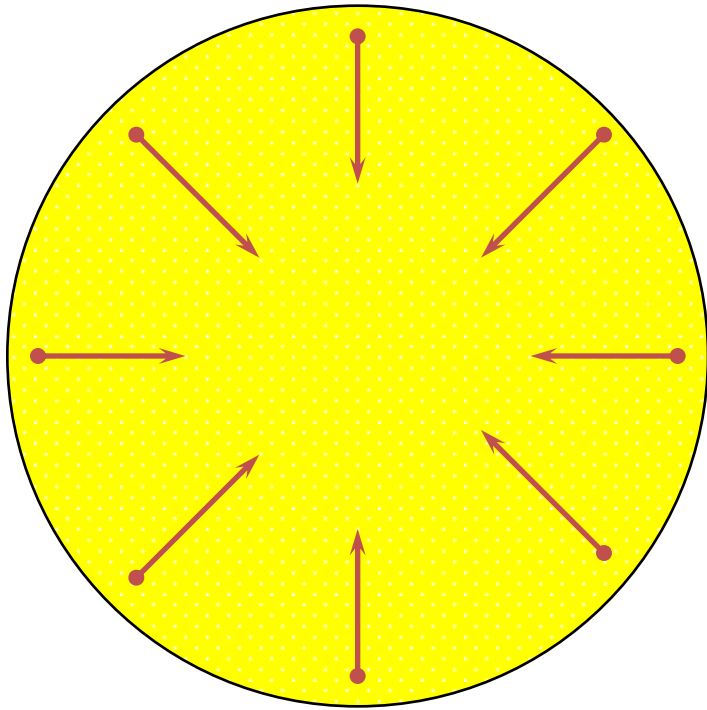


Período em dias



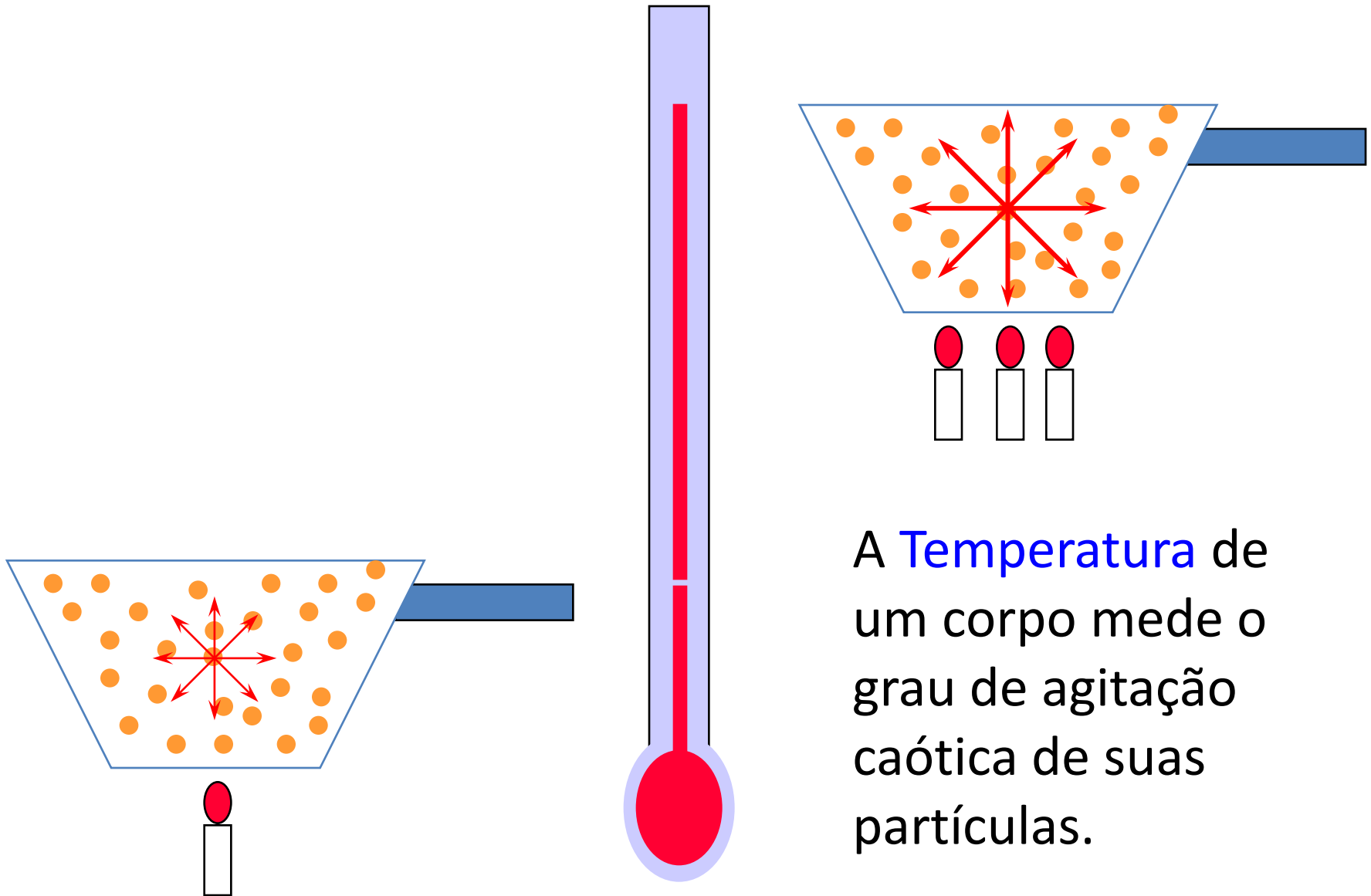
Período em dias

Porque a estrela  
não colapsa  
completamente no  
processo de formação  
estelar?



?

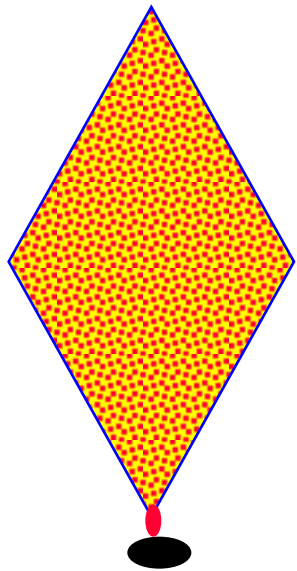
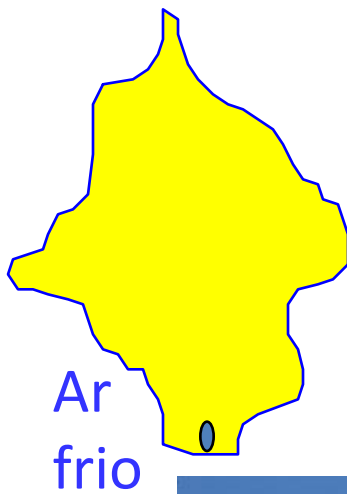
# Temperatura



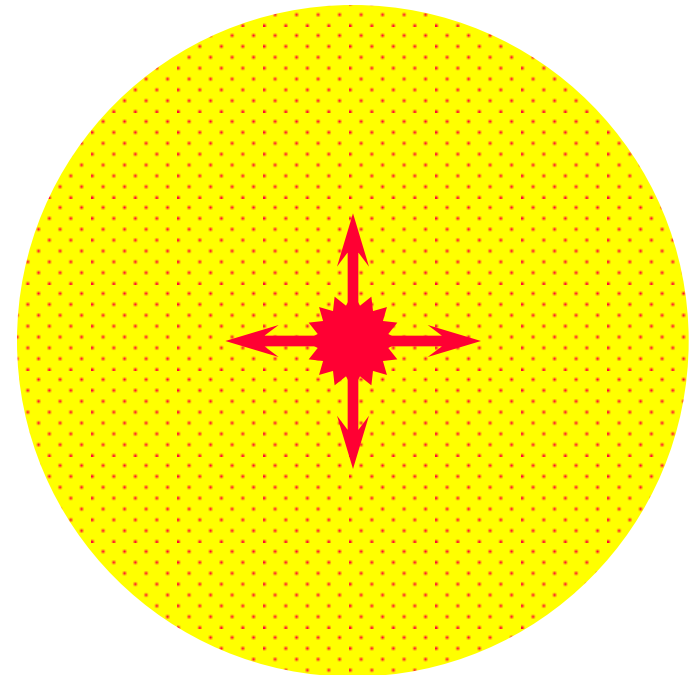
A **Temperatura** de um corpo mede o grau de agitação caótica de suas partículas.

