



Aula 1

Revisão de estrutura estelar

Resumo executivo de evolução estelar

Carlos Alexandre Wuensche
INPE - Divisão de Astrofísica
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 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 ✗ 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

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

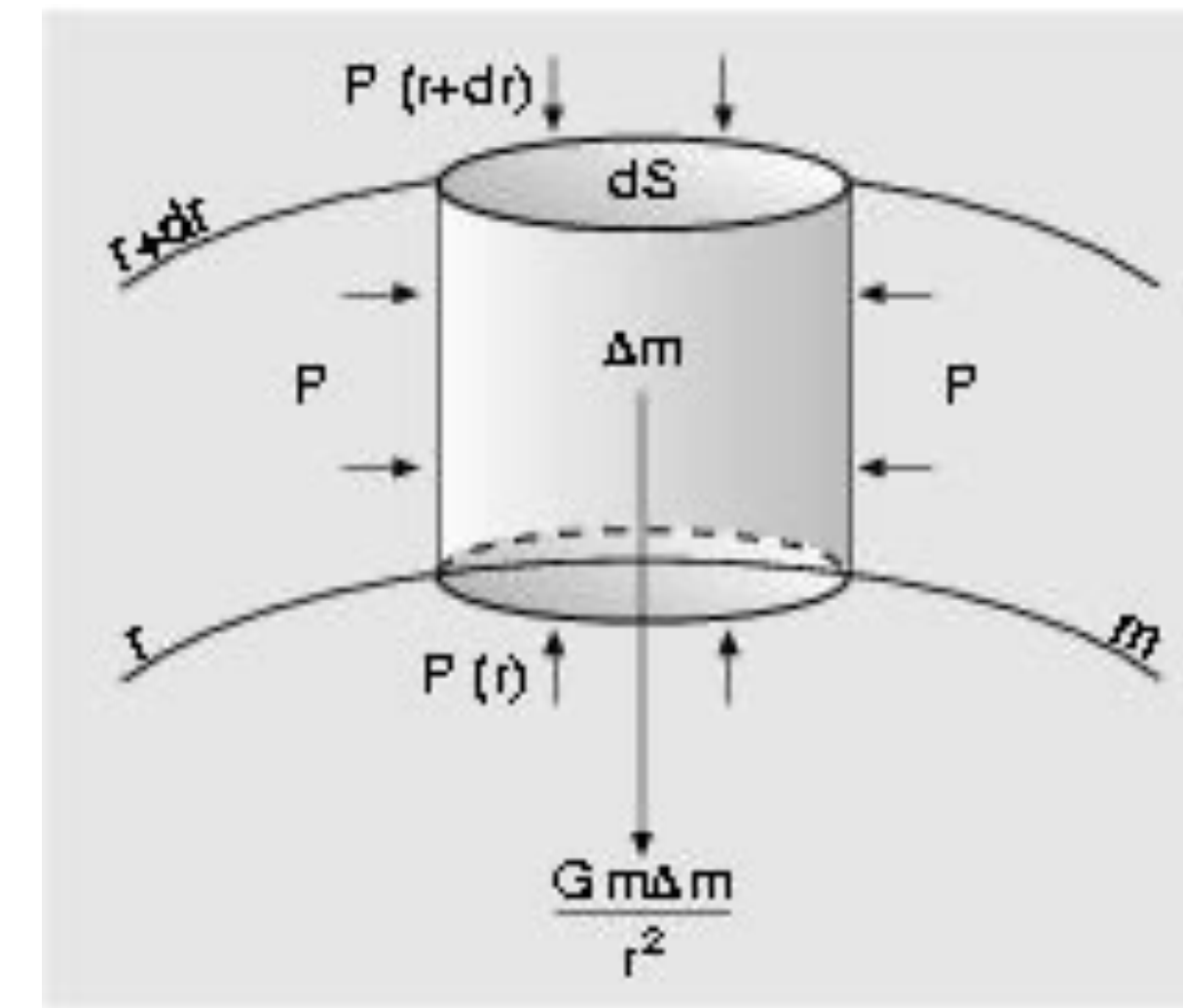
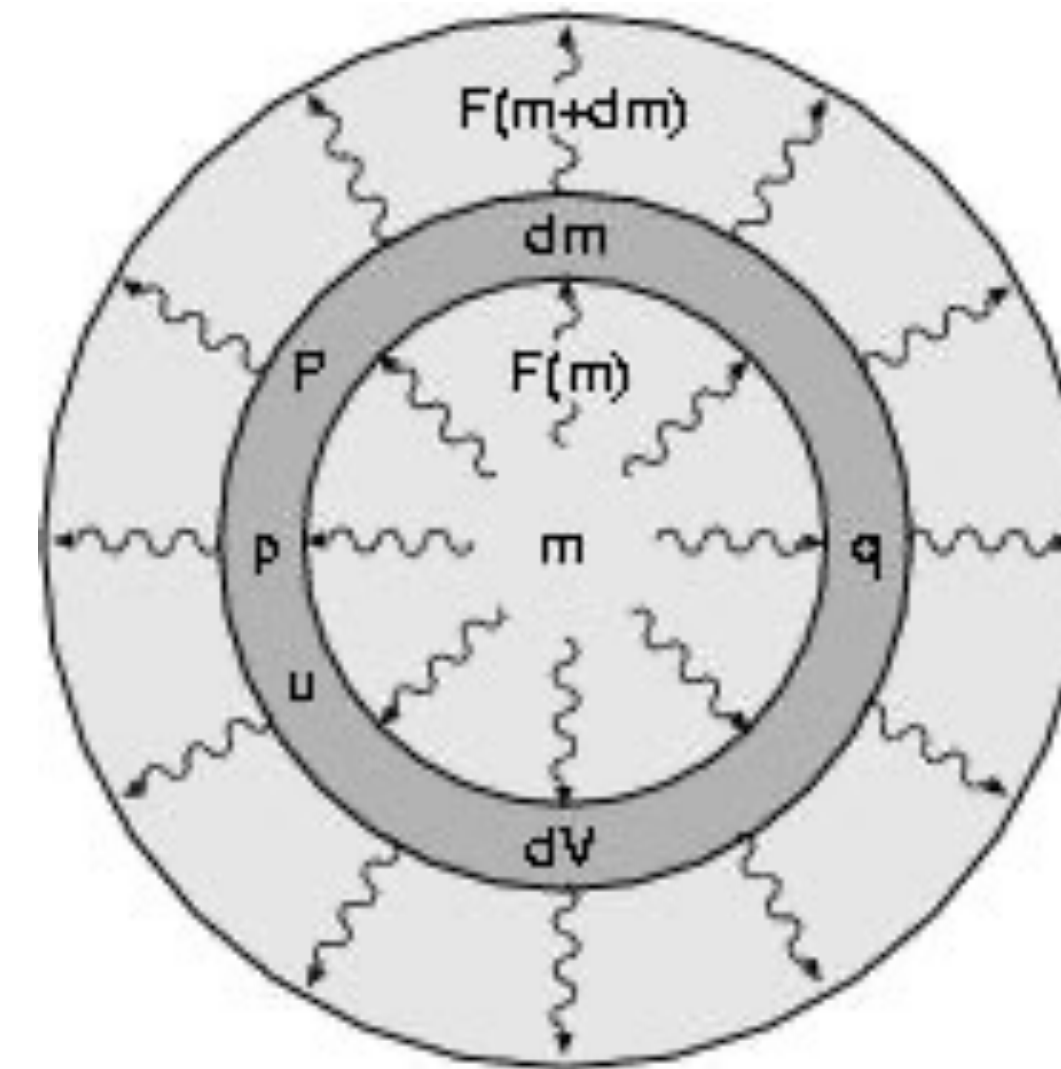
transporte
radiativo

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

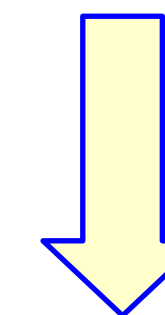
equilíbrio
hidrostático

Equilíbrio Hidrostático

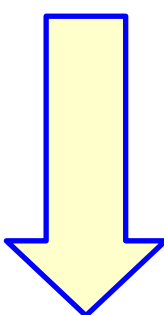
- Um fato observacional importante é que estrelas não mudam rapidamente*, logo sua estrutura interna deve ser razoavelmente estável.
- Na teoria de interiores estelares, essa observação é descrita pela condição de equilíbrio hidrostático.
- Então, o que mantém a estrutura de uma estrela?



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



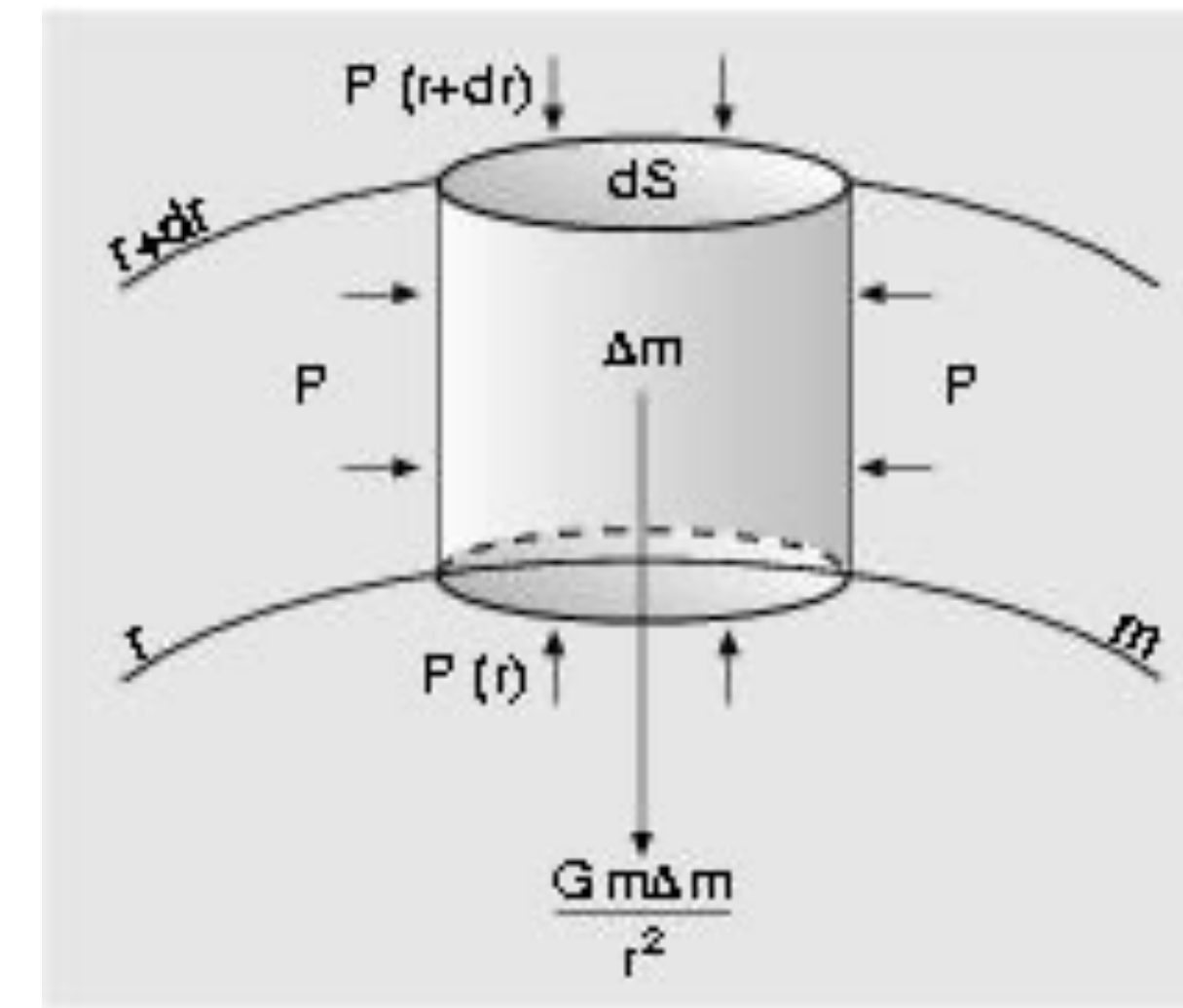
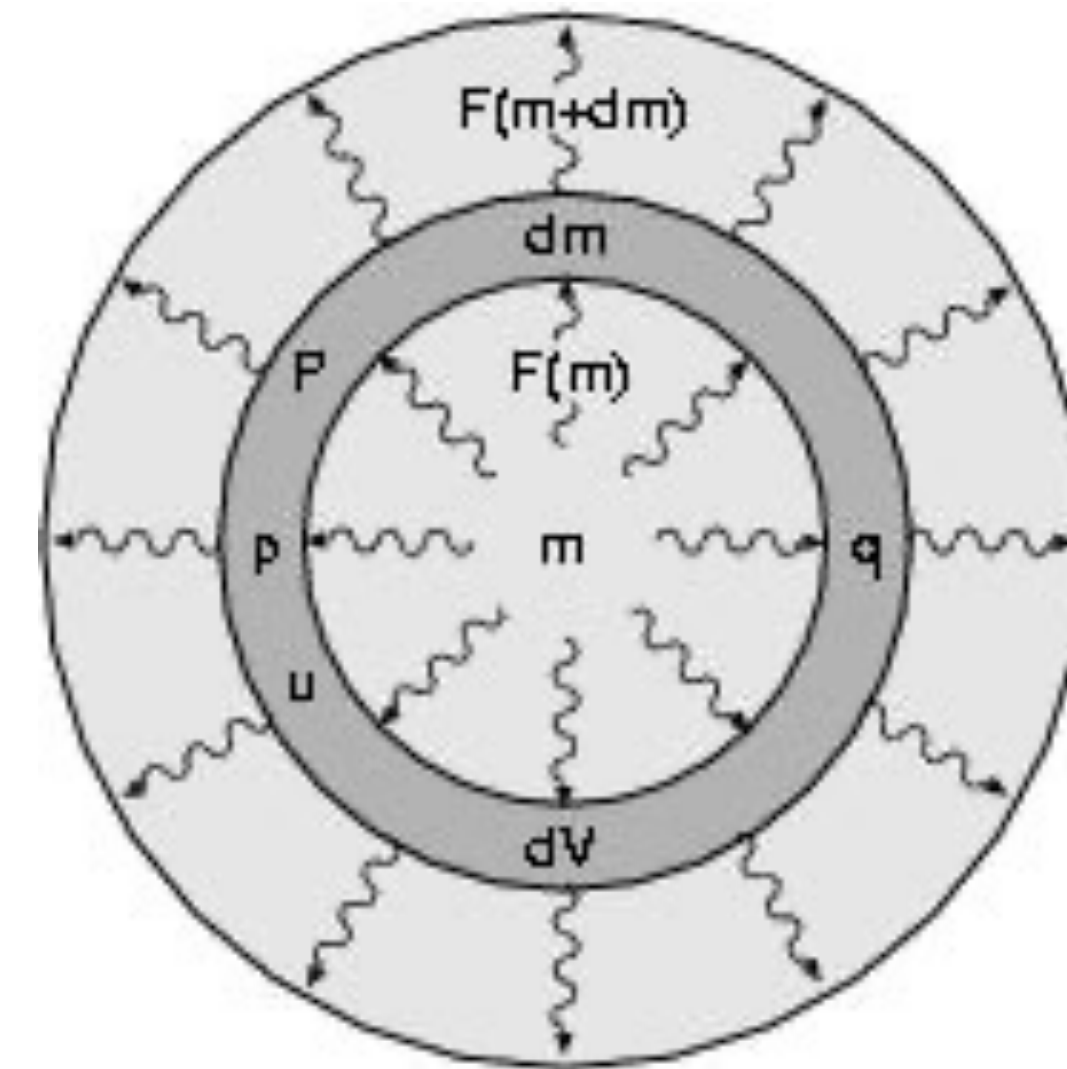
Gradiente de pressão



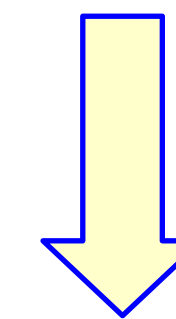
Gravidade

Equilíbrio Hidrostático

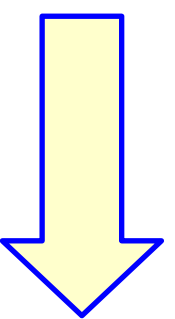
- Um fato observacional importante é que estrelas não mudam rapidamente*, logo sua estrutura interna deve ser razoavelmente estável.
- Na teoria de interiores estelares, essa observação é descrita pela condição de equilíbrio hidrostático.
- Então, o que mantém a estrutura de uma estrela?



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



Gradiente de pressão



Gravidade

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



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

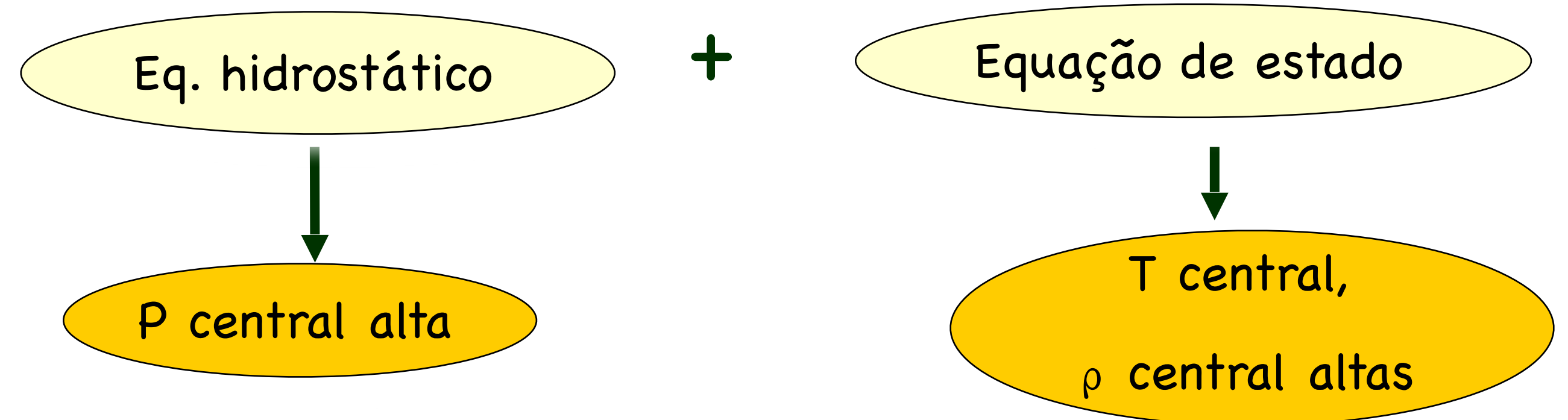
☑ Equação de estado de um gás perfeito:

$$P = n\kappa T$$

☑ reescrita como:

$$P = \frac{\rho\kappa T}{\mu m_H} \quad \mu = \frac{m_{particle}}{m_H}$$

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





Matéria degenerada

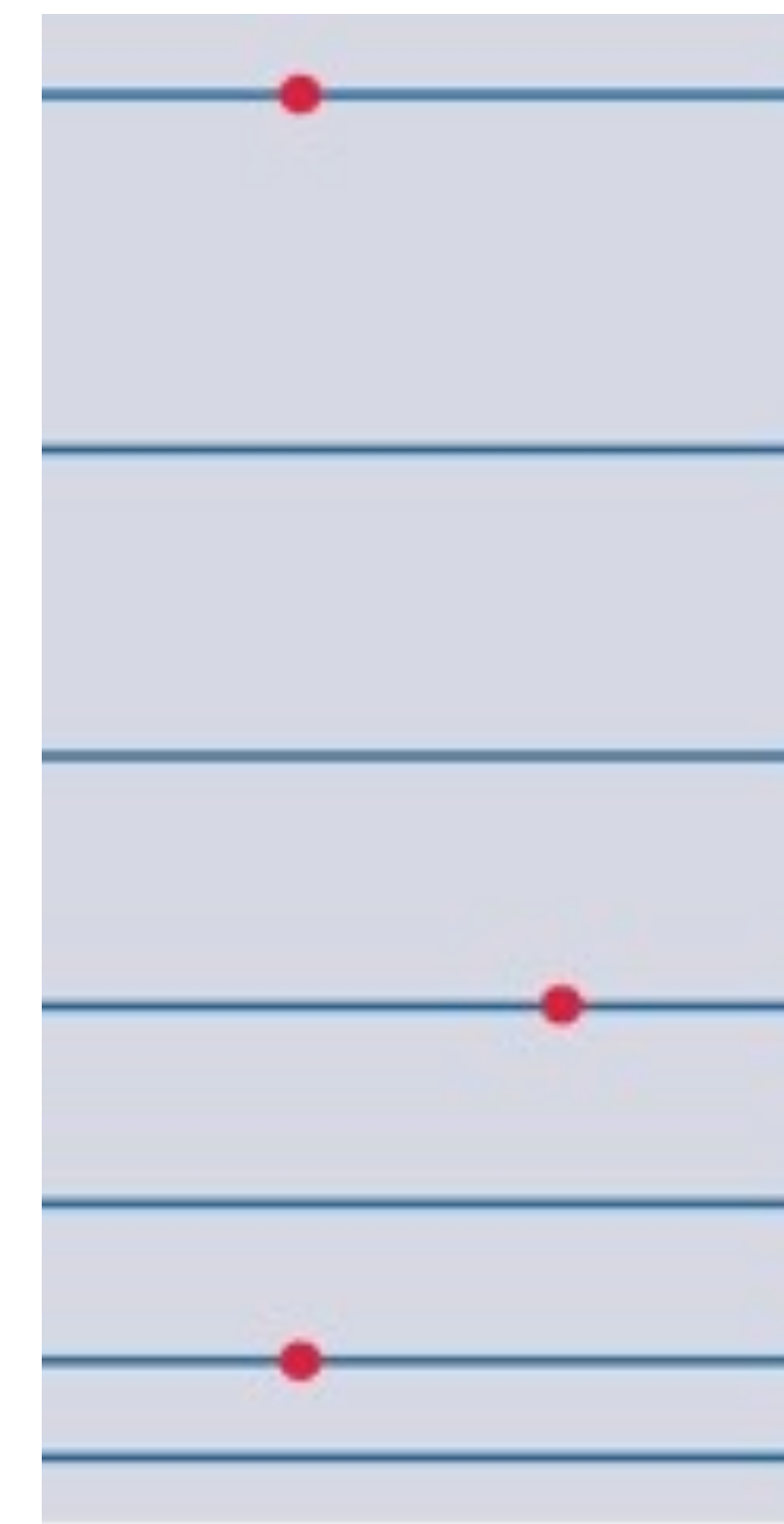
- ☑ O processo de queima de hidrogênio em hélio no interior estelar continua até a exaustão do combustível nuclear.
- ☑ Num determinado momento, toda matéria torna-se degenerada (todos os elétrons são removidos dos átomos e os núcleos coalescem como se fossem um único núcleo).
- ☑ Isso faz com que os elétrons preencham os níveis eletrônicos sempre a partir do estado fundamental, de forma que 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 (elétrons)

- ☑ Uma estrela composta de matéria degenerada comporta-se como um único átomo gigante
- ☑ Estrelas cuja estrutura é sustentada pela pressão de degenerescência dos e⁻ é conhecida como “anã branca”.
- ☑ Quando a sustentação vem da pressão de degenerescência dos nêutrons, temos uma estrela de nêutrons
- ☑ Na equação de estado de matéria degenerada, a pressão independe da temperatura:

$$P \propto \rho^{\text{constant}}$$

- ☑ De modo geral, para a matéria relativística, const = 4/3, e para a matéria não-relativística, const = 5/3

- ☑ 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.



Low-density gas (nondegenerate)



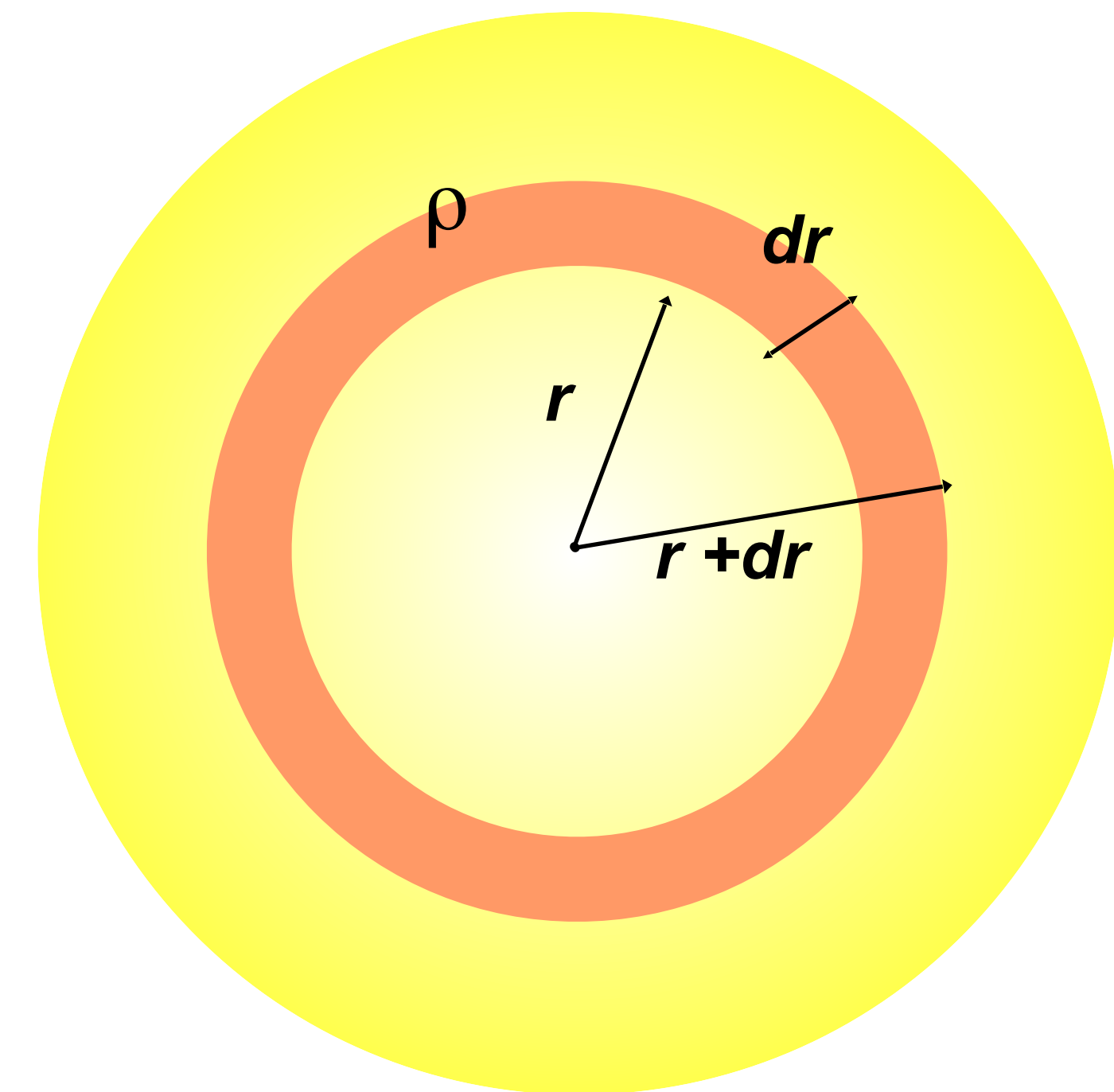
High-density gas (degenerate)

© 2001 Brooks/Cole Publishing/ITP

Conservação de massa

- ✓ As quantidades M_r , ρ 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.

