



MINISTÉRIO DA CIÊNCIA, TECNOLOGIA, INOVAÇÕES E COMUNICAÇÕES  
INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS

# Evolução Estelar II

## Ast-202-3

### Aula 1

# Revisão de estrutura estelar

Credit: NASA, ESA, P. Oesch (University of Geneva),  
and M. Montes (University of New South Wales)

Carlos Alexandre Wuensche  
INPE - Divisão de Astrofísica  
[ca.wuensche@inpe.br](mailto:ca.wuensche@inpe.br)



# Estrutura estelar: o que estudar?

## ☑ Parâmetros fundamentais

- ✓ composição química
- ✓ massa,
- ✓ densidade

## ☑ Propriedades físicas

- ✓ pressão
- ✓ temperatura,
- ✓ taxa de reações nucleares
- ✓ opacidade

## ☑ Equações da estrutura estelar

- ✓ Equilíbrio hidrostático
- ✓ Conservação de energia
- ✓ Transporte radiativo
- ✓ Conservação de massa
- ✓ Eq. de estado\*



# Por que as estrelas evoluem (mudam de um estado para outro)?

- ☑ Consumo de sua matéria prima
  - ✓ Fusão requer combustível, que é esgotado durante o processo.
  - ✓ Outros tipos de reações nucleares são possíveis a temperaturas mais altas, produzindo e consumindo outros elementos
  - ✓ Colapso gravitacional também gera energia
- ☑ A opacidade afeta o transporte de energia do interior estelar para a superfície
  - ✓ Depende da densidade e da composição química



# Modelos Estelares

- ☑ Modelos computacionais baseiam-se em:
  - ✓ Equilíbrio hidrostático: cada camada da estrela sustenta as camadas mais externas
  - ✓ Transporte energético: vale a lei zero da termodinâmica: energia flui de regiões mais quentes para as mais frias na estrela.
  - ✓ Conservação de massa: a massa total da estrela é a soma de todas as camadas no interior estelar.
  - ✓ Conservação de energia: a luminosidade total corresponde à energia total produzida em todas as regiões da estrela

# Modelos estelares

- ☑ O que sabemos de interiores estelares vem de:
  - ✓ Observações do Sol
  - ✓ Observações de estrelas próximas
  - ✓ Simulações computacionais das camadas do interior estelar
  
- ☑ Refinamento dos modelos de evolução estelar:  
resultados do modelo **X** observações recentes.



# Equações da estrutura estelar

$$\frac{dL(r)}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r) \epsilon(r)$$

conservação  
de energia

$$\frac{dM(r)}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r)$$

conservação  
de massa

$$\frac{dT(r)}{dr} = -\frac{3}{16\pi a c r^2} \frac{\kappa \rho(r)}{T^3} L$$

transporte  
radiativo

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

equilíbrio  
hidrostático

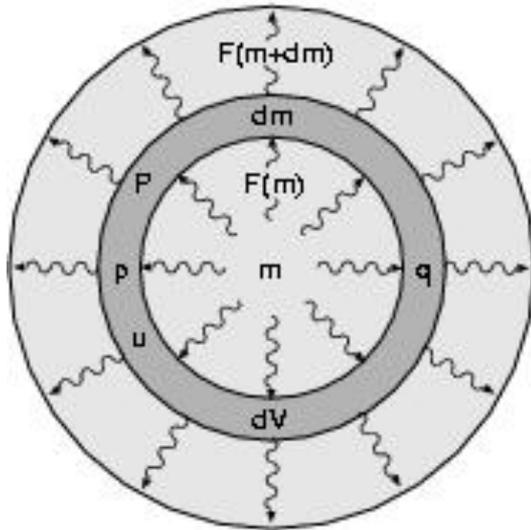


# Equilíbrio Hidrostático

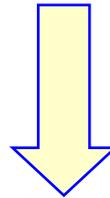
- ☑ Um fato observacional importante é que estrelas não mudam rapidamente\*, logo sua estrutura interna deve ser razoavelmente estável.
- ☑ Na teoria de interiores estelares, essa observação é descrita pela condição de equilíbrio hidrostático.
- ☑ Então, o que mantém a estrutura de uma estrela?

\* Bem, quase todas.... Também há estrelas pulsantes!

# Equilíbrio Hidrostático



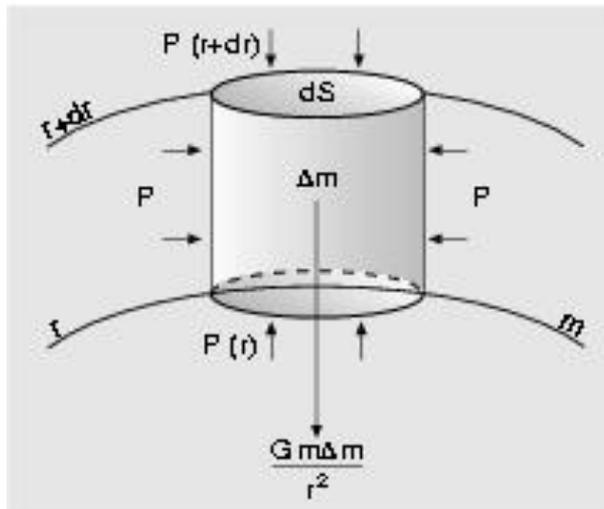
$$\frac{dP}{dr} = -G \frac{M_r \rho}{r^2}$$



Gradiente de  
pressão

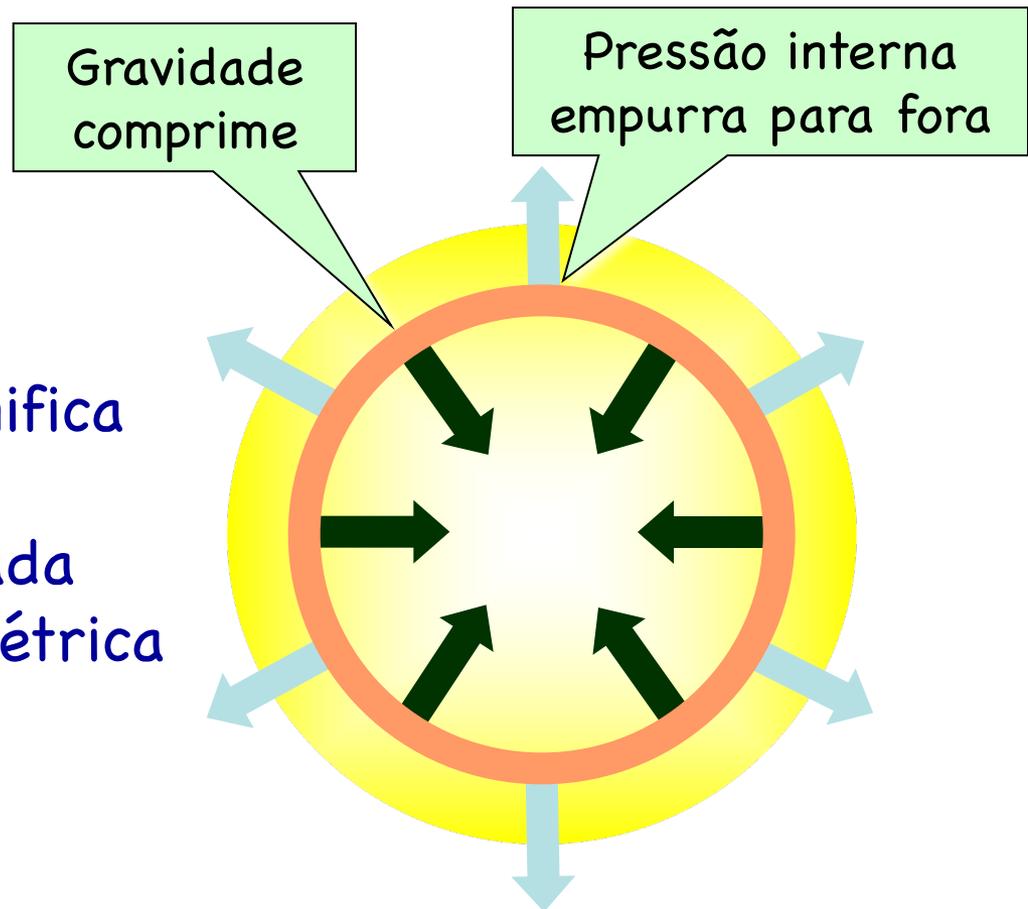


Gravidade



Como esse processo funciona no interior estelar?

Equilíbrio hidrostático significa que há um balanço entre gravidade e pressão em cada camada esfericamente simétrica da estrela.



Se a gravidade é maior a casca colapsa

Se a pressão é maior a casca se expande

Considere um cilindro de massa  $dm$  situado a uma distância  $r$  do centro da estrela. A força resultante neste elemento de volume é dada pela 2a. Lei de Newton

$$F = ma \longrightarrow dm \frac{d^2r}{dt^2} = F_g + F_{P,t} + F_{P,b}$$

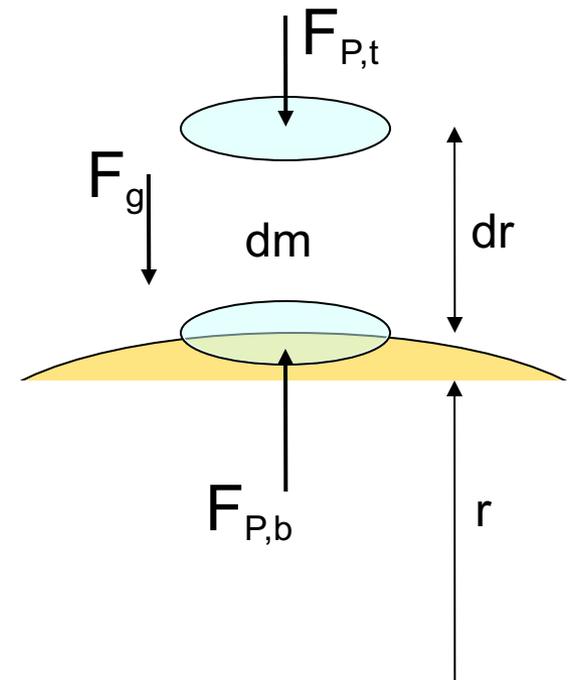
Em que:

$F_g$  = força gravitacional

$F_{P,t}$  = pressão no topo do cilindro

$F_{P,b}$  = pressão na base do cilindro

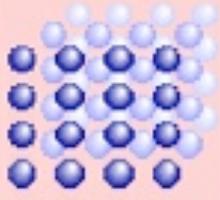
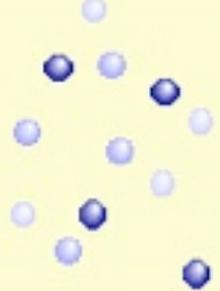
Introduzindo os termos acima na 2a. Lei de Newton obtemos:



# Equação de estado

- ☑ Descreve a relação entre pressão, temperatura e densidade:
  - ✓ gases normais (ou gases perfeitos)
  - ✓ gases degenerados
    - Alta pressão é independente da temperatura
    - Decorrente do princípio da exclusão de Pauli (só se aplica a férmions – MQ)
  
- ☑ Teorema de Vogt-Russel
  - ✓ Todo o processo evolutivo de uma estrela é determinado por sua massa e composição química.
    - (... Mas atenção para peculiaridades em sistemas binários)
  - ✓ Modelos de evolução estelar dependem do entendimento dos processos físicos

- ☑ Descrição do material estelar. Relaciona pressão, densidade e temperatura do gás no interior da estrela.
- ☑ Interior estelar: **plasma!**
- ☑ Comportamento de um plasma pode ser descrito pelo formalismo de gás perfeito.