# Pressão Térmica

Devido às altas **temperaturas** no interior estelar, a **pressão térmica** não permitirá o colapso da estrela

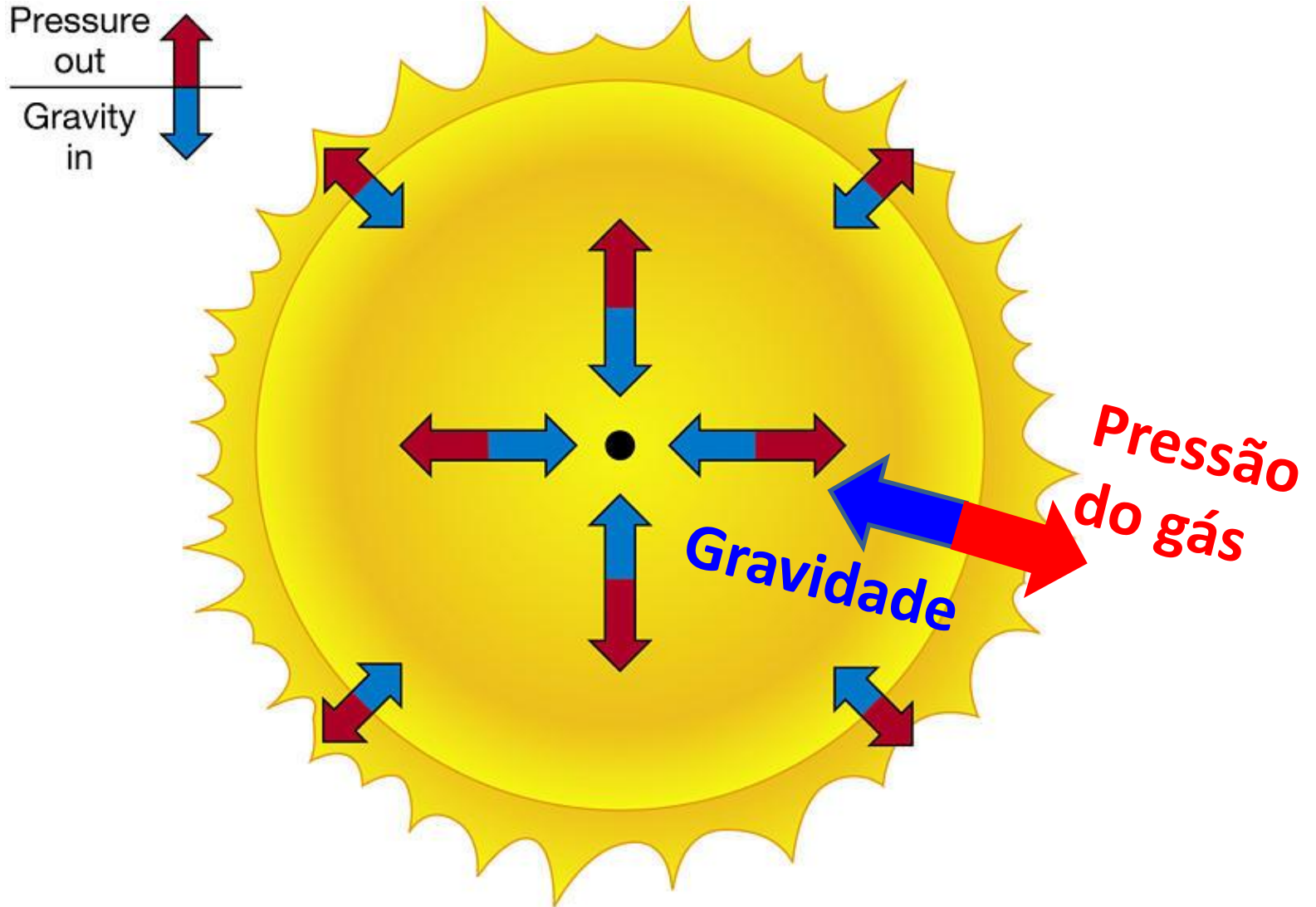


Mecha acesa





# Equilíbrio hidrostático



Elementos leves ↓

T ↓

$p_T < p_G$

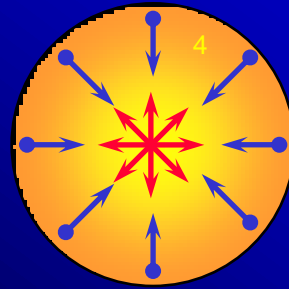
R ↓



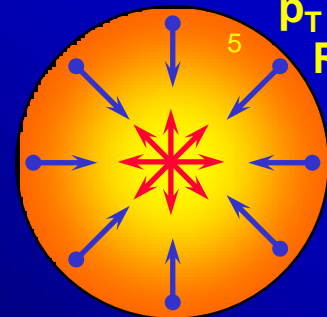
R ↓  
T ↑



R ↓↓  
T ↑↑  
Fusões ↑↑



T ↑  
 $p_T > p_G$   
R ↑



$p_T > p_G$   
R ↑

**(Des)**

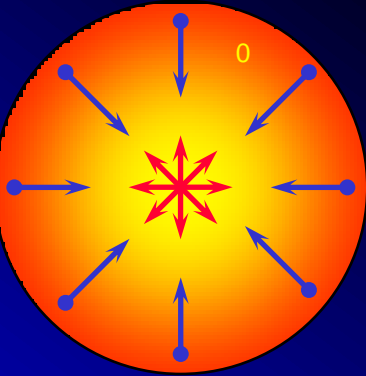
# Equilíbrio Hidrostático

R = Raio

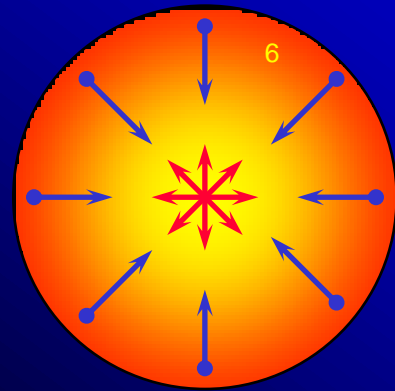
T = Temperatura

$p_T$  = Pressão térmica

$p_G$  = Pressão gravitacional

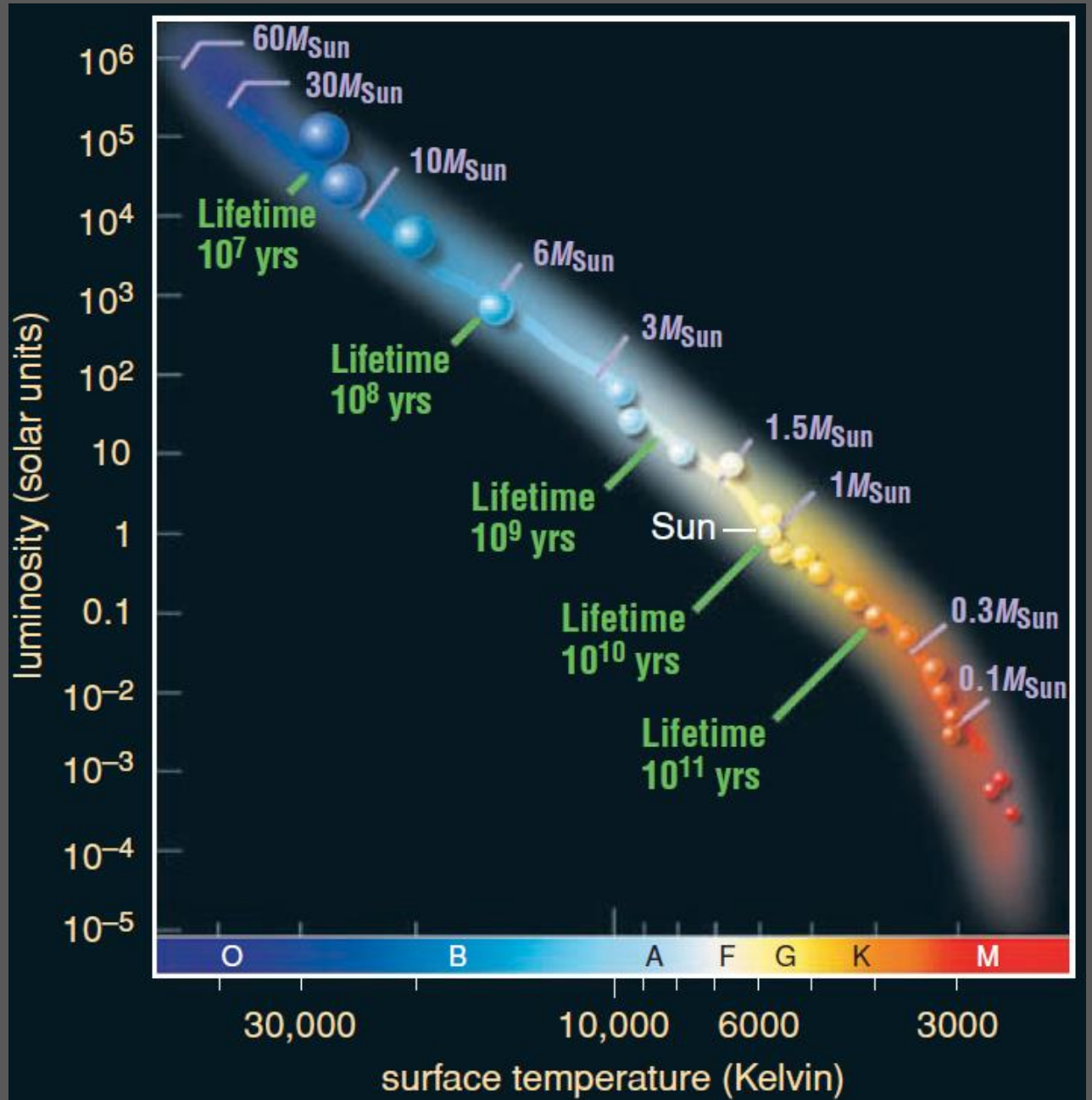


$p_T = p_G$

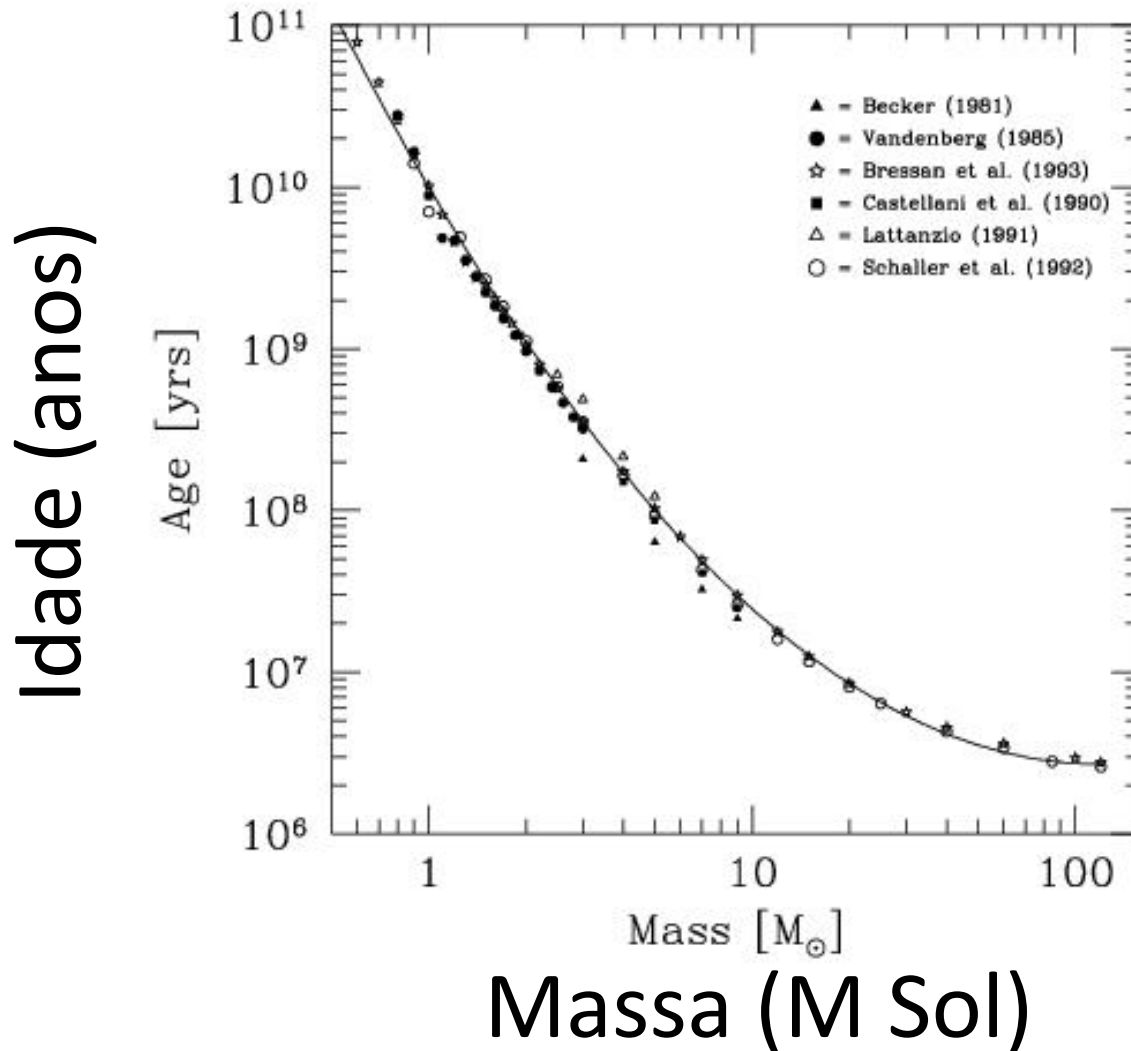


$p_T = p_G$

# Massas e idades



# Tempo de vida de uma estrela (na Sequencia Principal)



# Tempo de vida de uma estrela (na Sequencia Principal) queimando H em He no núcleo

$$\tau_{SP} = \frac{1}{(M/M_{\odot})^2} 10^{10} \text{ anos}$$

**Exemplo: qual o tempo de vida do Sol?**

$$T = 1/(1)^2 \times 10^{10} \text{ anos} = 10^{10} \text{ anos}$$