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



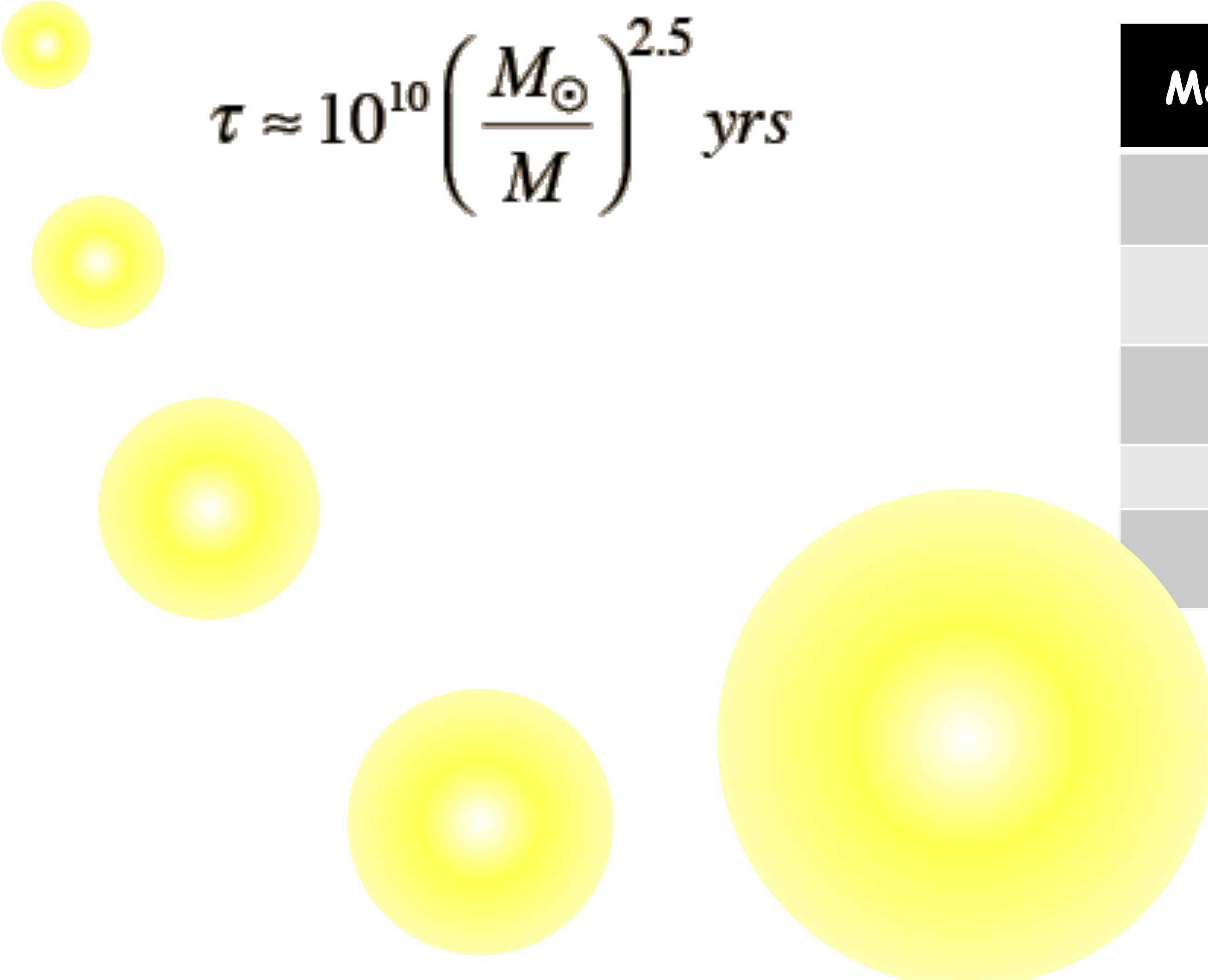
A massa no interior estelar varia de acordo com a distância ao centro da estrela.



O efeito da massa

- ☑ A massa da estrela desempenha o PAPEL PRINCIPAL no “cabo de guerra” entre pressão e gravidade.
- ☑ Quanto mais massiva é a estrela, maior é 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


$$\tau \approx 10^{10} \left(\frac{M_{\odot}}{M} \right)^{2.5} \text{ yrs}$$

Massa (M_{Sol})	Classe Espectral	Tempo de vida (anos)
0,4	M	2×10^{11}
1	G2	1×10^{10}
3,3	A	5×10^8
10	B	31×10^6
40	O5	1×10^6



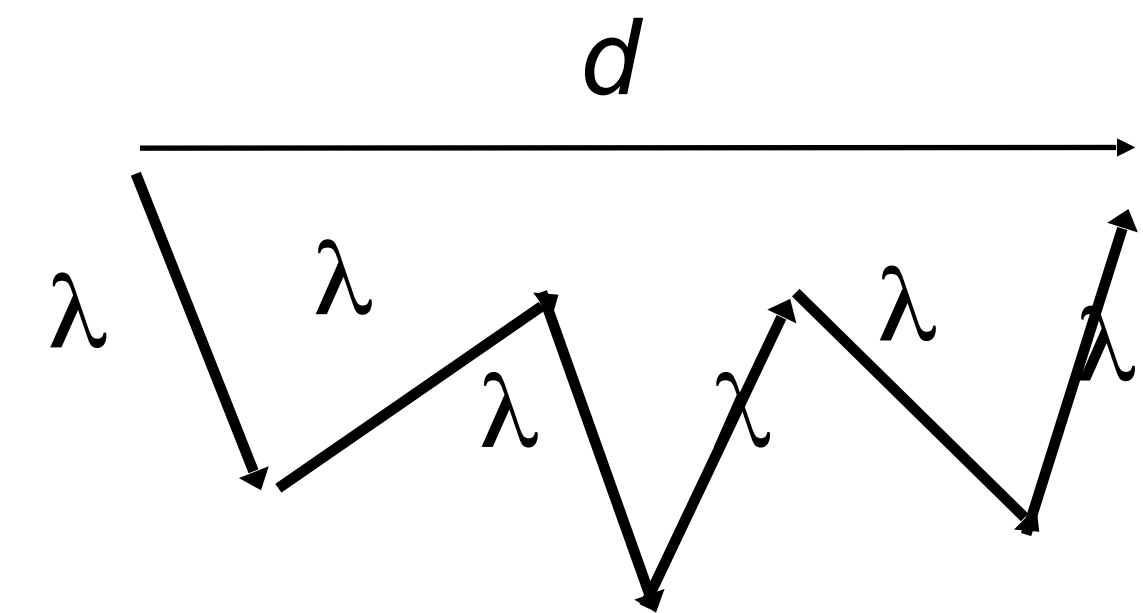
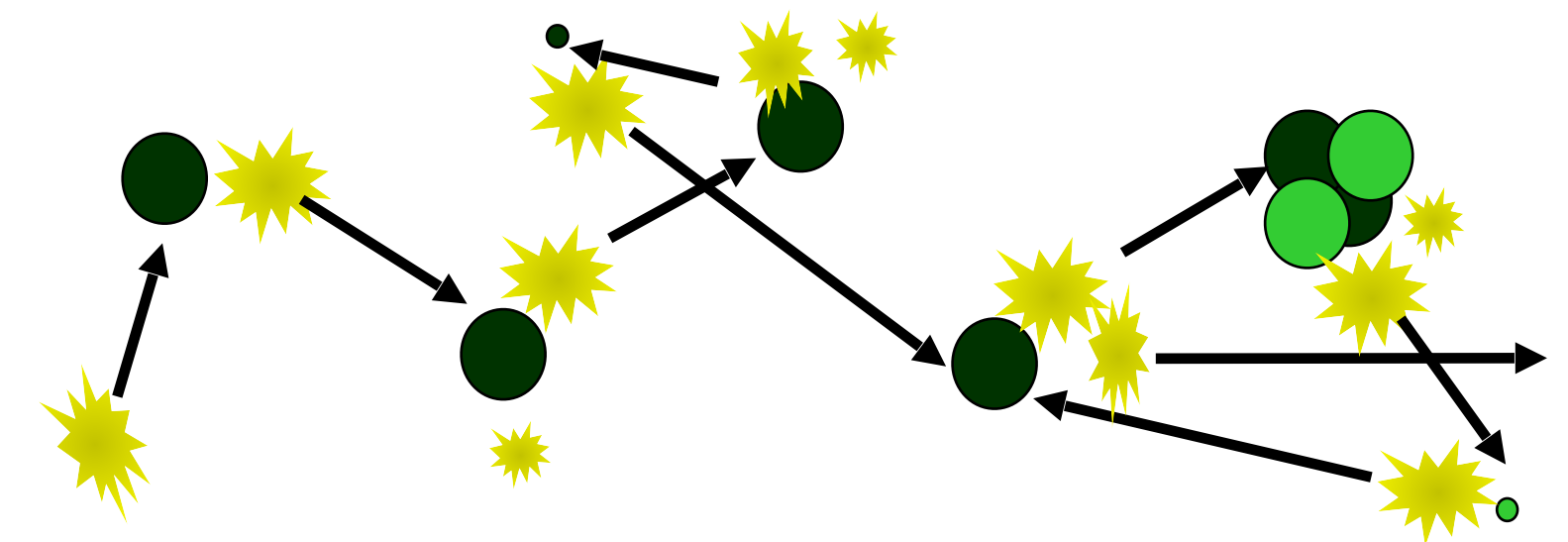
Transporte de energia

- ☑ 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.

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



- ☑ **Processo extremamente lento. No caso do Sol:**

- ✓ $\lambda = 0.5$ cm
- ✓ $R = 6.96 \times 10^{10}$ cm
- ✓ $N = (d/l)^2 \sim 2 \times 10^{22}$ colisões
- ✓ $t_{reem} = \sim 10^{-8}$ s
- ✓ $T_{viagem} = \sim 10^{14}$ s ou 10^7 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

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

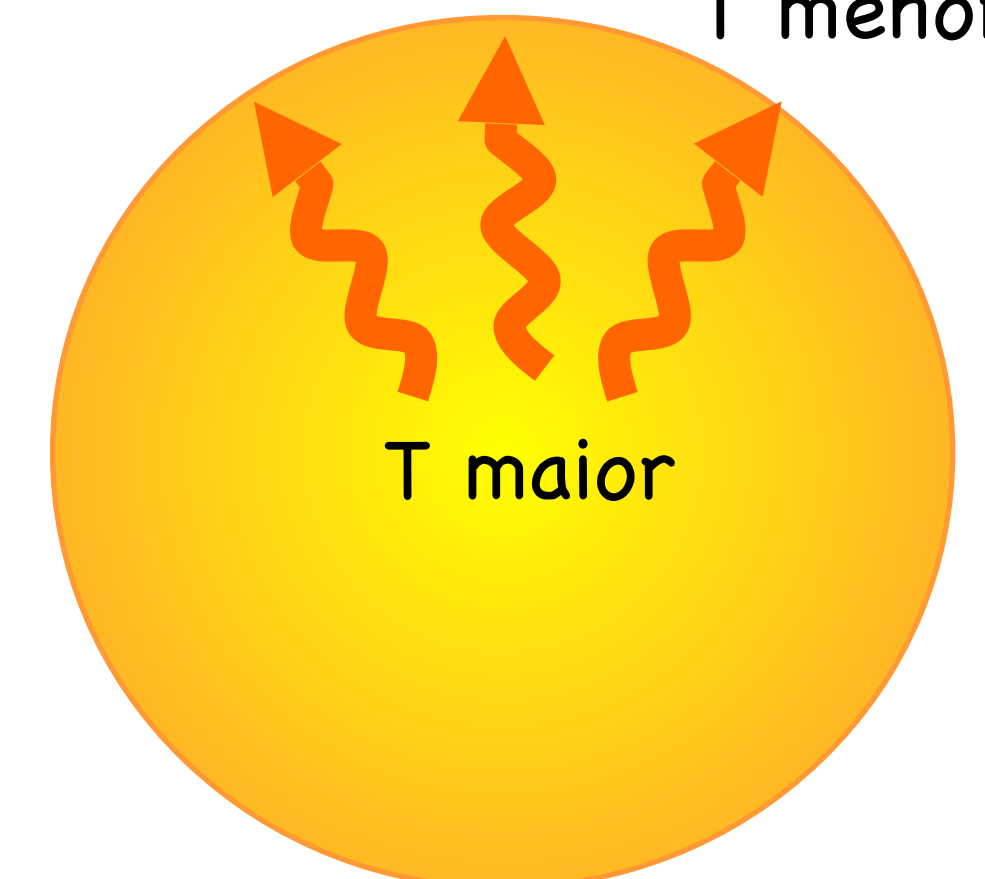
- Se supomos que a energia é transportada do centro para superfície de uma estrela via radiação, podemos encontrar uma relação entre o gradiente de temperatura e o fluxo radiativo:

$$\frac{dT}{dr} = -\frac{3}{4ac} \frac{\kappa\rho}{T^3} F_{rad} \longleftrightarrow \frac{dT}{dr} = -\frac{3}{16\pi ac r^2} \frac{\kappa\rho}{T^3} L$$

Equação de transporte radiativo

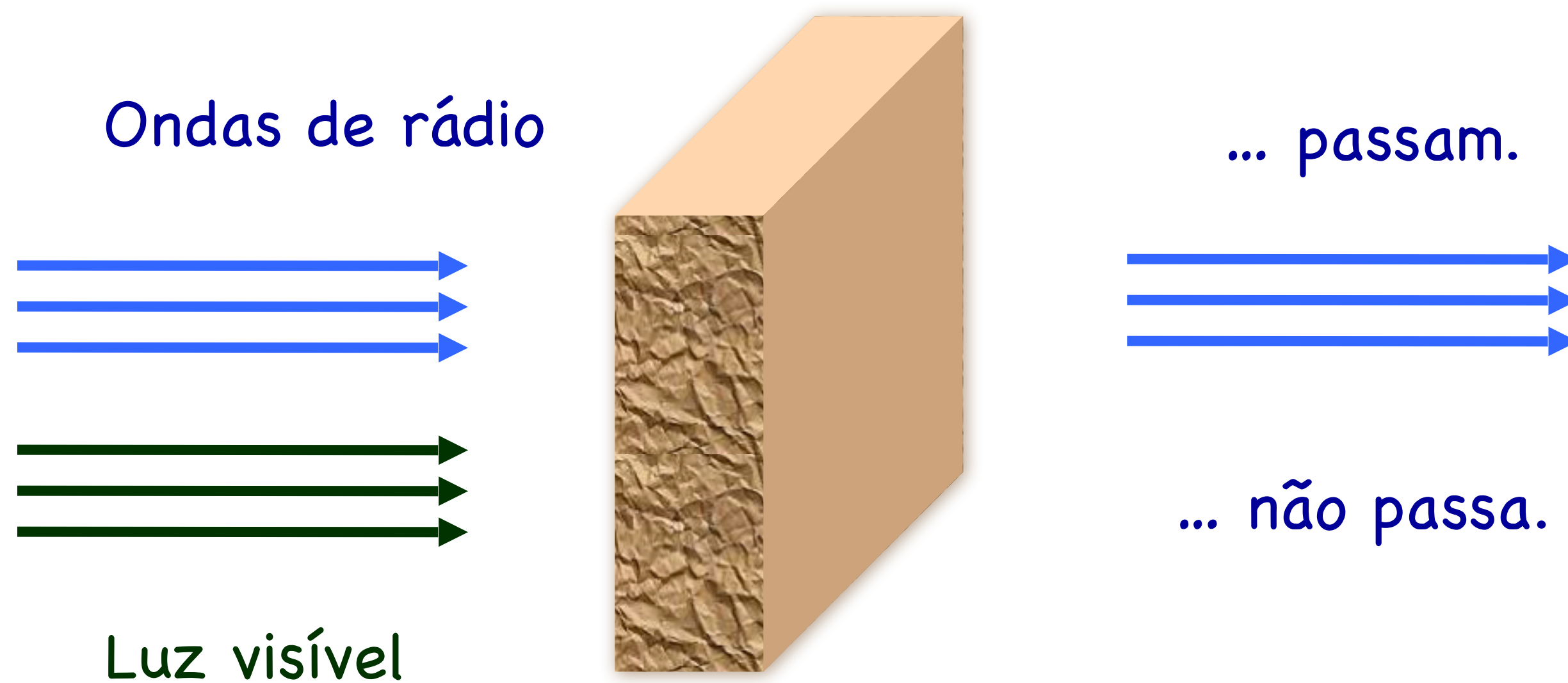
- O sinal “-” indica que o fluxo cai de acordo com o gradiente de temperatura.
- Normalmente se usa essa expressão em termos da luminosidade L da estrela, ao invés do fluxo F
- Se a opacidade cresce, o gradiente de temperatura também cresce.
- Transporte de energia radiativo ocorre sempre que houver gradiente de temperatura, mas se este for muito grande, o transporte passa a ser, parcialmente, via convecção.

Fluxo de energia T menor



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.

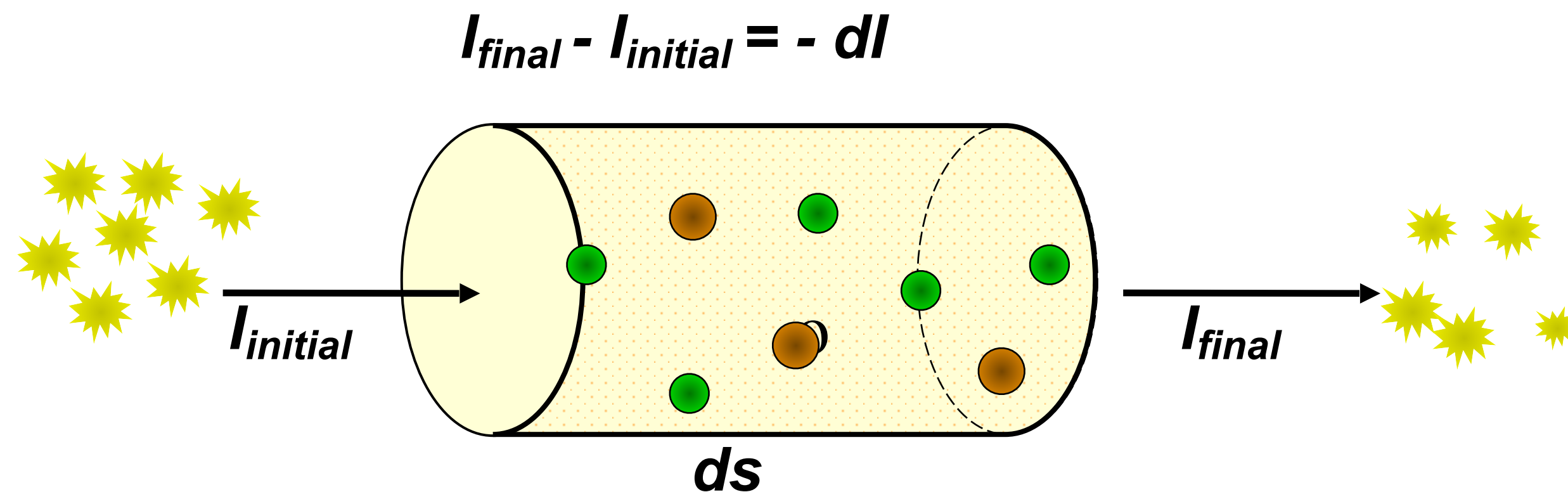


- ☑ Fontes de opacidade: Interações específicas entre fótons e partículas que contribuem para a perda de intensidade definem como a energia escapa da estrela:
 - ✓ Absorção ligado-ligado
 - ✓ Absorção ligado-livre
 - ✓ Absorção livre-livre
 - ✓ Espalhamento

Matematicamente...

- ☑ A mudança na intensidade da radiação incidente enquanto a luz atravessa um determinado meio é proporcional a densidade do gás ρ , à intensidade da radiação I_λ 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 κ_λ .

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



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 ρ para uma dada composição estelar. Um ajuste regular pode ser feito com uma lei de potência:

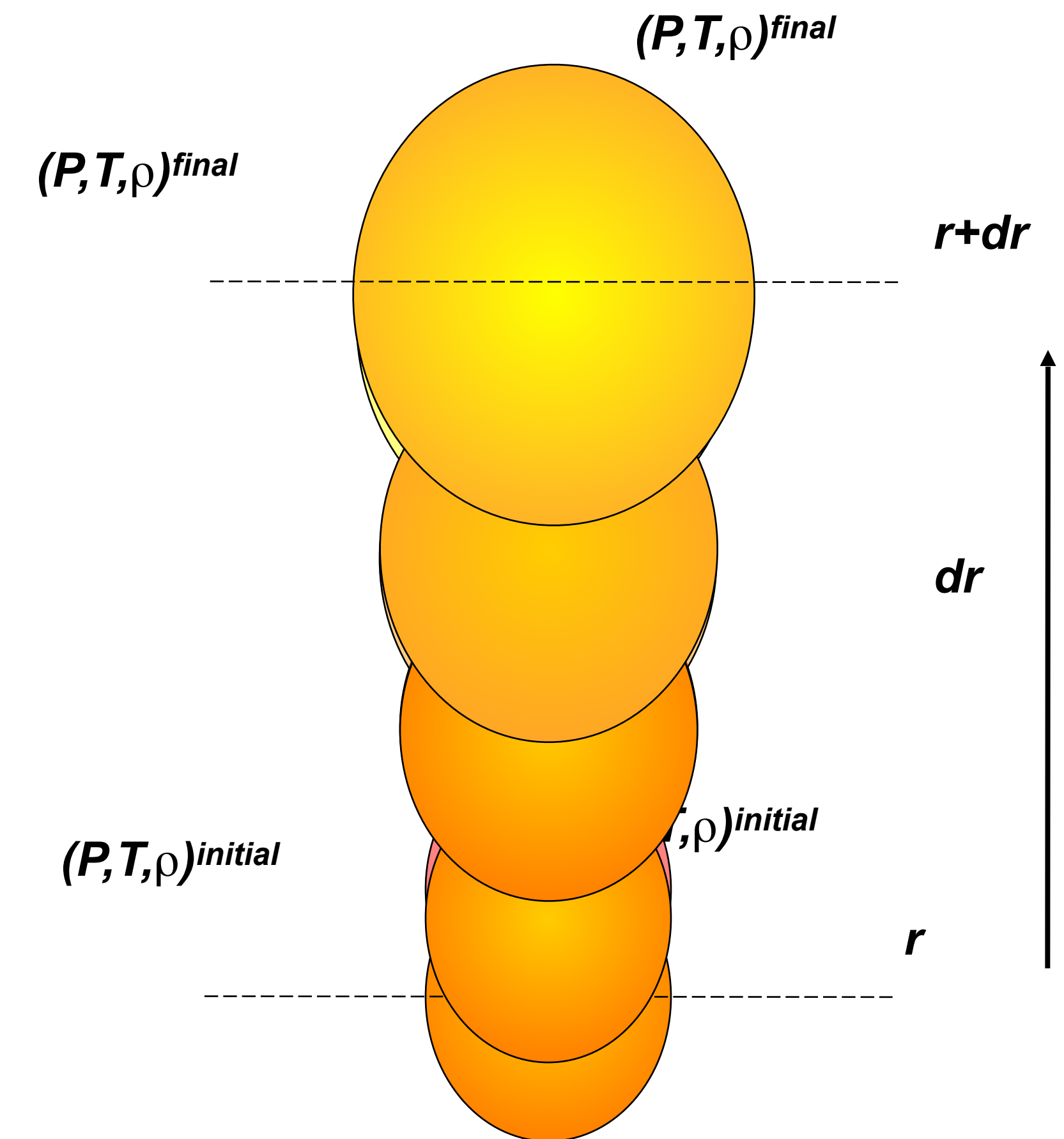
$$\kappa = \kappa_0 \rho^\alpha T^\beta$$

κ_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.
- ☑ Entretanto, alguns resultados podem ser obtidos a partir de simplificações no processo convectivo.



- ☑ A célula deve subir adiabaticamente: isso significa que ela não troca calor com as vizinhanças (ela se resfria por expansão)
- ☑ A pressão na célula e na vizinhança é a mesma durante todo o processo.

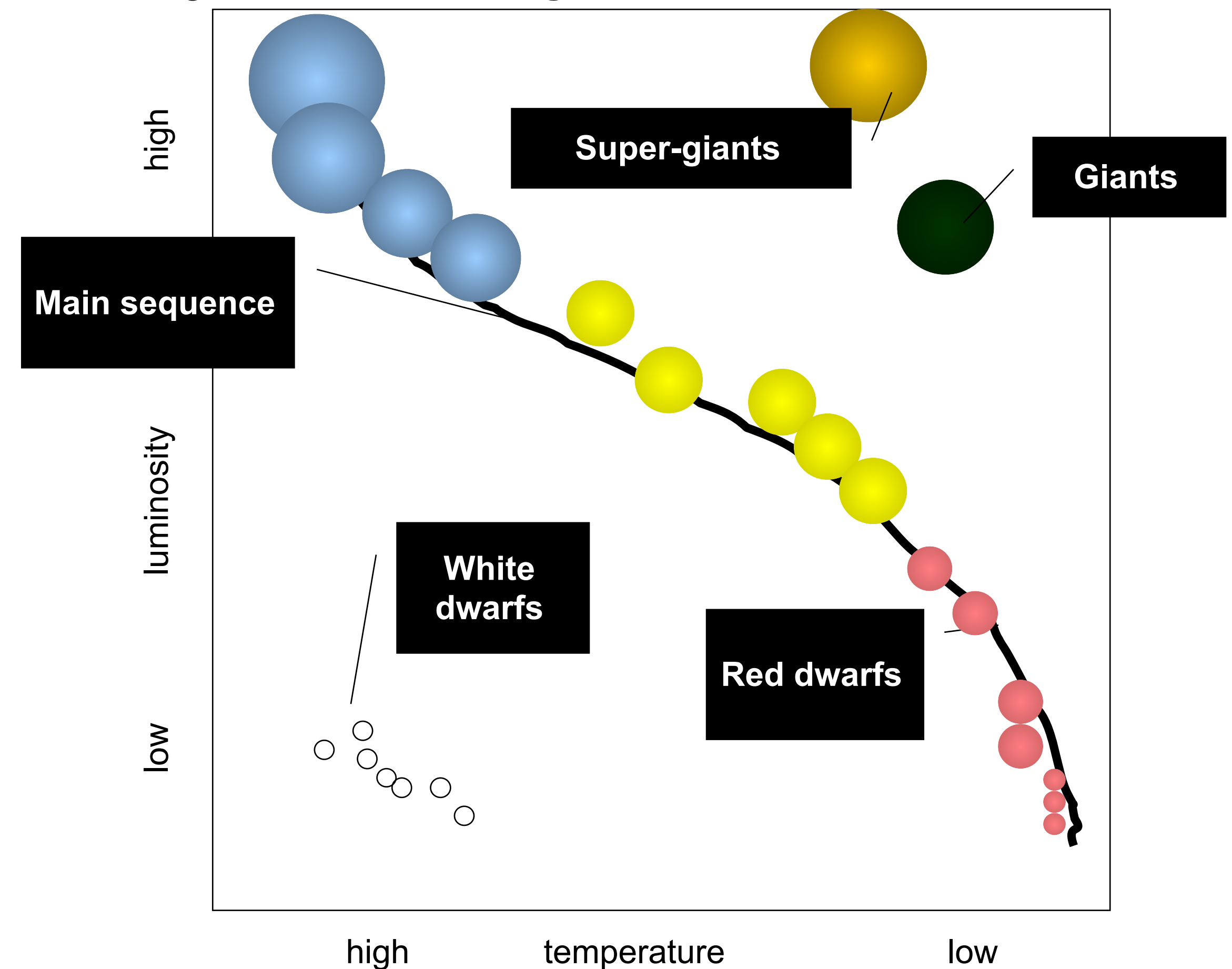
- ☑ A partir dessas suposições, descobrimos que a condição de ascensão da célula é que o gradiente de temperatura na estrela seja maior que o gradiente adiabático (necessário para uma ascensão adiabática da célula).
- ☑ As características da matéria estelar são cruciais no início do processo convectivo.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

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

- 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?

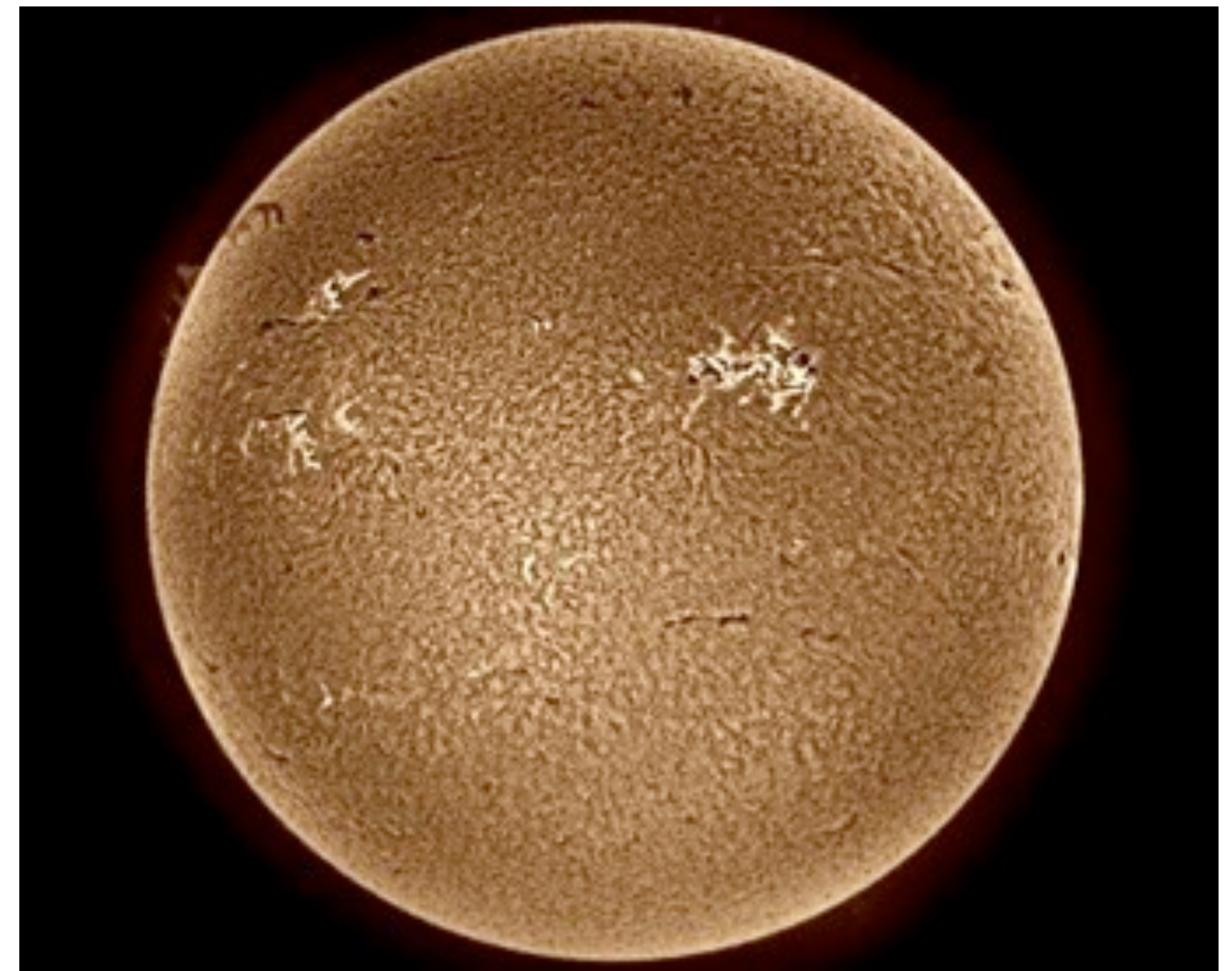
Regiões convectivas

- Centros de estrelas massivas 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 3α 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.
 - ✓ grânulos brilhantes são bolsões de gás ascendente
 - ✓ regiões escuras são o gás frio que está afundando.

