

# 13 - Evolução na Sequência Principal e estágios avançados da evolução estelar (até *The Helium Core Flash*)

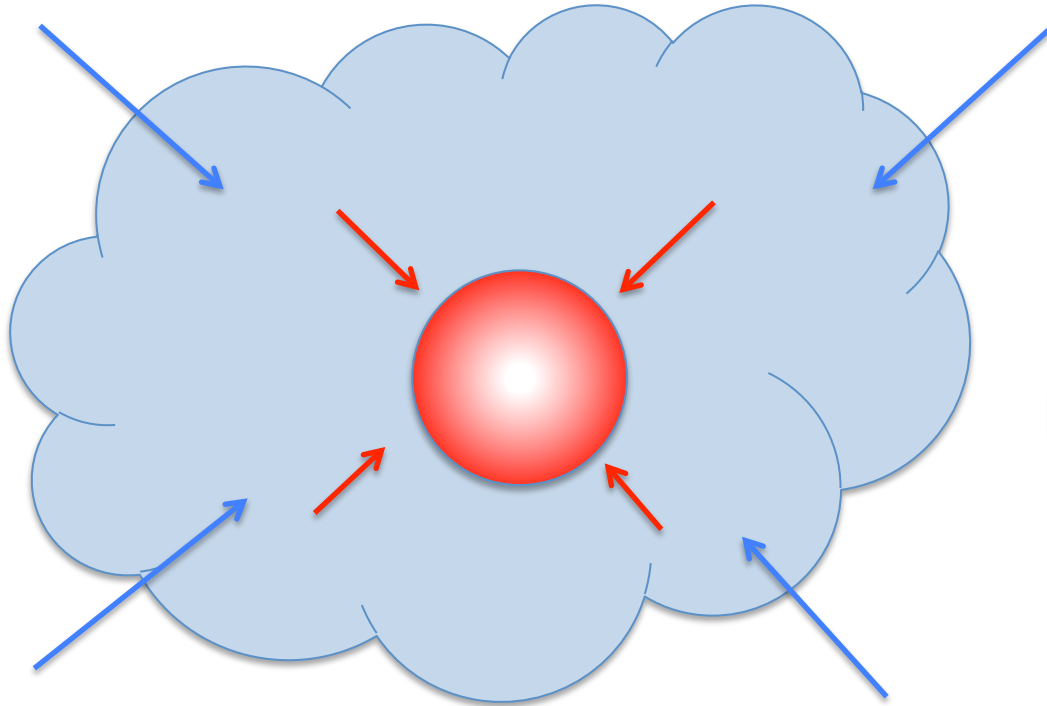
J. Meléndez

AGA293

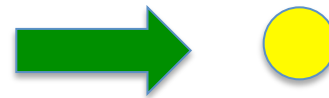
# 13.1 Evolução na Sequência Principal

## Escalas de tempo

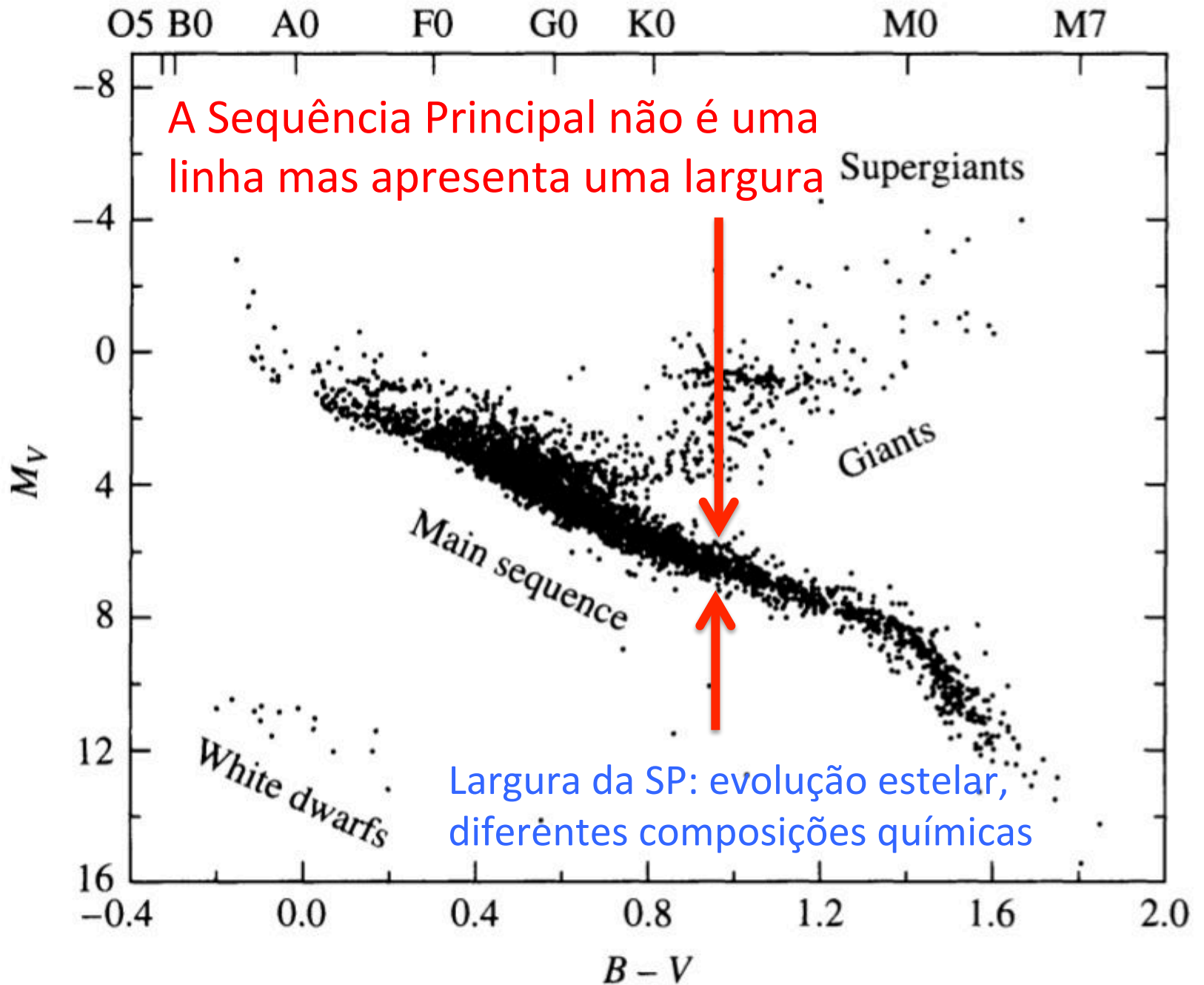
Colapso da nuvem: escala de tempo *free-fall*  $\sim 10^5$  anos



Escala de tempo da fusão nuclear. Para o Sol  $\sim 10^{10}$  anos

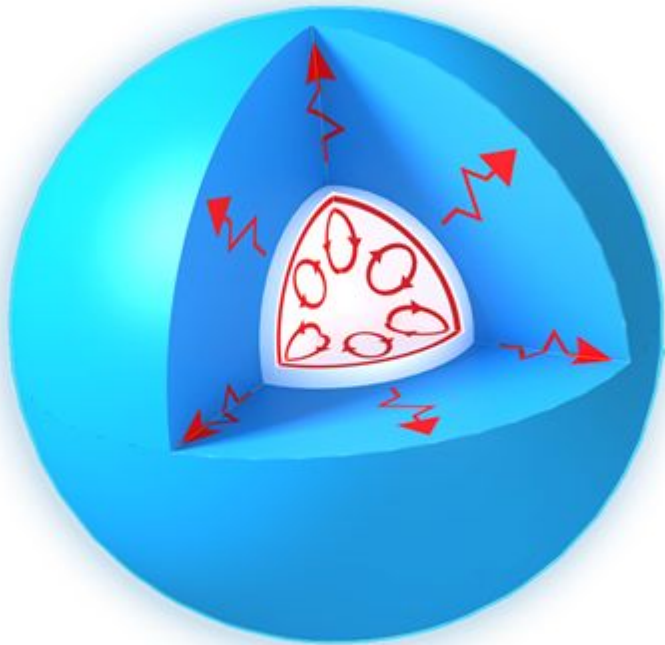


Colapso da proto-estrela: escala de tempo de Kelvin-Helmholtz  $\sim 10^7$  anos



$$M > 1.2 M_{\odot}$$

Queima de hidrogênio  
pelo ciclo CNO →  
núcleo convectivo



Estrelas com  $M < 1.2 M_{\odot}$   
queimam hidrogênio pelo  
ciclo próton-próton

$0.3 M_{\odot} < M < 1.2 M_{\odot}$   
Envelope convectivo



$$M < 0.3 M_{\odot}$$

Totalmente  
convectivas  
devido à alta  
opacidade



Composição inicial do Sol:  $X=0,71$ ,  $Y=0,27$ ,  $Z=0,02$ .