$$= 10 \times 10^9 \text{ anos} = 10 \text{ Giga-anos} = 10 \text{ Ga} = 10 \text{ Gyr}$$

# Qual o tempo de vida de uma estrela de 100 Massas solares?

$$\tau_{SP} = \frac{1}{(M/M_{\odot})^2} 10^{10} \text{ anos}$$

**Estrela de 100 Massas Solares:**

$$\begin{aligned} T &= 1/(100)^2 \times 10^{10} \text{ anos} = 1/(10^2)^2 \times 10^{10} \text{ anos} \\ &= 1/10^4 \times 10^{10} \text{ anos} = 10^{10-4} \text{ anos} = 10^6 \text{ anos} \\ &= 1 \text{ milhão de anos} = 1 \text{ Mega-ano} = 1 \text{ Myr} \end{aligned}$$

$$\begin{aligned} \text{Sol: } 10^{10} \text{ anos} &= 10^{4+6} \text{ anos} = 10\,000 \times 10^6 = \\ &10\,000 \text{ Myr} \end{aligned}$$

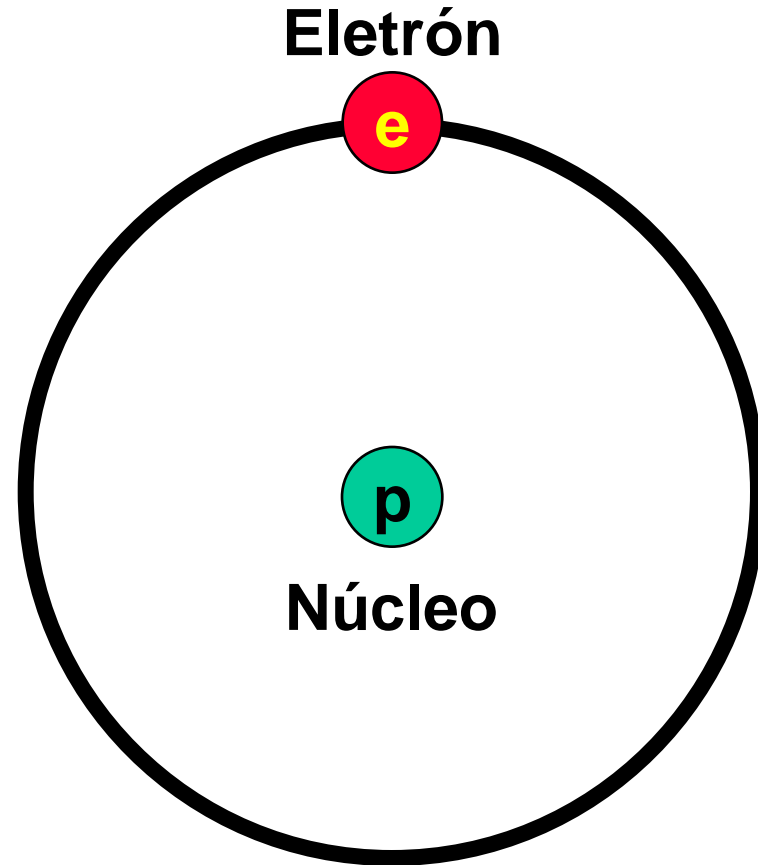
Fonte de energia das  
estrelas: fusão  
(termo)nuclear



# Modelo atômico

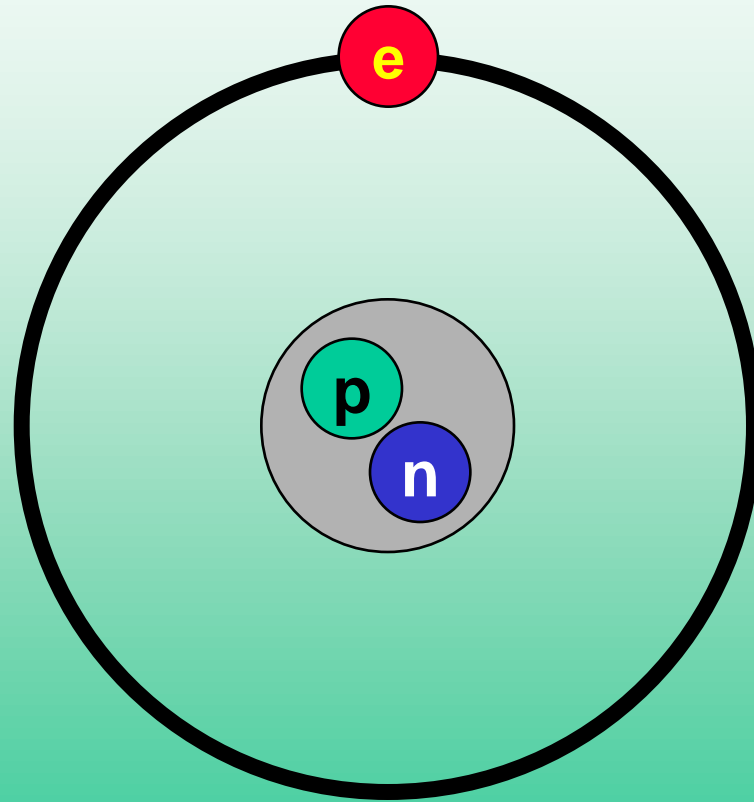


# Átomo de Hidrogênio



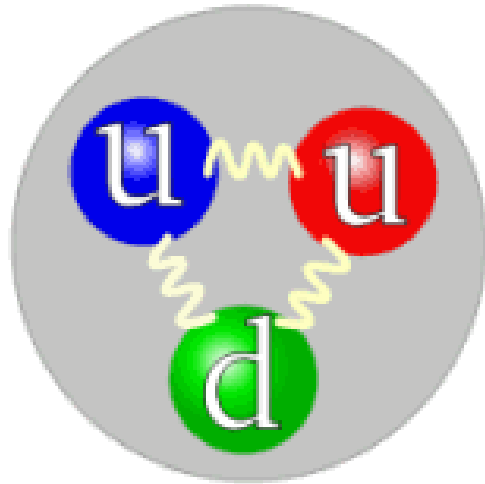
# Átomo de Hidrogênio 2

## Deutério



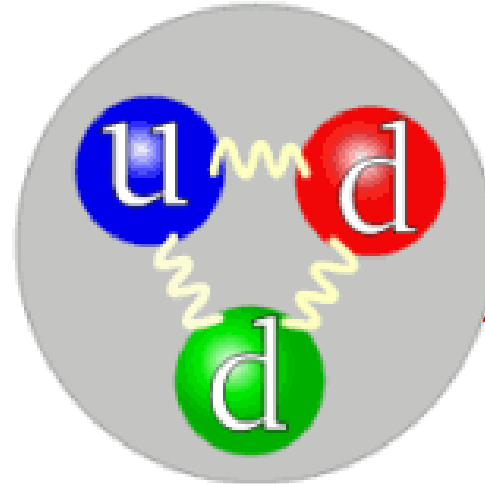
# Próton e nêutron: são formados por quarks “u”e “d”