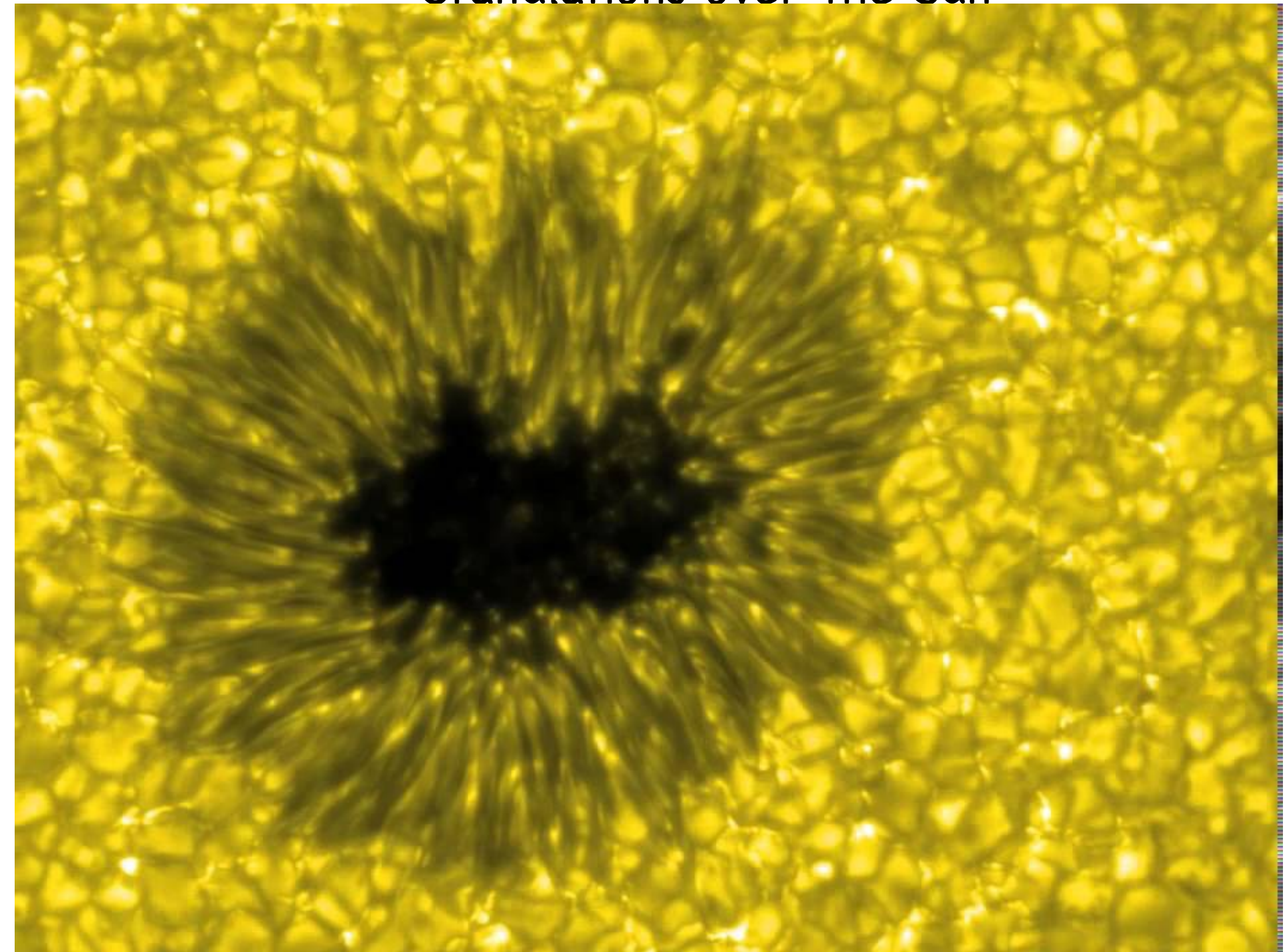
Granulations over the Sun



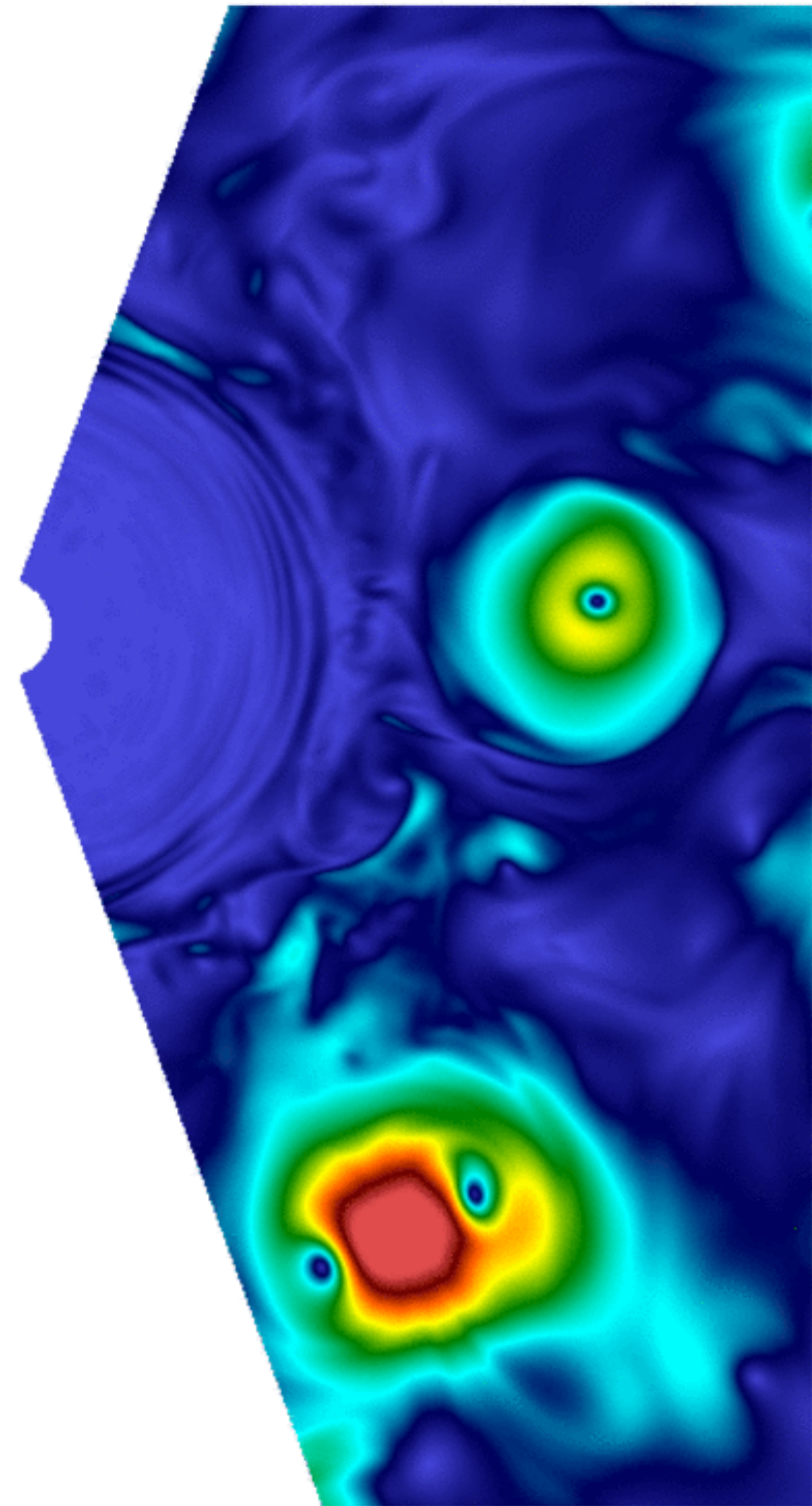
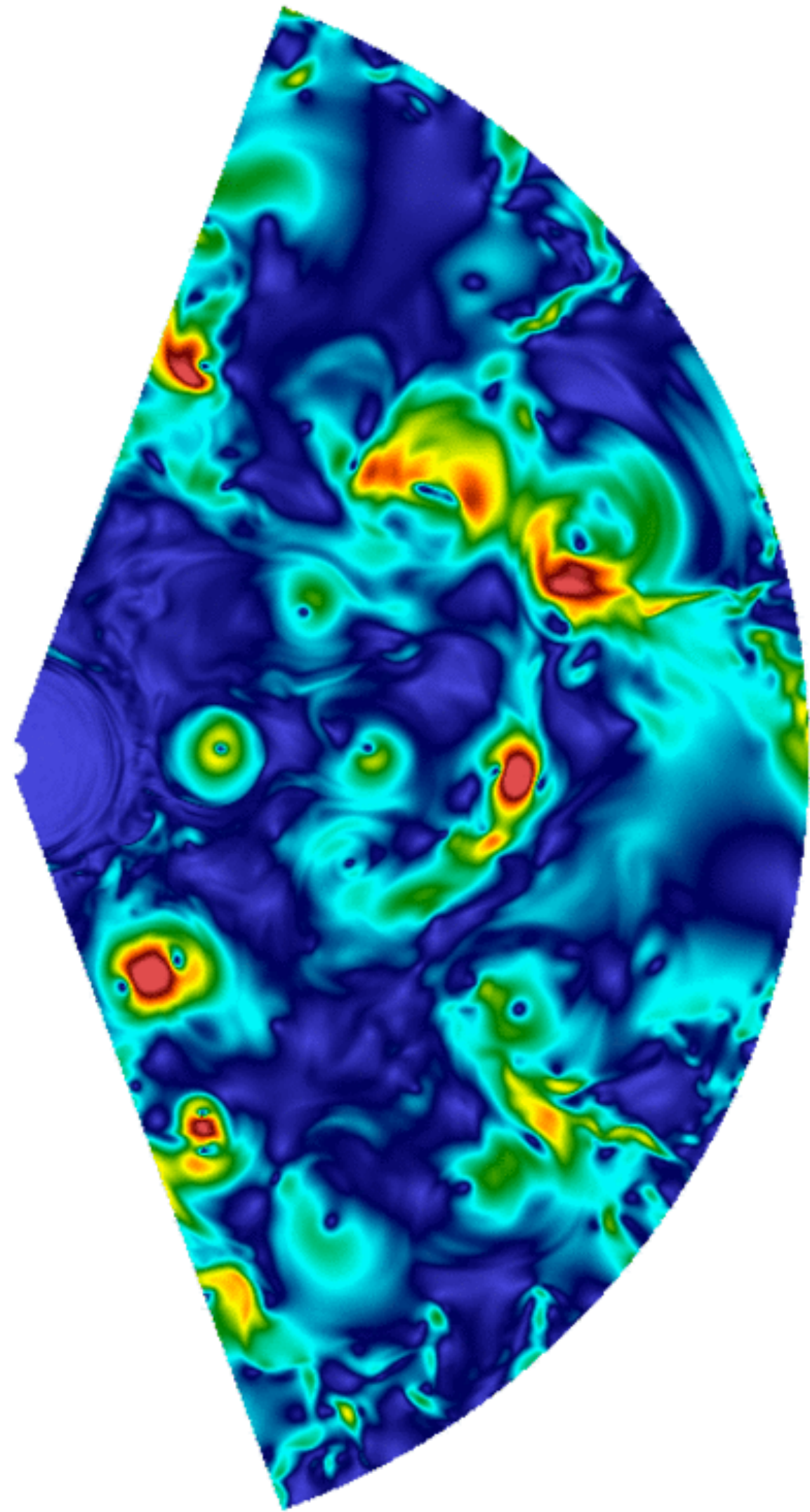
Créditos: Ralph Seguin - <http://sdowww.lmsal.com>

- ☑ 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.
 - ✓ grânulos brilhantes são bolsões de gás ascendente
 - ✓ regiões escuras são o gás frio que está afundando.

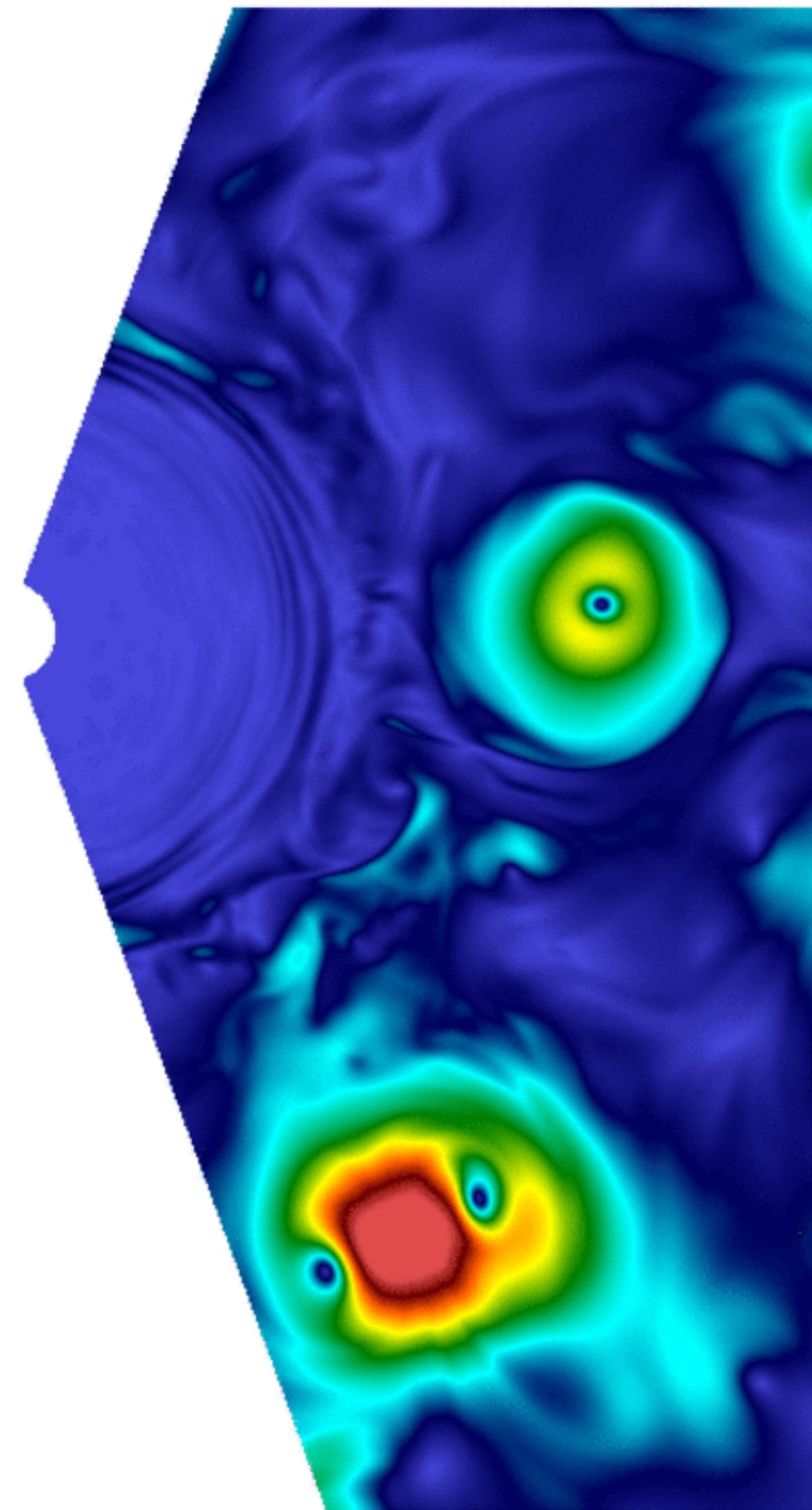
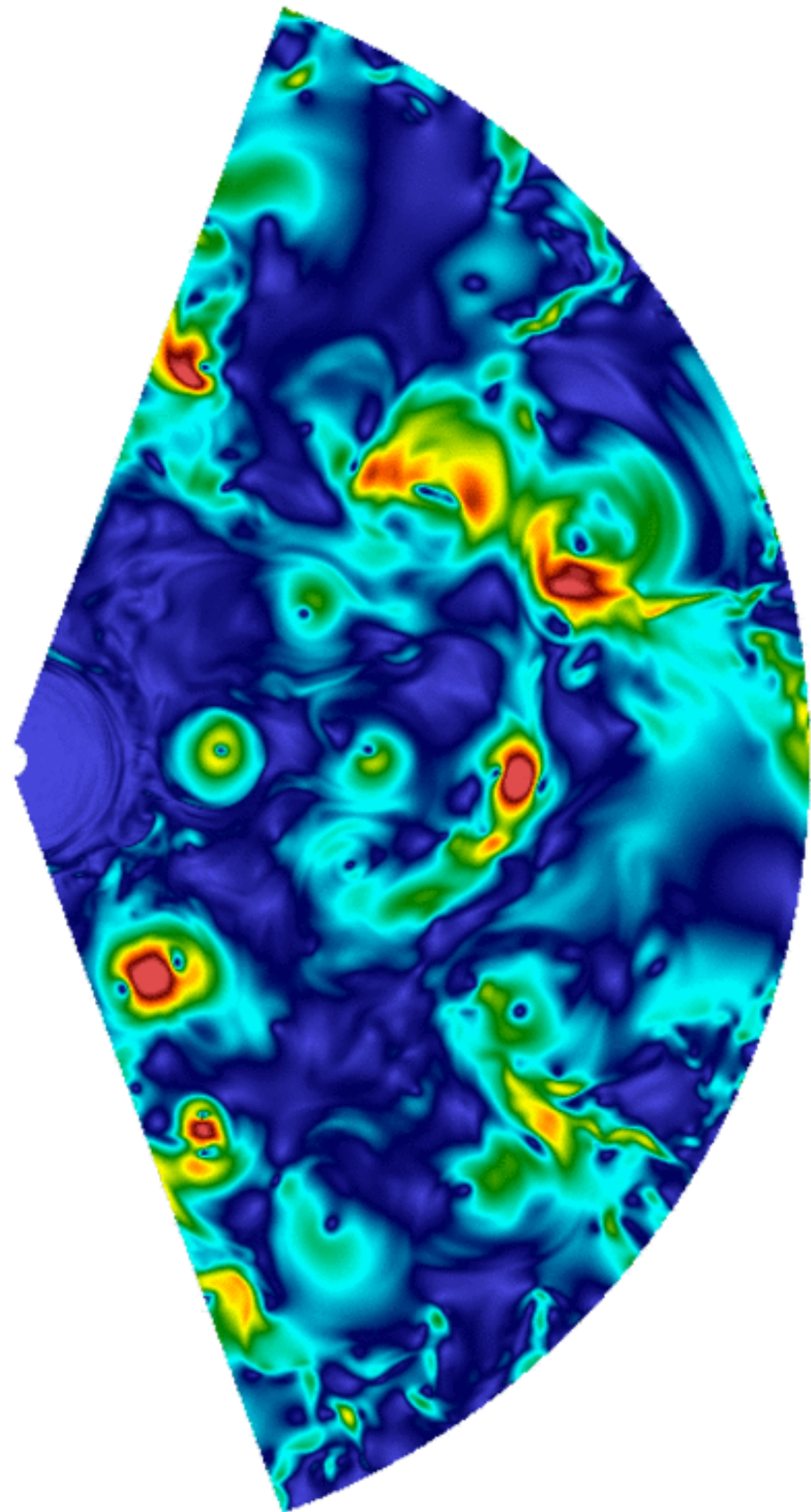
Granulations over the Sun



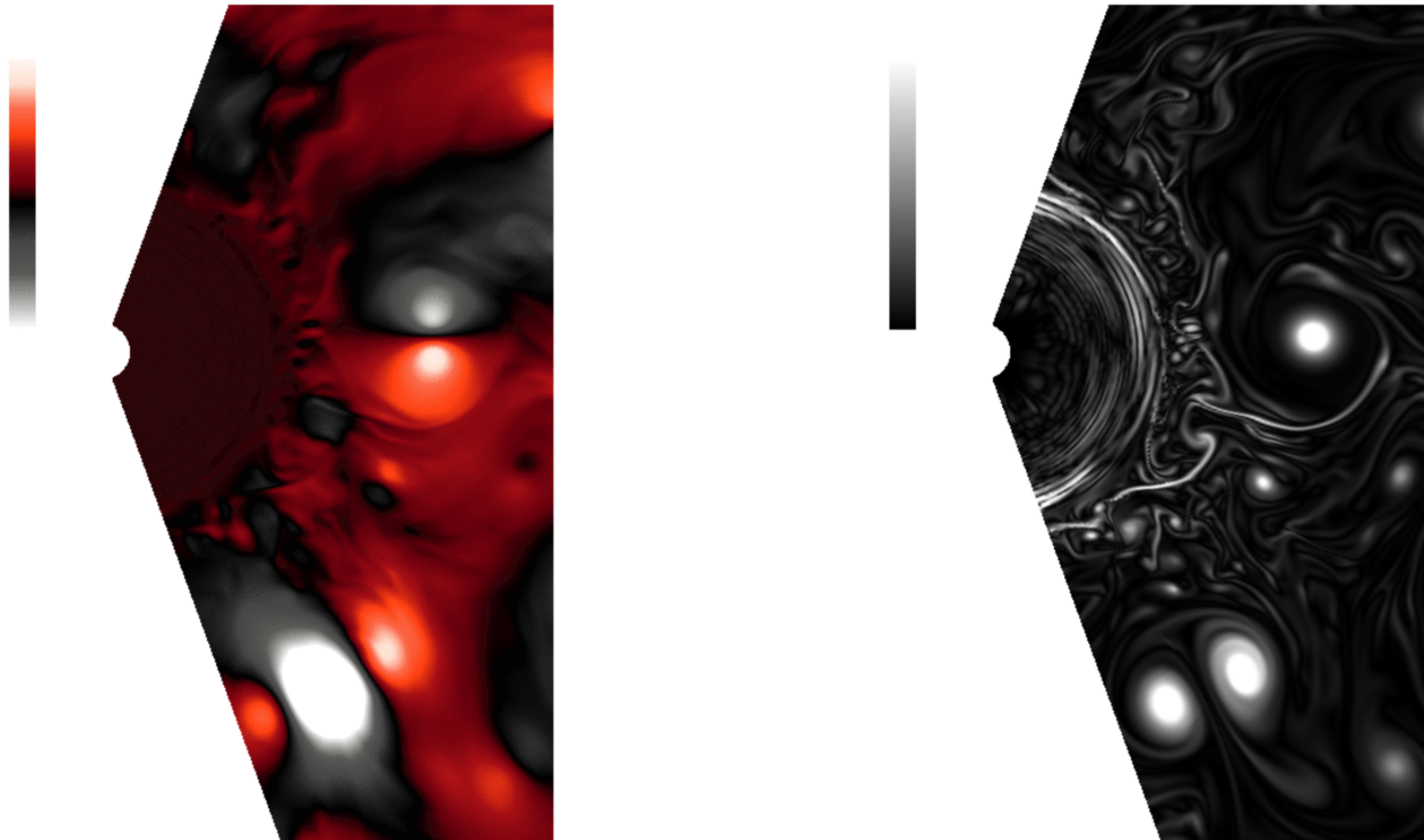
Créditos: Ralph Seguin - <http://sdowww.lmsal.com>



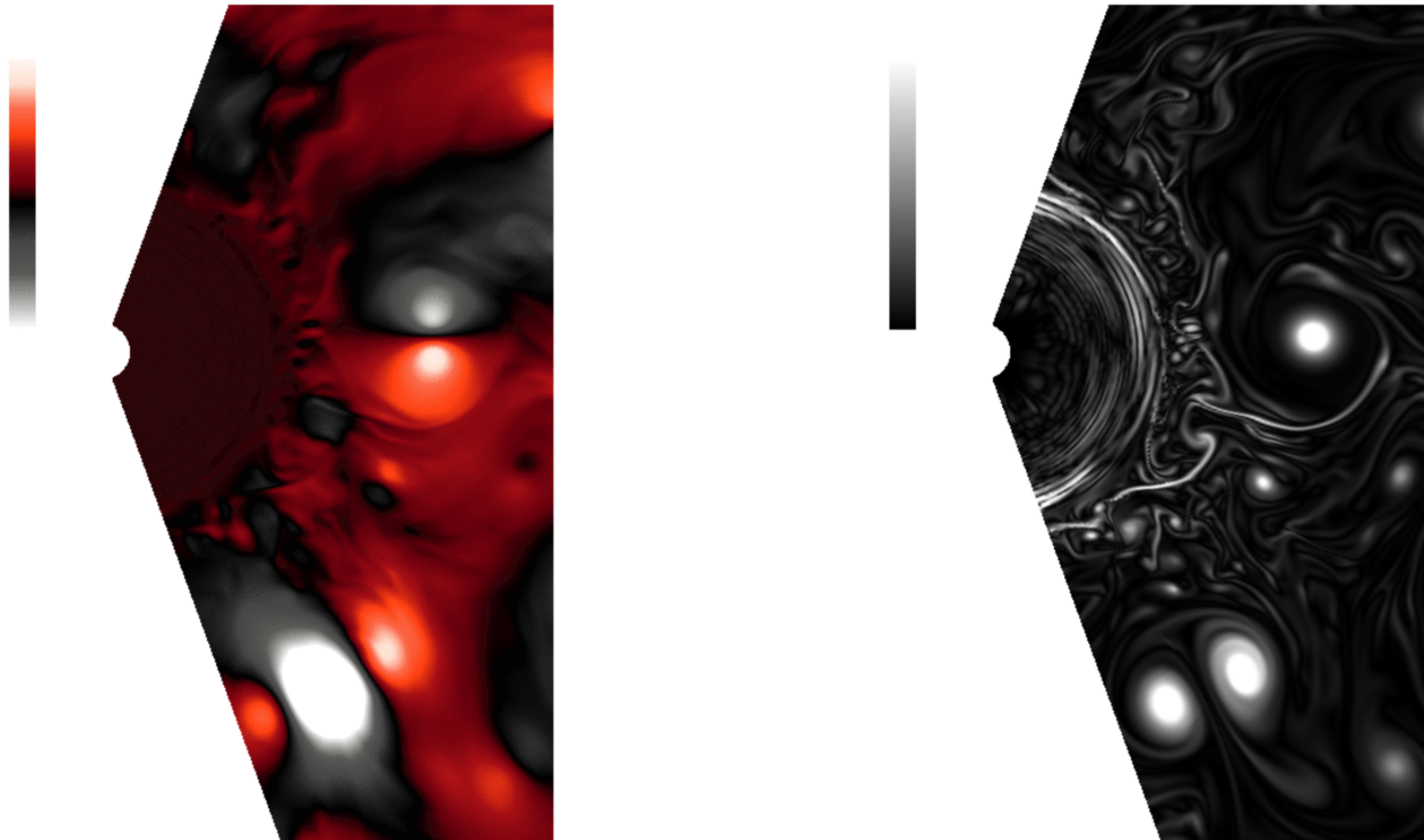
https://figshare.com/articles/Animated_visualizations_of_convective_penetration_in_a_3_solar_mass_red_giant/9974738



https://figshare.com/articles/Animated_visualizations_of_convective_penetration_in_a_3_solar_mass_red_giant/9974738



https://figshare.com/articles/Animated_visualizations_of_convective_penetration_in_a_3_solar_mass_red_giant/9974738



https://figshare.com/articles/Animated_visualizations_of_convective_penetration_in_a_3_solar_mass_red_giant/9974738

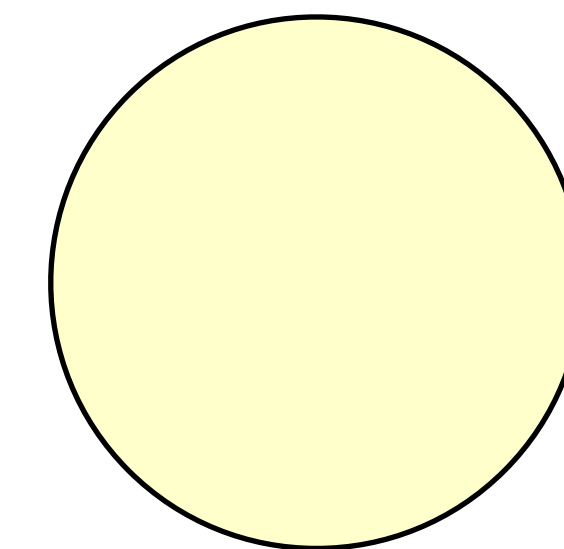
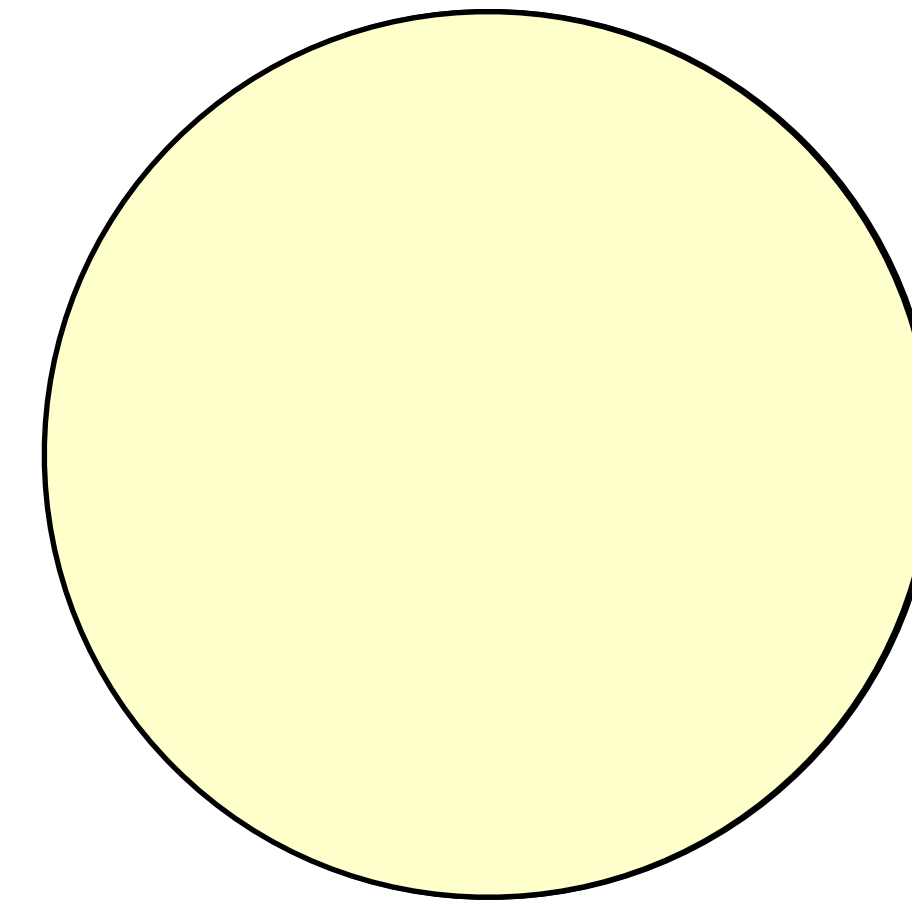
Transporte convectivo

- ☑ 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.
- ☑ Para estabelecer uma relação entre o fluxo convectivo (ou a luminosidade) e o gradiente de temperatura é necessário uma descrição mais detalhada do processo.