Devido a  $4\text{H} \rightarrow \text{He}$ , a composição atual no centro do Sol é  $X = 0,34$ ,  $Y = 0,64$ ,  $Z = 0,02$

Mudanças no peso molecular médio (Cap. 10) no núcleo do Sol:

$$\frac{1}{\mu_i} \simeq 2X + \frac{3}{4}Y + \left\langle \frac{1+z}{A} \right\rangle_i Z$$

A: número de massa (p+n)

z: número de prótons

$$A_j \simeq 2z_j \rightarrow \left\langle \frac{1+z}{A} \right\rangle_i \simeq \frac{1}{2}$$

- Usando a composição inicial do Sol:  $\mu_i = 0,61$
- Usando a composição atual do centro:  $\mu_i = 0,85$

Peso molecular no núcleo aumenta de  $\rightarrow$  Pressão do gás diminui

$$P_g = \frac{\rho k T}{\mu m_H}$$

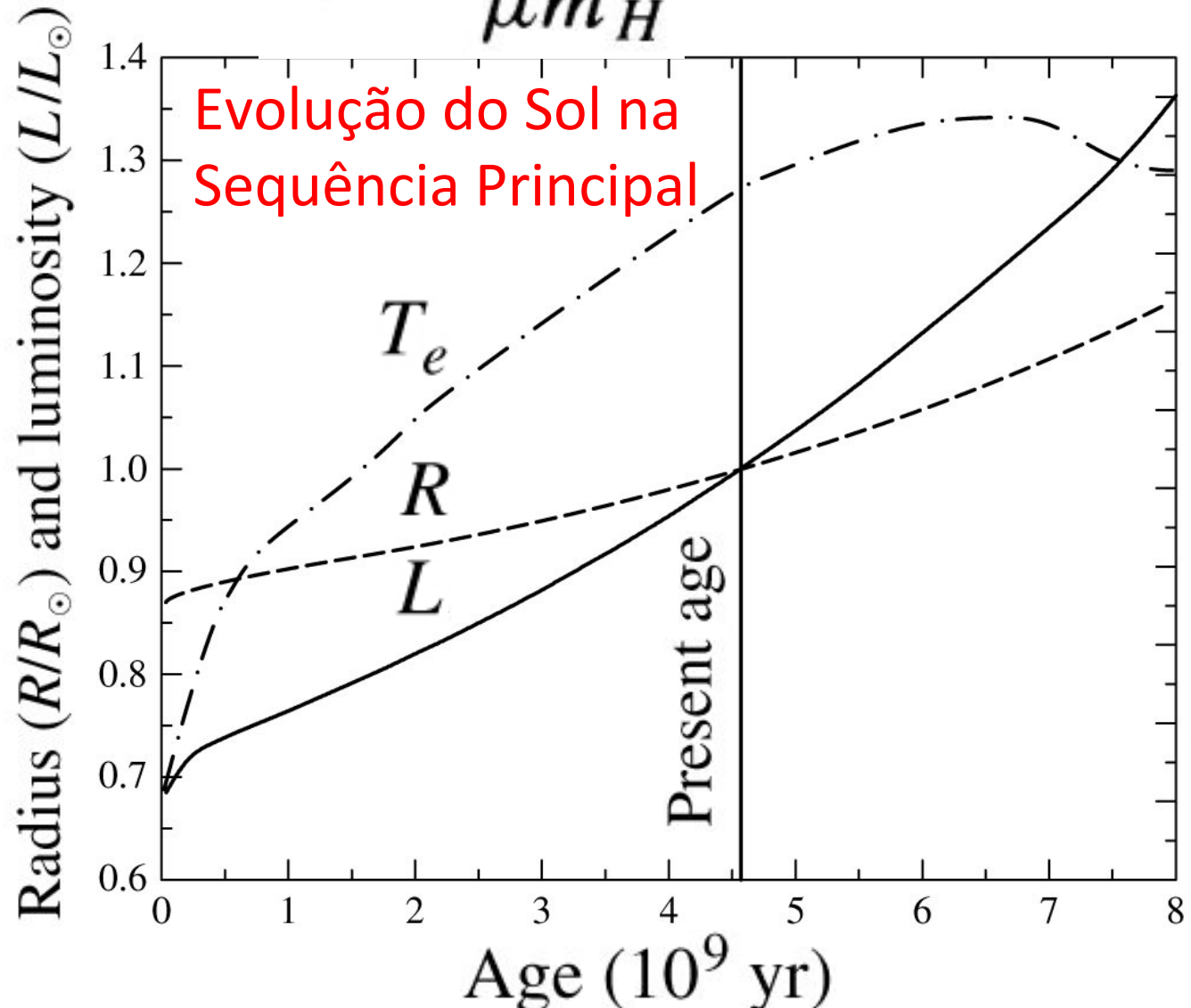
$\rightarrow$  Contração  $\rightarrow$

Virial: 1/2 radiada; 1/2 para aumento  $K$  (aumenta  $T$ )  $\rightarrow$  mais reações nucleares