PRÓTON



Proton

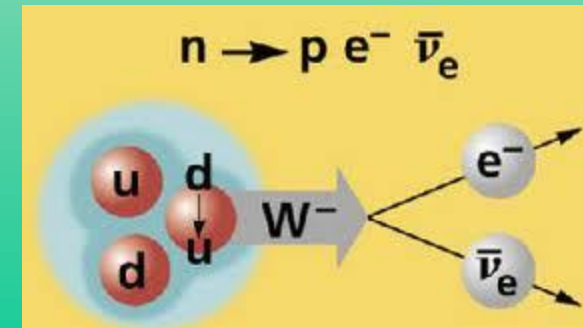
NÊUTRON



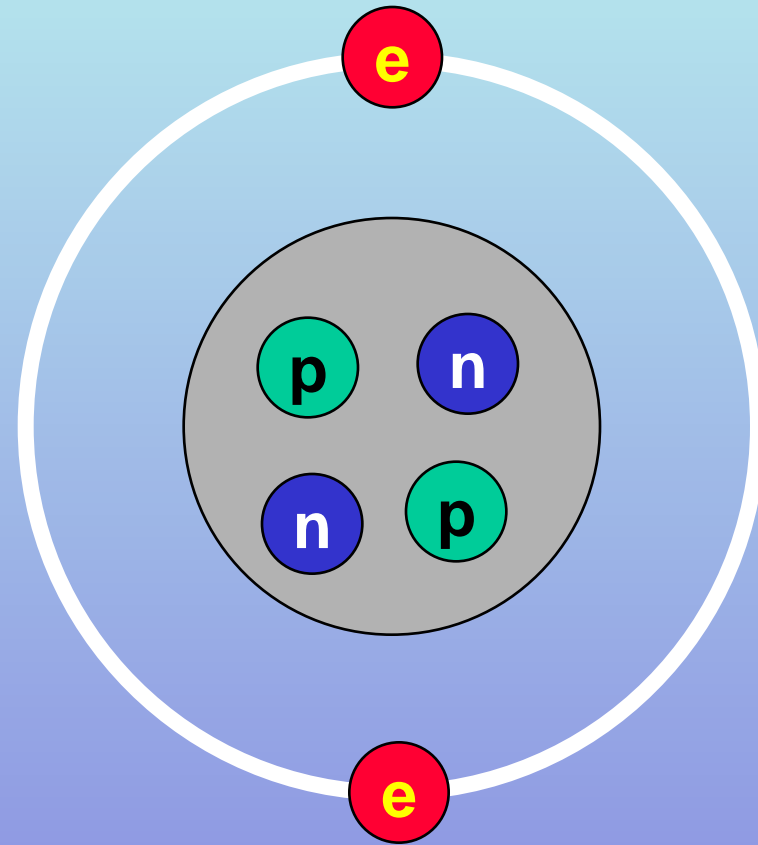
Neutron



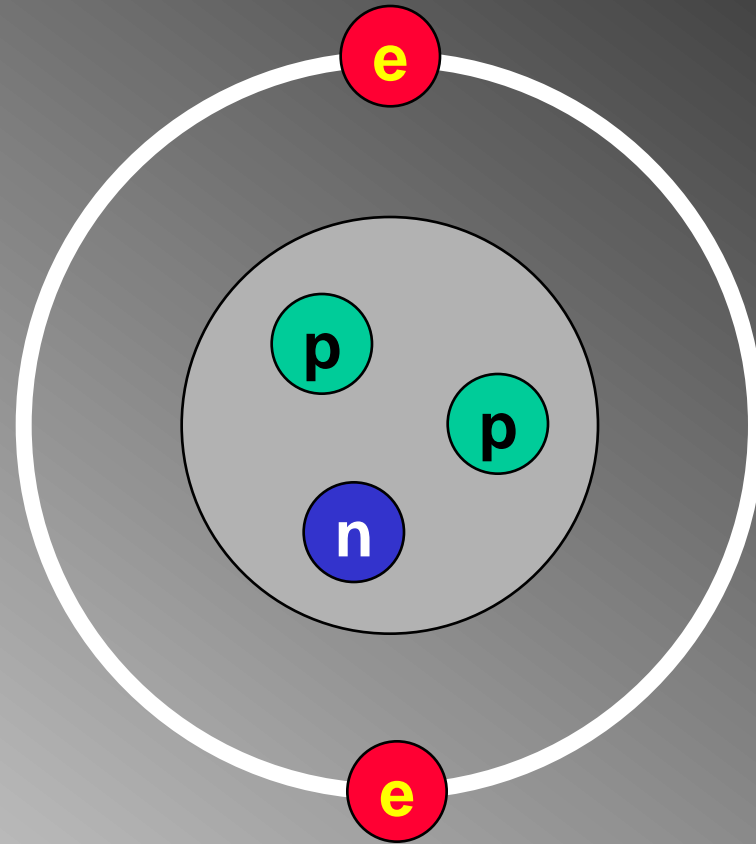
Quark composition of a proton and a neutron (diagrams from *Wikipedia*)



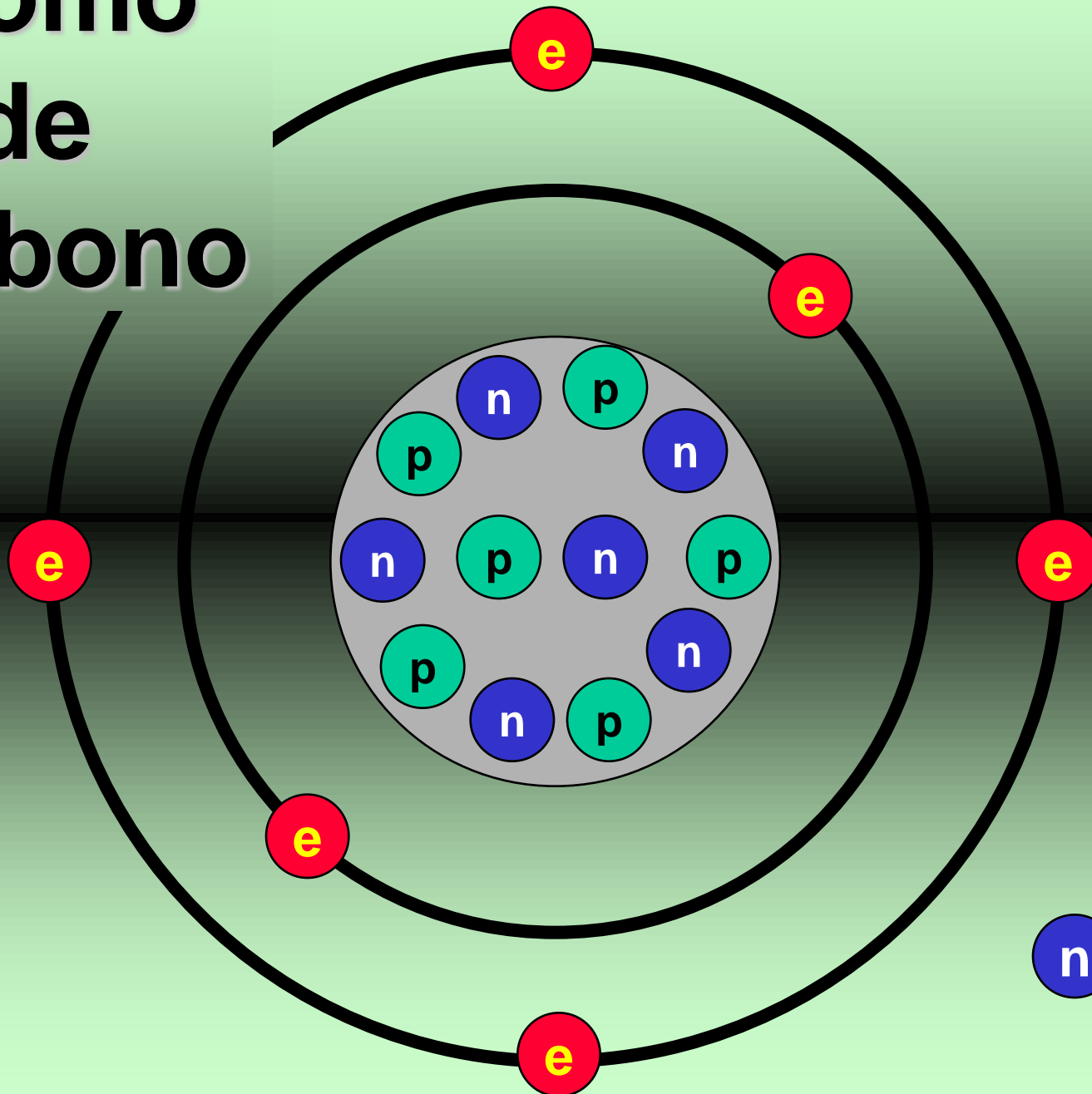
# Átomo de Hélio 4 (núcleo = partícula alfa)