Solid	Liquid	Gas	Plasma
e.g. ice, H <sub>2</sub> O	e.g. water, H <sub>2</sub> O	e.g. steam, H <sub>2</sub> O	e.g. ionised gas, H <sup>+</sup> and e <sup>-</sup>
cold T < 0°C	warm 0 < T < 100°C	hot T > 100°C	hotter T > 100,000°C [ > 10 eV]
			
molecules fixed in lattice	molecules free to move	molecules free to move with large spacing	ions and electrons move independently with large spacing

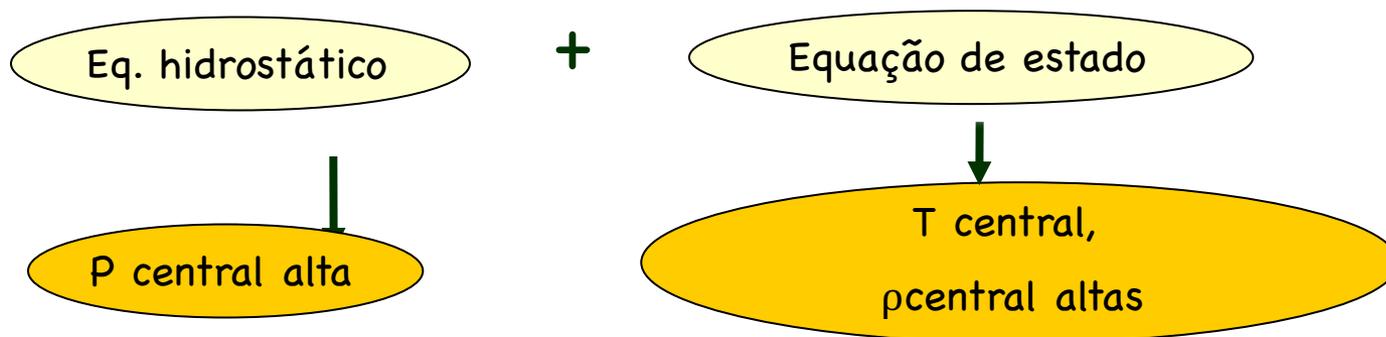
☑ Equação de estado de um gás perfeito:

$$P = n\kappa T$$

☑ Ou reescrita como: 
$$P = \frac{\rho\kappa T}{\mu m_H} \quad \mu = \frac{m_{particle}}{m_H}$$

$\mu$  (peso molecular médio) é a razão entre a massa da partícula e a massa do átomo de hidrogênio  $m_H$ .

Isso significa que, se a pressão é alta, também a temperatura e a densidade devem ser. O equilíbrio hidrostático requer uma pressão central grande, logo:



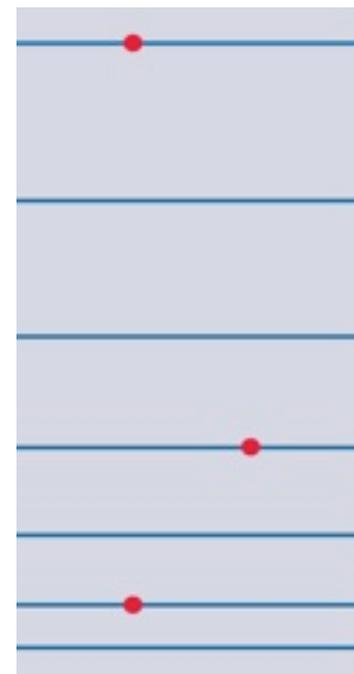


# Matéria degenerada

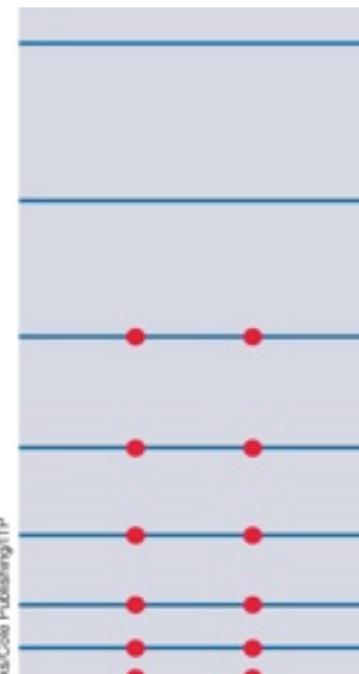
- ☑ O processo de queima de hidrogênio e hélio no interior estelar continua até a exaustão do combustível nuclear.
- ☑ Num determinado momento, toda matéria torna-se degenerada (todos os elétrons são removidos dos átomos e os núcleos coalescem como se fossem um único núcleo).
- ☑ Quando isso acontece, os elétrons passam a pertencer ao objeto e não mais a um núcleo individual.
- ☑ Os níveis de energia mais baixos são capazes de armazenar praticamente todos os elétrons livres.
- ☑ O princípio da exclusão de Pauli aplica-se a férmions e diz que dois elétrons não podem ocupar o mesmo estado quântico ao mesmo tempo.

- ☑ Isso faz com que os elétrons preencham os níveis eletrônicos sempre a partir do estado fundamental
- ☑ Nesse caso a matéria encontra-se no “estado degenerado”
- ☑ Quando isso acontece, os elétrons passam a pertencer ao objeto e não mais a um núcleo individual.

- ☑ Os níveis de energia mais baixos são capazes de armazenar praticamente todos os elétrons livres.
- ☑ O princípio da exclusão de Pauli aplica-se a férmions e diz que dois elétrons não podem ocupar o mesmo estado quântico ao mesmo tempo.



Low-density gas  
(nondegenerate)



© 2001 Brooks/Cole Publishing/ITP

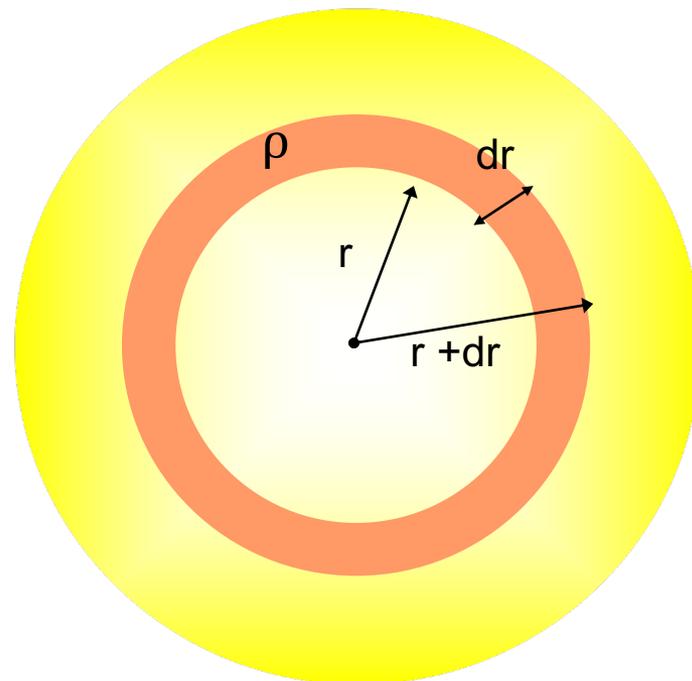
High-density gas  
(degenerate)

- ❑ Basicamente uma estrela feita de matéria degenerada se comporta como se fosse um único átomo gigante
- ❑ É difícil comprimir a matéria porque os elétrons se recusam a se aproximar dos prótons (barreira coulombiana)
- ❑ Esse tipo de estrelas é conhecido como “anã branca” (ou estrela de nêutrons, quando a matéria degenerada são nêutrons).
- ❑ Na equação de estado de matéria degenerada, a pressão independe da temperatura:  $P \propto \rho^{constant}$
- ❑ Como a pressão de degenerescência independe da temperatura, à medida que a temperatura aumenta, o gás é aquecido mas não existe mais expansão!
- ❑ Essa situação tem consequências importantes para estrelas nos estágios finais de evolução, como por exemplo, os núcleos de gigantes vermelhas e também supernovas, anãs brancas e estrelas de nêutrons.

# Conservação de massa

- ✓ As quantidades  $M_r$ ,  $\rho$  e  $r$  que aparecem na eq. de equilíbrio hidrostático não são independentes: a massa  $M_r$  contida num raio  $r$  é determinada pela densidade do material estelar.
- ✓ Relacionamos essas variáveis considerando uma concha fina de espessura  $dr$  e massa  $dM_r$  a um raio  $r$  do centro.

$$\frac{dM_r}{dr} = 4\pi r^2 \rho$$



A massa no interior estelar varia de acordo com a distância ao centro da estrela.



# O efeito da massa

- ☑ A massa da estrela desempenha o PAPEL PRINCIPAL no “cabo de guerra” entre pressão e gravidade.
- ☑ Quanto mais massiva a estrela, maior a pressão necessária para balancear a gravidade. A pressão e a temperatura serão mais altas no interior e suas vizinhanças.
- ☑ Isso apressará o processo de fusão e a estrela será muito mais luminosa. Como o hidrogênio queima mais rápido, mais rápido ela ficará sem combustível.
- ☑ Por outro lado, uma estrela de pouca massa terá uma temperatura central baixa e o hidrogênio queimará muito mais lentamente.