$$\rho X^2 T^4$$



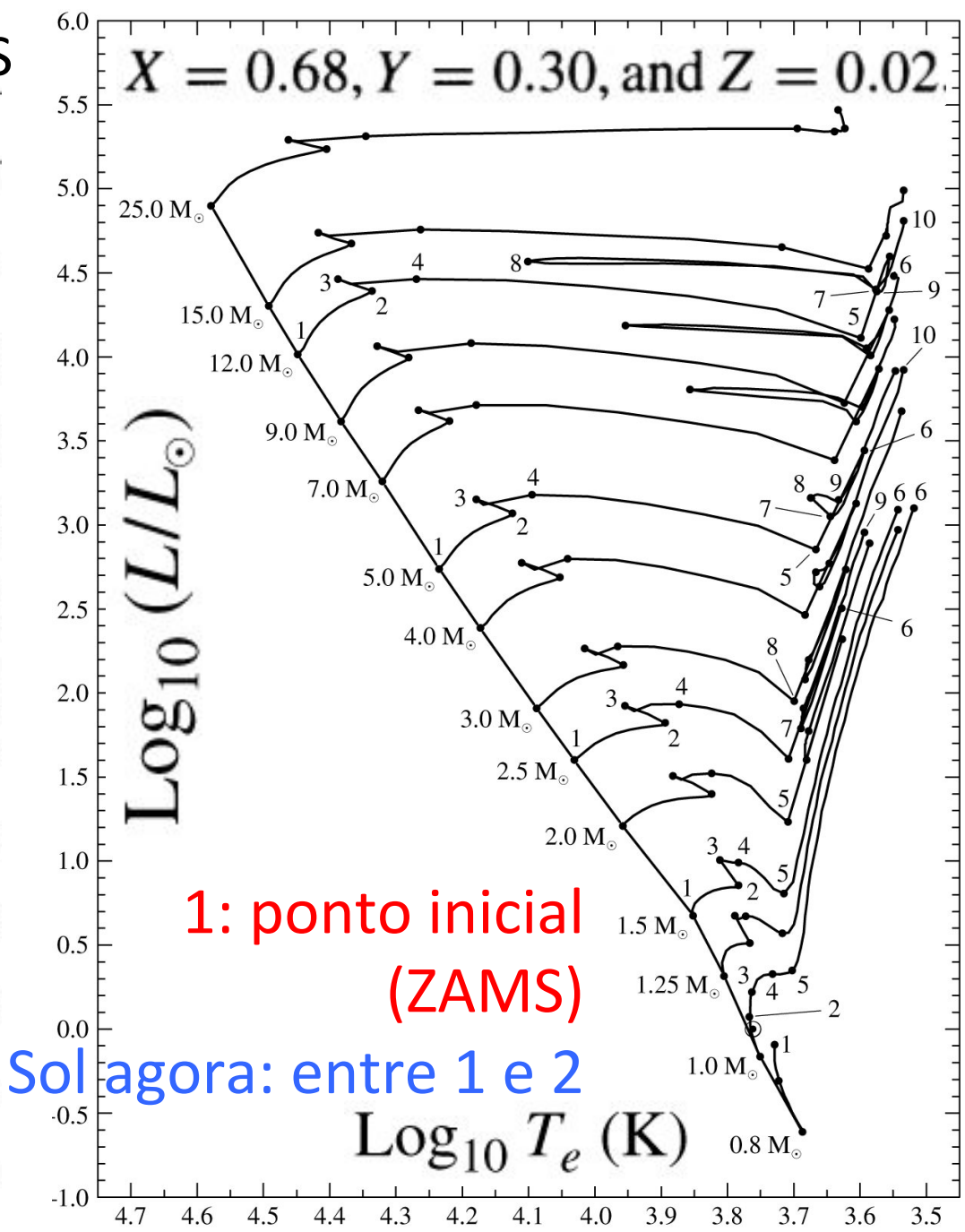
Aumento  $L, T_e, R$

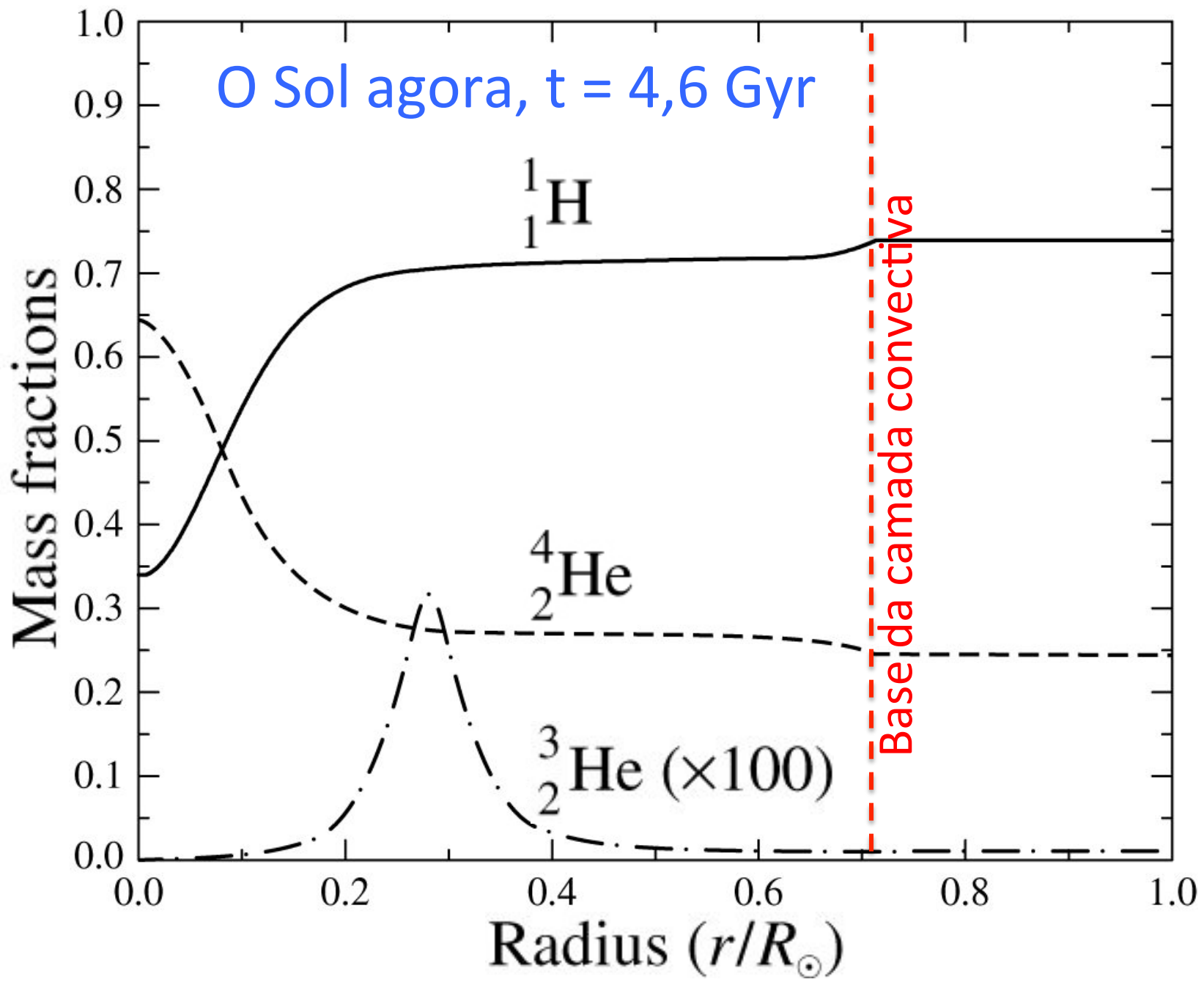




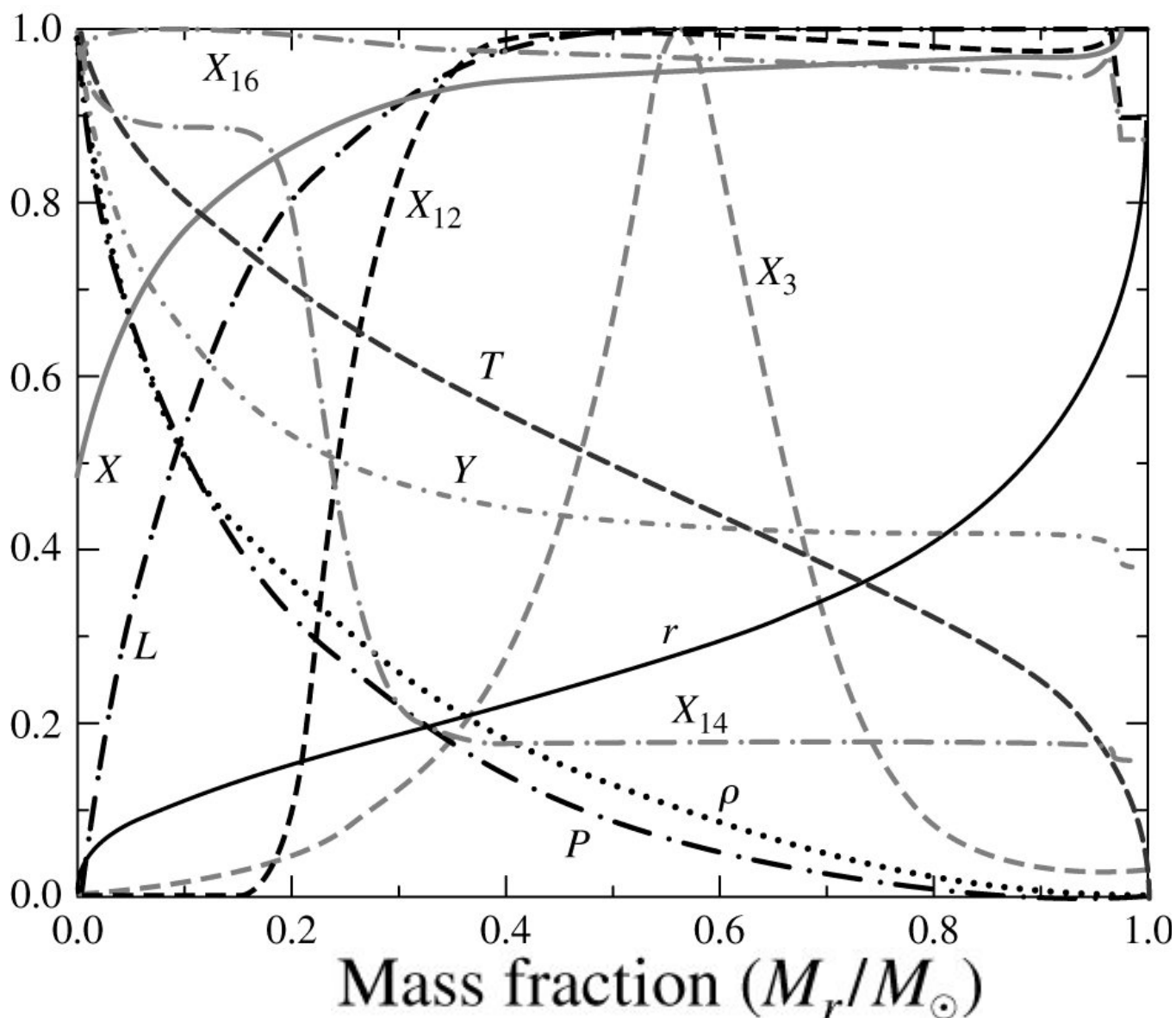
# Tempo (Myr) a partir da ZAMS

Initial Mass ( $M_{\odot}$ )	1	2	3	4	5
25	0 6.51783	6.33044 7.04971	6.40774 7.0591	6.41337	6.43767
15	0 11.6135	11.4099 11.6991	11.5842 12.7554	11.5986	11.6118
12	0 16.1150	15.7149 16.4230	16.0176 16.7120	16.0337 17.5847	16.0555 17.6749
9	0 26.5019	25.9376 27.6446	26.3886 28.1330	26.4198 28.9618	26.4580 29.2294
7	0 43.4304	42.4607 45.3175	43.1880 46.1810	43.2291 47.9727	43.3388 48.3916
5	0 95.2108	92.9357 99.3835	94.4591 100.888	94.5735 107.208	94.9218 108.454
4	0 166.362	162.043 172.38	164.734 185.435	164.916 192.198	165.701 194.284
3	0 357.310	346.240 366.880	352.503 420.502	352.792 440.536	355.018
2.5	0 595.476	574.337 607.356	584.916 710.235	586.165 757.056	589.786
2	0 1148.10	1094.08 1160.96	1115.94 1379.94	1117.74 1411.25	1129.12
1.5	0 2910.76	2632.52	2690.39	2699.52	2756.73
1.25	0 5588.92	4703.20	4910.11	4933.83	5114.83
1	0 12269.8	7048.40	9844.57	11386.0	11635.8
0.8	0	18828.9	25027.9		









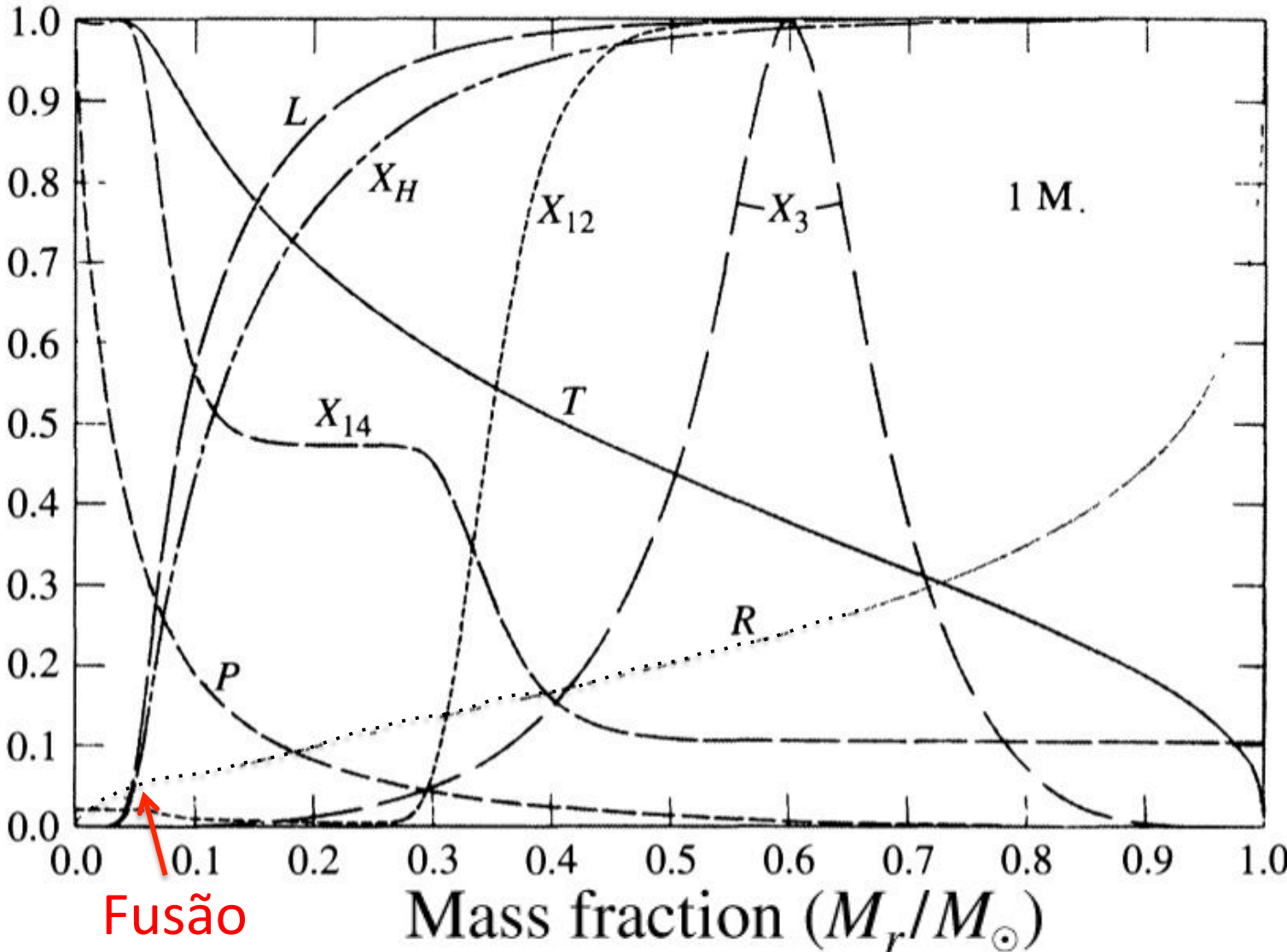
Estrutura e  
composição  
química atual  
(4,6 Gyr) no Sol  
normalizados  
ao valor  
máximo (=1,0)