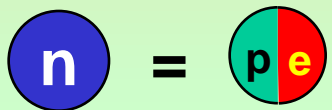
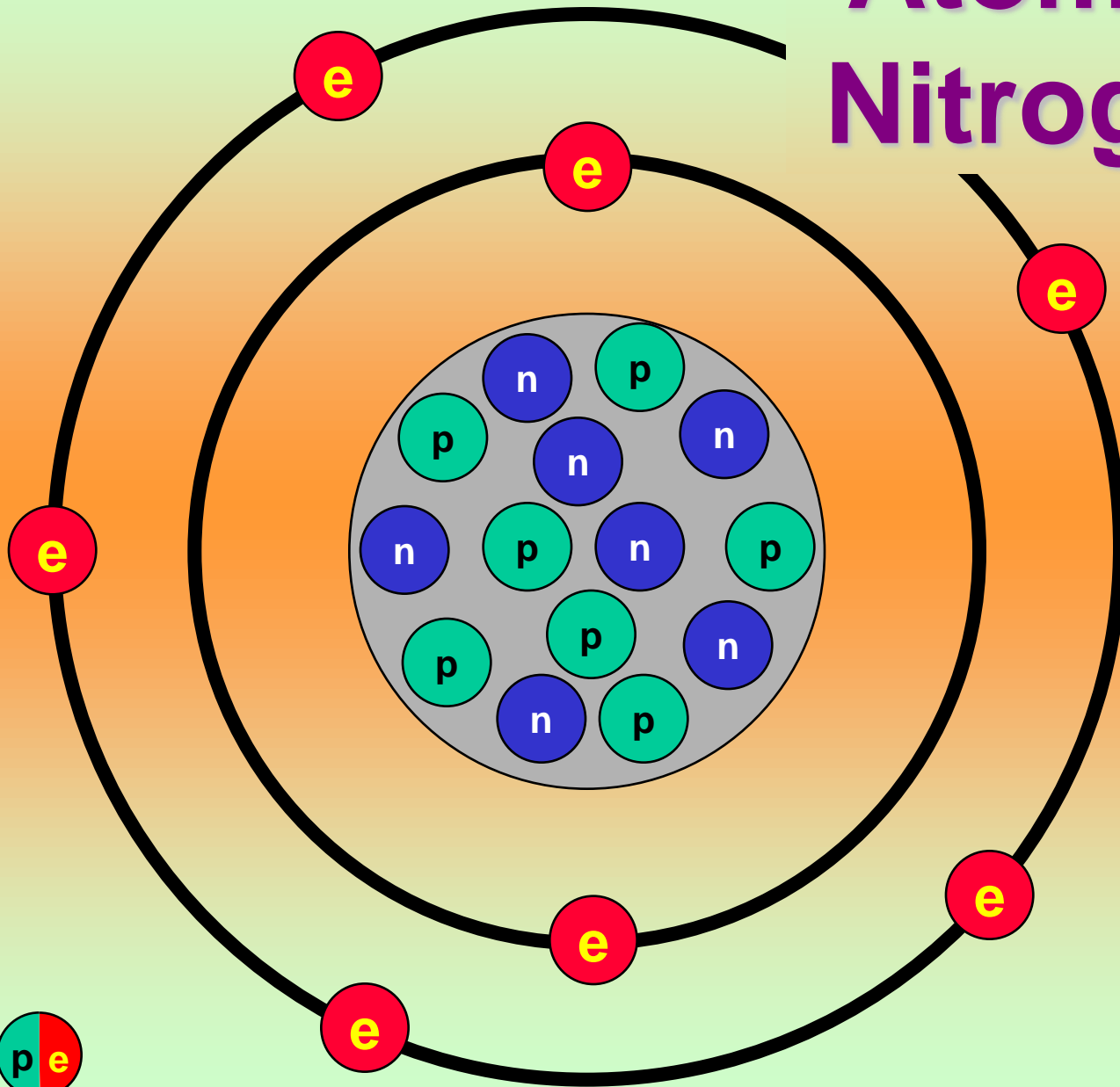
# Átomo de Hélio 3 (*tralphium*)