# Relação massa x tempo de permanência na SP

<b>Massa estelar</b>	<b>Classe estelar</b>	<b>Tempo na SP</b>
<b>0.4 massas solares</b>	<b>Classe M</b>	<b><math>2 \times 10^{11}</math> anos</b>
<b>1 massa solar</b>	<b>Classe G2</b>	<b><math>1 \times 10^{10}</math> anos</b>
<b>3.3 massas solares</b>	<b>Classe A</b>	<b><math>5 \times 10^8</math> anos</b>
<b>40 massas solares</b>	<b>Classe O5</b>	<b><math>1 \times 10^6</math> anos</b>

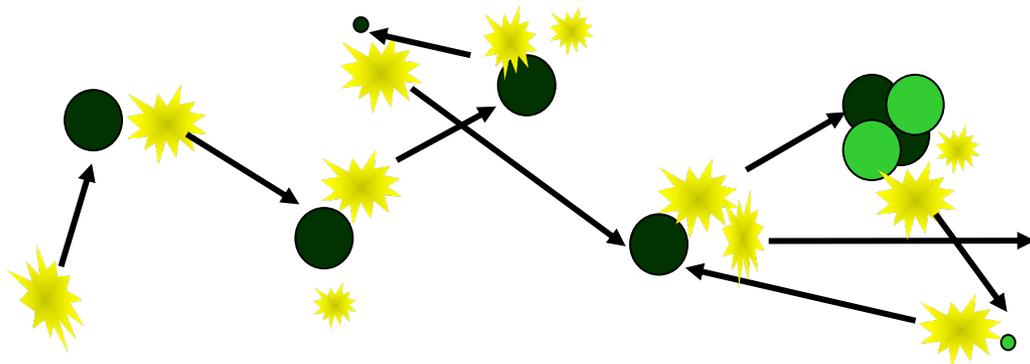


# Transporte de energia

- ☑ O interior estelar é denso e dificulta a saída dos fótons do núcleo para a superfície. Em média um fóton solar **leva  $10^7$  anos para chegar à superfície!**
- ☑ Há três mecanismos de transporte de energia:
  - ✓ Radiação: energia é transportada por emissão e reabsorção de fótons
  - ✓ Convecção: energia é transportada por movimento de elementos de massa
  - ✓ Condução: energia é trocada em colisões de partículas (geralmente elétrons).

# Radiação

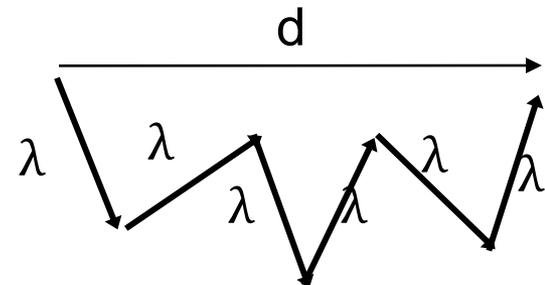
- ☑ Fótons no núcleo possuem alta energia e interagem fortemente com a matéria na forma de raios-X e gama.
- ☑ Uma vez gerado, um fóton será rapidamente reabsorvido e reemitido em uma escala de tempo muito curta ( $\sim 10^{-8}$  sec).
- ☑ O fóton continuará sua trajetória sendo absorvido e reemitido, viajando em zigzag. Essa trajetória é conhecida como “random walk”.
- ☑ Durante essas interações os fótons vão perdendo energia e acabam chegando à superfície com energias na faixa óptica do espectro.
- ☑ Cada fóton percorre um caminho. Ao final das trajetórias haverá uma diferença de energia entre os fótons.



- ☑ Distância percorrida pelo fóton: caminho livre médio  $\lambda$
- ☑ Relação entre o deslocamento  $d$  e número de interações  $N$  é dado por:

$$d = \lambda \sqrt{N}$$

- ☑ Processo extremamente lento.
- ☑ Para o Sol:
  - ✓  $\lambda = 0.5 \text{ cm}$
  - ✓  $R = 6.96 \times 10^{10} \text{ cm}$
  - ✓  $N = (d/l)^2 \sim 2 \times 10^{22} \text{ colisões}$
  - ✓  $t_{\text{reem}} = \sim 10^{-8} \text{ s}$
  - ✓  $T_{\text{viagem}} = \sim 10^{14} \text{ s ou } 10^7 \text{ anos}$





# Equilíbrio Radiativo

- ☑ Observamos luminosidades estelares praticamente constante em nossas escalas de tempo, ou seja, não há variações no fluxo superficial  $\Rightarrow$  conservação de energia!
- ☑ Se essa condição vale para todas as camadas da estrela, então há um balanço entre os mecanismos de emissão e absorção da estrela.

Energia absorvida = Energia emitida

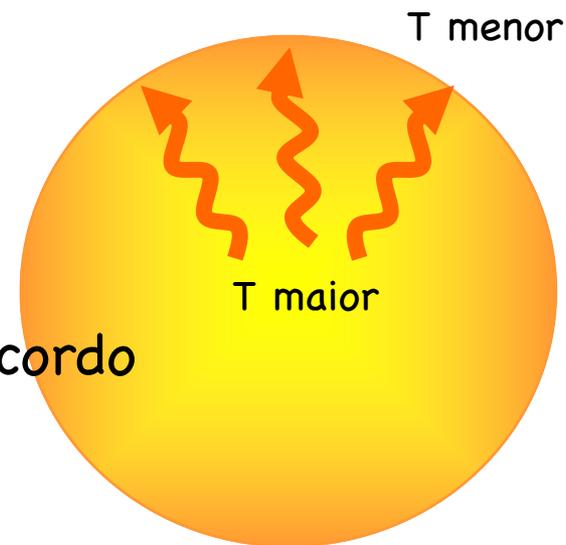
Equilíbrio Radiativo

# Transporte Radiativo

- Se supomos que a energia é transportada do centro para superfície de uma estrela via radiação, podemos encontrar uma relação entre o gradiente de temperatura e o fluxo radiativo: z

$$\frac{dT}{dr} = - \frac{3}{4ac} \frac{\kappa \rho}{T^3} F_{rad}$$

Fluxo de energia



- O sinal “-” indica que o fluxo cai de acordo com o gradiente de temperatura.
- Normalmente se usa essa expressão em termos da luminosidade  $L$  da estrela, ao invés do fluxo  $F$ . Lembremos que a relação entre  $L$  e  $F$  é dada por:

$$L = 4\pi r^2 F_{rad}$$



- ✓ Assim, se todo o transporte é radiativo, a luminosidade da estrela está relacionada ao gradiente de temperatura por:

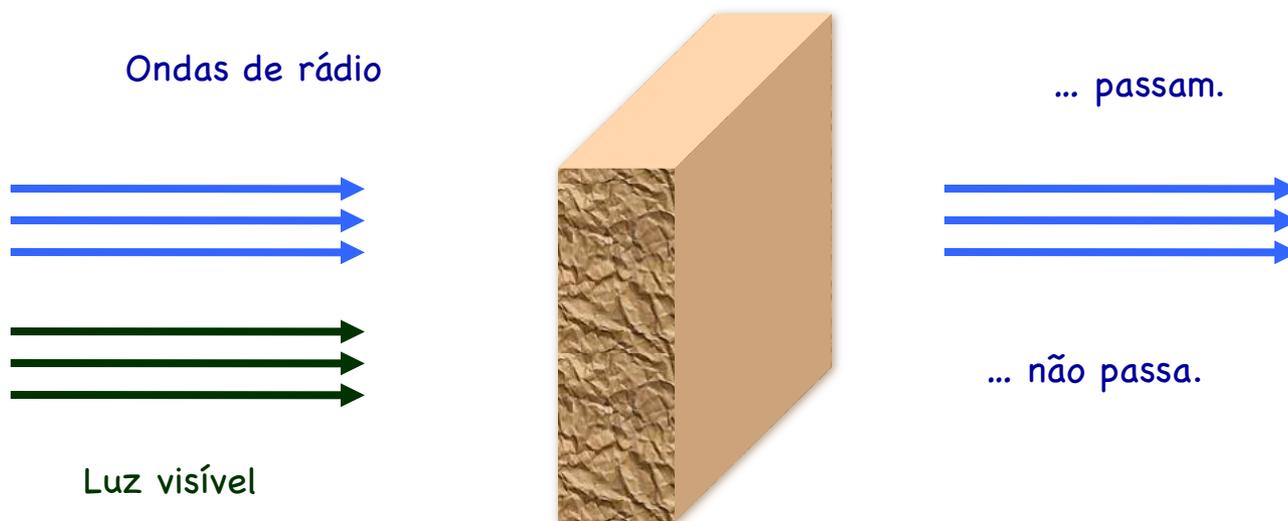
$$\frac{dT}{dr} = - \frac{3}{16\pi a c r^2} \frac{\kappa \rho}{T^3} L$$

Equação de transporte radiativo

- ✓ Se a opacidade cresce, o gradiente de temperatura também cresce.
- ✓ Transporte de energia radiativo ocorre sempre que houver gradiente de temperatura, mas se este for muito grande, o transporte passa a ser, parcialmente, via convecção.

# Opacidade

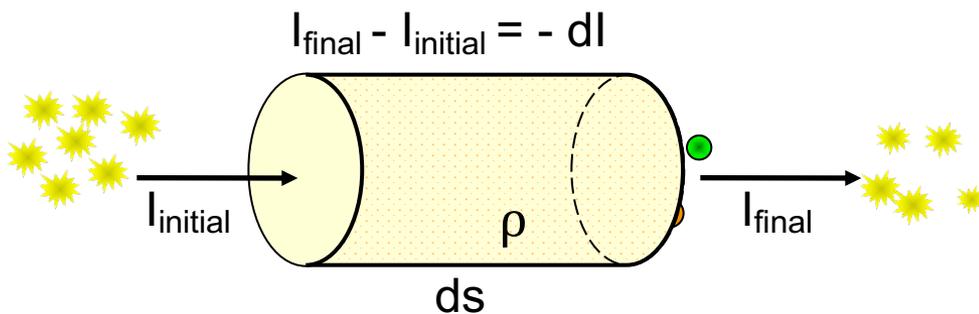
- ✓ Interação dos fótons com a matéria produz resistência ao fluxo de energia → OPACIDADE.
- ✓ O material é dito **opaco** à radiação num certo comprimento de onda quando a resistência ao fluxo é quase total!
- ✓ O material é **transparente** se a resistência à radiação é desprezível.



# Matematicamente...

- ☑ A mudança na intensidade da radiação incidente enquanto a luz atravessa um determinado meio é proporcional a densidade do gás  $\rho$ , à intensidade da radiação  $I_\lambda$  e à distância  $D$  percorrida através do material.

$$I_{final} - I_{inicial} = -\kappa_\lambda \rho I_\lambda D \rightarrow dI_\lambda = -\kappa_\lambda \rho I_\lambda ds$$



A opacidade depende do comprimento de onda da radiação, por isso é escrita como  $\kappa_\lambda$ .

Ela é o coeficiente que indica que fração da intensidade incidente é perdida durante o percurso.