- X:  $^1\text{H}$
- Y:  $^4\text{He}$
- $X_3$ :  $^3\text{He}$
- $X_{12}$ :  $^{12}\text{C}$
- $X_{14}$ :  $^{14}\text{N}$
- $X_{16}$ :  $^{16}\text{O}$

**FIGURE 13.2** The interior structure of the present-day Sun (a  $1 M_\odot$  star), 4.57 Gyr after reaching the ZAMS. The model is located between points 1 and 2 in Fig. 13.1. The maximum ordinate values of the parameters are  $r = 1.0 R_\odot$ ,  $L = 1.0 L_\odot$ ,  $T = 15.69 \times 10^6 \text{ K}$ ,  $\rho = 1.527 \times 10^5 \text{ kg m}^{-3}$ ,  $P = 2.342 \times 10^{16} \text{ N m}^{-2}$ ,  $X = 0.73925$ ,  $Y = 0.64046$ ,  $X_3 = 3.19 \times 10^{-3}$ ,  $X_{12} = 3.21 \times 10^{-3}$ ,  $X_{14} = 5.45 \times 10^{-3}$ , and  $X_{16} = 9.08 \times 10^{-3}$ .

O Sol no fim da sequência principal (9,8 Gyr): hidrogênio esgotado no núcleo.

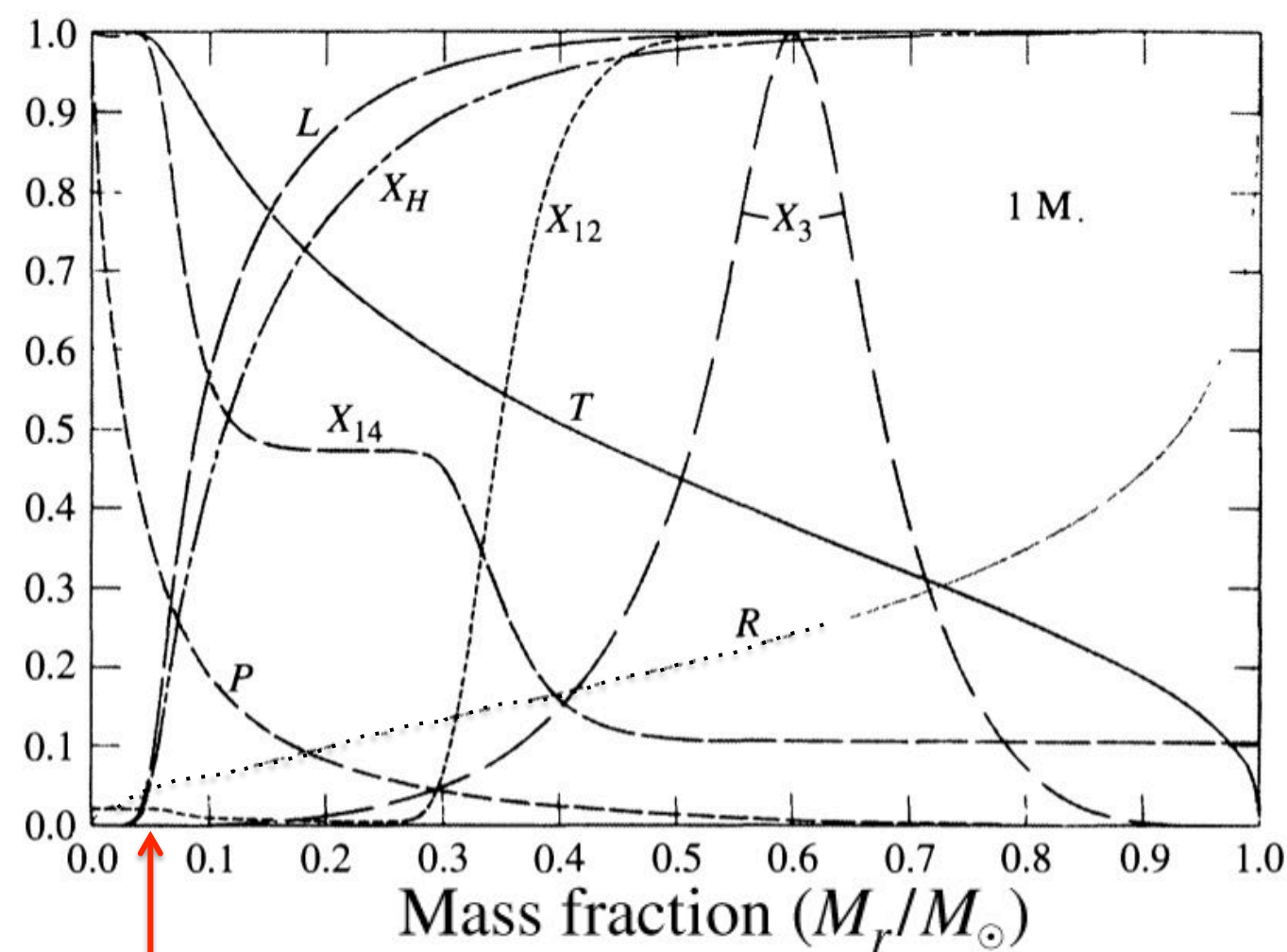
X:  $^1\text{H}$   
 Y:  $^4\text{He}$   
 $X_3$ :  $^3\text{He}$   
 $X_{12}$ :  $^{12}\text{C}$   
 $X_{14}$ :  $^{14}\text{N}$   
 $X_{16}$ :  $^{16}\text{O}$



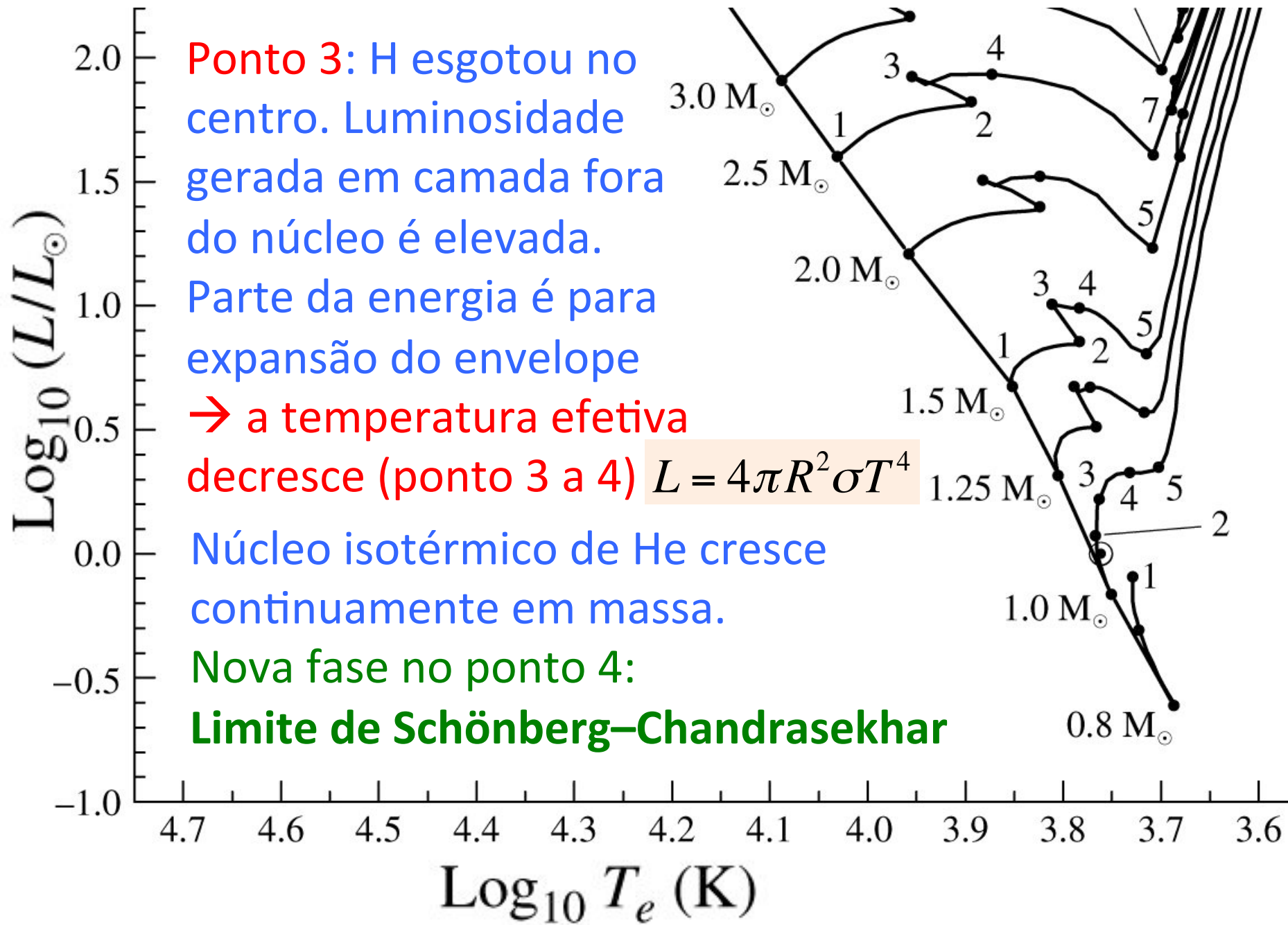
Fusão nuclear fora do núcleo

**FIGURE 13.3** The interior structure of a  $1 M_\odot$  star near point 3 in Fig. 13.1, as described by the pioneering calculations of Icko Iben. Although specific values of quantities in modern models differ somewhat from those given here, state-of-the-art models do not significantly differ qualitatively from these calculations. The maximum ordinate values of the parameters for the Iben model are  $R = 1.2681 R_\odot$ ,  $P = 1.3146 \times 10^{17} \text{ N m}^{-2}$ ,  $T = 19.097 \times 10^6 \text{ K}$ ,  $L = 2.1283 L_\odot$ ,  $X_H = 0.708$ ,  $X_3 = 5.15 \times 10^{-3}$ ,  $X_{12} = 3.61 \times 10^{-3}$ , and  $X_{14} = 1.15 \times 10^{-2}$ . The radius of the star is  $1.3526 R_\odot$ .