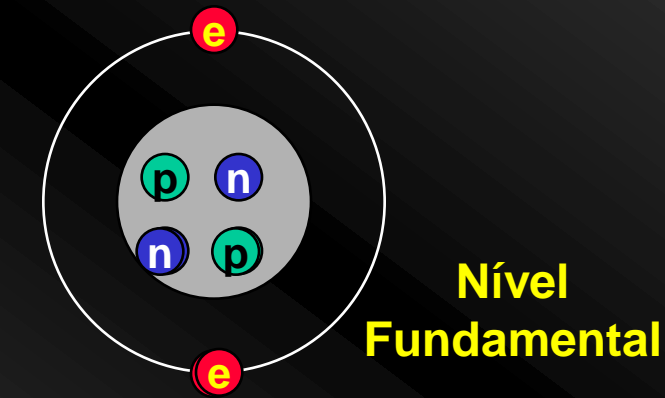
# Átomo de Carbono



# Átomo de Nitrogênio

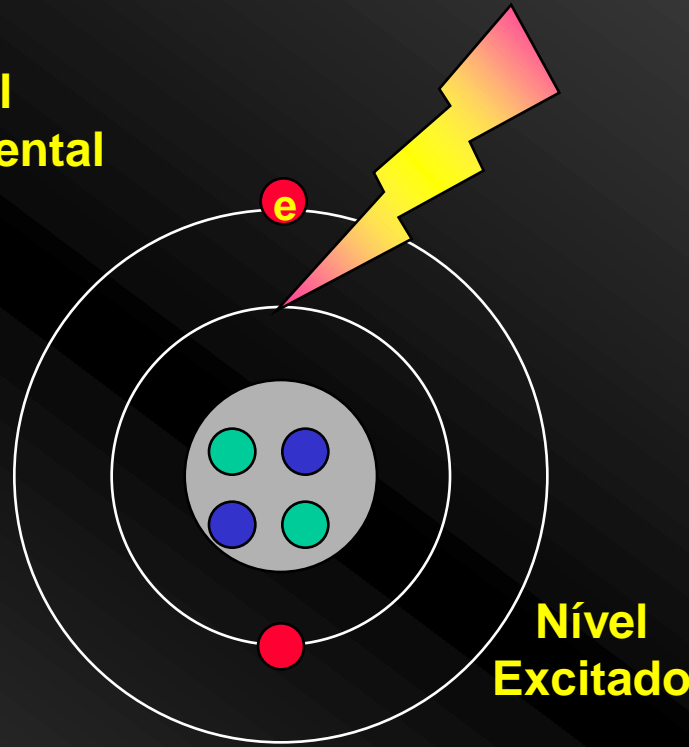


# Átomos e Íons



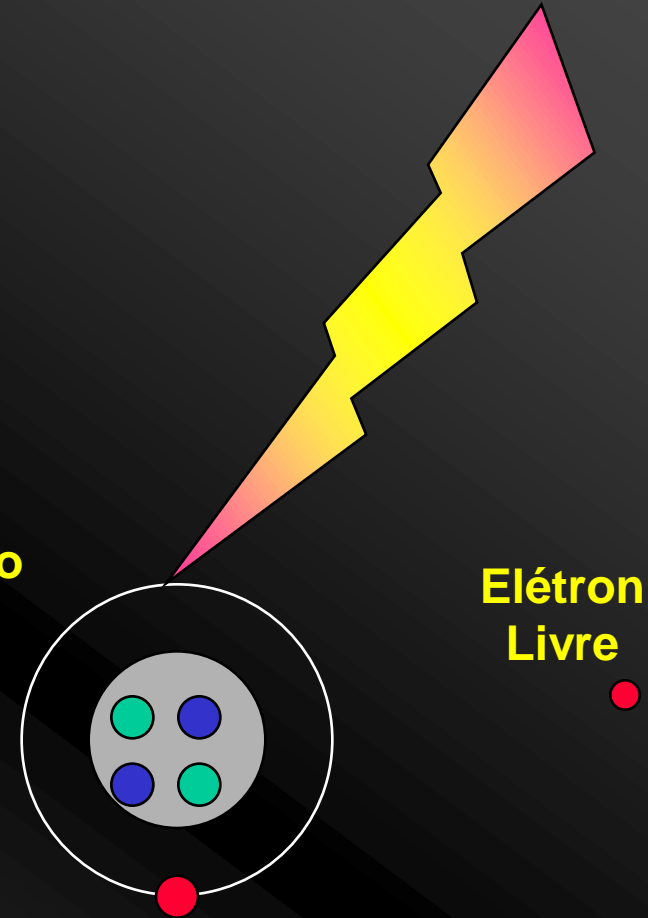
Átomo neutro

$$N_p = N_e$$



Átomo excitado

$$N_p = N_e$$



Íon = Átomo ionizado

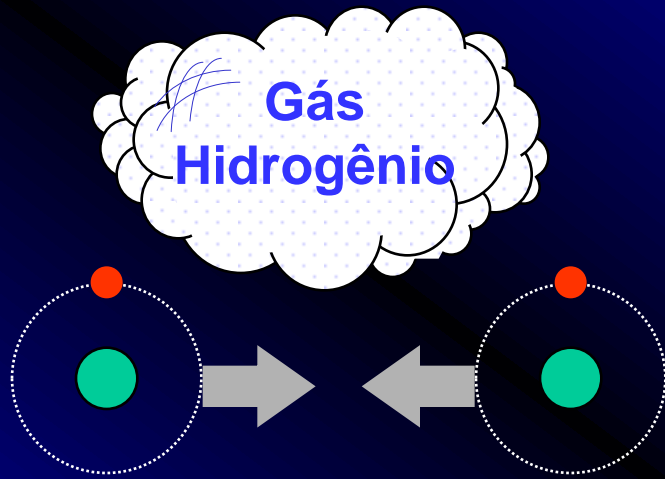
$$N_p \neq N_e$$

Convenção

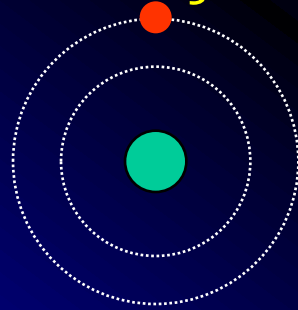
- Próton +
- Nêutron
- Elétron -



# Aquecimento da proto-estrela



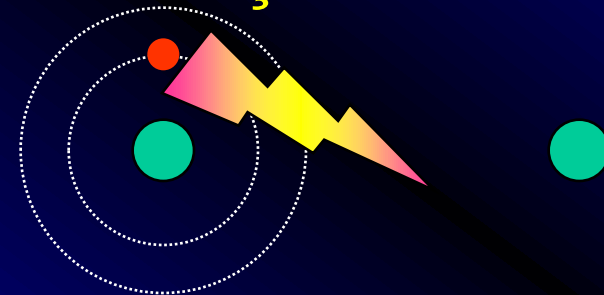
**Excitação**



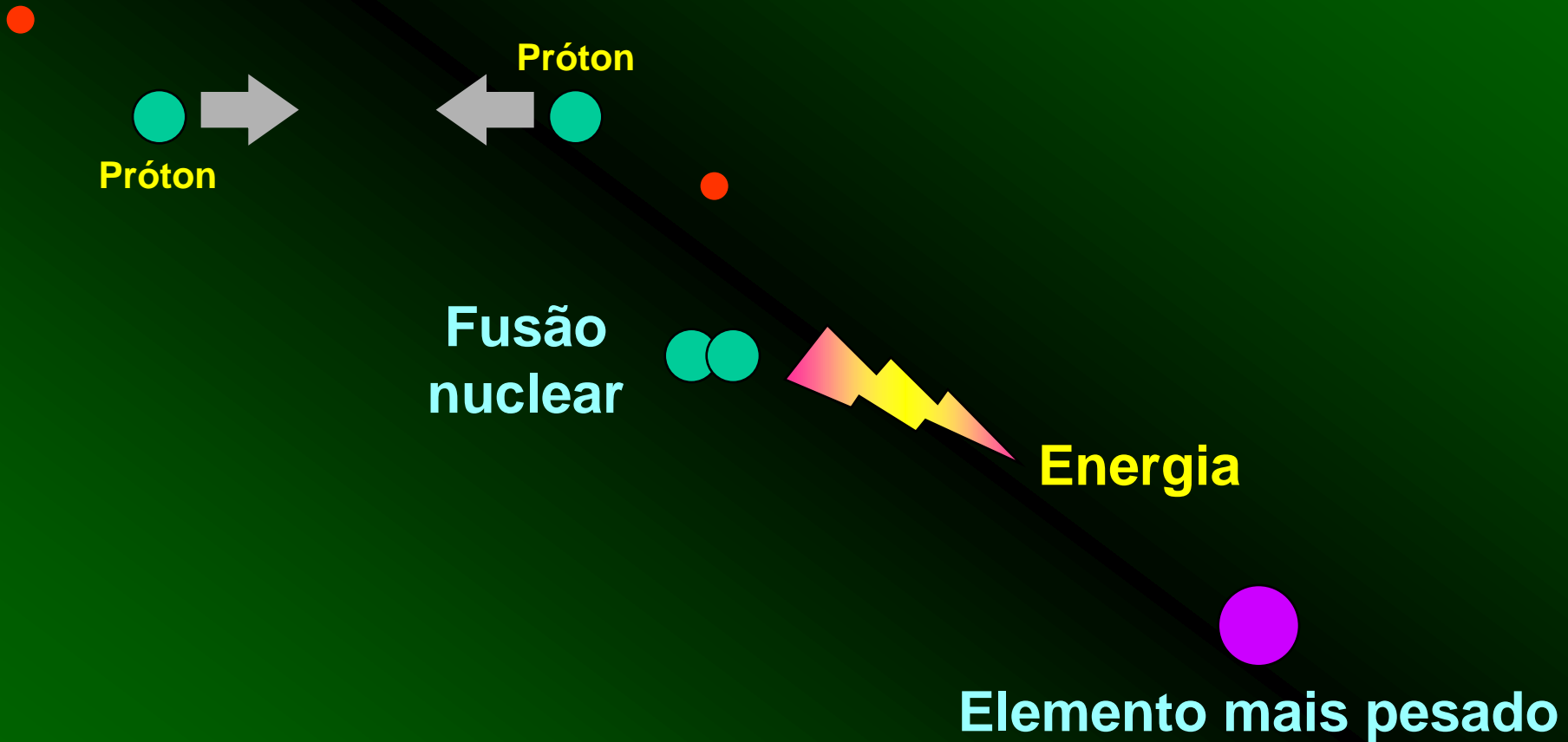
**Ionização**



**Desexcitação**

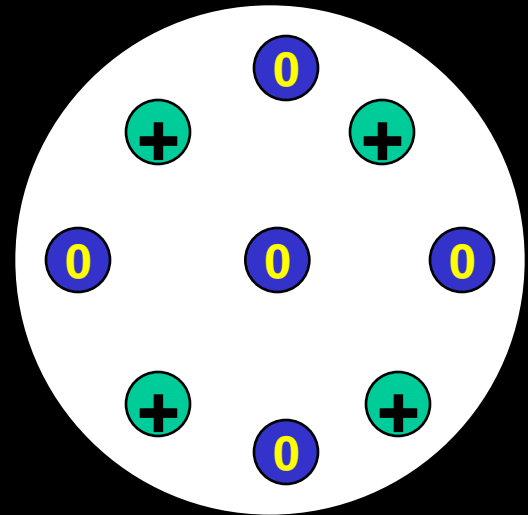
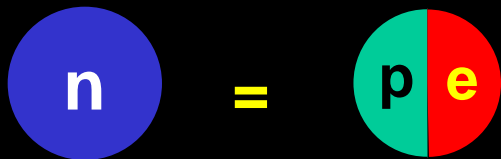


# Fusão nuclear



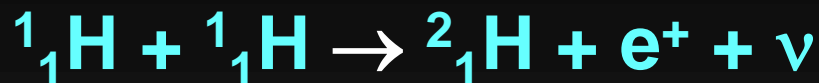
# Representação de um elemento químico **X**

**M** = Número de Massa = **Z** + Nêutrons



**Z** = Número de Prótons

# Cadeia próton-próton gerando He



Para  $T > 10^7 \text{ K}$

69%

31%



99,7%

0,3%



# Cadeia CNO gerando He



99,7%



0,3%



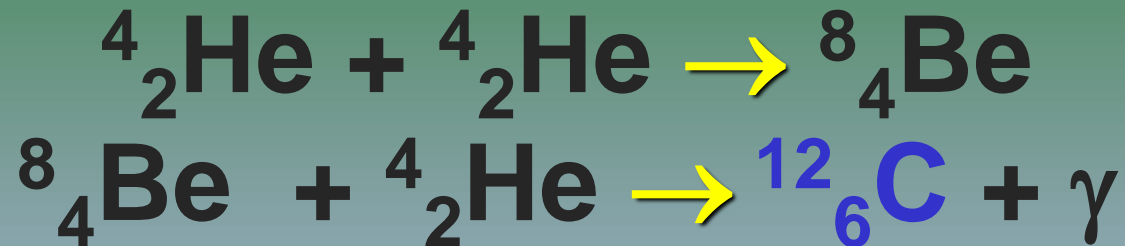
# Processo triplo alfa gerando **C**

Para  $T > 10^8$  K



# O processo triplo alfa é pouco provável ...

Para  $T > 10^8$  K



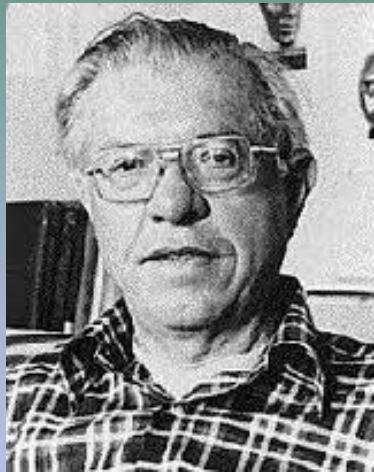
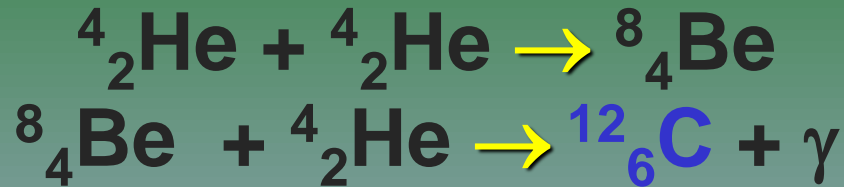
o  ${}^8\text{Be}$  produzido durante a primeira etapa é muito instável e decai outra vez em dois núcleos de hélio em  $2,6 \cdot 10^{-16}$  s



1953: Fred Hoyle previu o estado de ressonância de  ${}^{12}\text{C}$  a uma energia de 7,68MeV

# O processo triplo alfa é pouco provável ...

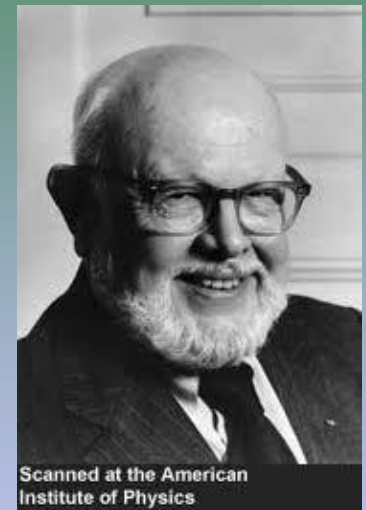
Para  $T > 10^8$  K



1953: Fred Hoyle previu o estado de ressonância de  ${}^{12}\text{C}$  a uma energia de 7,65MeV