# Fontes de opacidade

- ☑ Interações específicas entre fótons e partículas que contribuem para a perda de intensidade definem como a energia escapa da estrela:
  - ✓ Absorção ligado-ligado
  - ✓ Absorção ligado-livre
  - ✓ Absorção livre-livre
  - ✓ Espalhamento

# Opacidade média de Rosseland

- ✓ Média, sobre todos os comprimentos de onda, da soma das diferentes contribuições para a opacidade.
- ✓ A opacidade média de Rosseland é uma função complicada da temperatura, densidade e composição química, e é calculada a partir de tabelas para  $T$  e  $\rho$  para uma dada composição estelar. Um ajuste regular pode ser feito com uma lei de potência:

$$\kappa = \kappa_0 \rho^\alpha T^\beta$$

- ✓ em que  $\kappa_0$  é uma constante para uma estrela com determinada composição química. Uma solução para os parâmetros dessa função só é obtida por integração numérica.

# Convecção

- ☑ Na convecção, energia é transportada pelo movimento de células de matéria: gás quente “sobe”, gás frio “desce”.
- ☑ Convecção é um processo extremamente complexo, e ainda não existe uma teoria de transporte convectivo suficientemente boa na literatura. A falta de uma teoria adequada é um dos problemas mais importantes no estudo da estrutura estelar.
- ☑ Felizmente, alguns resultados podem ser obtidos a partir de simplificações no processo convectivo.



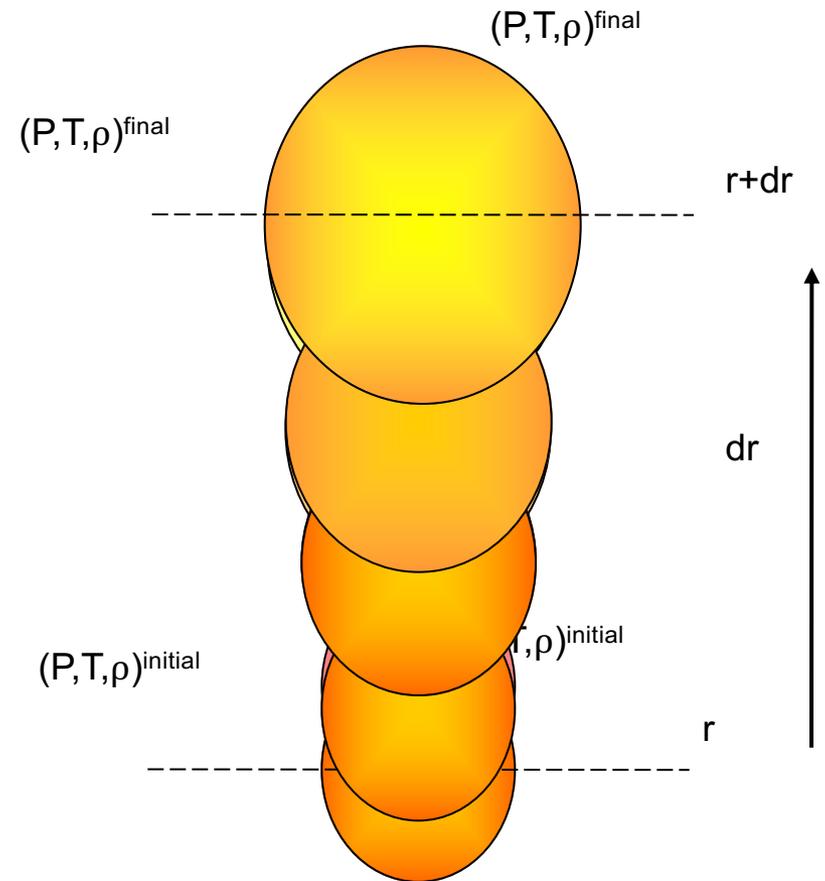
- ☑ Considere uma célula de matéria a uma distância  $r$  do centro de uma estrela em equilíbrio com suas vizinhanças, a uma pressão  $P$  e temperatura  $T$ . Imagine que a célula “sobe” uma distância  $dr$ .
- ☑ Para expressar essa condição em termos do gradiente de temperatura, de modo que ele seja compatível com a equação de transporte radiativo, duas suposições são feitas:
  - ✓ Se a célula é mais densa que o meio, ela afundará novamente. Nesse caso o gás é estável contra o processo convectivo.
  - ✓ Se a célula é menos densa que o meio, ela continuará subindo. Nesse caso o gás é instável contra o processo convectivo.

# Condição de convecção:

- ✓ A célula deve subir adiabaticamente: isso significa que ela não troca calor com as vizinhanças (ela se resfria por expansão)

$$\rho_{blob} < \rho_{surroundings}$$

- ✓ A pressão na célula e na vizinhança é a mesma durante todo o processo.



- ☑ A partir dessas suposições, descobrimos que a condição de ascensão da célula é que o gradiente de temperatura na estrela seja maior que o gradiente adiabático (necessário para uma ascensão adiabática da célula).
- ☑ As características da matéria estelar são cruciais no início do processo convectivo. Assim, condições para transporte convectivo podem ser escritas em termos da razão entre os calores específicos do gás  $\gamma^*$ .

# Condição para convecção:

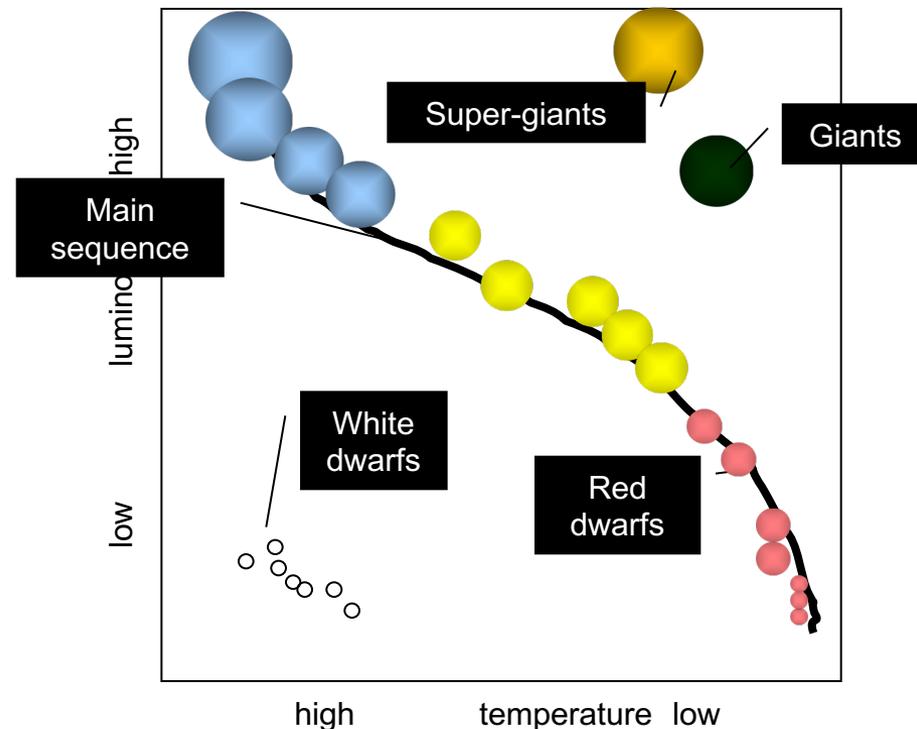
$$\frac{T}{P} \frac{dP}{dr} < \frac{\gamma}{\gamma - 1} \frac{dT}{dr}$$

A convecção ocorre quando  $\gamma \sim 1$  ou quando o gradiente de temperatura é muito acentuado (de modo que o lado direito da equação cresce rapidamente).

Onde essas condições ocorrem numa estrela?