Teoria do comprimento de mistura (MLT)

- ☑ 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 H_P (que mede a distância em que a pressão do gás varia por um fator $e \sim 2.7$)

- ❑ α é o parâmetro livre fundamental da MLT. O valor de α 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 α que reproduza todos os tipos estelares, mas α depende do tipo estelar.
- ❑ Entretanto a MLT está longe da perfeição e teorias convectivas são também um ativo campo de pesquisa.



1

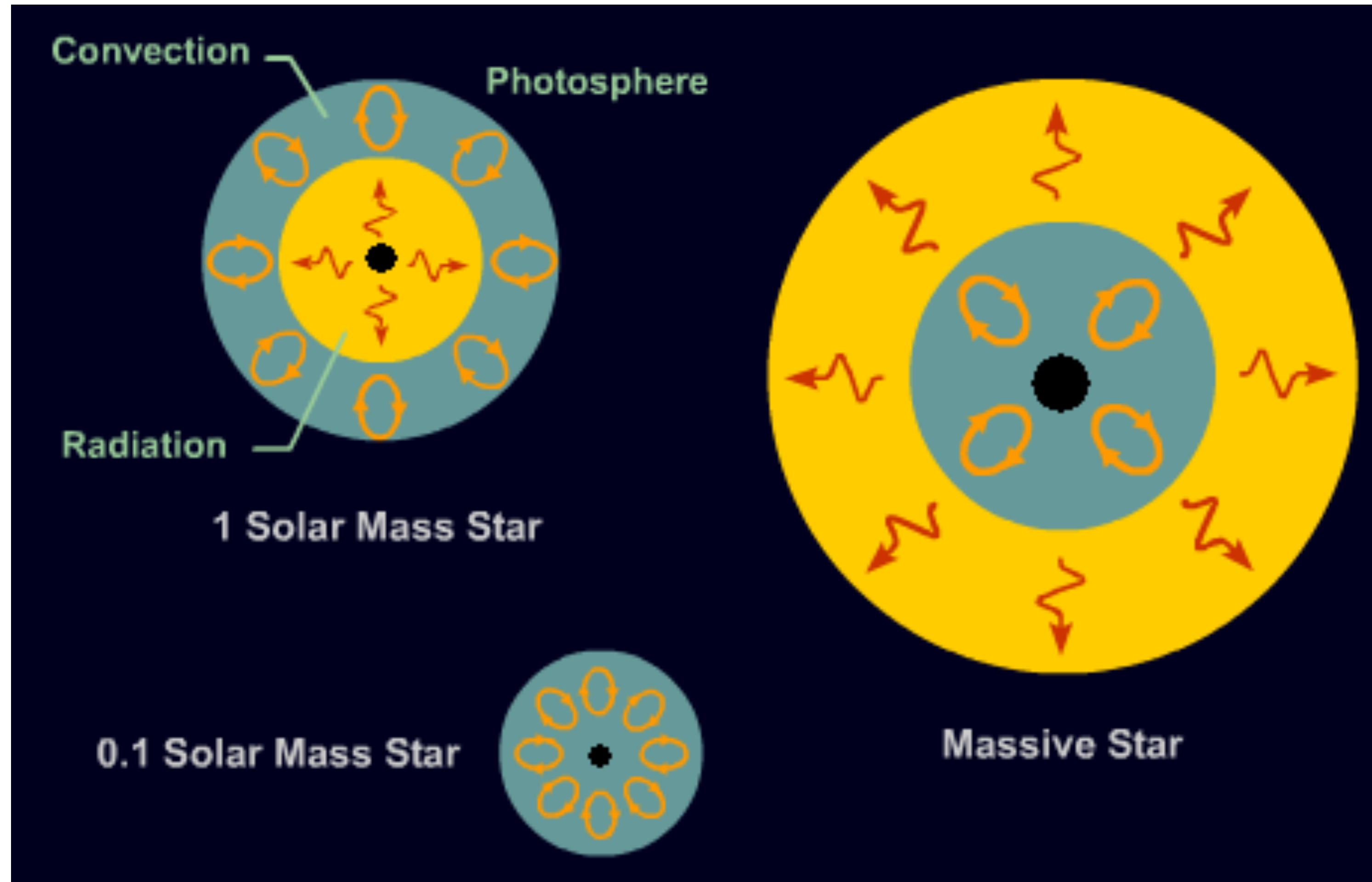
$$l = \alpha H_P$$



Radiação versus convecção

- ☑ Transferência radiativa ocorre sempre que existe gradiente de temperatura.
- ☑ Por outro lado, certas condições devem existir para que a 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 queimará 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 eq. de equilíbrio hidrostático, eq. de estado e eq. de equilíbrio radiativo.

Relação massa-luminosidade

- ☑ A luminosidade da estrela varia aproximadamente com o cubo de sua massa. Mas ela também depende da opacidade e conseqüentemente 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 ($> 4 M_{\text{sol}}$)

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

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

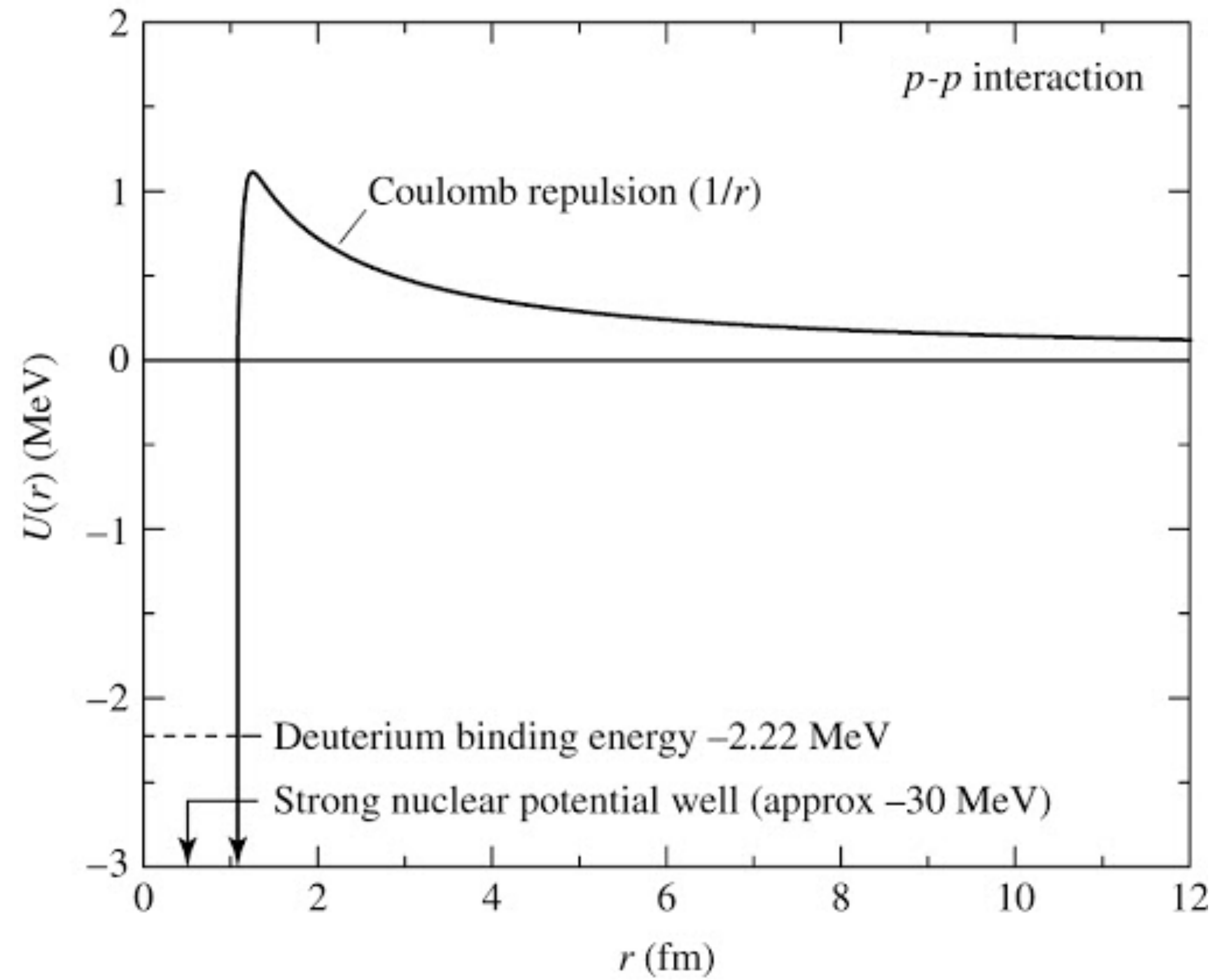
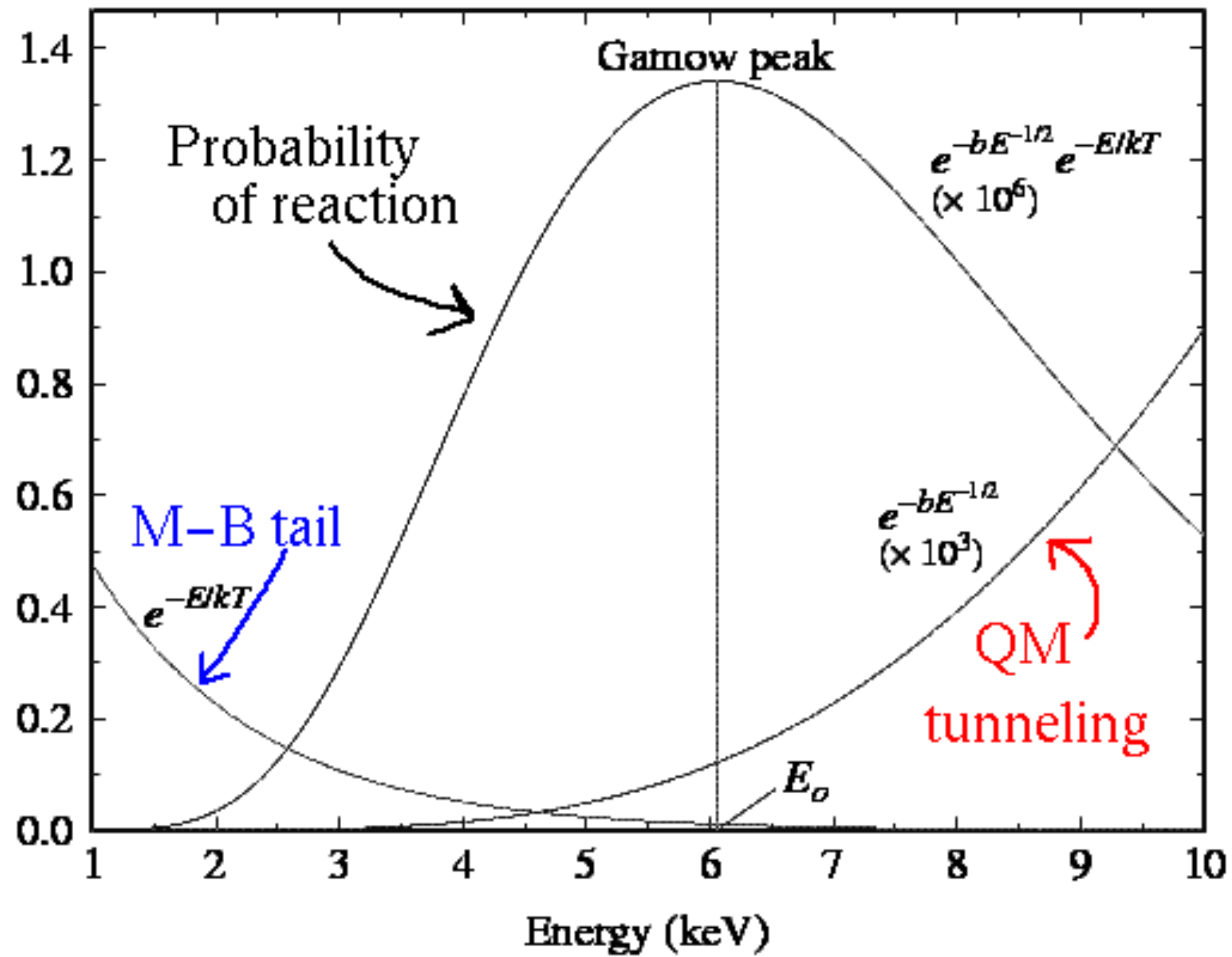
$$\rightarrow L \sim M^3$$

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

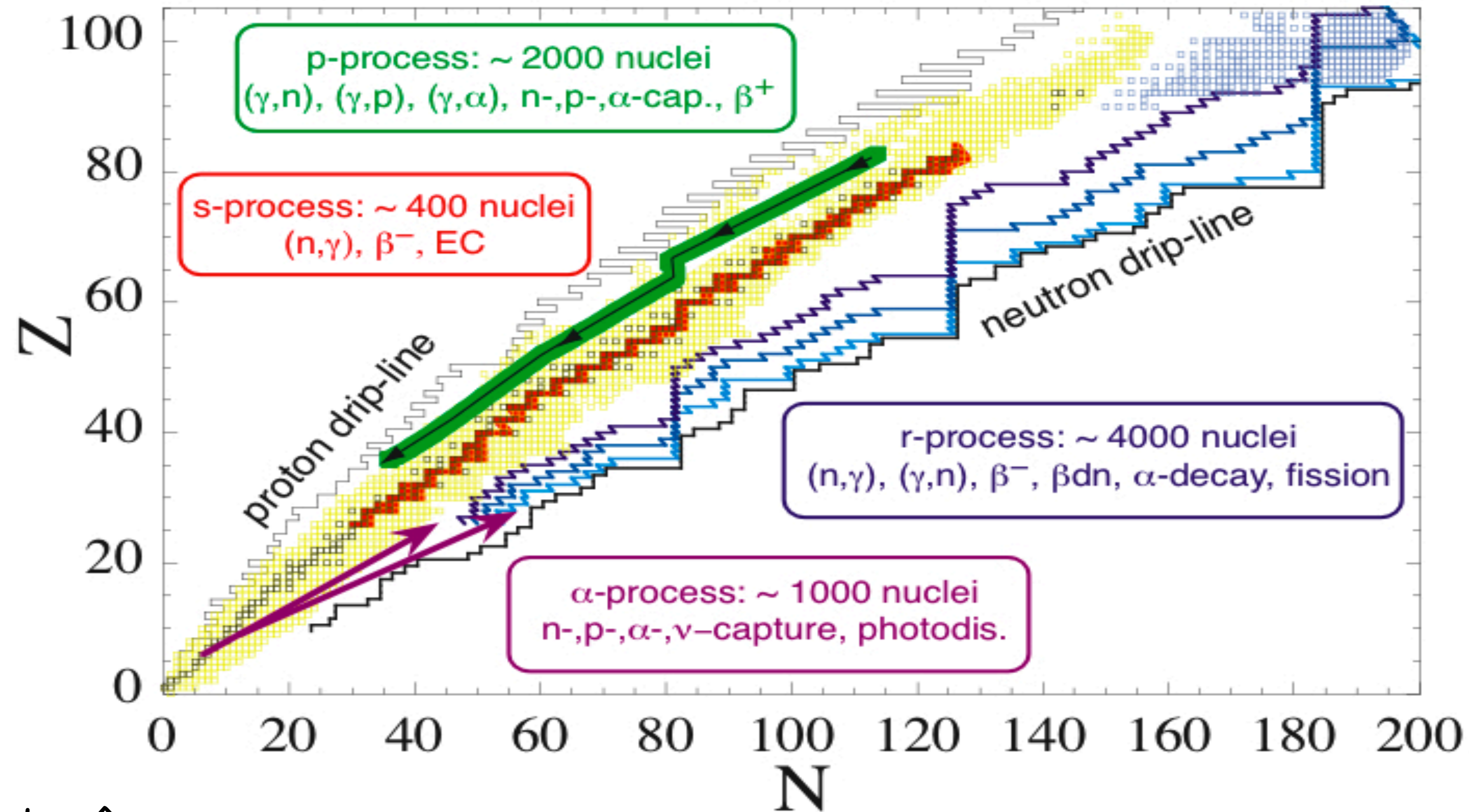
Reações nucleares

- ☑ 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_{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
- ☑ Elementos mais pesados que o Fe são produzidos via captura de nêutrons, por processos s (slow) e r (rapid).
- ☑ A massa dos elementos aumenta seguindo a trajetória de captura de nêutrons e decaimento na carta de nuclídeos

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



Carta de nuclídeos



p - processos com protons

s - processo lento de captura de nêutrons

r - processo rápidos de captura de nêutrons

alpha - captura de núcleos de He

Fonte: <https://arxiv.org/abs/0706.1132>



ORIGINS OF THE ELEMENTS





ORIGINS OF THE ELEMENTS

Transactinídeos

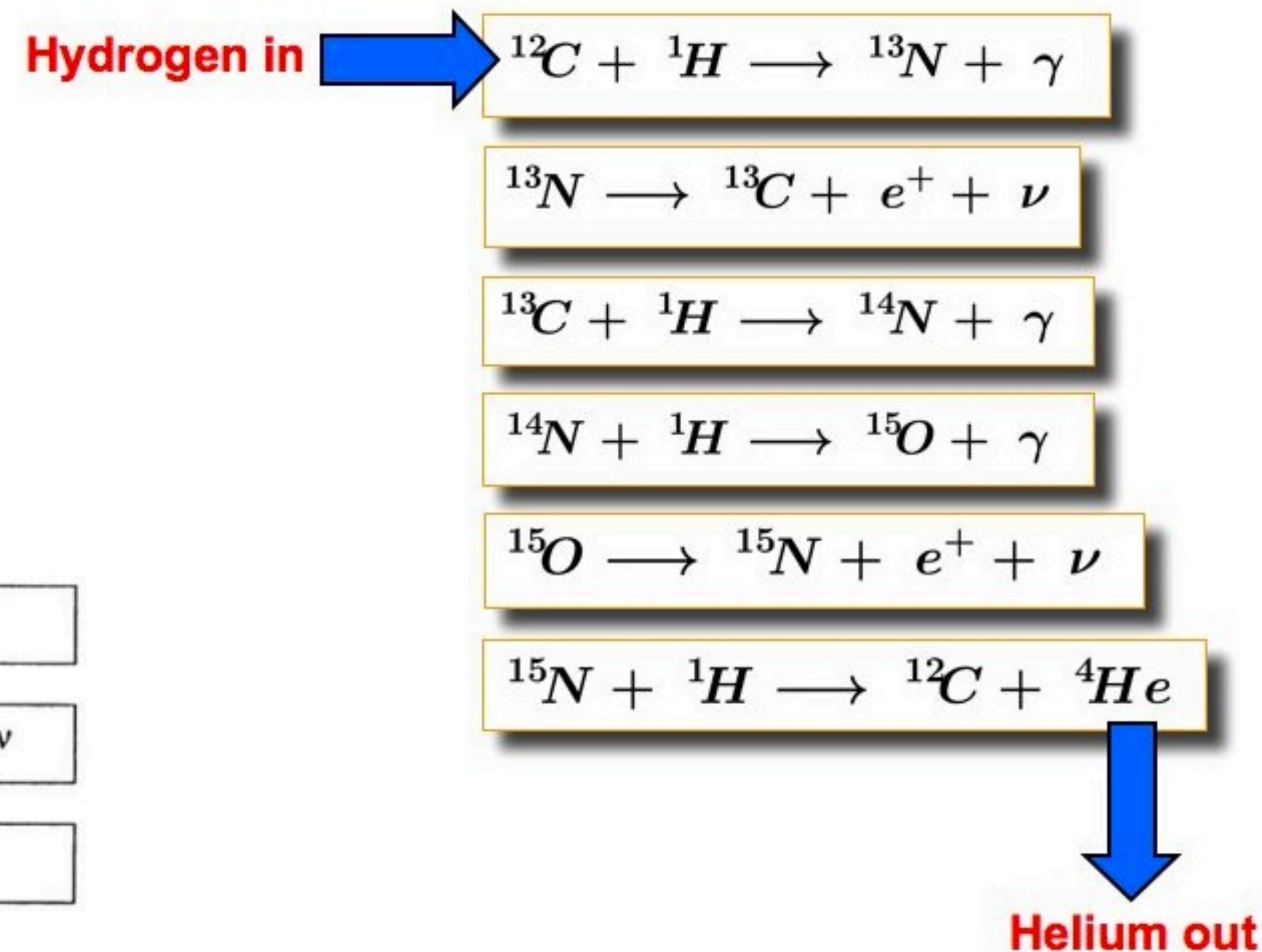
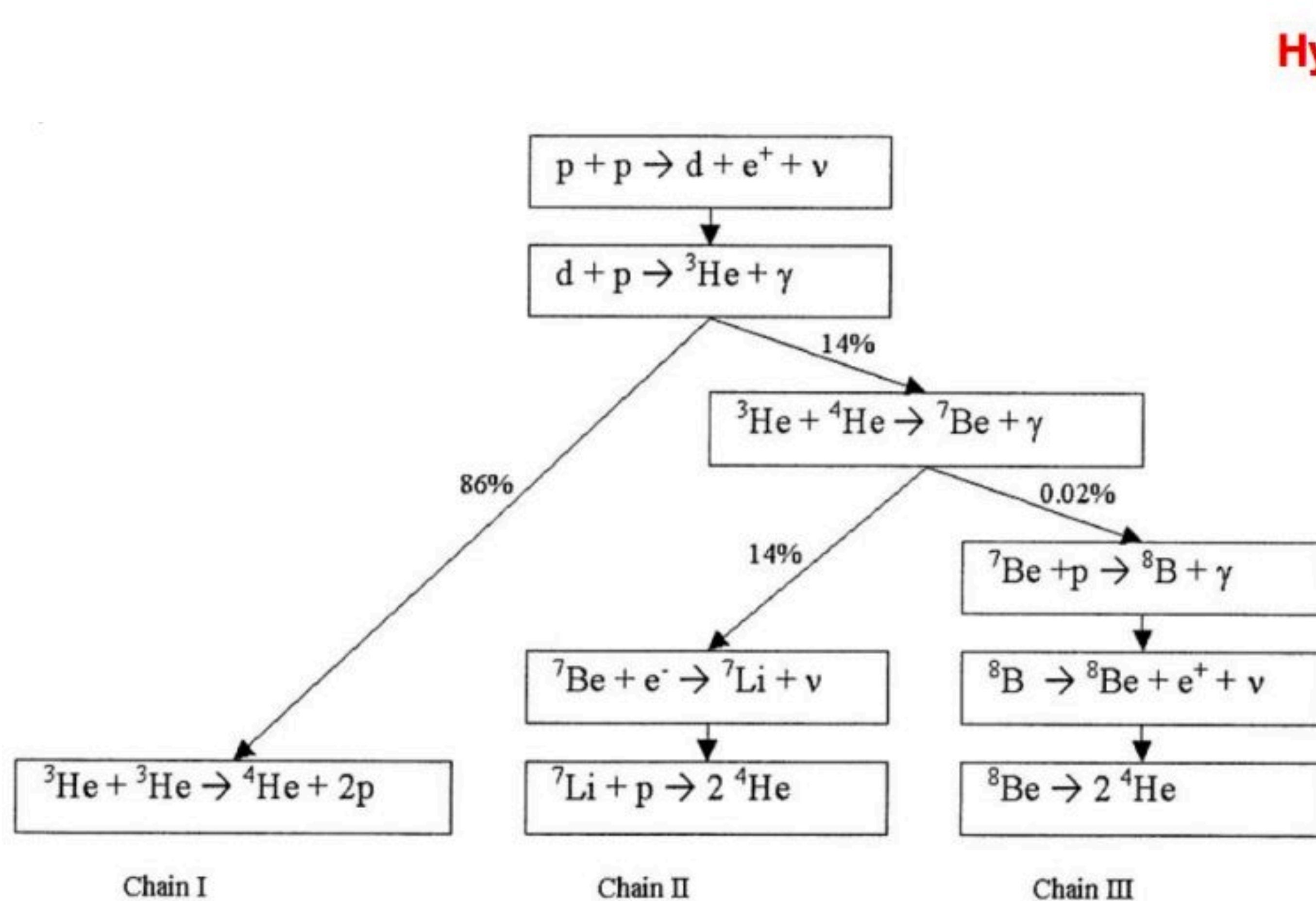
- 104 Rutherfordium, Rf (for Ernest Rutherford)
- 105 Dubnium, Db (for the town of Dubna, near Moscow)
- 106 Seaborgium, Sg (for Glenn T. Seaborg)
- 107 Bohrium, Bh (for Niels Bohr)
- 108 Hassium, Hs (for Hassia [Hesse], location of Darmstadt)
- 109 Meitnerium, Mt (for Lise Meitner)
- 110 Darmstadtium, Ds (for Darmstadt)
- 111 Roentgenium, Rg (for Wilhelm Röntgen)
- 112 Copernicium, Cn (for Nicolaus Copernicus)
- 113 Nihonium, Nh (for Nihon [Japan], location of the Riken institute)
- 114 Flerovium, Fl (for Russian physicist Georgy Flyorov)
- 115 Moscovium, Mc (for Moscow)
- 116 Livermorium, Lv (for Lawrence Livermore National Laboratory)
- 117 Tennesse, Ts (for Tennessee, location of Oak Ridge National Laboratory)
- 118 Oganesson, Og (for Russian physicist Yuri Oganessian)

H ¹ Hydrogen		
Li ³ Lithium	Be ⁴ Beryllium	
Na ¹¹ Sodium	Mg ¹² Magnesium	
K ¹⁹ Potassium	Ca ²⁰ Calcium	Sc ²¹ Scandium
Rb ³⁷ Rubidium	Sr ³⁸ Strontium	Y ³⁹ Yttrium
Cs ⁵⁵ Cesium	Ba ⁵⁶ Barium	
Fr ⁸⁷ Francium	Ra ⁸⁸ Radium	