Professor Ulf-G. Meibner explicou teoricamente a ressonância em Maio 2011

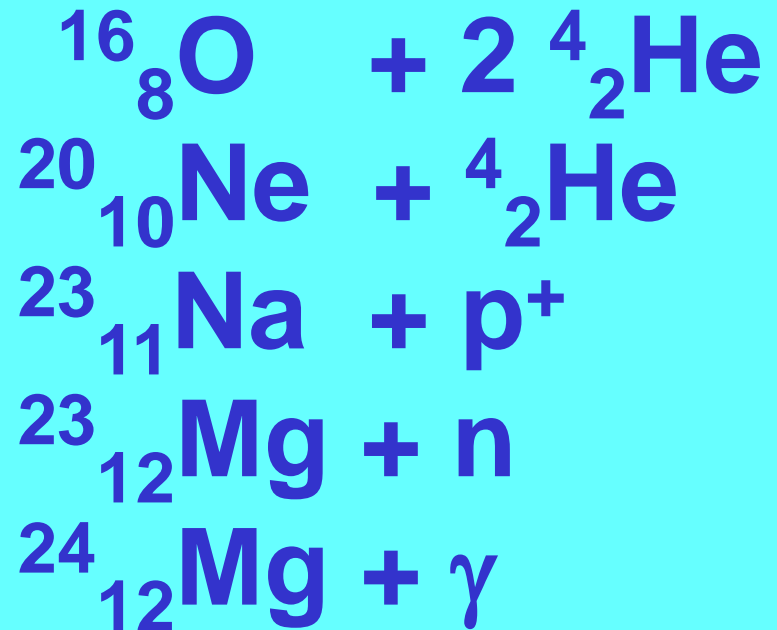


Pouco tempo depois William Fowler comprovou experimentalmente a ressonância (Caltech)



# Reações C-C

$T > 6 \times 10^8 \text{ K}$



# Reações O-O

$T > 10^9 \text{ K}$



# Processos Alfa



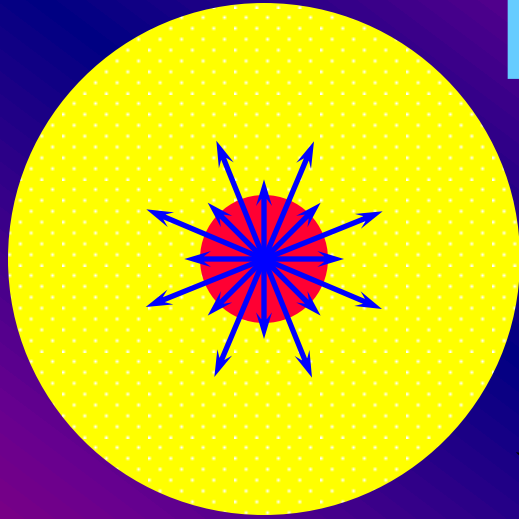
# Morte violenta de uma estrela

## Modelos:

- Fusão violenta do carbono
- Colapso gravitacional do núcleo

**Modelo I:**  
**Fusão violenta do carbono**  
**(estrelas de baixa massa**  
**em sistemas binários)**

# Estrela Supernova Ia



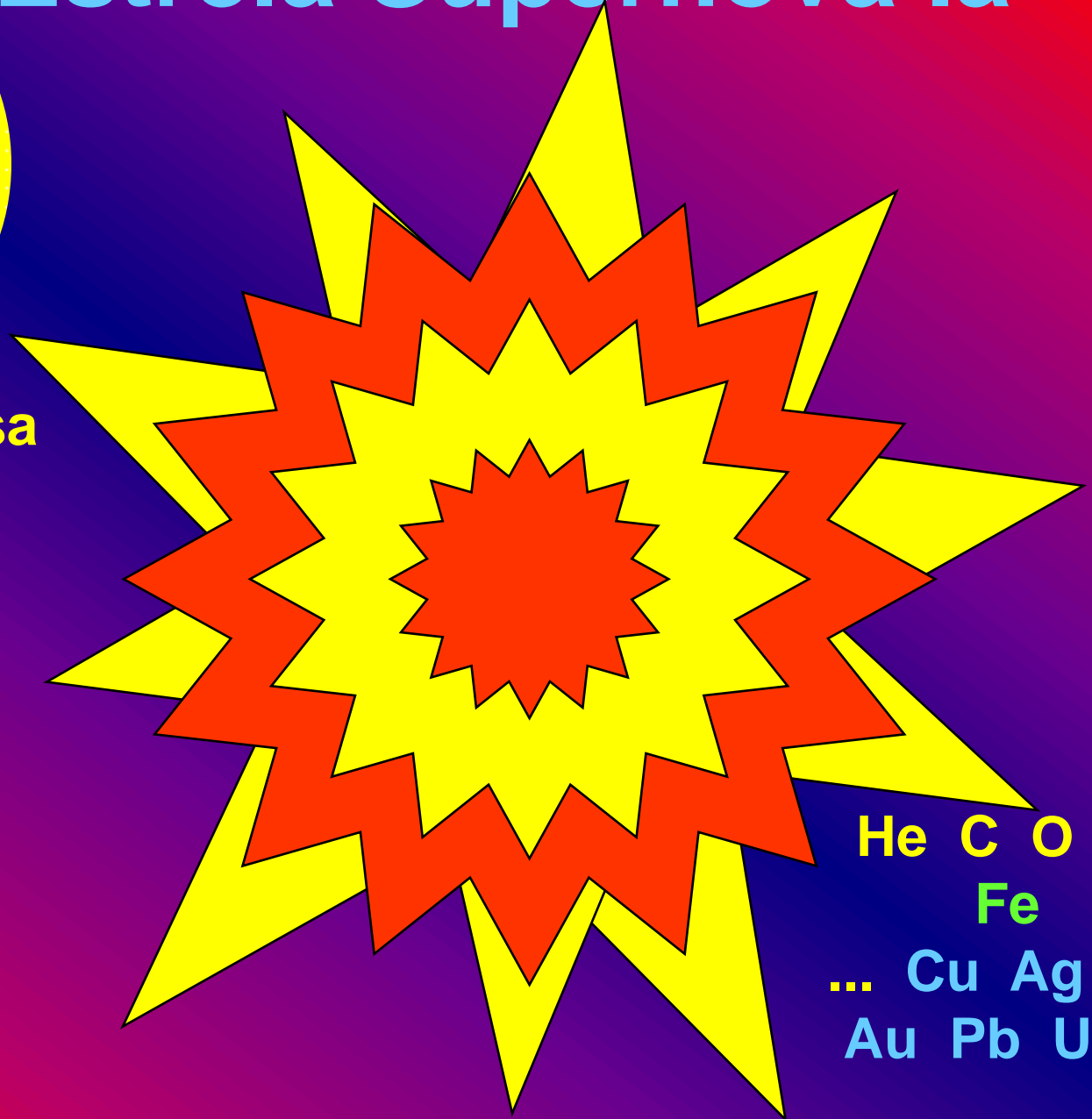
**Carbono + massa  
(binária)**



**Elementos  
mais  
pesados**



**Explosão  
catastrófica**



**He C O Si  
Fe  
... Cu Ag Pt  
Au Pb U ...**

**Limite de Chandrasekhar para a massa das  
anãs brancas:  
1,4 massa do SOL**



# Supernovas de tipo Ia são explosões de estrelas de baixa massa em **SISTEMAS BINARIOS**





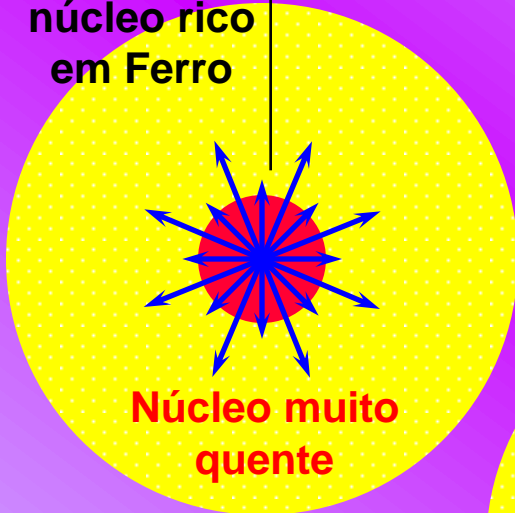
# Supernovas de tipo Ia são explosões de estrelas de baixa massa em **SISTEMAS BINARIOS**



# **Modelo II: Colapso do núcleo**

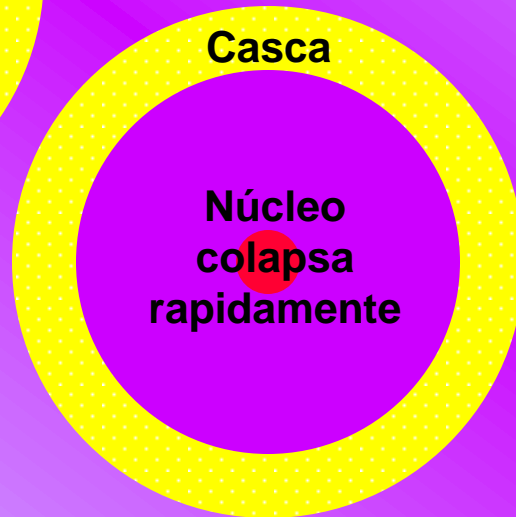
# Supernova tipo II gerada por colapso do núcleo

Neutrinos drenando energia do núcleo rico em Ferro



Núcleo muito quente

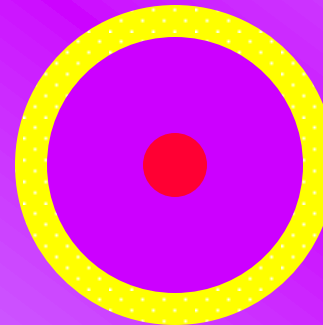
Elementos mais pesados



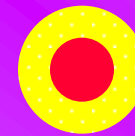
Casca

Núcleo colapsa rapidamente

Casca cai em queda livre sobre o núcleo



Casca atinge o núcleo



supernova



# **Imagens de supernovas e de remascentes de supernovas**

# Supernova 1987A

( Grande Nuvem de Magalhães )