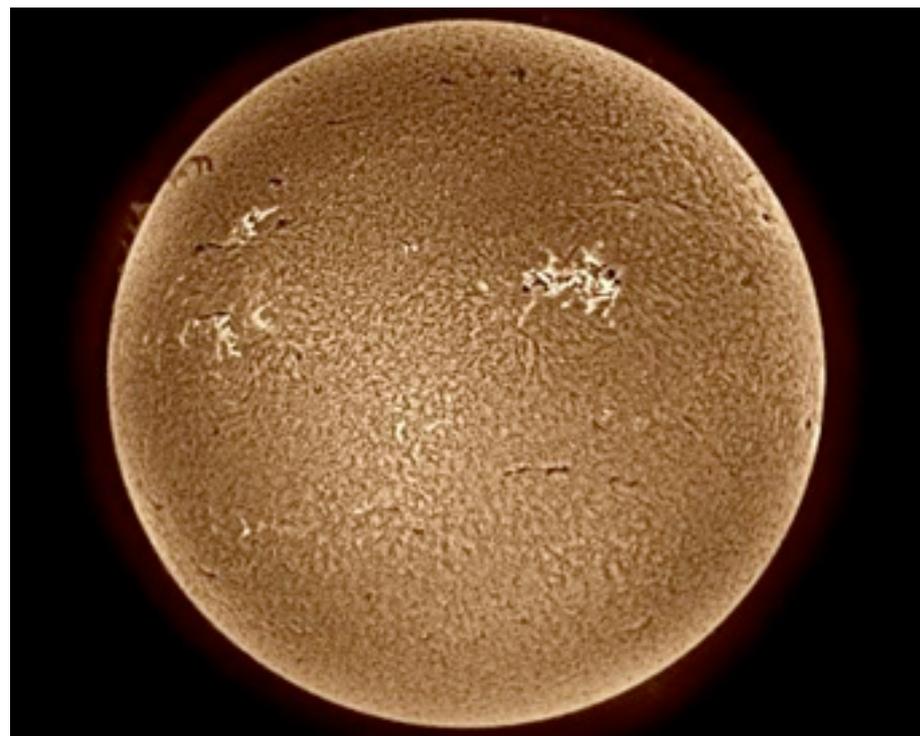
# Regiões convectivas

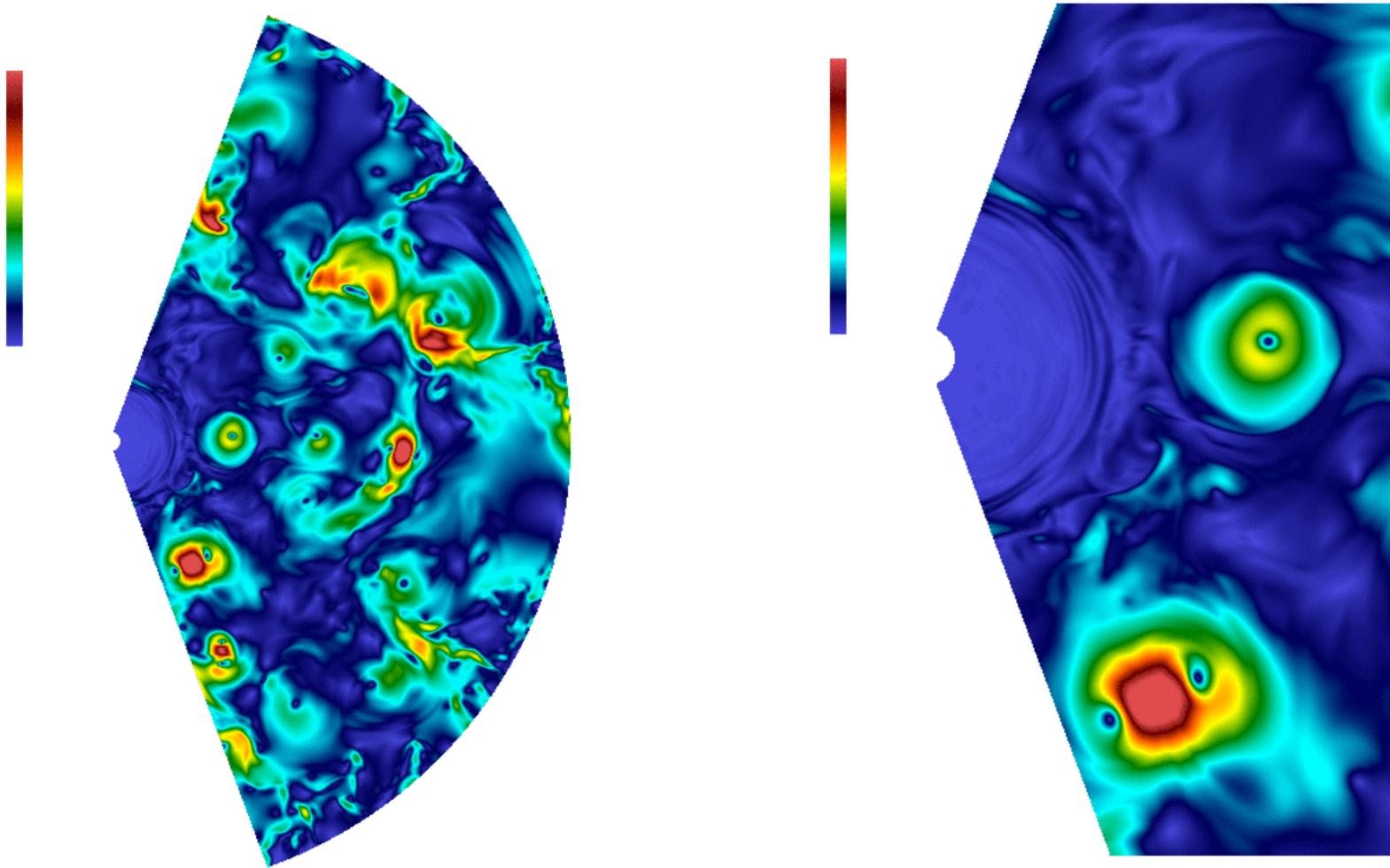
- ☑ Centros estelares onde gradientes de temperatura muito intensos existem, por causa de uma enorme liberação de energia num volume relativamente pequeno.
  
- ☑ Estrelas em que os ciclos CNO ou  $3\alpha$  ocorrem, uma vez que esses processos produzem grandes gradientes de temperatura (estrelas da alta sequência principal).



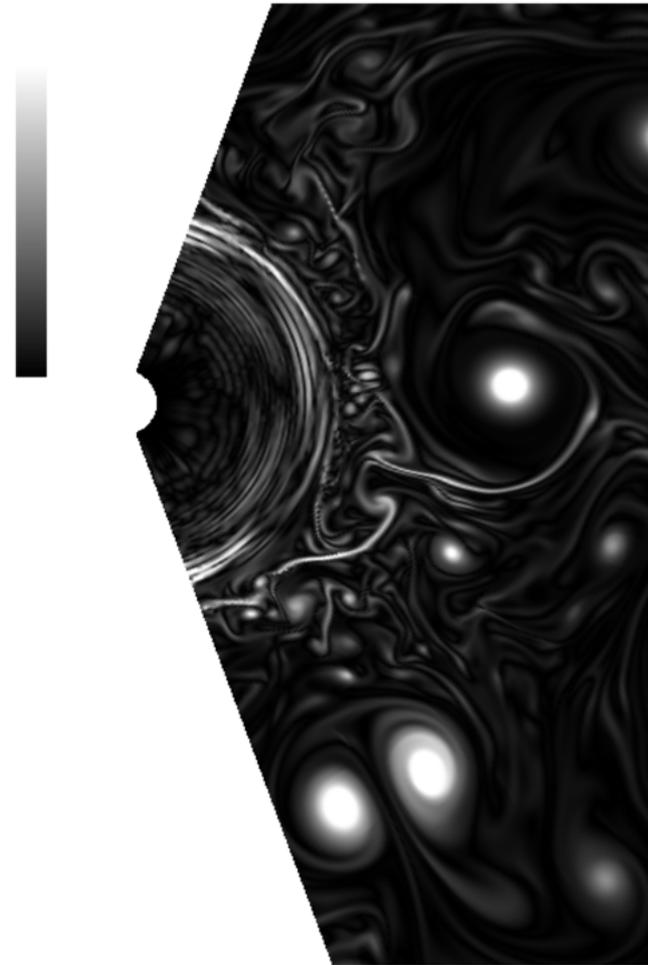
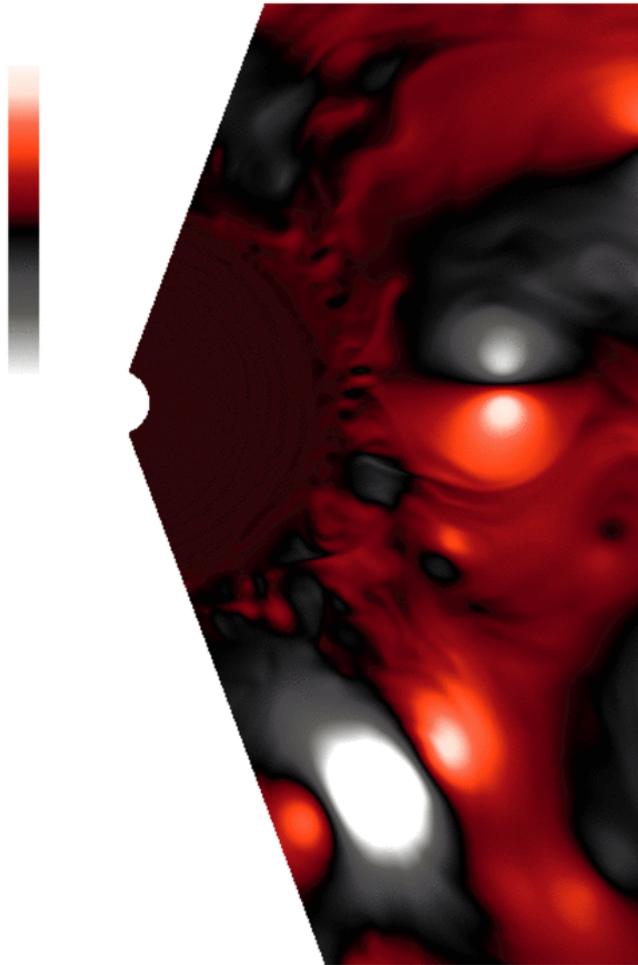
- ☑ Regiões frias de estrelas são também sujeitas a processos convectivos, já que nessas regiões  $\gamma \sim 1$  (ionização) e elas apresentam um envelope convectivo.
- ☑ Convecção nas camadas externas do Sol causam os grânulos observados na superfície. Os grânulos brilhantes são bolsões de gás ascendente; as regiões escuras são o gás frio que está afundando.

Granulations over the Sun





[https://imgshare.com/articles/Animated\\_visualizations\\_of\\_convective\\_penetration\\_in\\_a\\_3\\_solar\\_mass\\_red\\_giant/9974738](https://imgshare.com/articles/Animated_visualizations_of_convective_penetration_in_a_3_solar_mass_red_giant/9974738)





# Transporte convectivo

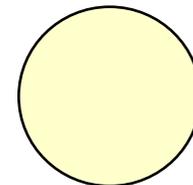
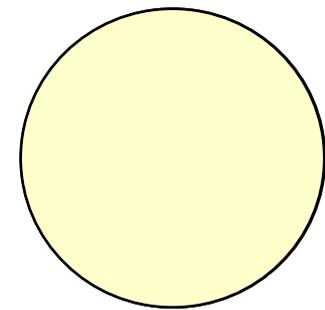
- ☑ Após viajar uma certa distância para a superfície, as células quentes se dissolvem (ET com o meio) liberando a energia térmica. Da mesma forma, células frias “afundam” e levarão seu “déficit de energia” até se dissolverem próximas ao centro da estrela.
- ☑ O efeito líquido é um transporte de energia convectivo para a superfície e, por conseguinte, um fluxo de energia convectivo.

# Transporte convectivo

- ☑ Para estabelecer uma relação entre o fluxo convectivo (ou a luminosidade) e o gradiente de temperatura é necessário uma descrição mais detalhada do processo.
- ☑ A Teoria do Comprimento de Mistura (MLT) é um modelo relativamente simples e eficiente do transporte convectivo e foi aplicado pela primeira vez a modelos estelares nos anos 30 por Biermann e Cowling.

- ☑ Nesse modelo, elementos de massa são descritos por seus tamanhos, que dependem de sua posição relativa dentro da região convectiva. Eles viajam uma distância característica antes de se misturar com o material na vizinhança.
- ☑ Essa distância é chamada comprimento de mistura  $l$  e define a espessura da camada convectiva.
- ☑ O comprimento de mistura é normalmente expresso como uma fração da altura de escala de pressão  $HP$  (que mede a distância em que a pressão do gás varia por um fator  $e \sim 2.7$ )

- ☑  $\alpha$  é o parâmetro livre fundamental da MLT. O valor de  $\alpha$  é desconhecido a priori e deve ser determinado de forma empírica.
- ☑ Comparações entre modelos de comprimento de mistura e simulações numéricas para diferentes tipos estelares mostram que não há uma escolha única de  $\alpha$  que reproduza todos os tipos estelares, mas  $\alpha$  depende do tipo estelar.
- ☑ Entretanto a MLT está longe da perfeição e teorias convectivas são também um ativo campo de pesquisa.



1

$$l = \alpha H_P$$



# Radiação versus convecção

- ☑ Transferência radiativa ocorre sempre que existe gradiente de temperatura.
- ☑ Por outro lado, certas condições devem existir para que convecção ocorra.
- ☑ Nos caroços estelares, convecção OU radiação podem dominar o transporte de energia.
- ☑ Nas camadas externas, ambos podem coexistir e transportar uma quantidade significativa de energia.
- ☑ Convecção envolve transporte de massa e produz uma composição homogênea (mistura de elementos) na região convectiva.
- ☑ Radiação não contribui para a homogeneização do interior estelar.