Estrutura do Sol  
 para  $t = 9,8$  Gyr:  
 H esgotado no  
 núcleo.  
 Para suportar o  
 material acima  
 em equilíbrio  
 hidrostático  $\rightarrow$   
 aumento de  
 densidade na  
 direção ao  
 centro



$$\frac{dT}{dr} = -\frac{3 \bar{\kappa} \rho}{4ac T^3} \frac{L_r}{4\pi r^2} = 0 \text{ (no centro)} \rightarrow T \text{ é constante (núcleo isotérmico)}$$





# Mário Schenberg (Schönberg)



Recife, 2/jul/1914 — São Paulo, 10/nov/1990

1924: viagem a Europa; interesse por Arte

1931: Ingressou em Engenharia em Recife, 3 anos depois transferiu-se para São Paulo

1935: Engenharia Elétrica, Escola Poli (USP)

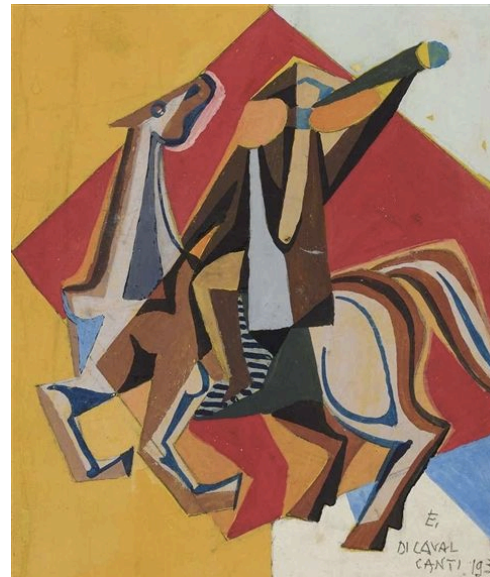
1936 : Matemática na FFCL (USP)

1937: Assistente de física teórica da FFCL

1939: **Europa:** Enrico Fermi, Wolfgang Pauli, Frédéric Joliot-Curie

1939: conhece Di Cavalcanti

1939: volta ao Brasil, ganha bolsa Guggenheim dos Estados Unidos e viaja em nov/1939



1939

1930



# Mário Schenberg (Schönberg)



1940: **U. Washington:** George Gamow.

**Desenvolve teoria de supernovas: neutrino**

1941: Encontra-se com Pauli em Princeton, onde se torna membro do Institute for Advanced Studies.

Einstein inclui seu nome numa lista com os 10 mais notáveis físicos da sua época

1941: **U. Chicago (Obs. Yerkes):** Subrahmanyan Chandrasekhar:  
**Limite de Schönberg-Chandrasekhar**

1942: Retorna ao Brasil para concurso na USP, aberto apenas em 1943, e passou em 1944

1944 – 1948: Professor na USP

1946: eleito suplente (PCB) para Assembleia Constituinte do estado de SP

Documento “Ciência e Pesquisa” à Assembleia Constituinte de São Paulo”, foi peça chave para convencer os constituintes paulistas de 1947 a criar uma fundação de amparo à pesquisa científica, origem da FAPESP.

Proposta escrita por Adriano Marchini, engenheiro da Escola Politécnica da USP e primeiro diretor superintendente do IPT, em colaboração com João Luiz Meiller, engenheiro da Poli USP.

Faziam parte do grupo de professores e pesquisadores reunidos nesse documento:

Paulo Guimarães da Fonseca, Henrique Jorge Guedes, Renato Locchi, André Dreyfus, Francisco João Humberto Maffei, Jayme Arcoverde Cavalcanti, Francisco Lima de Souza Dias Filho, Marcelo Damy de Souza Santos, Breno Arruda, Zeferino Vaz



# Mário Schenberg (Schönberg)



1947: via projeto de Caio Prado (bancada PCB, incluindo Mário Schönberg) aprovou o Artigo 123: 0,5% para futura FAPESP (fundada 1962; 1º Presidente Ulhôa Cintra, reitor da USP)

1948: toda a bancada do PCB casada; ele também teve mandato casado e foi preso

1948 - 1953: Estudou raios cósmicos, Bélgica

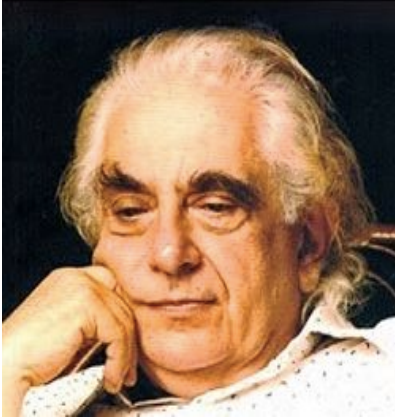
1953-1961: Diretor do Departamento de Física da USP (criação de vários laboratórios)

1958: Atividade crítico de arte

1961: Organiza retrospectiva de Volpi para a Bienal



# Mário Schenberg (Schönberg)



1962: Eleito deputado estadual PTB, teve diploma impedido, acusado de ser do PCB.

1964: Preso por 7 dias após o golpe de estado no Brasil; confinado no DOPS por 2 meses

1965: carta de Profs. USP sobre editorial do

Estadão contra o Schenberg “Atividade comunista na universidade”:

**Prof. Schenberg nunca fez proselitismo político na USP**

1965, 1967, 1969: participa no Júri da Bienal de Arte

1966: Ajudou a fundar a Sociedade Brasileira de Física

1969: Aposentado compulsoriamente após Ato Institucional nº 5 (AI-5) do 13/12/1968 da ditadura (1964 – 1985)

Década de 70: sofreu perseguições e ameaças à integridade física

1979: Com a Lei da Anistia, reintegra-se à USP

1990/nov/10: falece em São Paulo

# ON THE EVOLUTION OF THE MAIN-SEQUENCE STARS

## M. ŚCHÖNBERG<sup>1</sup> AND S. CHANDRASEKHAR

The evolution of the stars on the main sequence consequent to the gradual burning of the hydrogen in the central regions is examined. It is shown that, as a result of the decrease in the hydrogen content in these regions, the convective core (normally present in a star) eventually gives place to an isothermal core. It is further shown that there is an upper limit ( $\sim 10$  per cent) to the fraction of the total mass of hydrogen which can thus be exhausted. Some further remarks on what is to be expected beyond this point are also made.



Mário Schenberg

YERKES OBSERVATORY  
WILLIAMS BAY, WISCONSIN  
AND  
UNIVERSITY OF SÃO PAULO  
BRAZIL

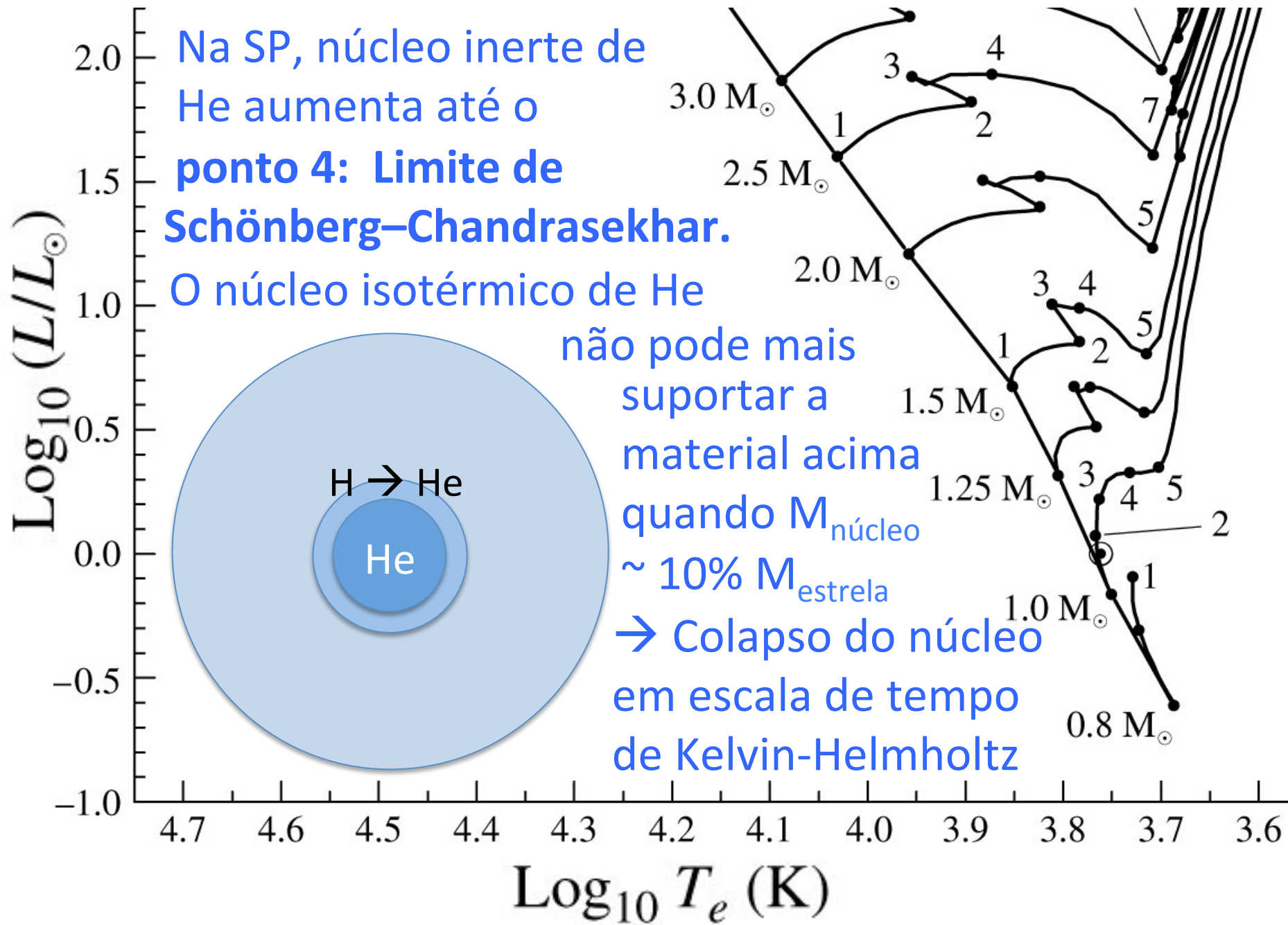


Subrahmanyan Chandrasekhar

<sup>1</sup> Fellow of the J. S. Guggenheim Foundation, at the Yerkes Observatory.