# Remanescente de Supernova

凡十一日没三年三月乙巳出東南方大中祥符四年正月丁丑見南斗魁前天禧五年四月丙辰出軒轅前星西北大如桃速行經軒轅太星入太微垣掩右執法犯次將歷屏星西北凡七十五日入濁没明道元年六月乙巳出東北方近濁有芒彗至丁巳凡十三日没至和元年五月己丑出天關東南可數寸歲餘稍没熙寧二年六月丙辰出箕度中至七月丁卯犯箕乃散三年十一月丁未出天囷元祐六年十一月辛亥出參度中犯掩側星壬子犯九游星十二月癸酉入奎至七年三月辛亥乃散紹興八年五月守婁

Registro da supernova vista pelos chineses em 1054



Distance  $6.5 \pm 1.6$  kly =  $2.0 \pm 0.5$  kpc

Nebulosa do Caranguejo  
( Constelação do Touro )

# Remanescente de Supernova ( Vela )



# Supernova ( NGC 7331 )

Antes



Depois

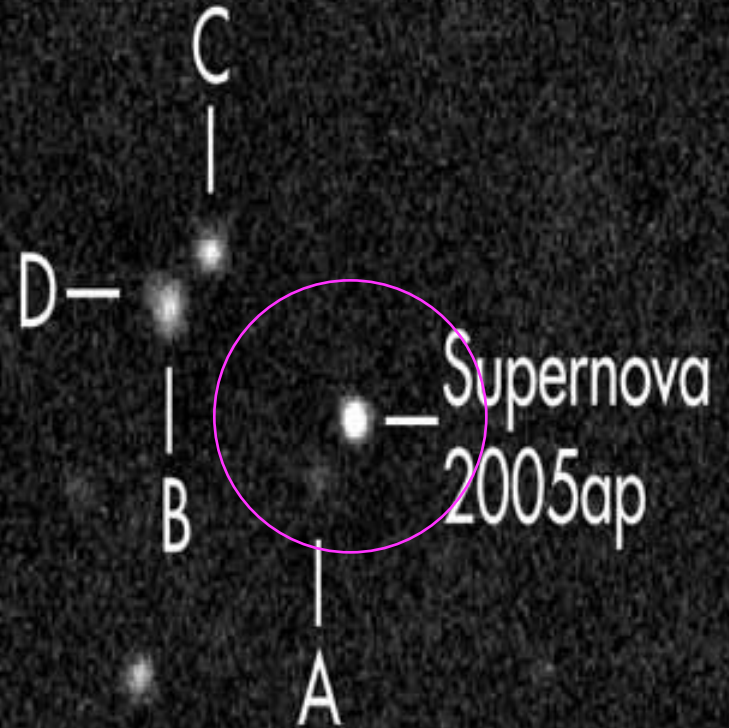




# Supernova 2005 ap



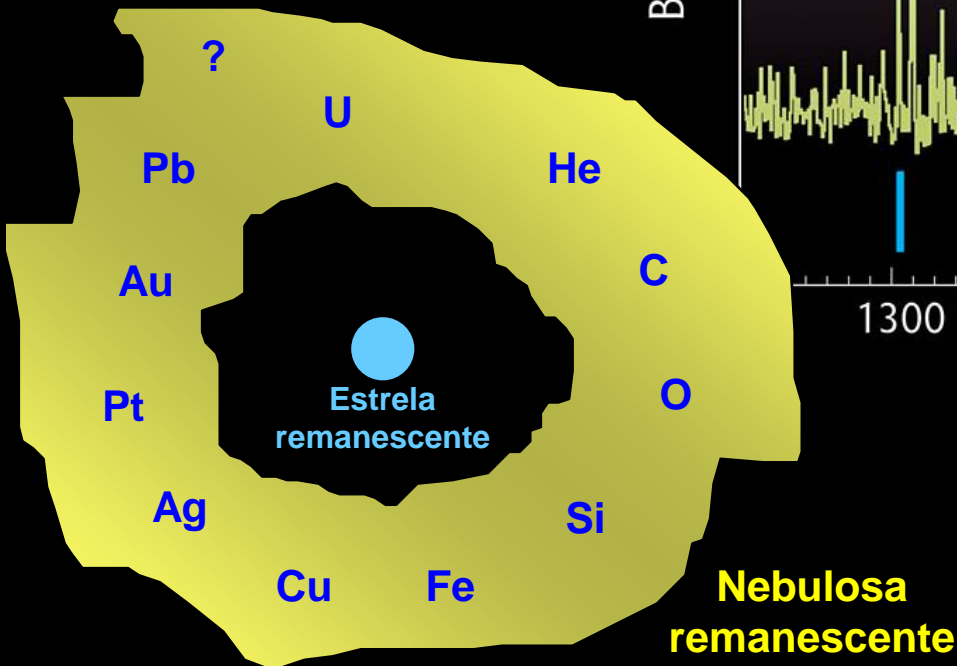
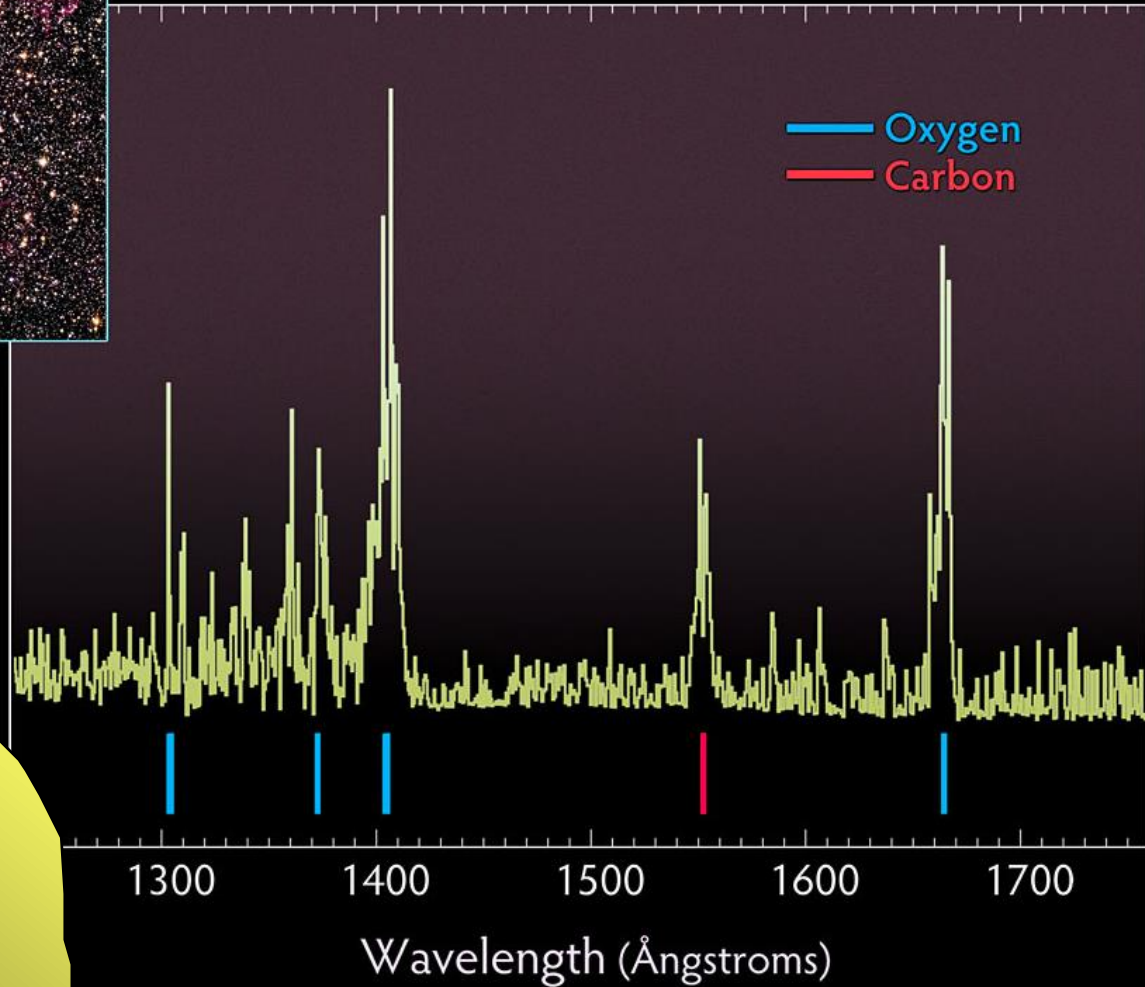
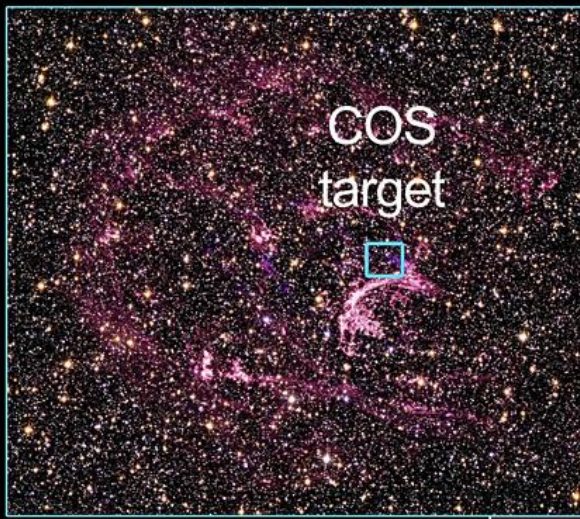
SDSS December 21, 2004



HET March 7, 2005

A supernova mais brilhante já observada. Supernova tipo II, Redshift: 0,28  
Quark star?

# Supernova Remnant LMC N132D





Grande Nuvem  
de Magalhães  
( **SN 1987 A** )

# Supernovas “próximas”

160 000  
anos-luz