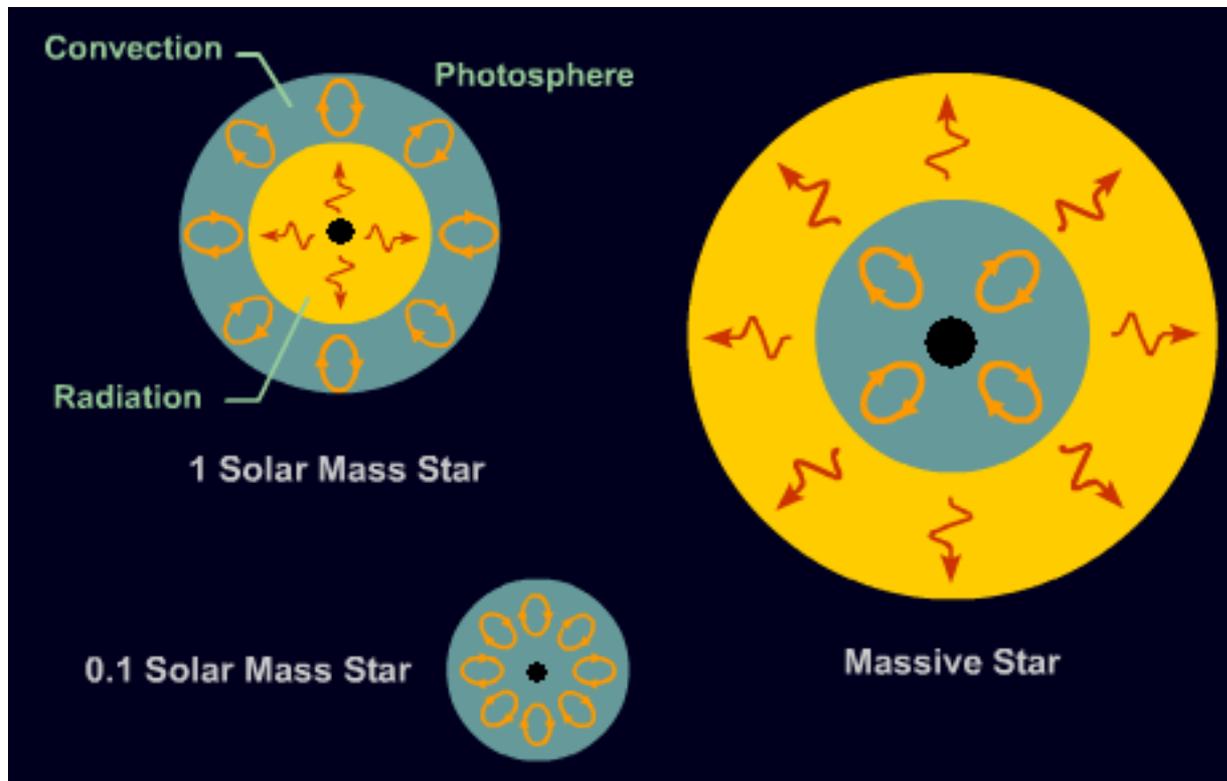
A ocorrência de transporte radiativo ou convectivo depende da fonte de energia e do gradiente de temperatura que, em última análise, depende da massa da estrela.

Seq. principal inferior

$M < 1.2M_{\odot}$  - pp chain

Seq. principal superior

$M > 1.2M_{\odot}$  - CNO cycle



# Relação massa-luminosidade

- ✓ Quanto mais massiva a estrela, mais rapidamente ela queima hidrogênio e mais luminosa ela será. Vamos determinar agora como a luminosidade da estrela depende de sua massa.

$$\frac{dT}{dr} = -\frac{3}{16\pi a c r^2} \frac{\kappa \rho}{T^3} L \longrightarrow L \propto \frac{M^3}{\kappa}$$

Pode-se fazer uma estimativa em ordens de grandeza, usando a equação de equilíbrio hidrostático, eq. de estado e eq. de equilíbrio radiativo.

# Relação massa-luminosidade

- ✓ A luminosidade da estrela varia  $\sim$  com o cubo de sua massa. Mas ela também depende da opacidade e consequentemente a relação massa-luminosidade não será uma lei de potência simples.
- ✓ Na verdade, as relações observadas podem ser aproximadas por leis de potência com coeficientes diferentes:

Baixa massa ( $\leq 1 M_{\text{sol}}$ )

Massa intermediária ( $1 \leq M / M_{\text{sol}} \leq 4$ )

Massa grande ( $> 4 M_{\text{sol}}$ )

$$\rightarrow L \sim M^4$$

$$\rightarrow L \sim M^4 \text{ a } M^3$$

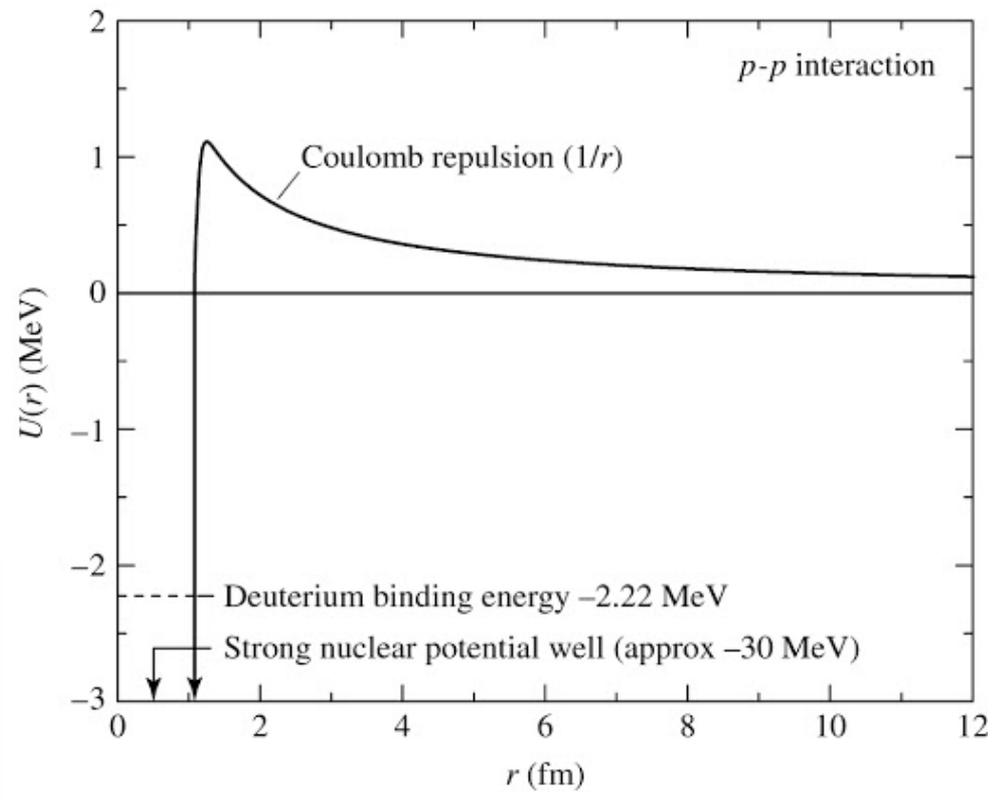
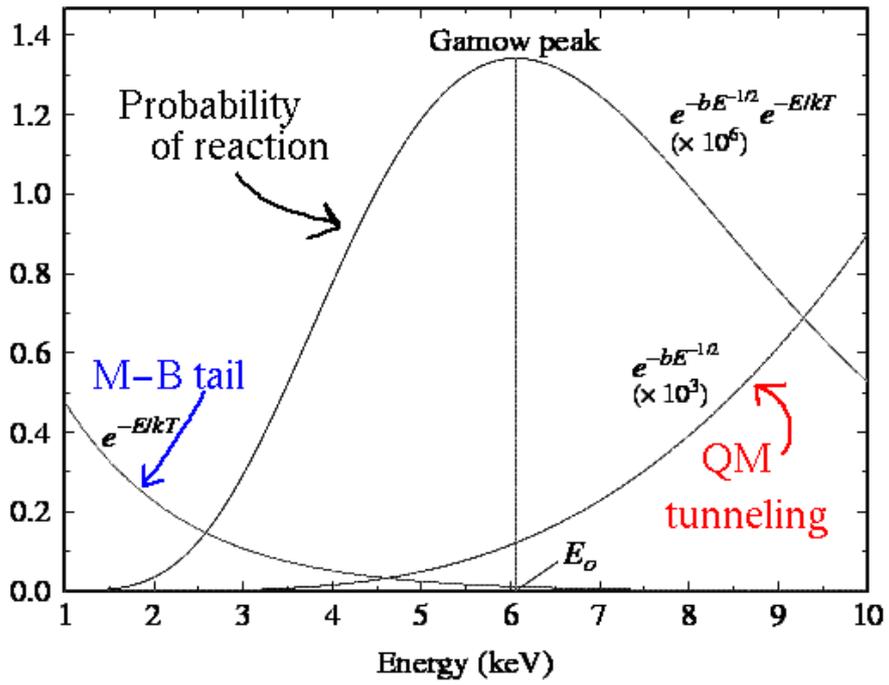
$$\rightarrow L \sim M^3$$