### Ciclo de vida do Sol





Ponto 4: fim da Sequência Principal para  $M < 1,2 M_{\text{Sol}}$



# Limite de Schönberg-Chandrasekhar

$$\left(\frac{M_{ic}}{M}\right)_{SC} \simeq 0.37 \left(\frac{\mu_{env}}{\mu_{ic}}\right)^2$$

$M_{ic}$ ,  $\mu_{ic}$ : Mass and molecular weight of the inner core

$M$ : Mass of the star;  $\mu_{env}$ : molecular weight of the envelope

**Exemplo 13.1.1. Determinar o limite de Schönberg-Chandrasekhar.** Adotando uma composição inicial  $X=0,68$ ,  $Y=0,30$  e  $Z=0,02 \rightarrow \mu_{env} = 0,63$ .

Assumindo que todo o H foi transformado em He  $\rightarrow \mu_{ic} = 1,34$

$$\left(\frac{M_{ic}}{M}\right)_{SC} \simeq 0.08$$

$$\frac{1}{\mu_i} \simeq 2X + \frac{3}{4}Y + \left\langle \frac{1+z}{A} \right\rangle_i Z$$

$$\left\langle \frac{1+z}{A} \right\rangle_i \simeq \frac{1}{2}$$

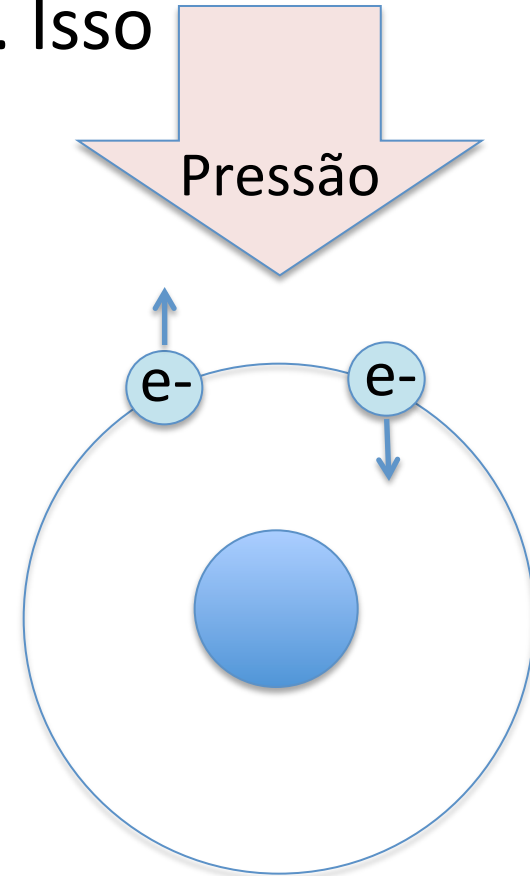
# Gás de elétrons degenerados

A massa do núcleo isotérmico pode exceder o limite de Schönberg–Chandrasekhar se houver alguma pressão adicional à do gás ideal. Isso pode acontecer se  $e^-$  começam a ficar **degenerados** devido à alta pressão.

$e^-$  are forced to the lowest levels, but cannot occupy same quantum state (**Pauli's exclusion principle**).

Also, free  $e^-$ : **Heisenberg**

**uncertainty principle:**  $\Delta x \Delta p \geq \frac{1}{2} \hbar$ .



Se os  $e^-$  não são relativísticos, a pressão de um gás completamente degenerado:

$$P_e = K \rho^{5/3}$$

$\rho$ : densidade

K: constante

Se a degenerescência não for completa, a pressão tem alguma dependência com a temperatura

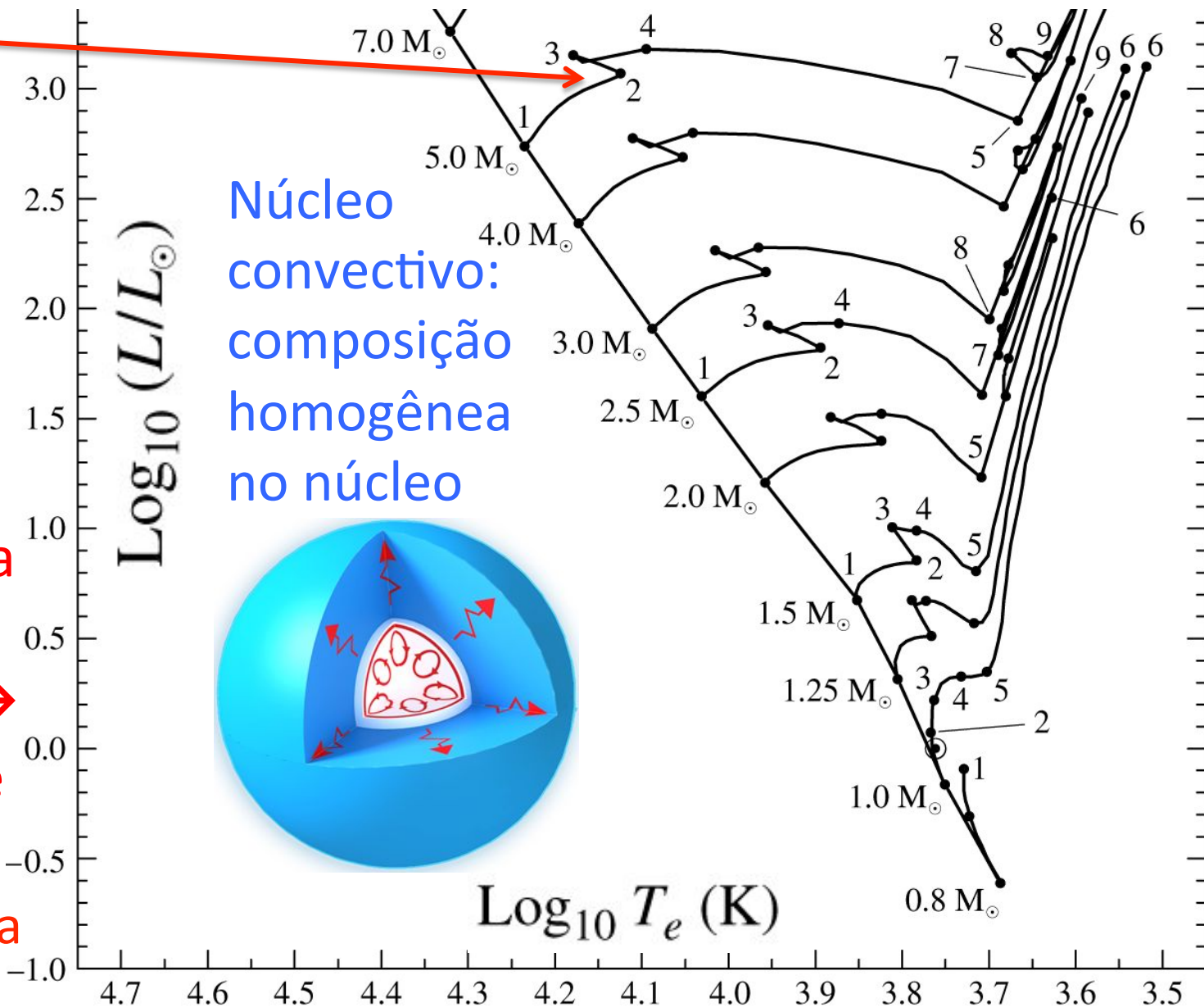
Para estrela como o Sol, haverá degenerescência parcial entre pontos 3 e 4, então o limite de SC pode ser excedido. Antes do colapso:  $M_{\text{núcleo}} = 13\% M_{\text{estrela}}$ .

Estrelas menos massivas têm degenerescência maior.