He ² Helium	
F ⁹ Fluorine	Ne ¹⁰ Neon
Cl ¹⁷ Chlorine	Ar ¹⁸ Argon
Br ³⁵ Bromine	Kr ³⁶ Krypton
I ⁵³ Iodine	Xe ⁵⁴ Xenon
At ⁸⁵ Astatine	Rn ⁸⁶ Radon
Ts ¹¹⁷ Tennesse	Og ¹¹⁸ Oganesson
Yb ⁷⁰ Ytterbium	Lu ⁷¹ Lutetium

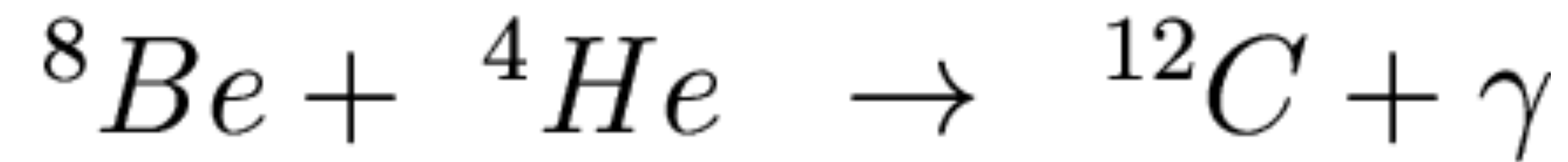
Lanthanum	Cerium	Praseodymium	Neodymium	Promethium	Samarium	Europium	Gadolinium	Terbium	Dysprosium	Holmium	Erbium	Thulium	Ytterbium	Lutetium
Ac ⁸⁹ Actinium	Th ⁹⁰ Thorium	Pa ⁹¹ Protactinium	U ⁹² Uranium	Np ⁹³ Neptunium	Pu ⁹⁴ Plutonium	Am ⁹⁵ Americium	Cm ⁹⁶ Curium	Bk ⁹⁷ Berkelium	Cf ⁹⁸ Californium	Es ⁹⁹ Einsteinium	Fm ¹⁰⁰ Fermium	Md ¹⁰¹ Mendelevium	No ¹⁰² Nobelium	Lr ¹⁰³ Lawrencium

Reações nucleares - pp e CNO





Reações nucleares - 3α



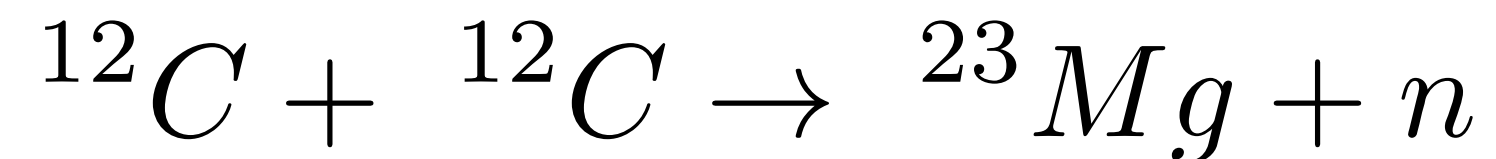
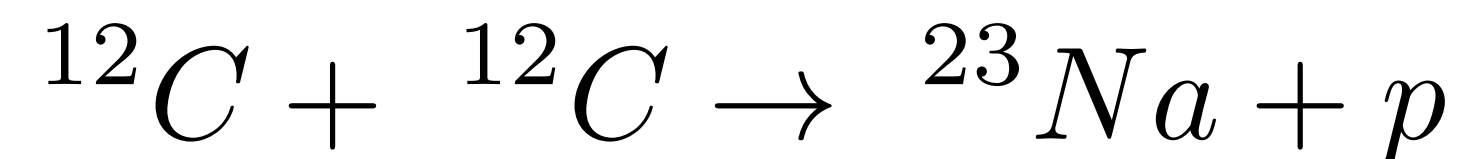
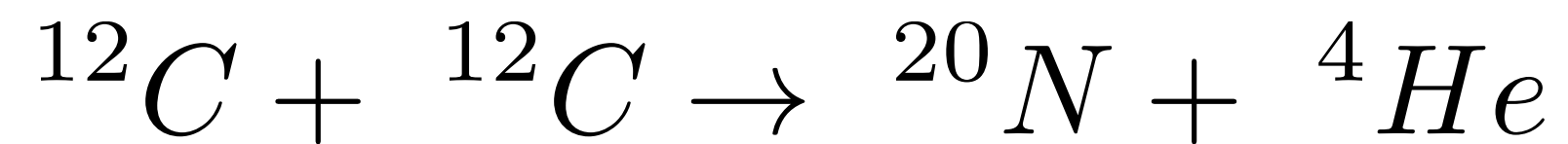
Produção de C, N, O



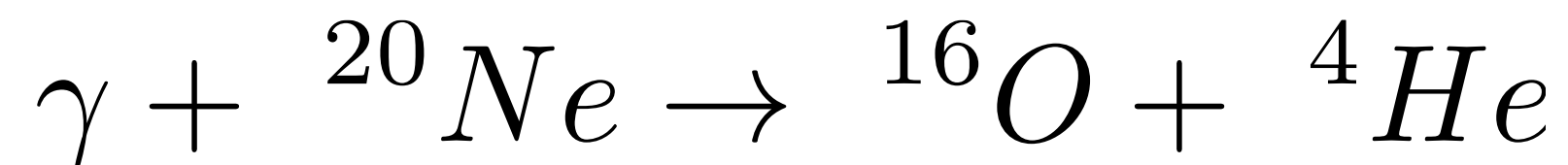


Reações nucleares – estágios avançados

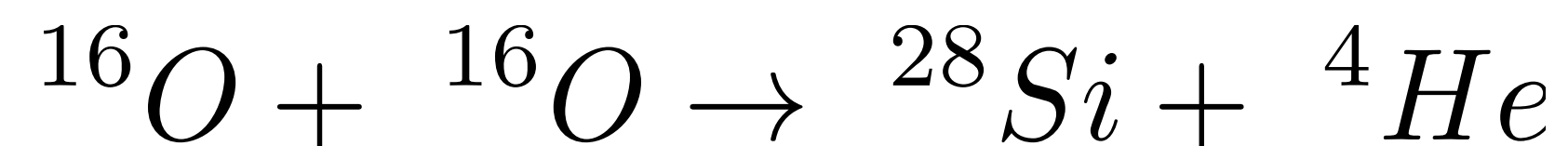
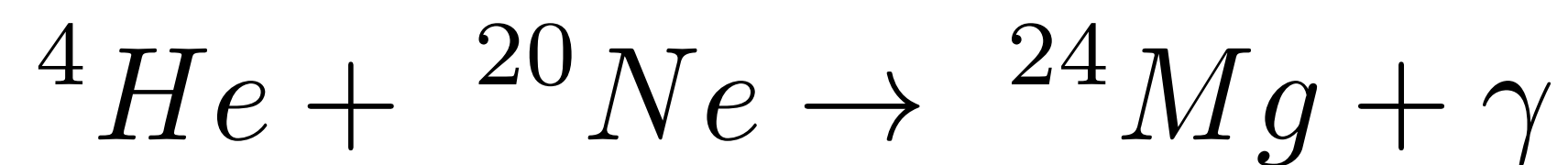
Queima do C



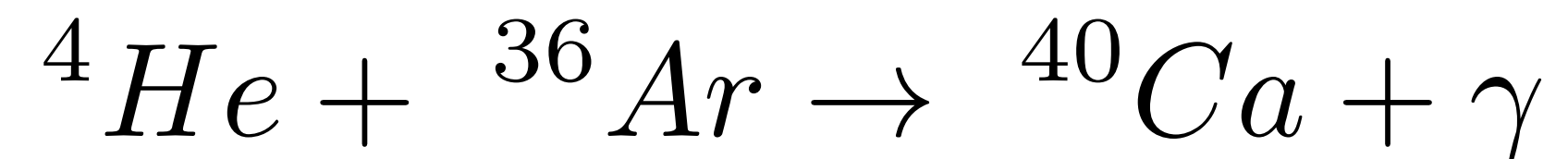
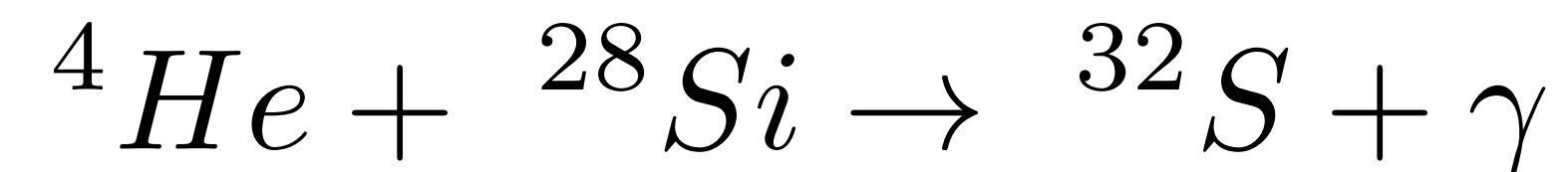
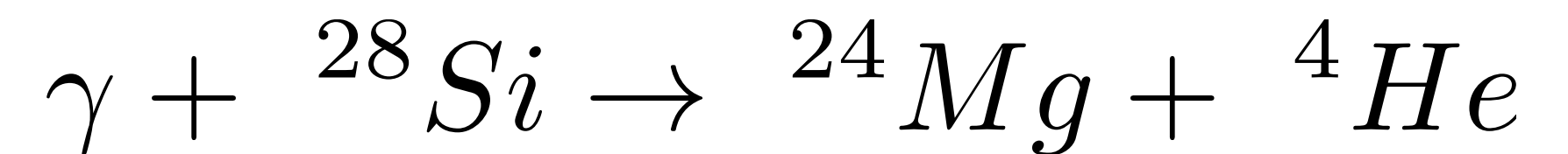
Queima do Ne



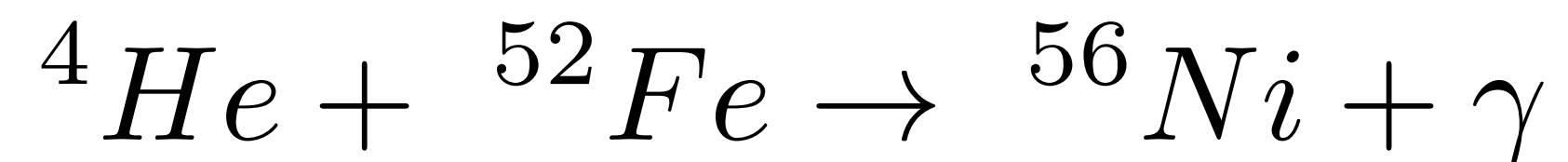
Reações seguintes



Queima do Si



...





Escalas de tempo

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

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



Problemas em Evolução Estelar

KEY PROBLEMS IN STELLAR EVOLUTION

A. Weiss¹

Max-Planck-Institut für Astrophysik – Karl-Schwarzschild-Str. 1 – D-85740 Garching – Fed. Rep. of Germany

ABSTRACT

I will review what I consider to be the most relevant unsolved problems in the theory of stellar structure and evolution. Globally, one can collect them under the term “mixing processes”. They probably are the reason for long-standing observational facts not being explained satisfactorily by the theory. The bearings of these unsolved problems on other parts of astrophysics, such as cosmology or population synthesis are summarized as well.

the accuracy of nuclear reactions, equation of state and opacity are of minor importance compared to those of the mixing processes.

In Sect. 3 I will then turn to observational key problems which have defied explanations so far. I will try to connect them to the theoretical key problems defined before. Finally, I will briefly discuss the consequences of our insufficiently accurate theory of stellar structure.

2. PHYSICAL KEY PROBLEMS

2.1. CONVECTION

Convection is a very important means for the transport of

Key words: Stars: structure – evolution

<https://articles.adsabs.harvard.edu/pdf/2002sshp.conf...57W>

PHOST “Physics of Oscillating Stars” – a conference in honour of Prof. H. Shibahashi, 2-7 Sept. 2018, Banyuls-sur-mer (France)

Edited by J. Ballot, S. Vauclair, & G. Vauclair

Current problems in stellar evolution

Gael Buldgen^{1,2}

¹ School of Physics and Astronomy, University of Birmingham, Edgbaston, Birmingham B15 2TT, UK.

² Observatoire de Genève, Université de Genève, 51 Ch. Des Maillettes, CH-1290 Sauverny, Suisse.

Abstract

The theory of stellar evolution plays a central role in astrophysics as stellar models are used to infer properties for Galactic and Extragalactic stellar populations as well as exoplanetary systems. However, despite decades of experience, stellar models still face major issues linked to transport processes of chemicals and angular momentum. This review will focus on some of the processes responsible for the most sizable uncertainties in stellar models such as for example convection, rotation and mass loss. The presentation will discuss their implementation, their impact on theoretical predictions and how various observational constraints can help us gain insight on the physics inside stars and face the current challenges of the theory of stellar evolution.

Feb 2019

arXiv:1902.10399v1



Problemas em Evolução Estelar

KEY PROBLEMS IN STELLAR EVOLUTION

A. Weiss¹

Max-Planck-Institut für Astrophysik – Karl-Schwarzschild-Str. 1 – D-85740 Garching – Fed. Rep. of Germany

ABSTRACT

I will review what I consider to be the most relevant unsolved problems in the theory of stellar structure and evolution. Globally, one can collect them under the term “mixing processes”. They probably are the reason for long-standing observational facts not being explained satisfactorily by the theory. The bearings of these unsolved problems on other parts of astrophysics, such as cosmology or population synthesis are summarized as well.

the accuracy of nuclear reactions, equation of state and opacity are of minor importance compared to those of the mixing processes.

In Sect. 3 I will then turn to observational key problems which have defied explanations so far. I will try to connect them to the theoretical key problems defined before. Finally, I will briefly discuss the consequences of our insufficiently accurate theory of stellar structure.

2. PHYSICAL KEY PROBLEMS

2.1. CONVECTION

Convection is a very important means for the transport of

Key words: Stars: structure – evolution

<https://articles.adsabs.harvard.edu/pdf/2002sshp.conf...57W>

Transporte de matéria, processos convectivos, rotação e perda de massa!!!

PHOST “Physics of Oscillating Stars” – a conference in honour of Prof. H. Shibahashi, 2-7 Sept. 2018, Banyuls-sur-mer (France)
Edited by J. Ballot, S. Vauclair, & G. Vauclair

Current problems in stellar evolution

Gael Buldgen^{1,2}

¹ School of Physics and Astronomy, University of Birmingham, Edgbaston, Birmingham B15 2TT, UK.

² Observatoire de Genève, Université de Genève, 51 Ch. Des Maillettes, CH-1290 Sauverny, Suisse.

Abstract

The theory of stellar evolution plays a central role in astrophysics as stellar models are used to infer properties for Galactic and Extragalactic stellar populations as well as exoplanetary systems. However, despite decades of experience, stellar models still face major issues linked to transport processes of chemicals and angular momentum. This review will focus on some of the processes responsible for the most sizable uncertainties in stellar models such as for example convection, rotation and mass loss. The presentation will discuss their implementation, their impact on theoretical predictions and how various observational constraints can help us gain insight on the physics inside stars and face the current challenges of the theory of stellar evolution.

arXiv:1902.10399v1

Feb 2019



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**

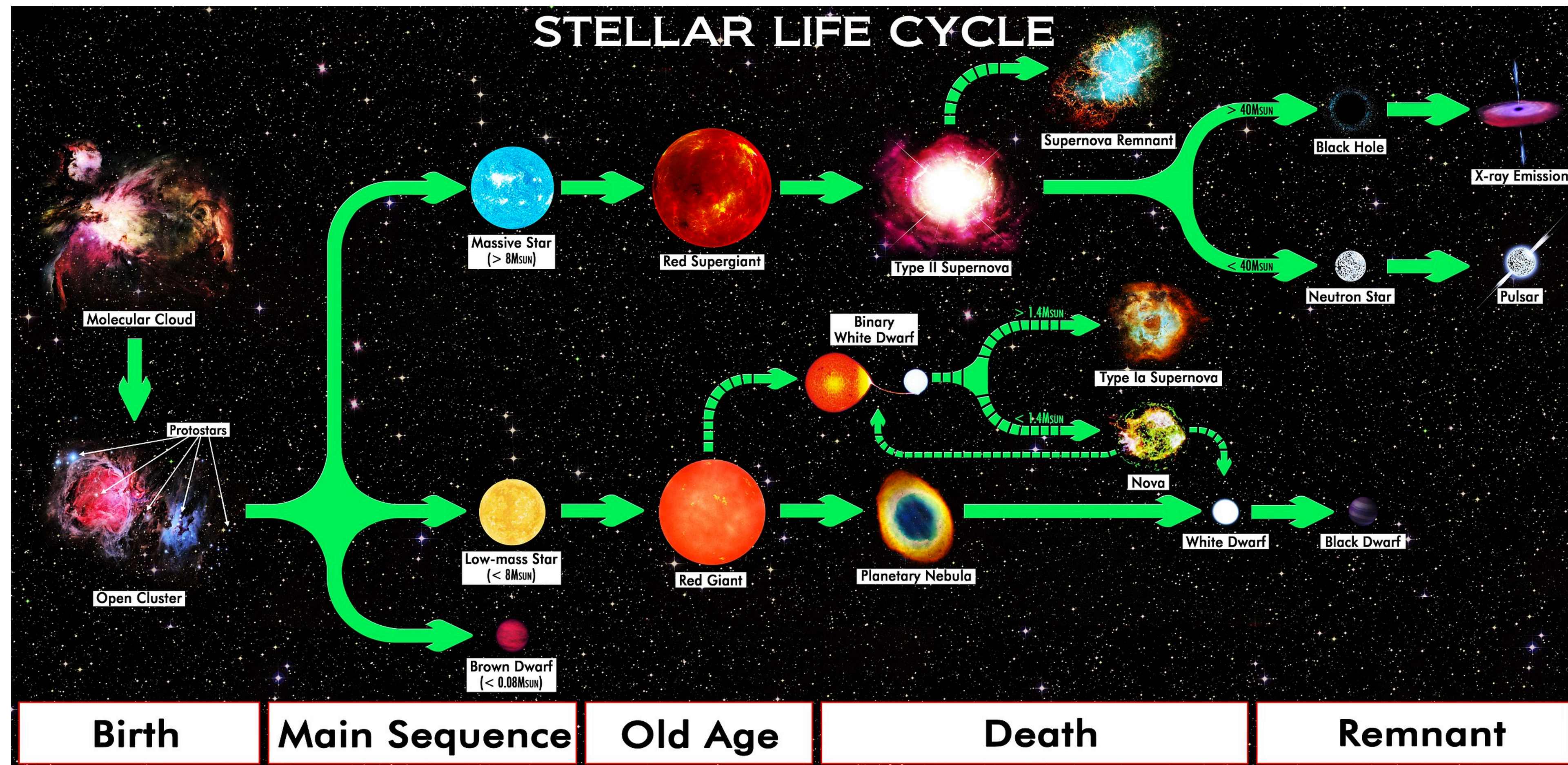


Evolução Estelar II:

um sumário executivo

O curso de Ev. Estelar II...

que poderia chamar-se somente Evolução Estelar...



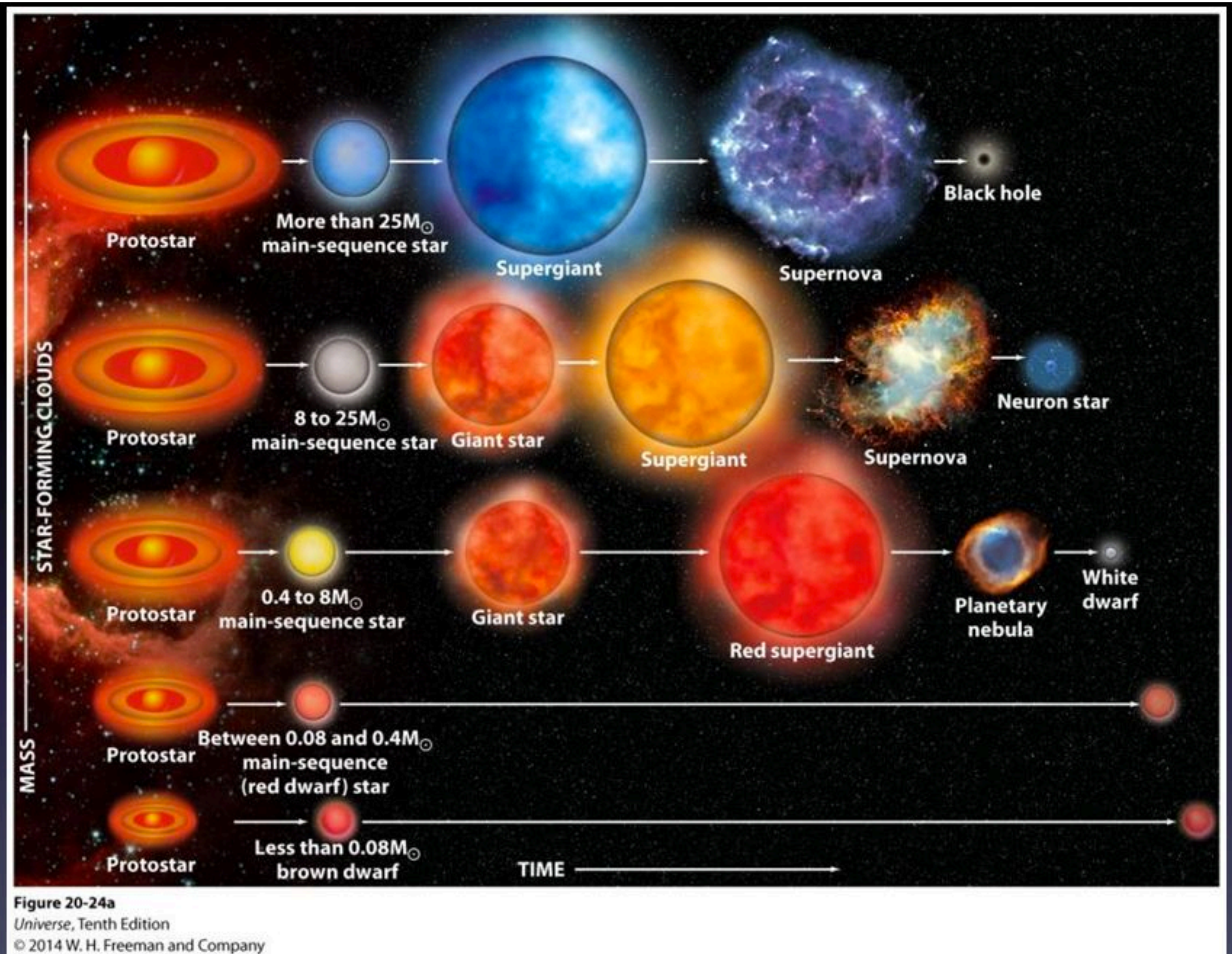
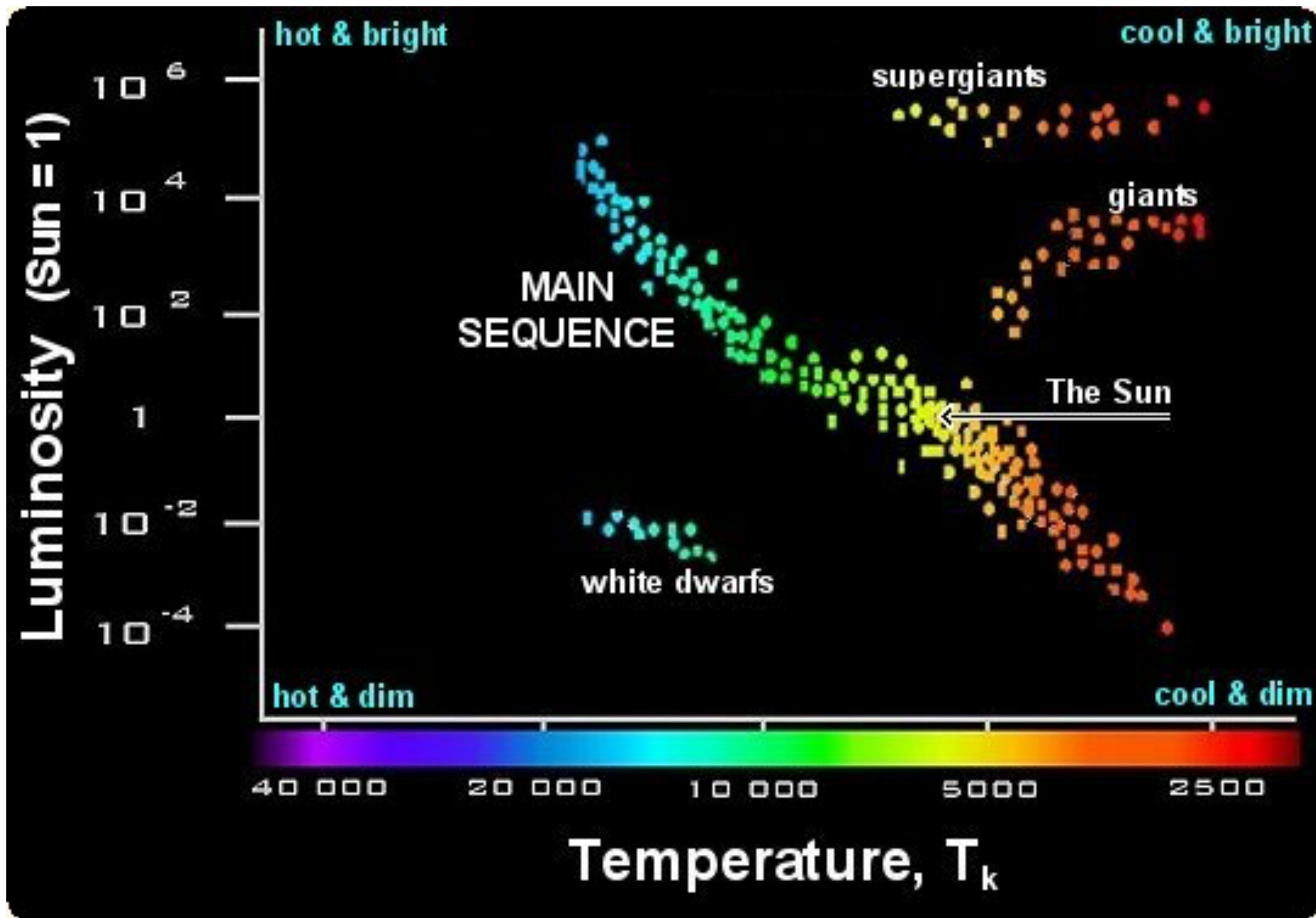