Seq. Principal  $L \sim M^4$  a  $L \sim M^{3,5}$

# Reações nucleares

- ✓ Altas temperatura e pressão permitem que os núcleos de elementos superem a barreira Coulombiana via efeito túnel – fusão nuclear
- ✓ Processo normal de produção de energia até a produção de Fe a partir do Si
- ✓ Fe possui a maior  $E_{\text{bind}}$  e reações para produção de elementos mais pesados são endotérmicas (retiram energia do meio)
- ✓ A diferença entre as massas dos “produtos” e dos “reagentes” é liberada na forma de fótons visíveis
- ✓ A energia liberada contrabalança a pressão gravitacional das camadas externas ao núcleo

$$f = \frac{E_B}{A}$$



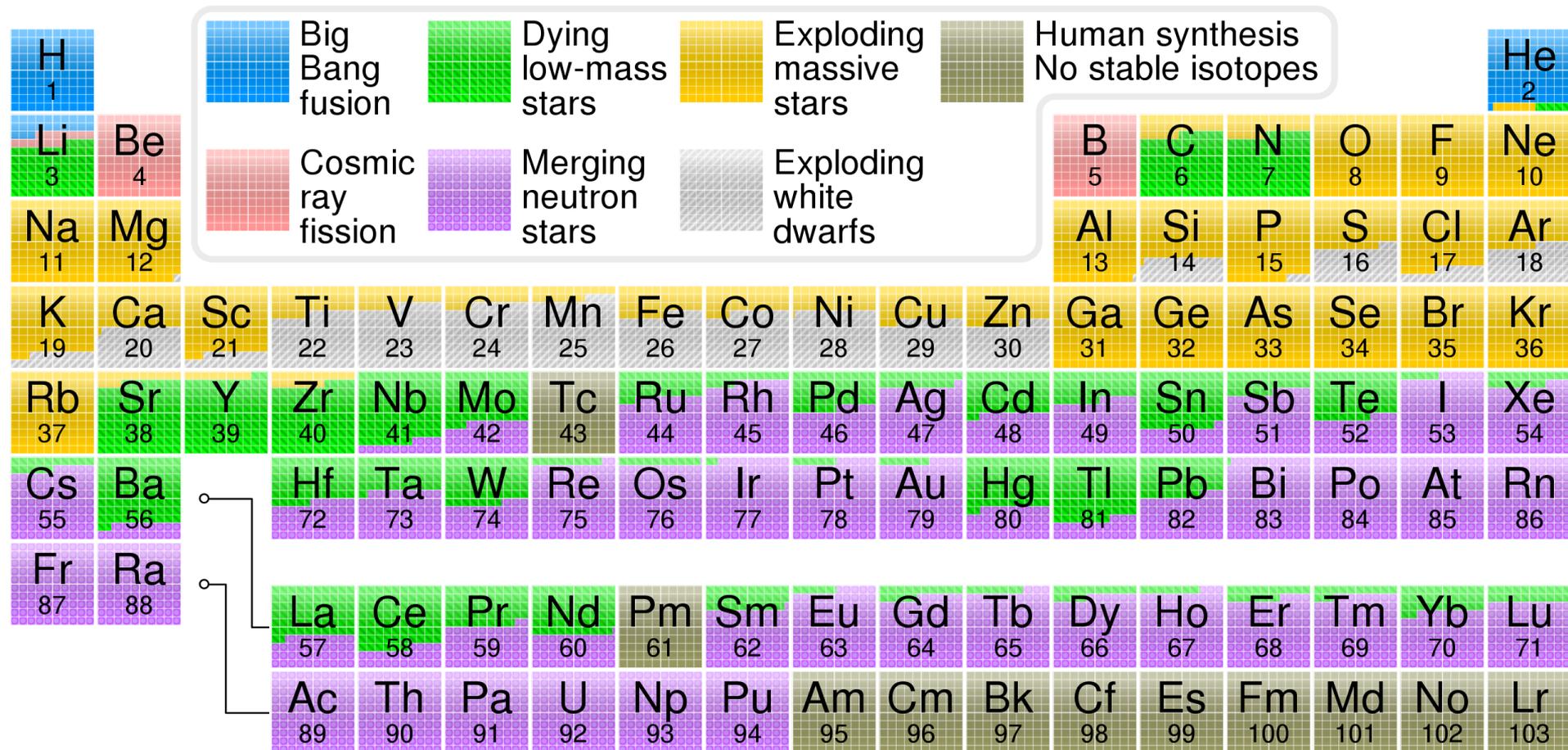


# Reações nucleares

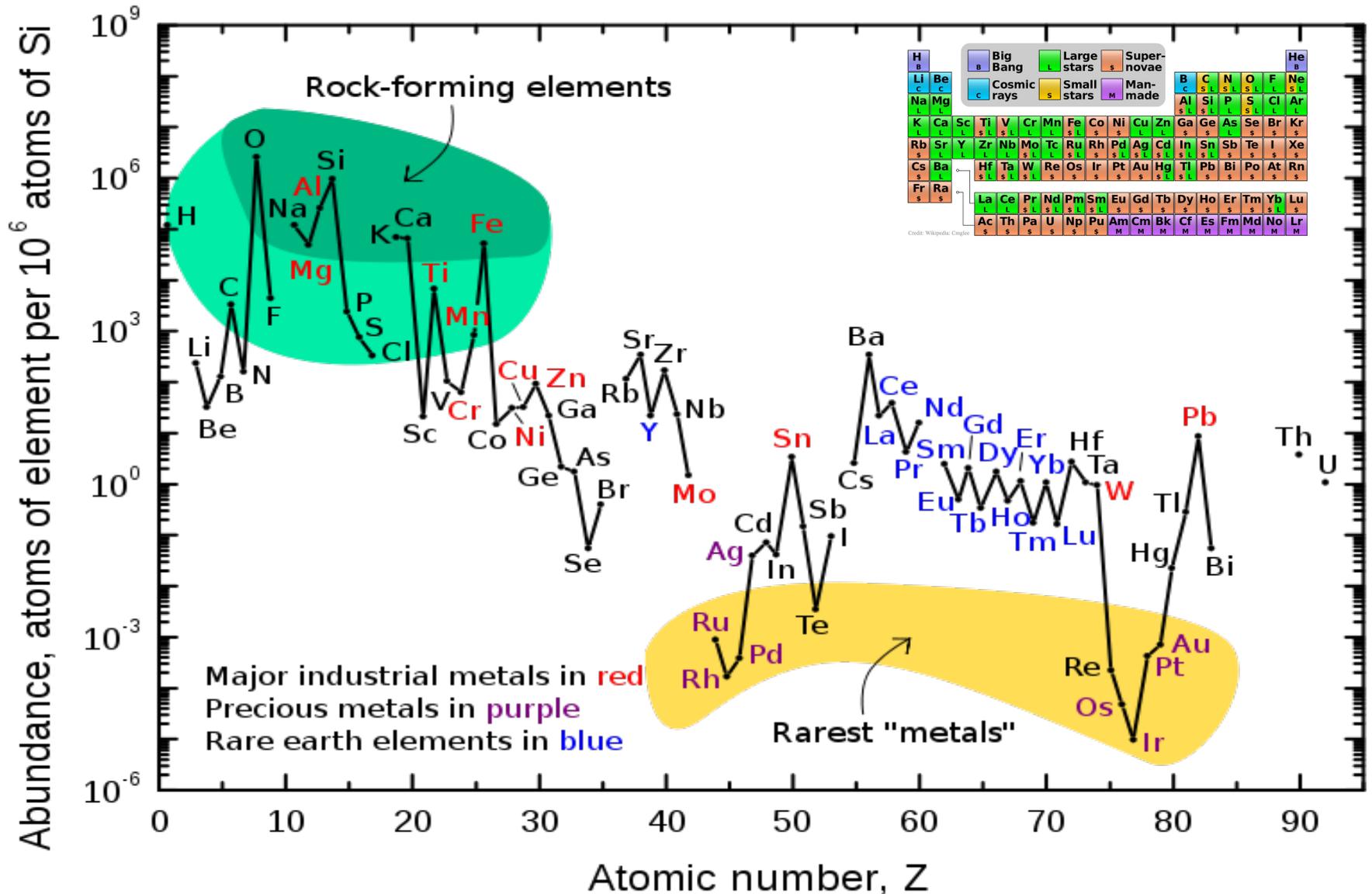
- ☑ Elementos mais pesados que o Fe são produzidos via captura eletrônica, por processos S (Slow) e R (rapid).
- ☑ A massa dos elementos aumenta seguindo a trajetória de captura de nêutrons e decaimento na carta de núclídeos