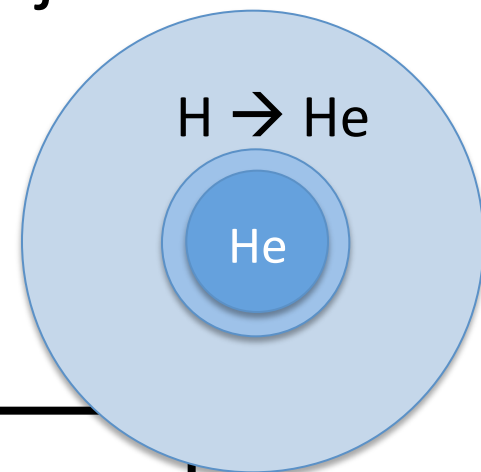
# Evolução de Estrelas Massivas na SP

Ponto 2:  
Fim da SP  
para estrela  
de  $5 M_{\text{Sol}}$   
(quando  $X = 0,05$ ).  
Toda a  
estrela entra  
em  
contração  $\rightarrow$   
 $L$  aumenta e  
raio diminui  
 $\rightarrow T$  aumenta

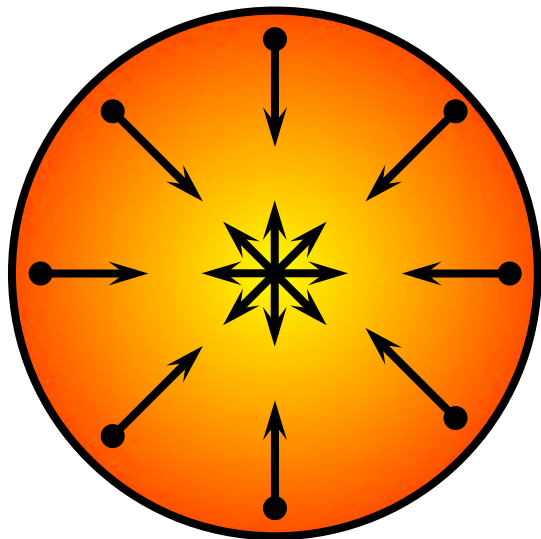


## 13.2 Estágios avançados da evolução estelar

- Estrelas podem passar por diferentes reajustes até atingir o equilíbrio
- Perda de massa afeta a evolução
- Exemplos a seguir com  $1 M_{\text{Sol}}$  e  $5 M_{\text{Sol}}$  (estrela de massa intermediária)

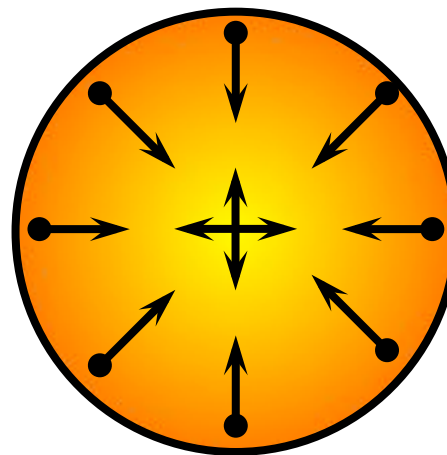


$$P_{\text{interna}} = P_{\text{gravidade}}$$



$$P_{\text{interna}} < P_{\text{Gravidade}}$$

$R \downarrow$



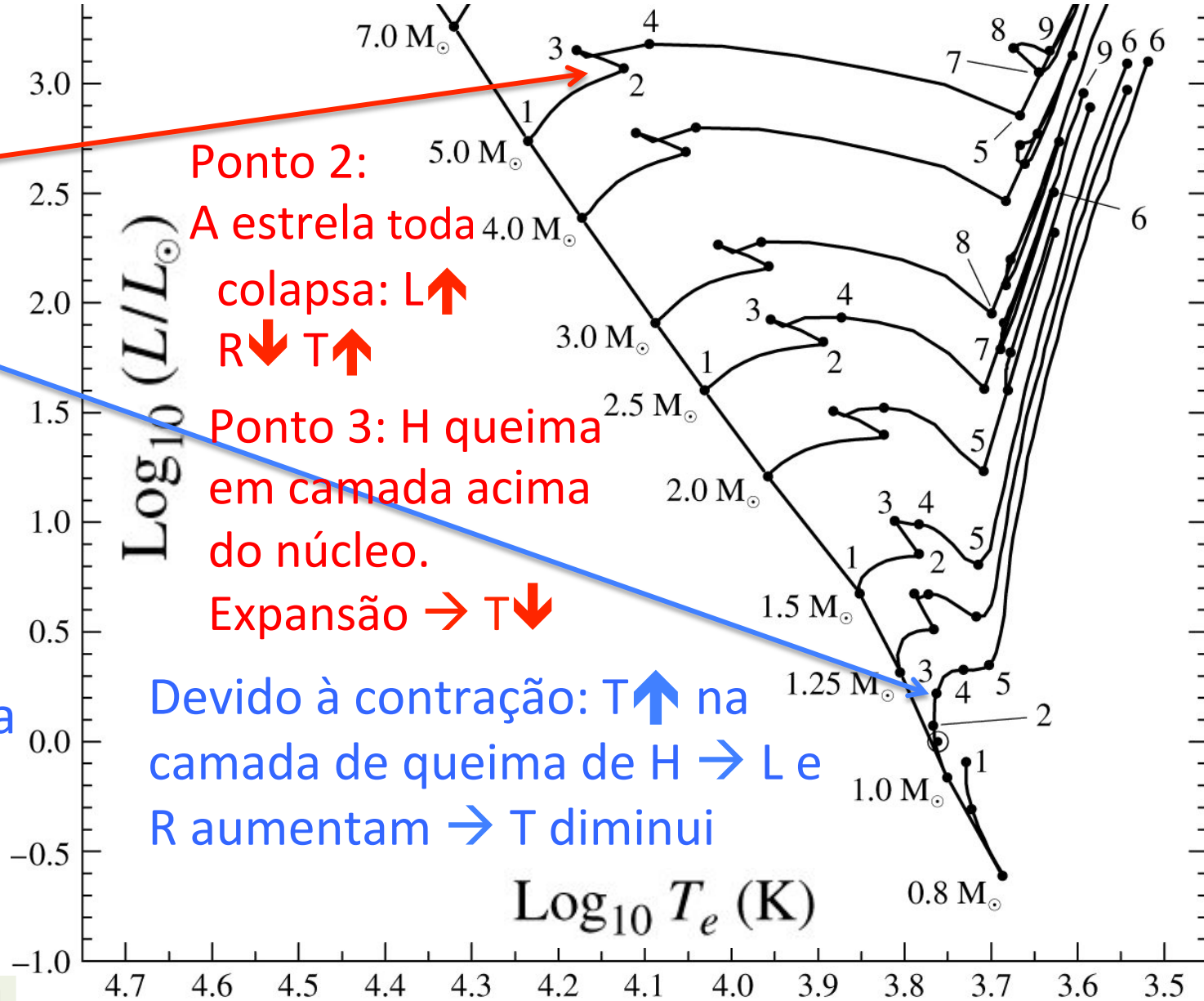
# Evolução fora da sequência principal

Fim do H no centro:

Ponto 2  
(5  $M_{\text{Sol}}$ ) e

Ponto 3  
(1  $M_{\text{Sol}}$ ).

Nesse ponto a estrela de 1  $M_{\text{Sol}}$  se contrai (H ainda queima em camada acima do núcleo).

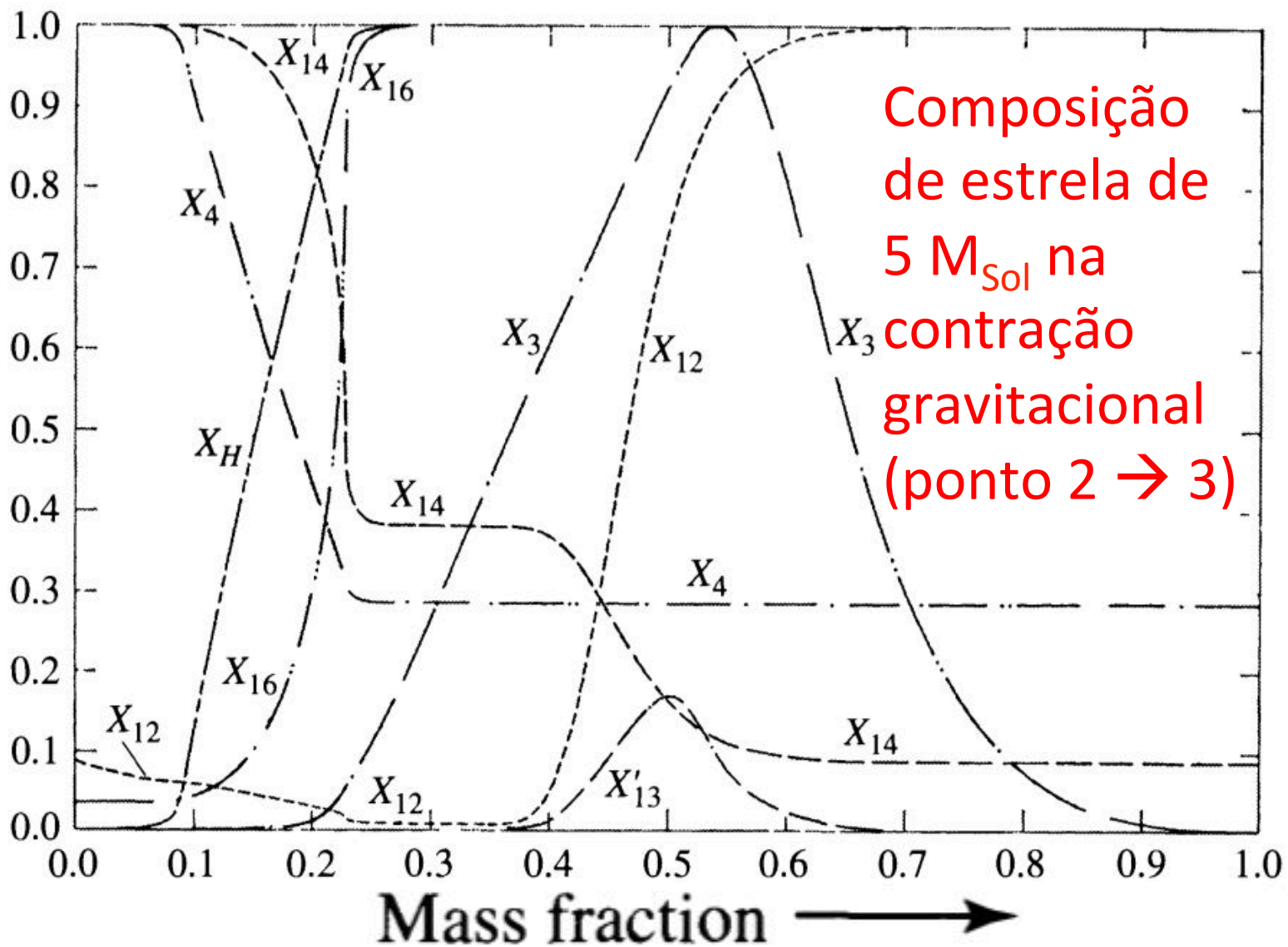


Ponto 2:  
A estrela toda colapsa:  $L \uparrow$   
 $R \downarrow$   $T \uparrow$