Figure 20-24a
 Universe, Tenth Edition
 © 2014 W. H. Freeman and Company

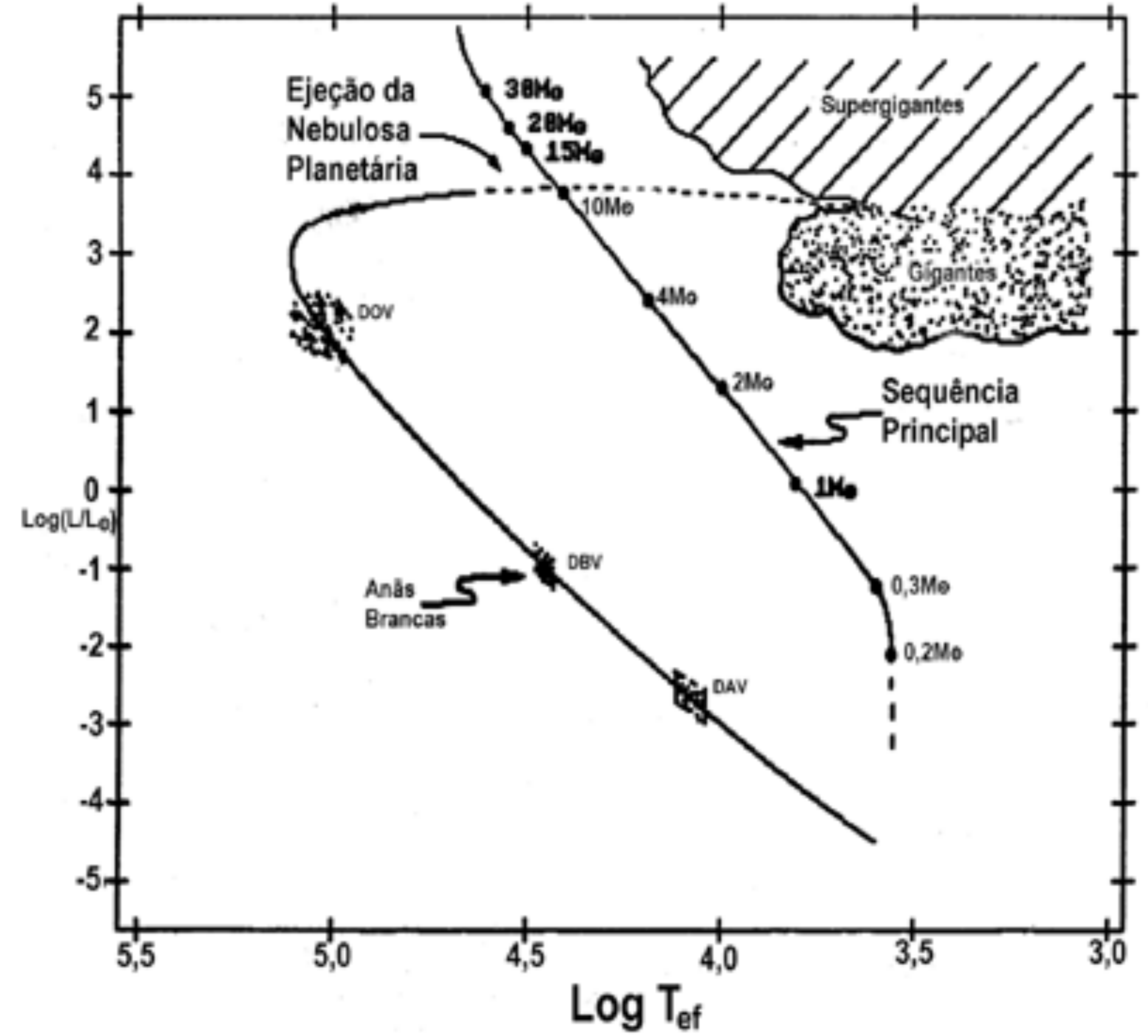
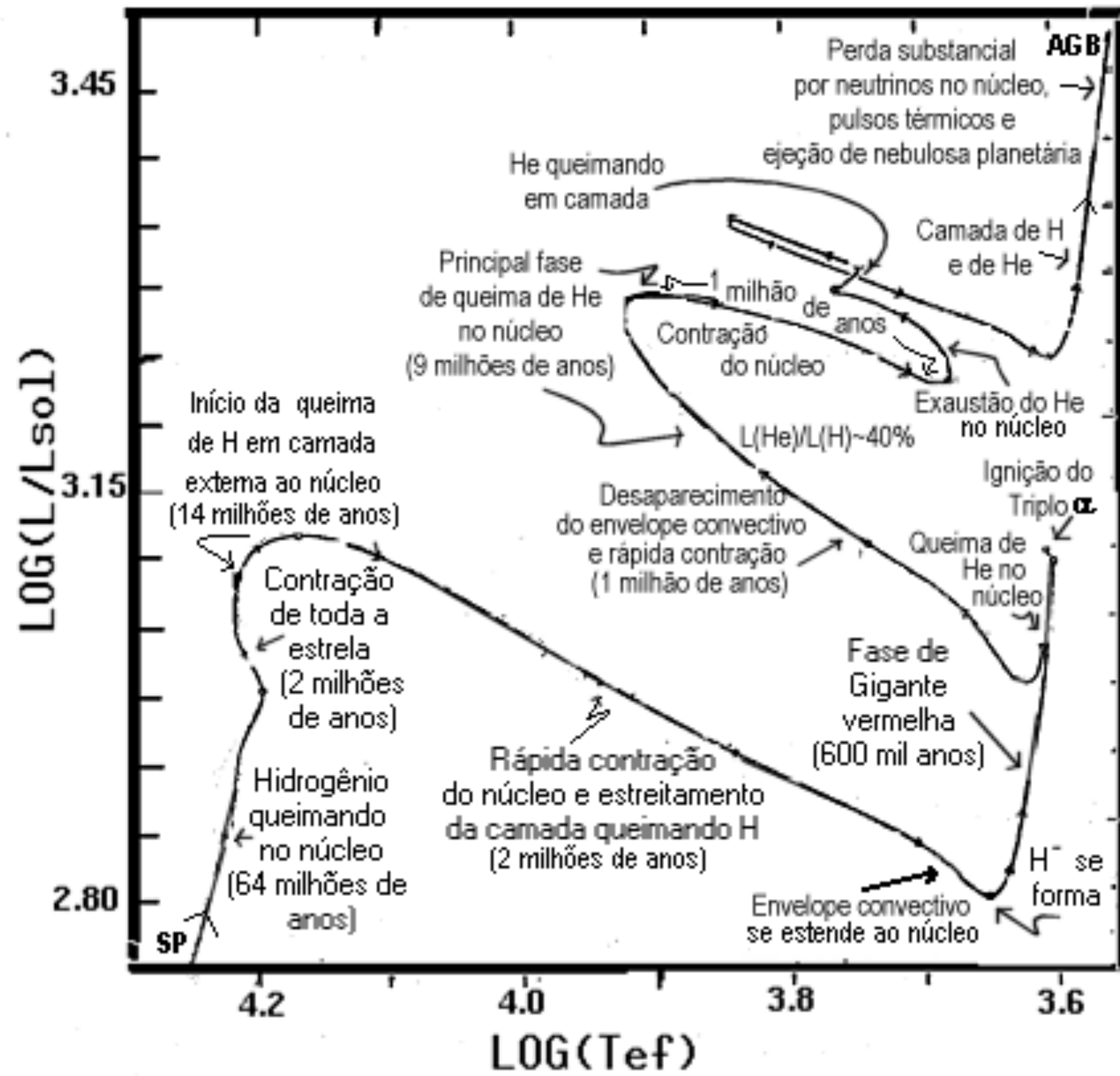
A Summary of Stellar Evolution

Como obter uma visão geral?

- ☑ Diagrama H-R
 - ✓ Quadro evolutivo dos diversos tipos de objetos celestes
 - ✓ Possibilidade de estudar classes diferentes num mesmo aglomerado globular (**mesmas condições iniciais, distância e composição química**)
 - ✓ Para um mesmo objeto, define claramente a dependência Luminosidade x Temperatura efetiva, para uma dada massa inicial.
 - ✓ Define também as regiões proibidas antes da estrela chegar na sequência principal (protoestrela)



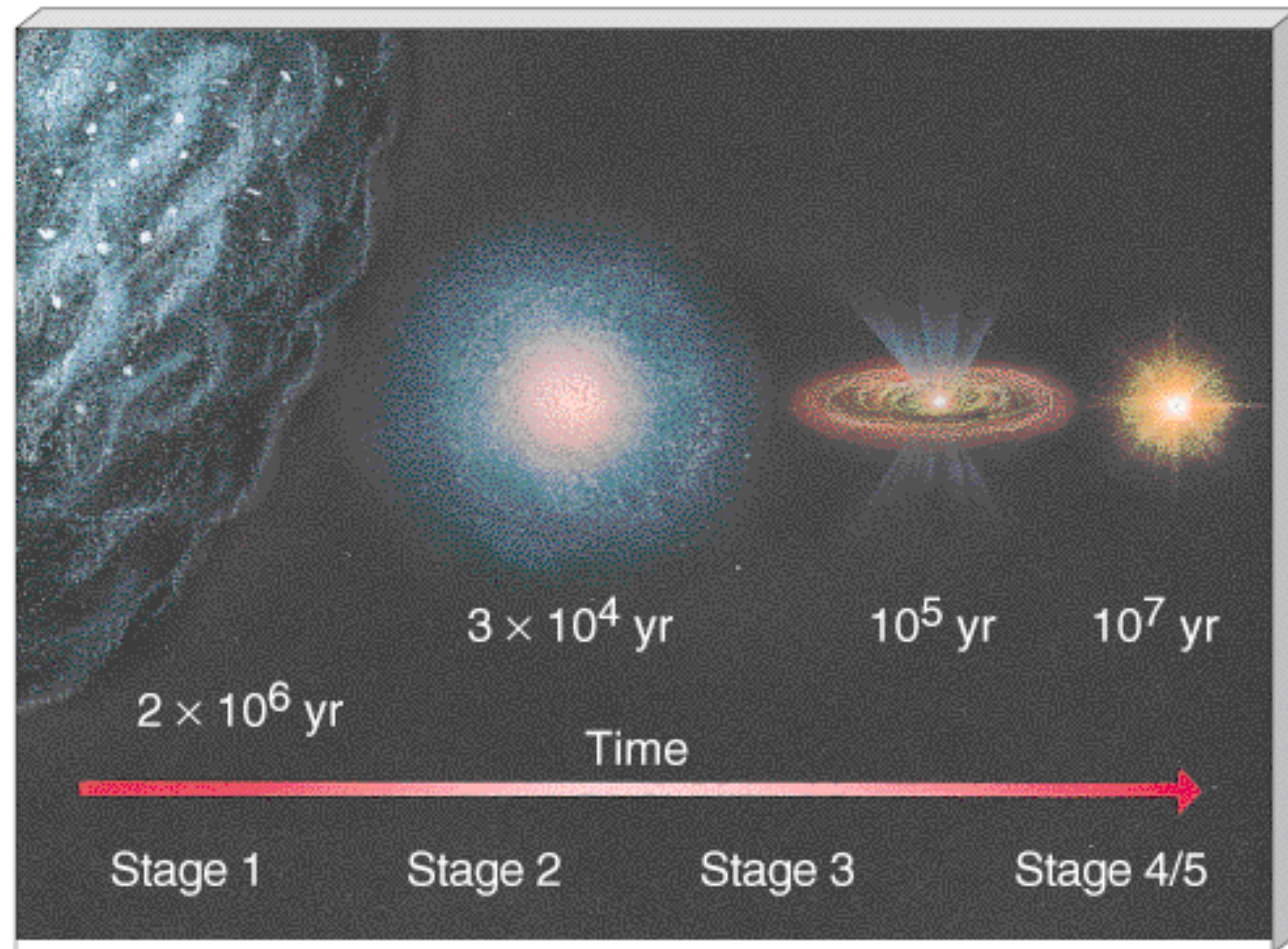
Fonte: Western Washington Univ.



Crédito: Kepler, S. O. e Saraiva, M. F. – Introdução à Astronomia e Astrofísica

O meio interestelar

- ☑ De onde as estrelas vêm? Material no meio interestelar
- ☑ Composição típica: hidrogênio, hélio e algumas moléculas complexas
- ☑ Poeira e metais também são encontrados.
- ☑ Matéria prima para formação de estrelas: nuvens moleculares





Da "gestação" ao nascimento...

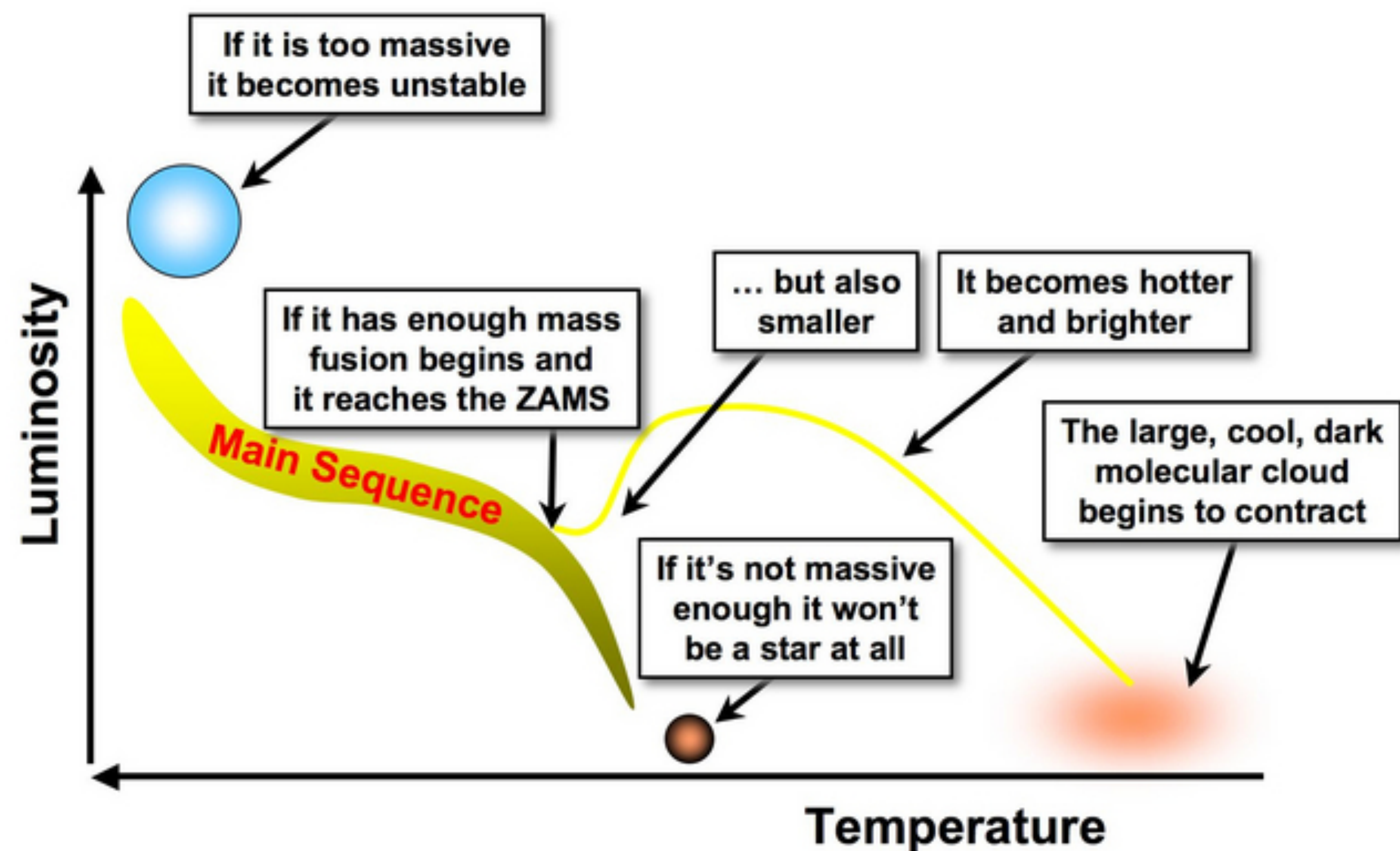
- ☑ Massa inicial $> 100 M_{\text{Sol}}$ e raio inicial da ordem de $10^{18} - 10^{19}$ cm ($R_{\text{Sol}} = 7 \times 10^{10}$ cm).
- ☑ Contração após atingir o limite de Jeans, de acordo com a escala de tempo de Kelvin-Helmholtz.
- ☑ Movimento ao longo da linha de Hayashi.
- ☑ Início da queima nuclear ao entrar na sequência principal (ZAMS).

Etapas

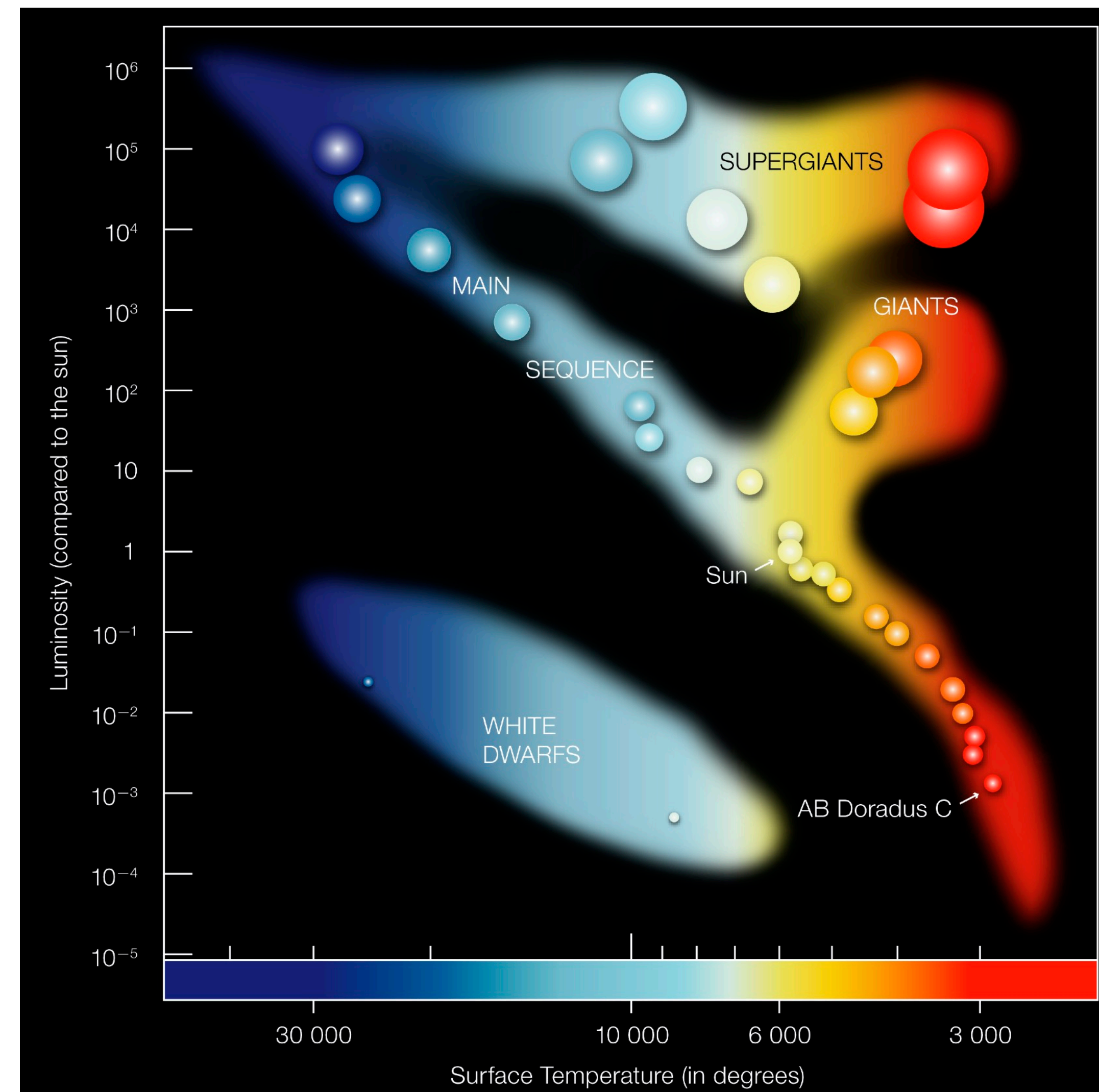
1. Nuvem de gás
2. Fragmentação
3. Protoestrela
4. Contração
5. Trajetória de Hayashi e ignição
6. Ajuste à sequência principal

Sequência principal (SP)...

- ✓ Evolução de acordo com a massa e a composição química inicial
- ✓ Queima de H: 90% do tempo, que equivale ao tempo de permanência na SP!



Fonte: astronomy.swin.edu.au



Fonte: eso.org



Questões para reflexão...

- ☑ Por que 90% das estrelas conhecidas encontram-se na SP?
- ☑ Por que a massa é tão importante na determinação da trajetória evolutiva da estrela?
- ☑ Como uma estrela de 1 massa solar pode ser, em épocas diferentes, uma T-Tauri, uma gigante vermelha e uma anã branca?
- ☑ Por que e como anãs brancas e gigantes vermelhas são diferentes das estrelas da SP?

Evolução pós-SP...

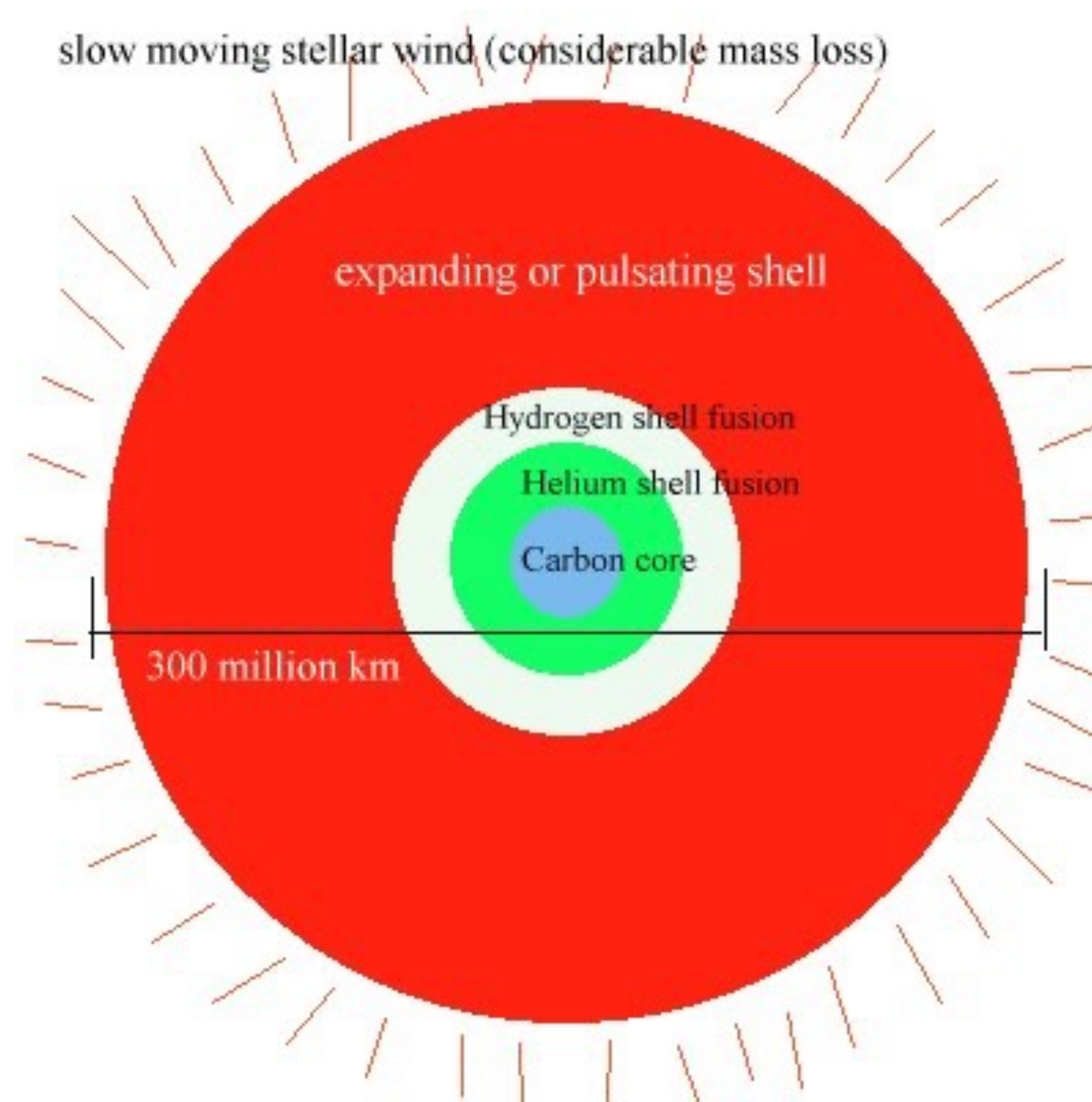
- ☑ Processos sucessivos de queima de combustível nuclear, exaustão e contração.
- ☑ A cada nova contração (que depende da massa inicial) o interior da estrela se aquece e passa a queimar elementos mais pesados.
- ☑ Expansão do envelope de H → gigante vermelha!
- ☑ A partir deste estágio há uma divisão das trajetórias...

Fase de gigante vermelha

- ☑ Núcleo quente (elétrons degenerados) e envelope bastante frio.
- ☑ Gigante (raio grande) vermelha (T_{sup} baixa)
- ☑ Causada pelo excesso de temperatura na camada externa de hidrogênio, aumentando seu brilho e diminuindo a temperatura superficial ($F = L / 4\pi r^2$).

Condições físicas:

- ☑ Fusão de hélio ($T > 10^8$ K).
- ☑ Energia produzida no núcleo gera aumento de temperatura.
- ☑ Pressão permanece constante (ainda núcleo degenerado) com o aumento de temperatura.
- ☑ FLASH do hélio.





Evolução pós-SP: estrelas de baixa massa ($M < 3 M_{\text{Sol}}$)

- ☑ Para estrelas de baixa massa:
 - ✓ Ao esgotar o hidrogênio no núcleo, a estrela encolhe lentamente.
 - ✓ A temperatura no núcleo ainda não é capaz de queimar hélio, mas cresce a ponto de queimar o hidrogênio nas bordas do núcleo.
 - ✓ Recomeça a fusão nuclear do hidrogênio restante.
- ☑ Após o flash do hélio, a pressão de degenerescência dos elétrons é removida?
- ☑ Fusão de hélio em carbono
- ☑ Resfriamento e expansão do envelope + instabilidades
- ☑ O envelope é ejetado, produzindo uma nebulosa planetária!

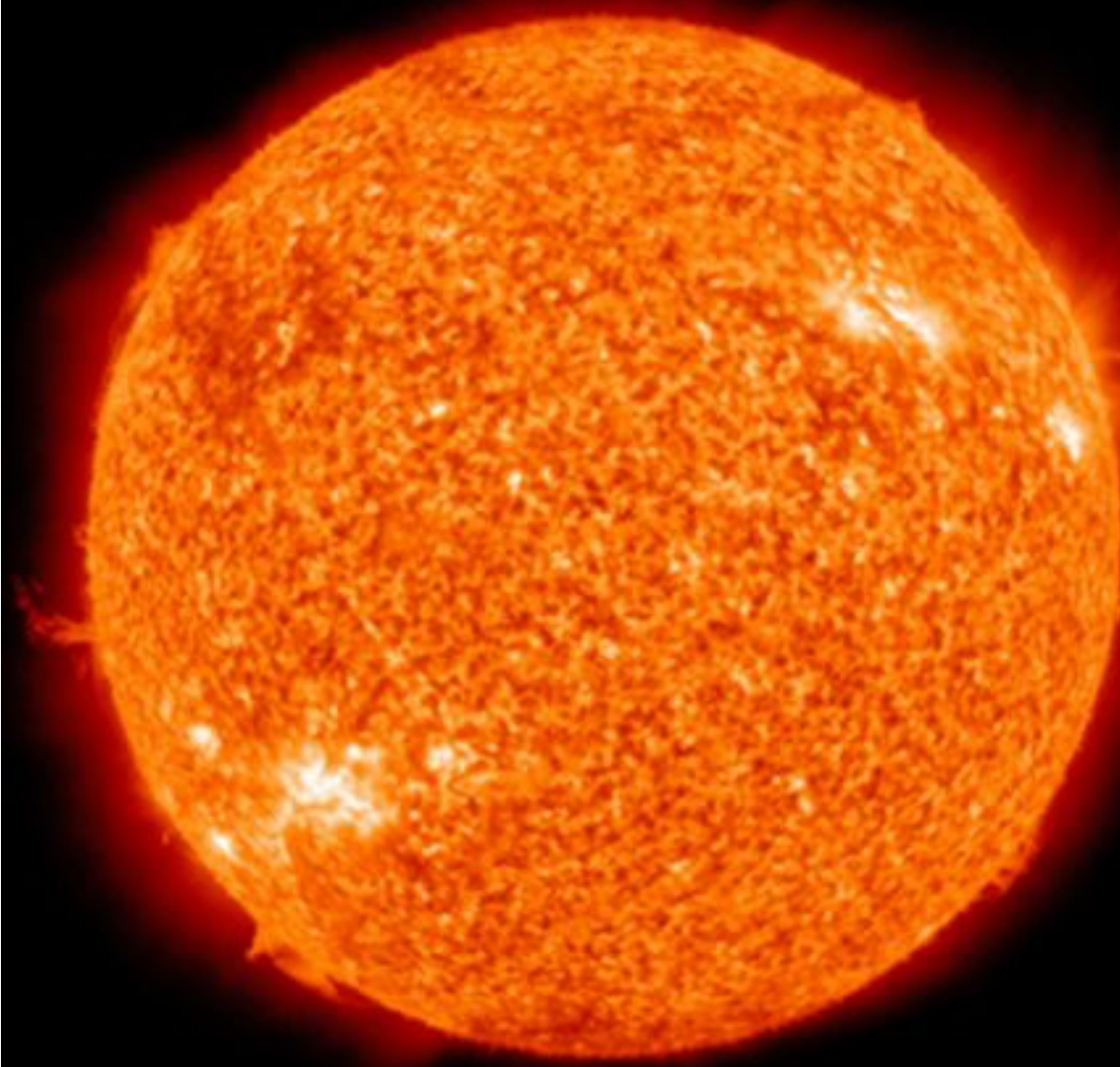


Massas e evolução estelar

- ☑ Intervalo típico de massas estelares: 0,08 a 40–50 M_{Sol} .
- ☑ Estrelas hipergigantes: massas até 160 M_{Sol} .
- ☑ Razoavelmente constante ao longo da vida da estrela.
- ☑ Estrelas do tipo solar apresentam variação de menos de 1% desde a entrada na SP até o estágio de nebulosa planetária
- ☑ Estrelas massivas ($M > 25 M_{\text{Sol}}$) podem perder até cerca de 60% de sua massa devido ao vento estelar,
- ☑ Transferência de massa em sistemas binários modifica a trajetória evolutiva no diagrama H-R
- ☑ Processos catastróficos (nebulosas planetárias ou supernovas) são responsáveis por perda significativa de massa

Nebulosa planetária...