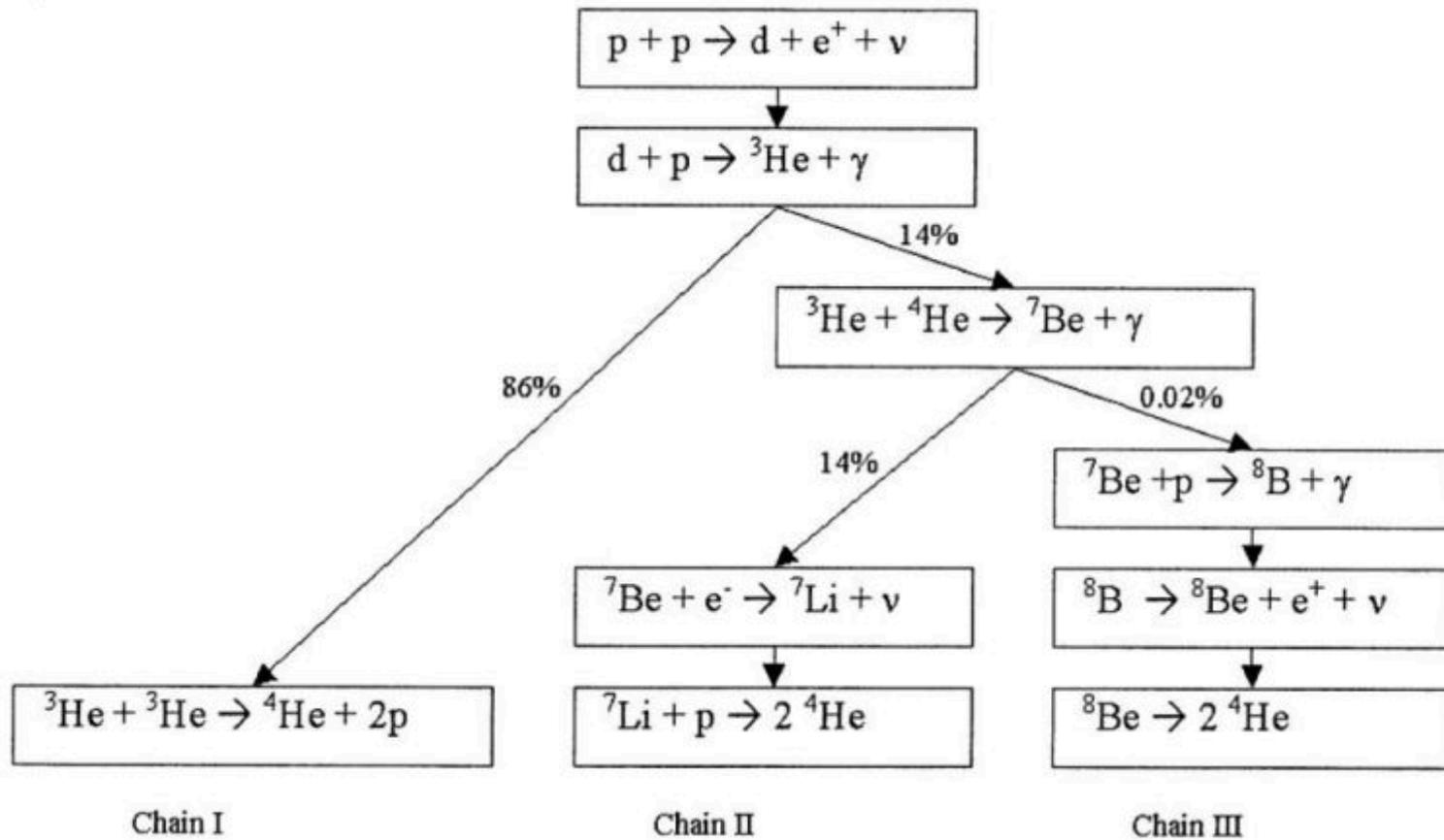
# Reações nucleares



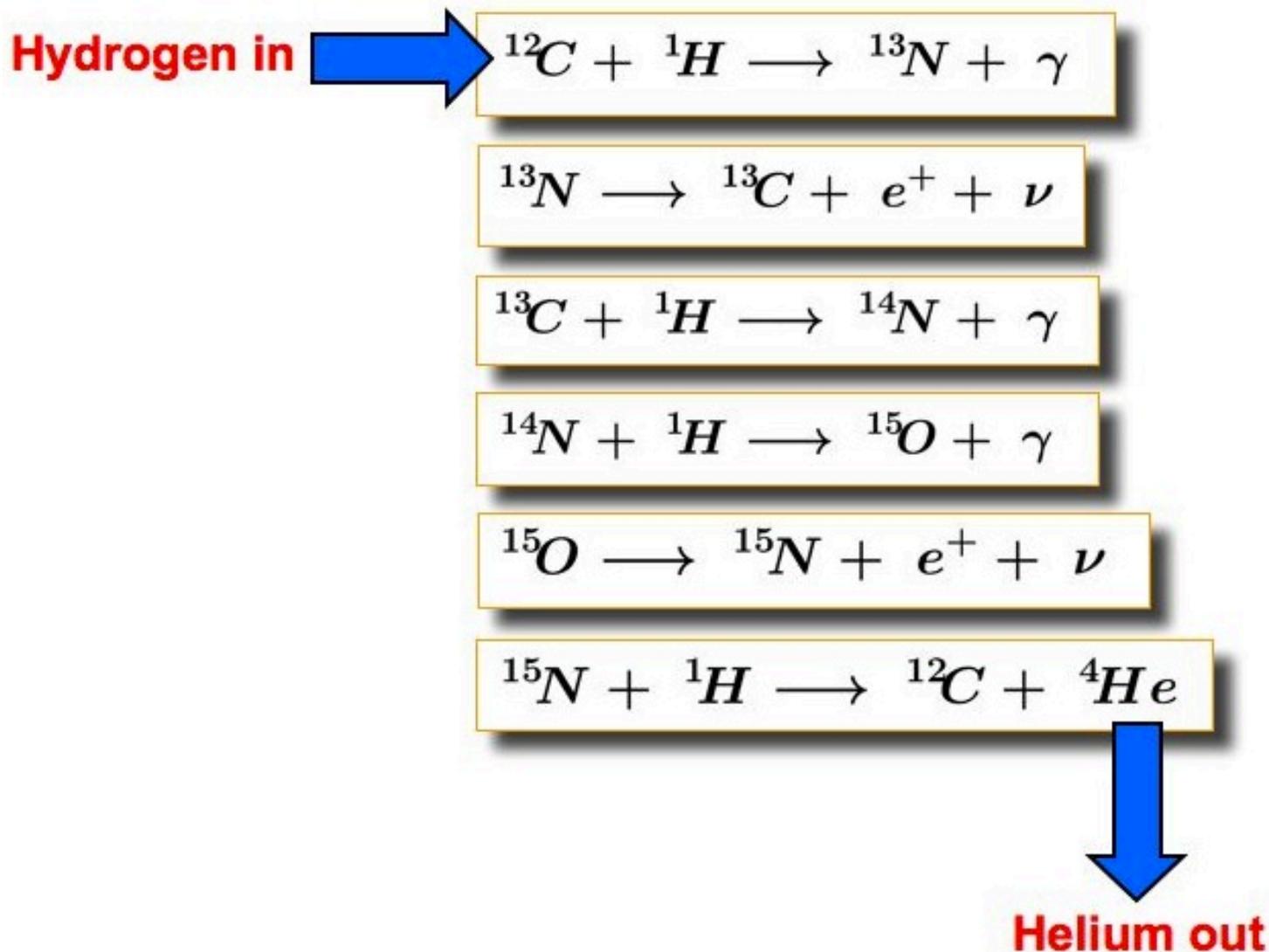
# Abundâncias dos Elementos na Crosta Terrestre



# Reações nucleares - pp



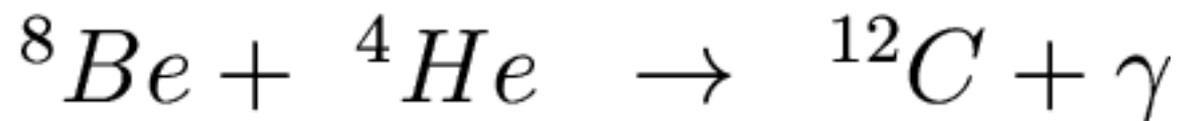
# Reações nucleares - CNO





# Reações nucleares - $3\alpha$

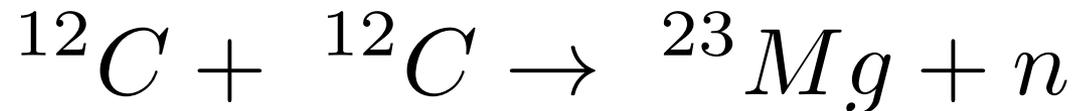
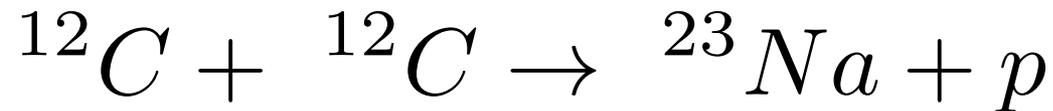
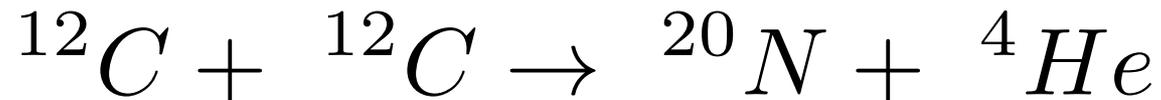
Produção de C, N, O





# Reações nucleares – estágios avançados

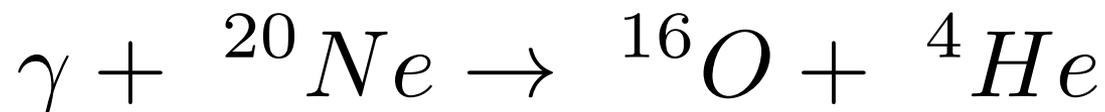
Queima do C



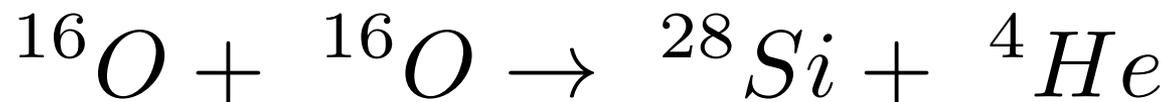
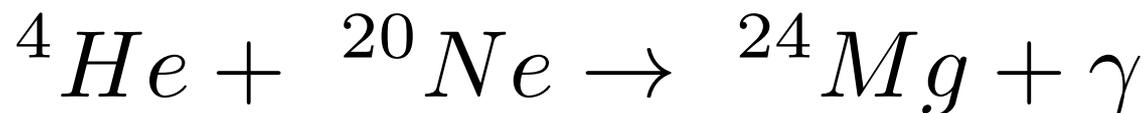


# Reações nucleares – estágios avançados

Queima do Ne



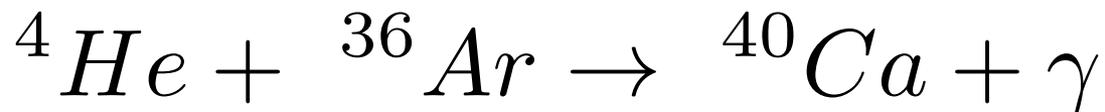
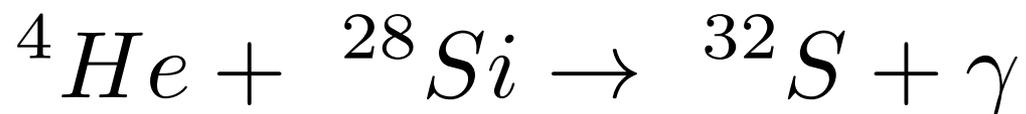
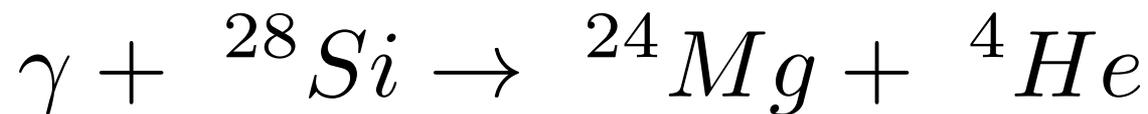
Reações seguintes



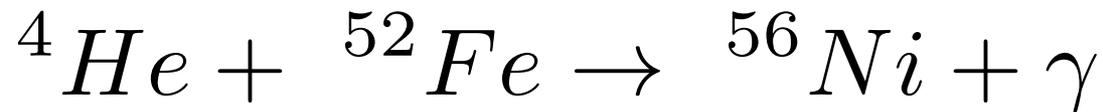


# Reações nucleares – estágios avançados

Queima do Si



...





# Escalas de tempo

Estágio	Escala de tempo (anos)	Temperatura ( $\times 10^9$ K)	Densidade ( $\text{kg.m}^{-3}$ )
Queima de H	$7 \times 10^6$	0,06	$5 \times 10^4$
Queima de He	$5 \times 10^5$	0,23	$7 \times 10^5$
Queima de C	600	0,93	$2 \times 10^8$
Queima de Ne	1	1,7	$4 \times 10^9$
Queima de O	0,5	2,3	$1 \times 10^{10}$
Queima de Si	1/365	4,1	$3 \times 10^{10}$

Fonte: The Physics of Stars. A. C. Phillips, Wiley, 1999



# Resumo

- ☑ Física da **estrutura estelar**
  - ✓ Eqs. de equilíbrio hidrostático, transporte radiativo, conservação de massa e energia
  - ✓ Eqs de estado da matéria comum e degenerada
  - ✓ Papel da massa na disputa entre pressão e gravidade e sua relação com o tempo de vida da estrela.
- ☑ Equilíbrio Radiativo  $\leftrightarrow$  opacidade
- ☑ Transporte convectivo: necessária caso radiação não seja suficiente para transferir energia
- ☑ Reações nucleares: governadas pela massa e composição química iniciais
- ☑ Movimento das estrelas no diagrama H-R em função de seus ciclos de reações nucleares  $\rightarrow$  **Evolução Estelar**



FIM DA AULA 1