Planetary Nebula: The Death of a Star



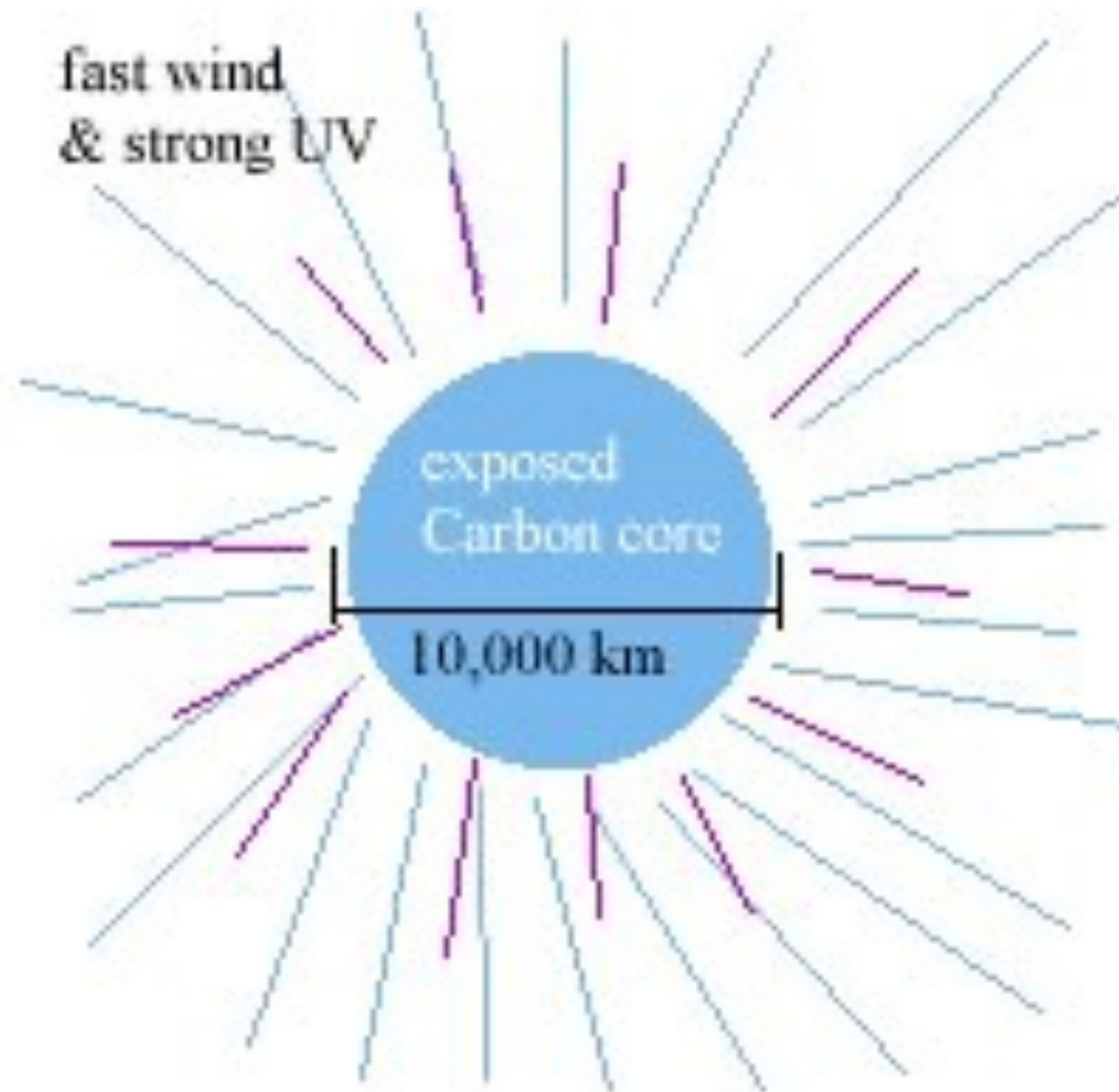
When the star runs out of helium, it gives out a large burst of energy and pushes its atmosphere into space, creating a Planetary Nebula.



Videos:

- [1. Planetary Nebula](#)**
- [2. Zoom into Planetary Nebula NGC 5189](#)**

Após a nebulosa planetária...



Sirius A e B

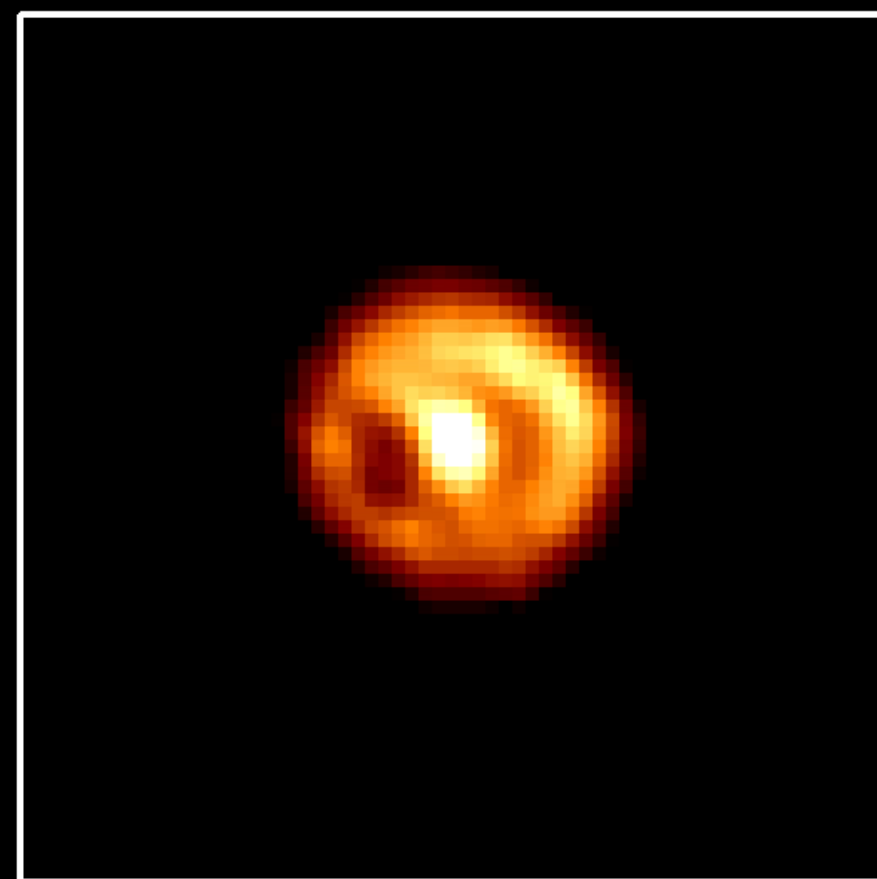
Núcleo torna-se uma anã branca

Acresção de matéria em uma anã branca: Nova!!!

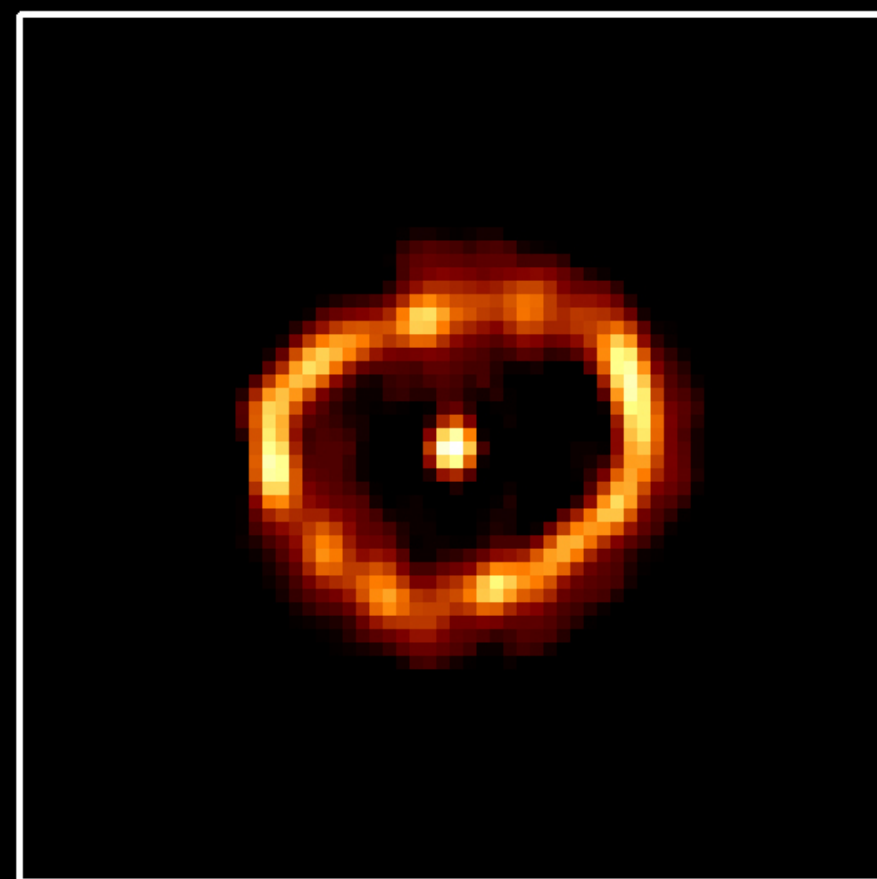
- ✓ Em um sistema constituído de anã branca + gigante vermelha, a transferência de matéria eleva a temperatura da anã até que possa haver um surto de reações nucleares (queima de H) em sua superfície produzindo uma "nova" (aparentemente, para os antigos, uma nova estrela...)
- ✓ Causa: fusão rápida ("runaway") do H superficial
- ✓ $L_{nova} / L_{AB} \sim 10.000$
- ✓ Eventualmente, o fenômeno é transiente (novas recorrentes): H remanescente na AB espera nova transferência de massa para que produzir nova erupção
- ✓ Atmosfera da AB ejetada cria um envelope, devolvendo matéria para o meio interestelar

Nova Cygni 1992

Hubble Space Telescope
Faint Object Camera



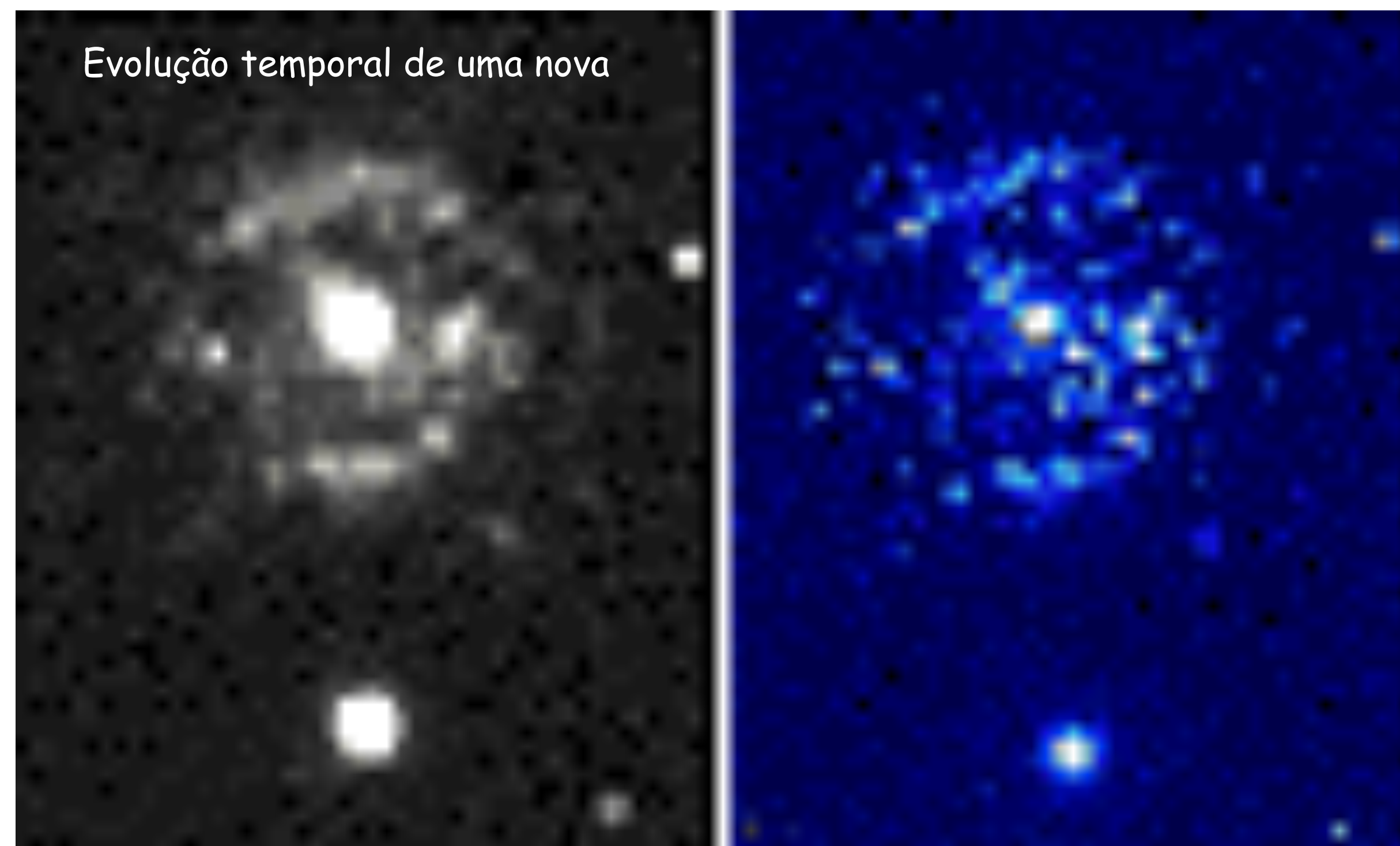
Pre-COSTAR
Raw Image



With COSTAR
Raw Image

Fonte: Hubble Space Telescope

Novas...



Evolução temporal de uma nova



Nova Eridani (2009)
Fonte: Wikipedia

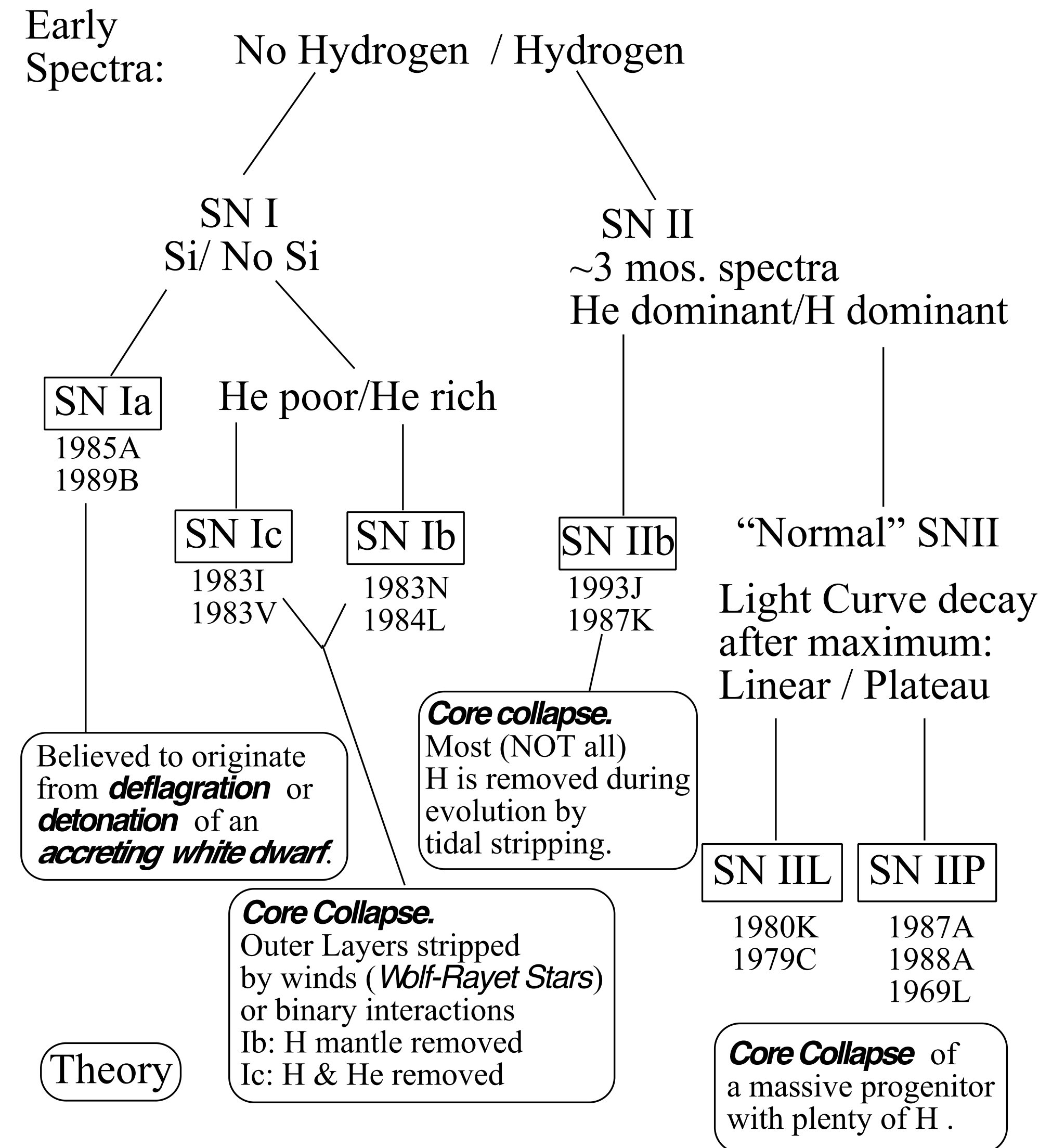


Estágios finais ($M > 1 M_{\text{sol}}$)

- ❑ Não se sabe exatamente o limite de transição, mas a maioria dos autores define 8 massas solares como a fronteira entre massa intermediária e grande massa.
- ❑ Se a massa da estrela, ao entrar na SP, for maior do que $8 M_{\text{sol}}$, o processo de queima nuclear continua a partir do carbono (oxigênio, neônio, etc., até o ferro).
- ❑ Parte dos elementos químicos entre o hidrogênio e o ferro são formados durante o processo evolutivo das estrelas
- ❑ Elementos de número de massa superior ao ferro são produzidos em outros processos, durante explosões de supernovas

Supernovas

- ☑ Um dos eventos mais catastróficos do Universo.
- ☑ Cerca de 1 evento a cada 50 anos na nossa Galáxia.
- ☑ **Supernovas Tipo II: provável criador de instabilidades que dão início à formação estelar.**
- ☑ Também podem ser produzidos pela explosão de uma anã branca que ultrapassou o limite de Chandrasekhar, devido à transferência de massa de uma companheira massiva, passou pelo Flash do C e explodiu como SN Tipo I

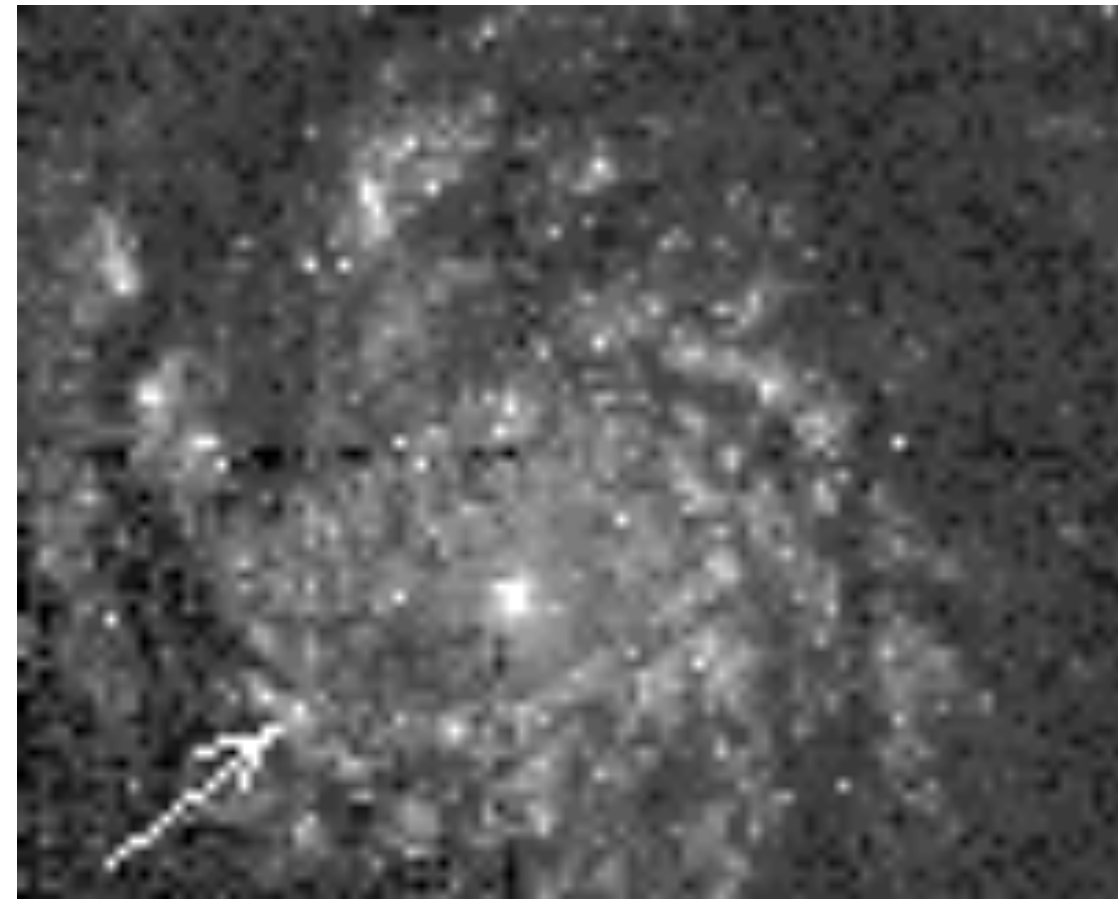


Supernovas tipo II

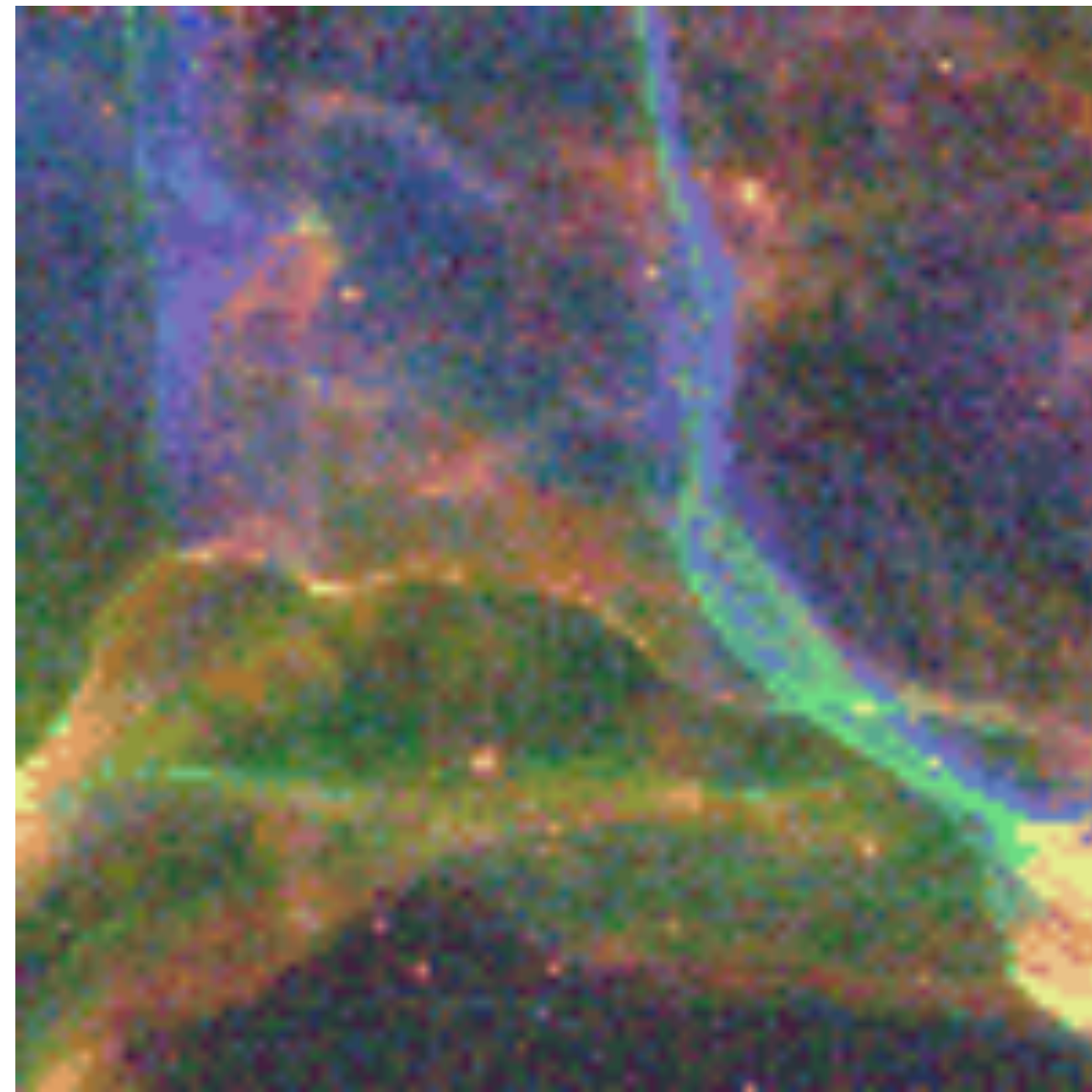
- ☑ Ao terminar o ciclo de geração de energia nuclear (H – Fe) as camadas externas da estrela colapsam sob a ação de seu próprio peso:
- ✓ Pressão gravitacional quebra todos os núcleos existentes. Captura eletrônica forma nêutrons.
- ✓ Compressão forma um “núcleo de nêutrons”.

- ☑ Duração do colapso: ~ 1 segundo!
- ☑ Interrupção do colapso no centro e rebote.
- ☑ Raio do núcleo: 10 km ($R_{\text{Sol}} = 7 \times 10^5$ km).
- ☑ Geração de uma enorme onda de choque.
- ☑ Expulsão (por causa da onda de choque e dos neutrinos) das camadas externas.

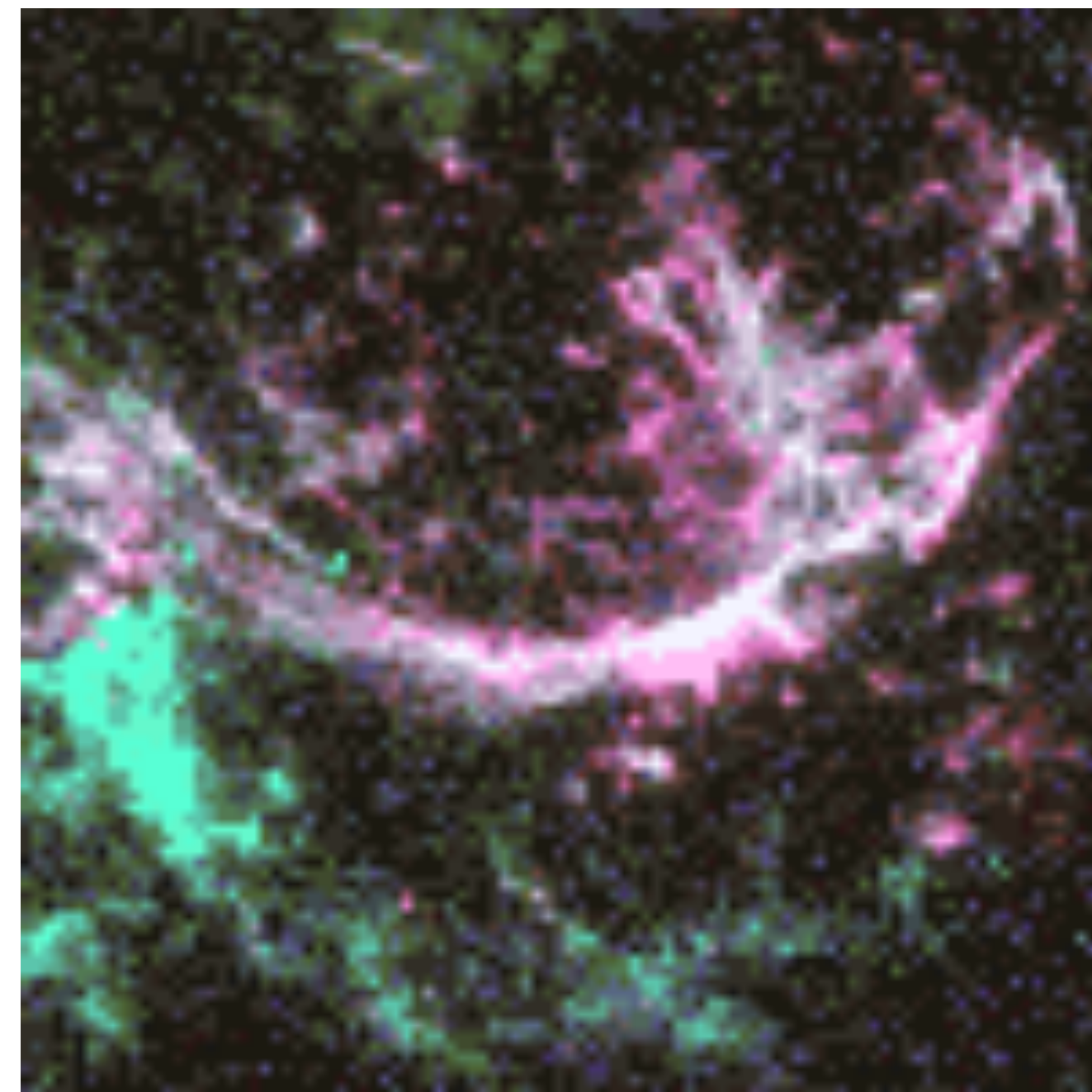
Supernovas (arquivos do Hubble)



M51

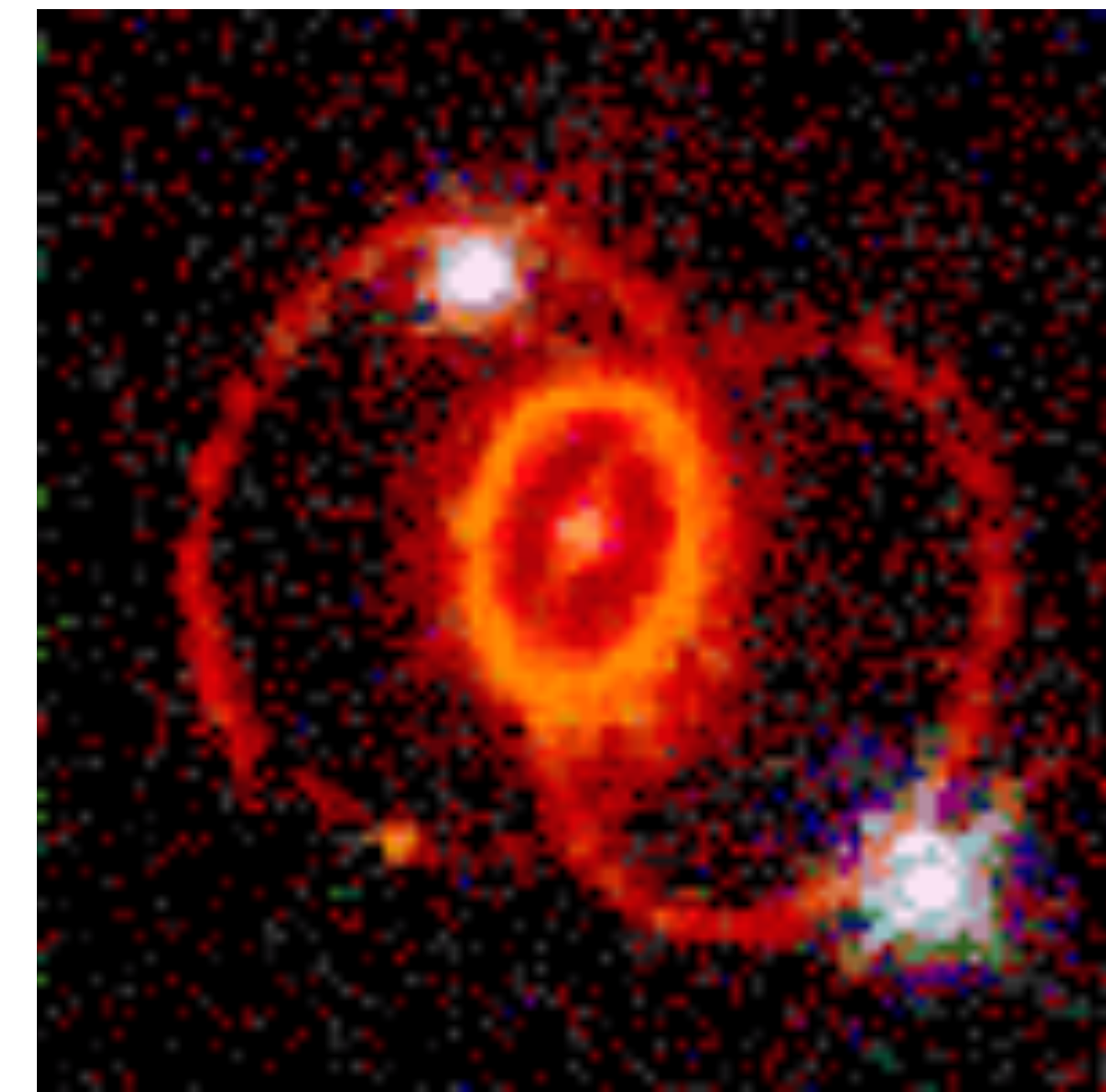


SN do Véu

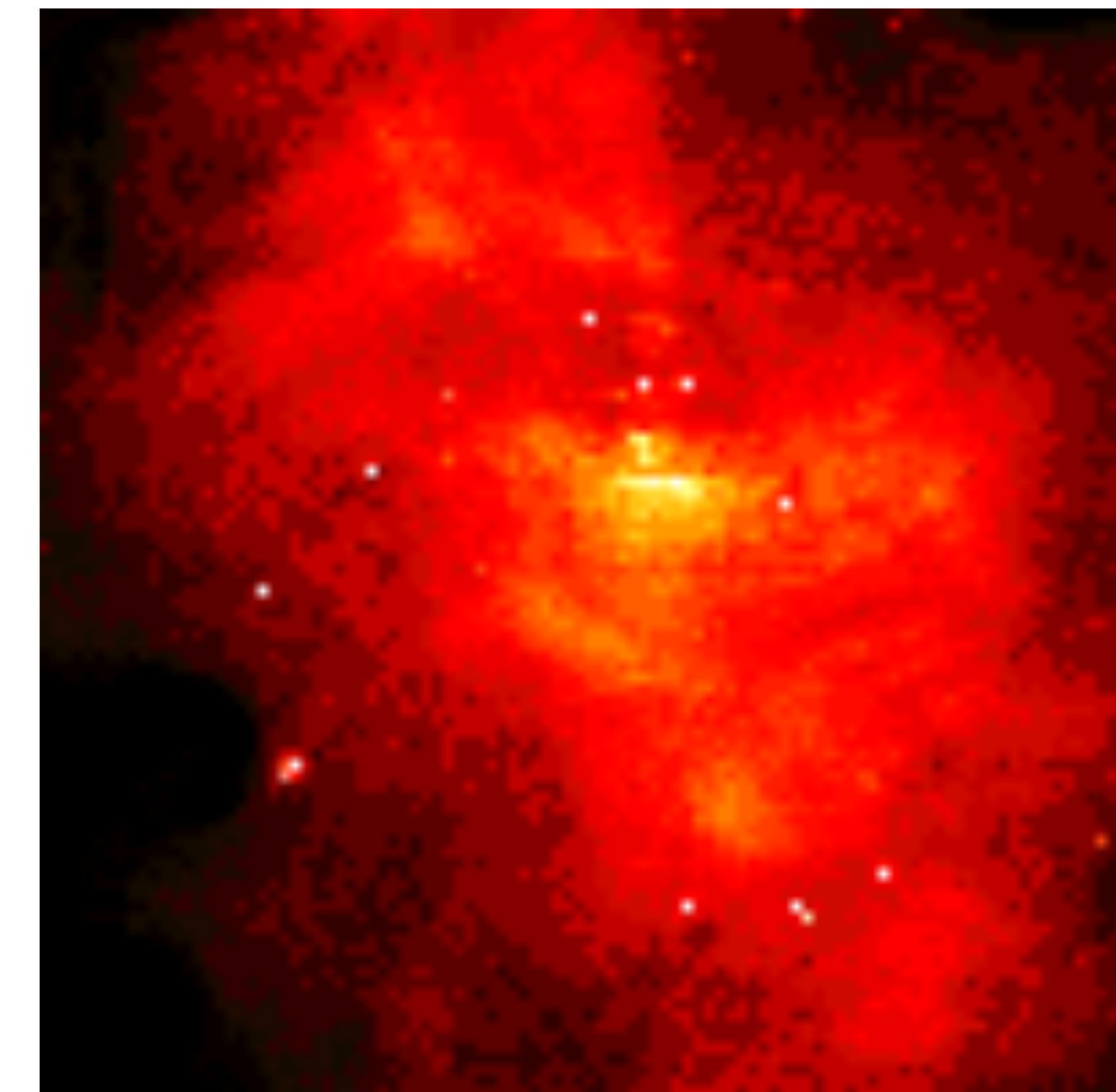


Cygnus

SN 1987A



Nebulosa do Caranguejo



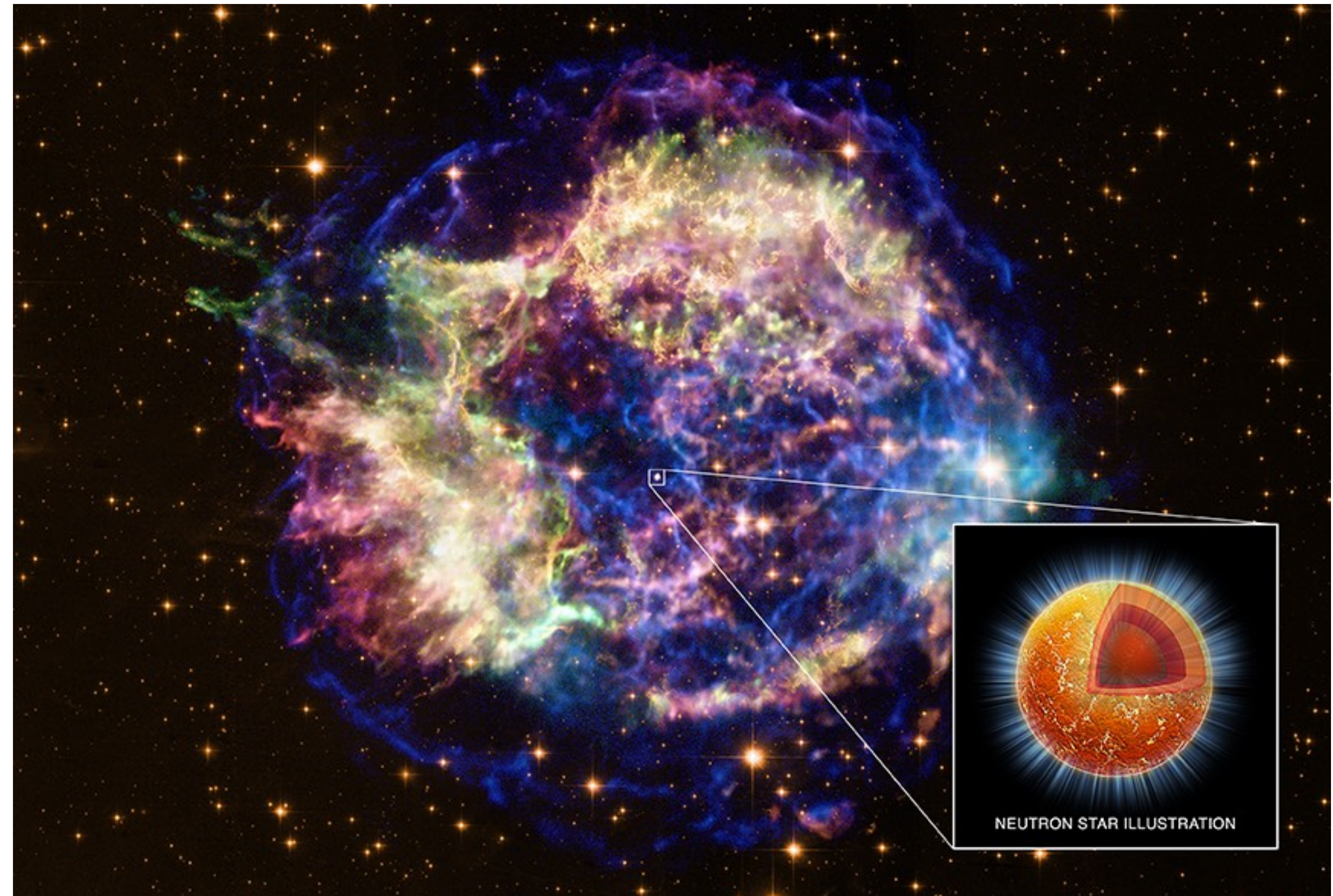


Limites de massa

- ☑ Massa final $< 1,44 M_{\text{Sol}}$ \longrightarrow anã branca
- ☑ $1,44 M_{\text{Sol}} < M < 2-3 M_{\text{Sol}}$ \longrightarrow estrela de nêutrons
- ☑ Massa final $> 3 M_{\text{Sol}}$ \longrightarrow buraco negro

Estágios finais – estrelas de nêutrons


- ☑ Propriedades típicas:
 - ✓ $\rho \sim 10^{15} \text{ g/cm}^3$
 - ✓ $r \sim 10 \text{ km}$
 - ✓ $B \sim 10^{12} \text{ G}$
- ☑ $P_{\text{rot}} \sim 0,01 \text{ a } 10 \text{ s}$
 ($P_{\text{Sol}} \sim 25 - 29 \text{ dias}$).



- ☑ Qual é a diferença entre estrelas de nêutrons e pulsares?
- ☑ O que cria os pulsares?

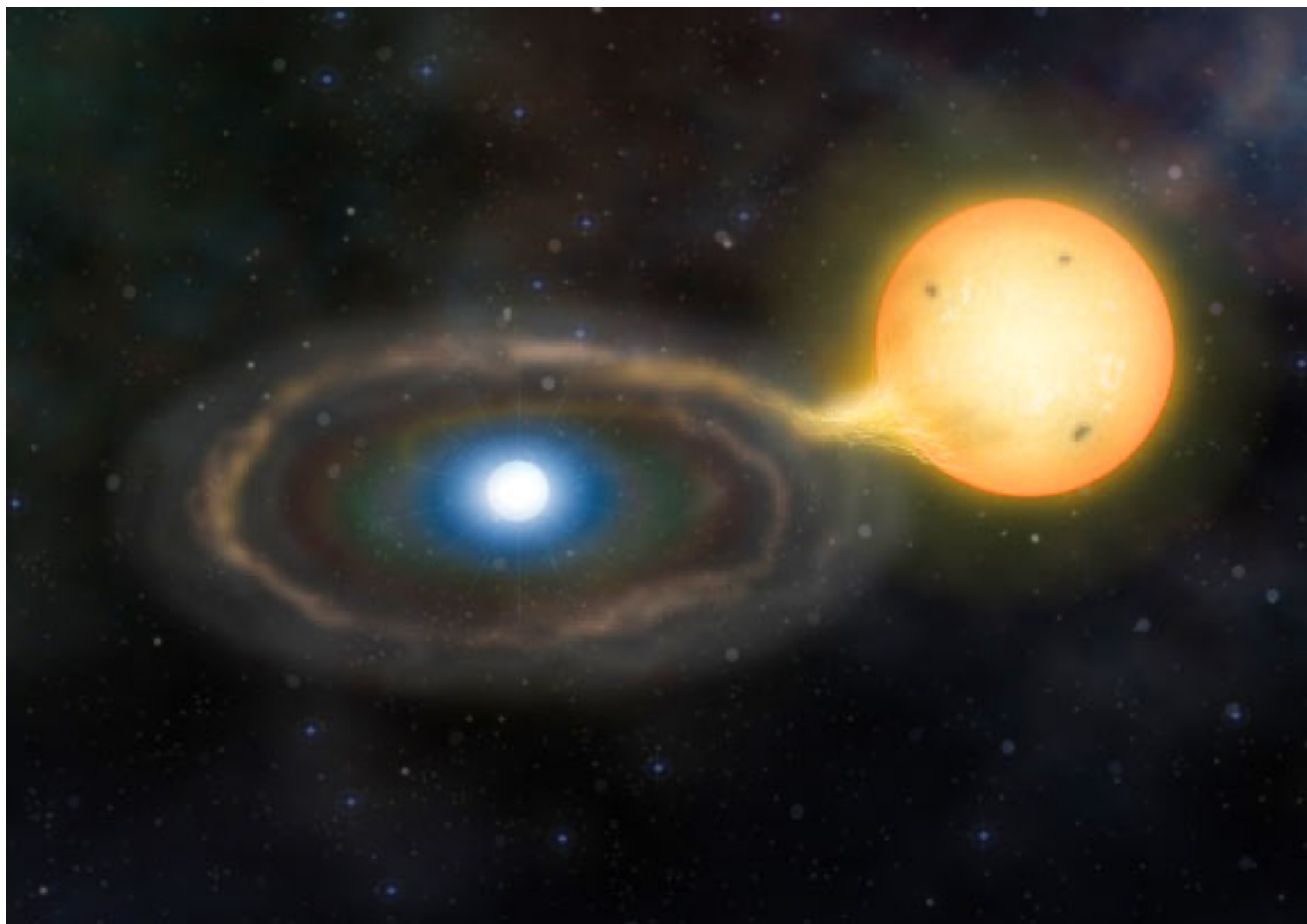


Buracos negros

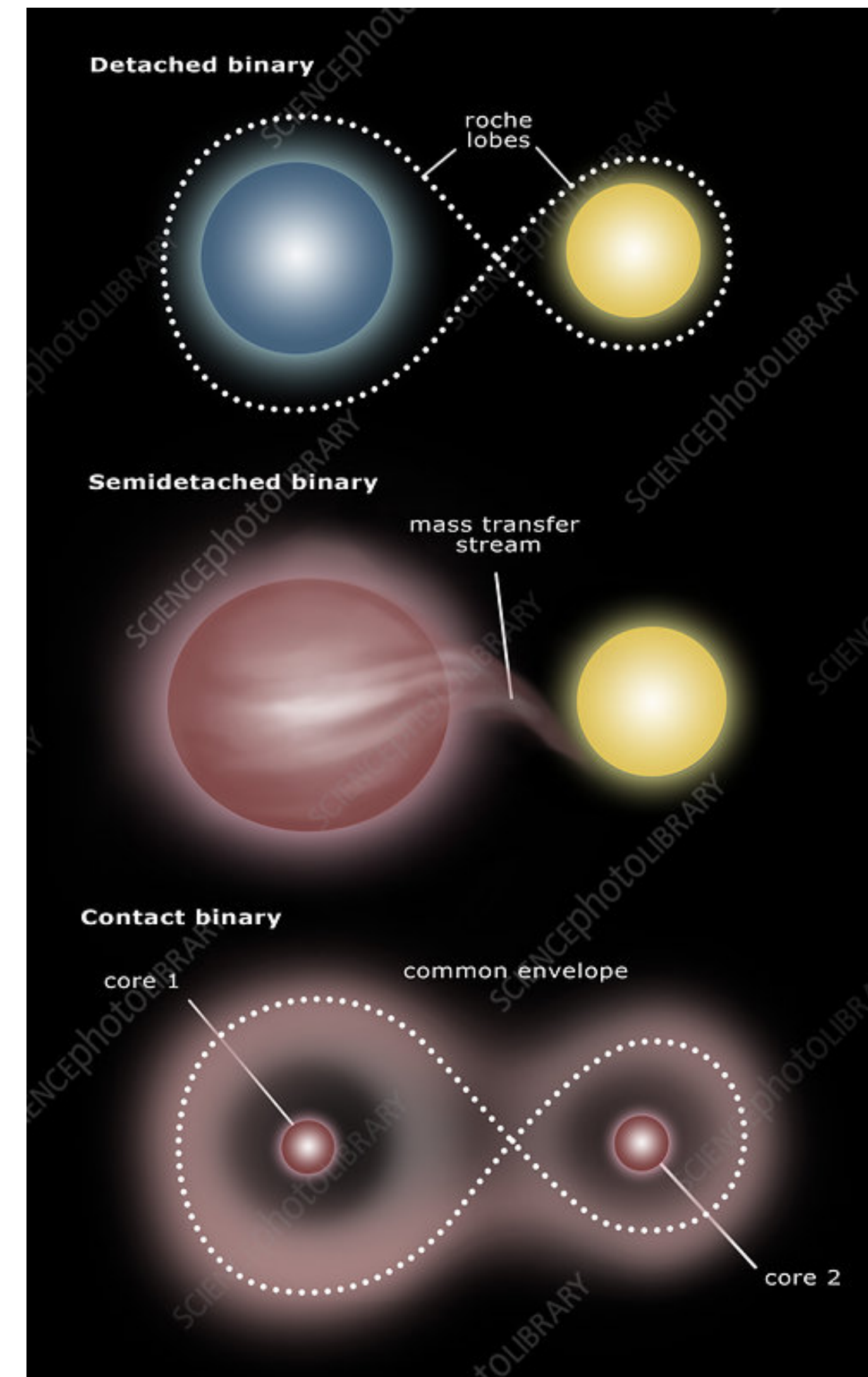
- ☑ $M_{\text{caroço}} > 3 M_{\text{Sol}}$, a pressão dos nêutrons degenerados é incapaz de suportar a pressão gravitacional  buraco negro!!!
- ☑ Dimensão: não há (singularidade), entretanto nos referimos ao horizonte de eventos via raio de Schwarzschild.
- ☑ Observação indireta via acreção de matéria das vizinhanças.
- ☑ Uma das prováveis causas da existência de lentes gravitacionais.

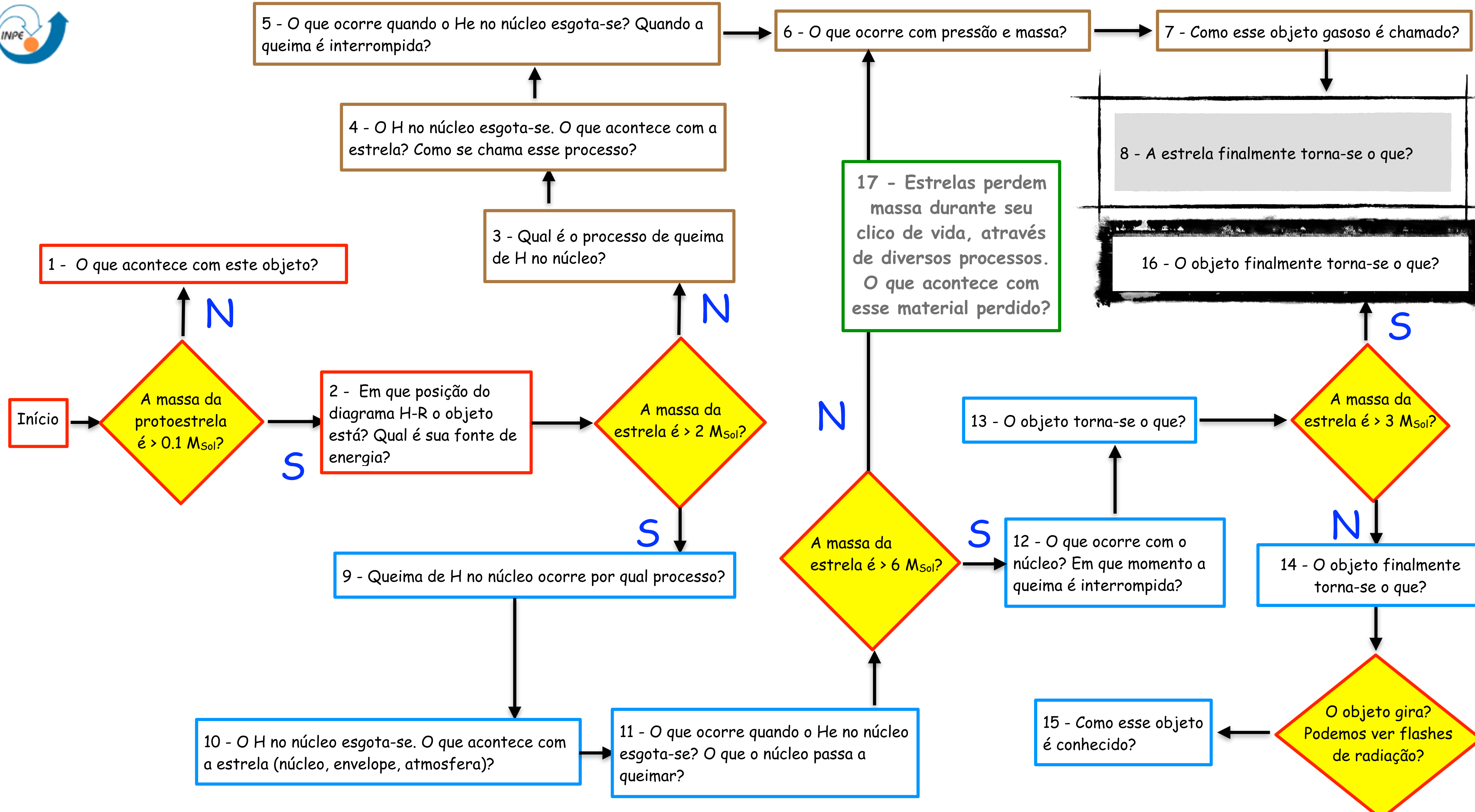
Acresção em sistemas binários

- ☑ Transferência de massa altera radicalmente os rumos da evolução estelar para estrelas binárias!



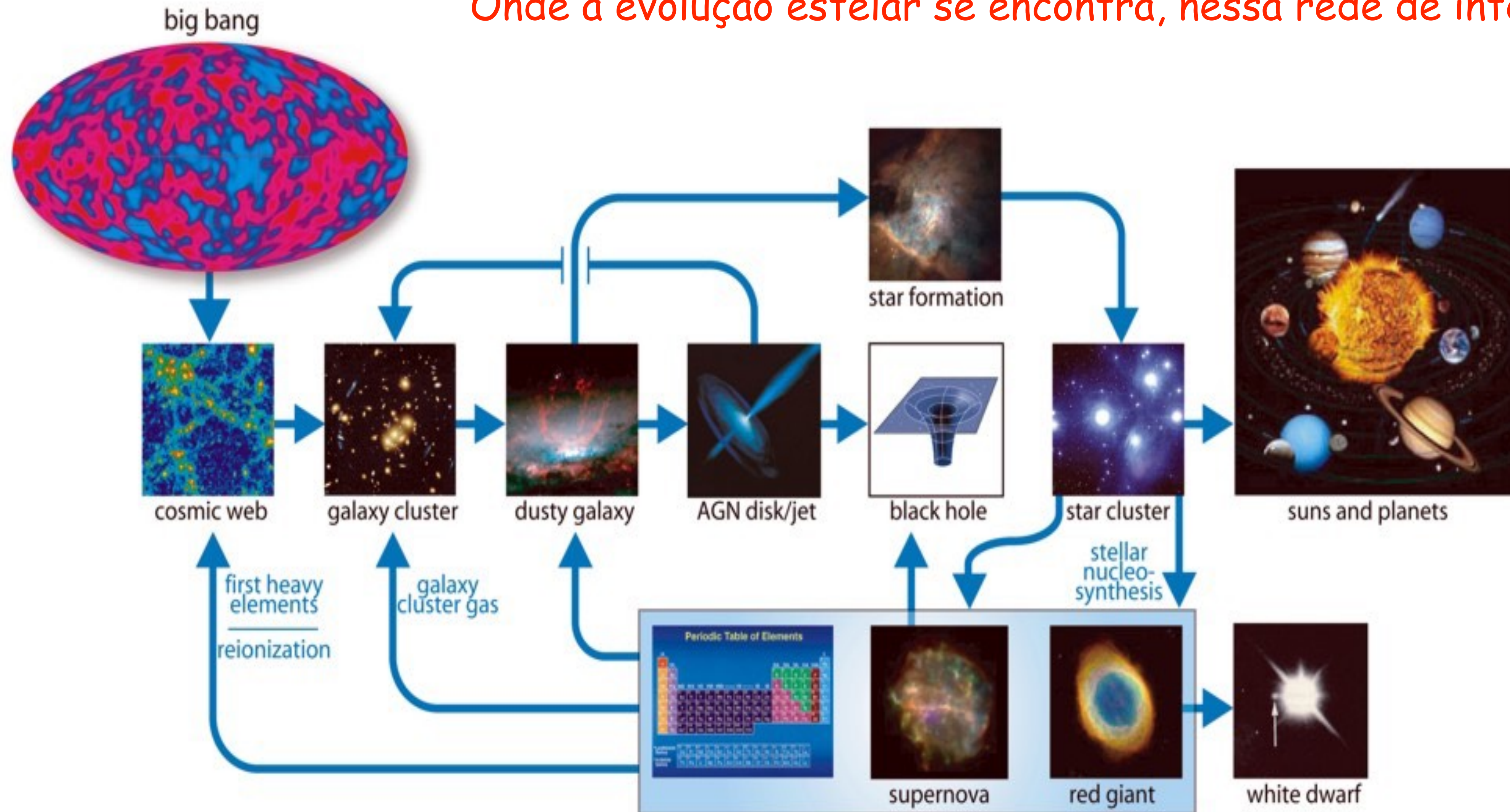
Impressão artística do sistema binário Gaia14aae. Fonte: [sci-news.com](https://www.sci-news.com)
(Marisa Grove / University of Cambridge's Institute of Astronomy)





SEU CYCLES OF MATTER AND ENERGY

Onde a evolução estelar se encontra, nessa rede de interações??





FIM DA AULA 1



THE FLOWCHART OF
STELLAR EVOLUTION