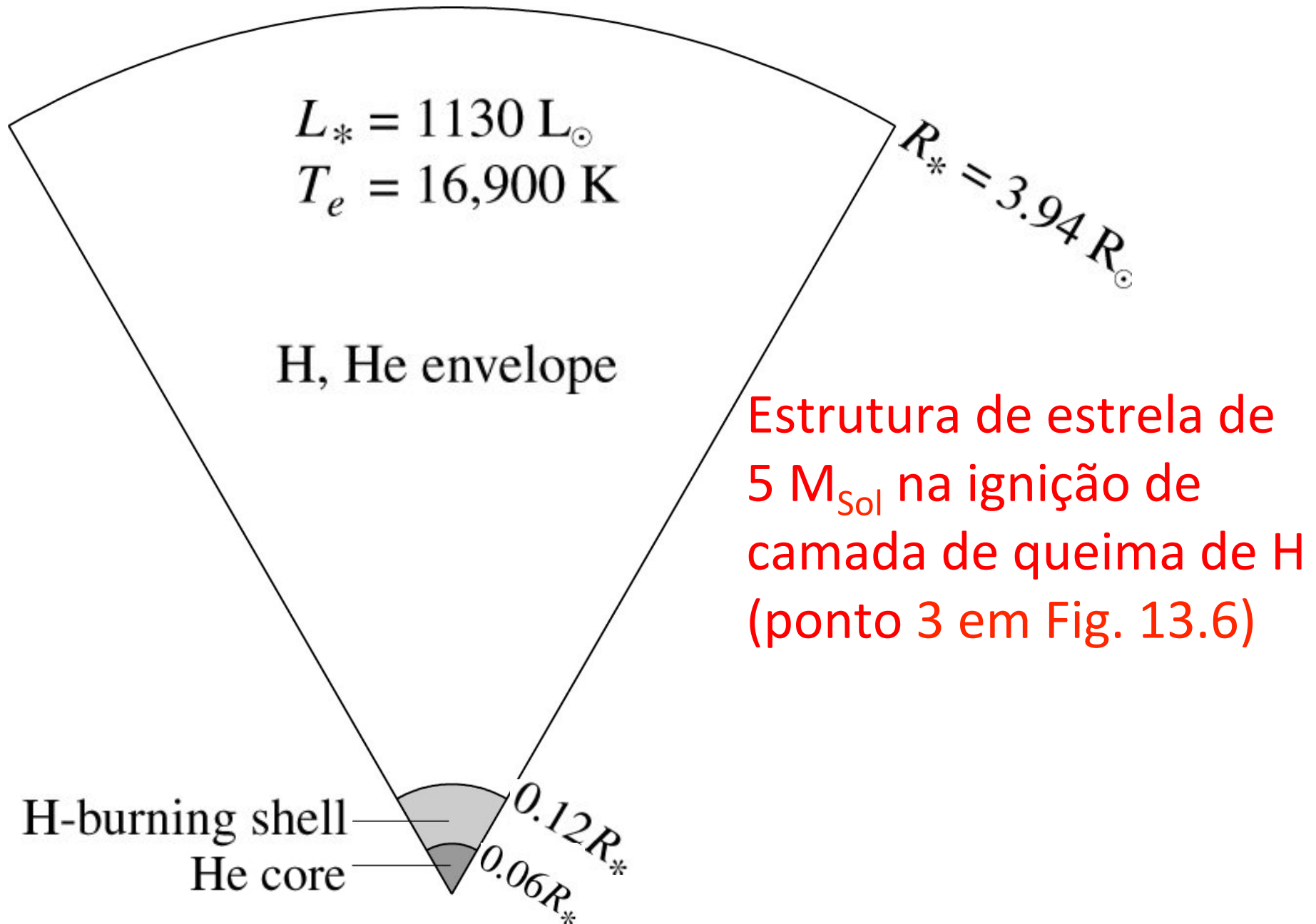
Ponto 3: H queima em camada acima do núcleo.  
Expansão  $\rightarrow T \downarrow$

Devido à contração:  $T \uparrow$  na camada de queima de H  $\rightarrow L$  e  $R$  aumentam  $\rightarrow T$  diminui

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



**FIGURE 13.6** The chemical composition as a function of interior mass fraction for a  $5 M_{\odot}$  star during the phase of overall contraction, following the main-sequence phase of core hydrogen burning. The maximum mass fractions of the indicated species are  $X_H = 0.708$ ,  $X_3 = 1.296 \times 10^{-4}$  ( ${}^3_2\text{He}$ ),  $X_4 = 0.9762$  ( ${}^4_2\text{He}$ ),  $X_{12} = 3.61 \times 10^{-3}$  ( ${}^{12}_6\text{C}$ ),  $X'_{13} = 3.61 \times 10^{-3}$  ( ${}^{13}_6\text{C}$ ),  $X_{14} = 0.0145$  ( ${}^{14}_7\text{N}$ ), and  $X_{16} = 0.01080$  ( ${}^{16}_8\text{O}$ ). (Figure adapted from Iben, *Ap. J.*, 143, 483, 1966.)



**FIGURE 13.7** A  $5 M_{\odot}$  star with a helium core and a hydrogen-burning shell shortly after shell ignition (point 3 in Fig. 13.1). (Data from Iben, *Ap. J.*, 143, 483, 1966.)



Figure 13.4. A schematic diagram of the evolution of a low-mass star of  $1 M_{\odot}$  from the zero-age main sequence to the formation of the white dwarf star (Section 16.1). The dotted phase represents rapid evolution following the He core flash.

### Evolutionary Phases:

**ZAMS:** Zero-Age Main Sequence

**SGB:** Sub-Giant Branch

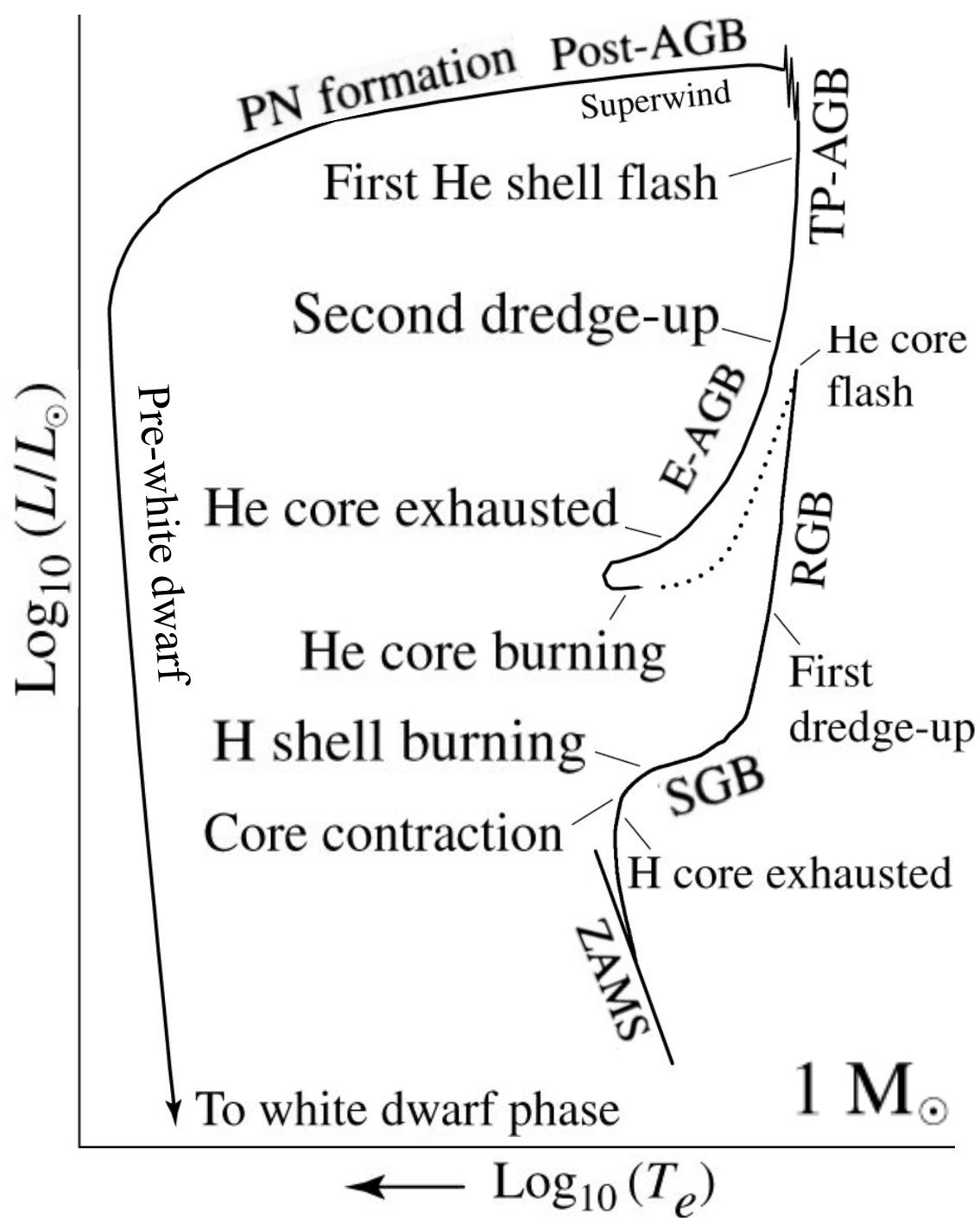
**RGB:** Red Giant Branch

**E-AGB:** Early Asymptotic Giant Branch

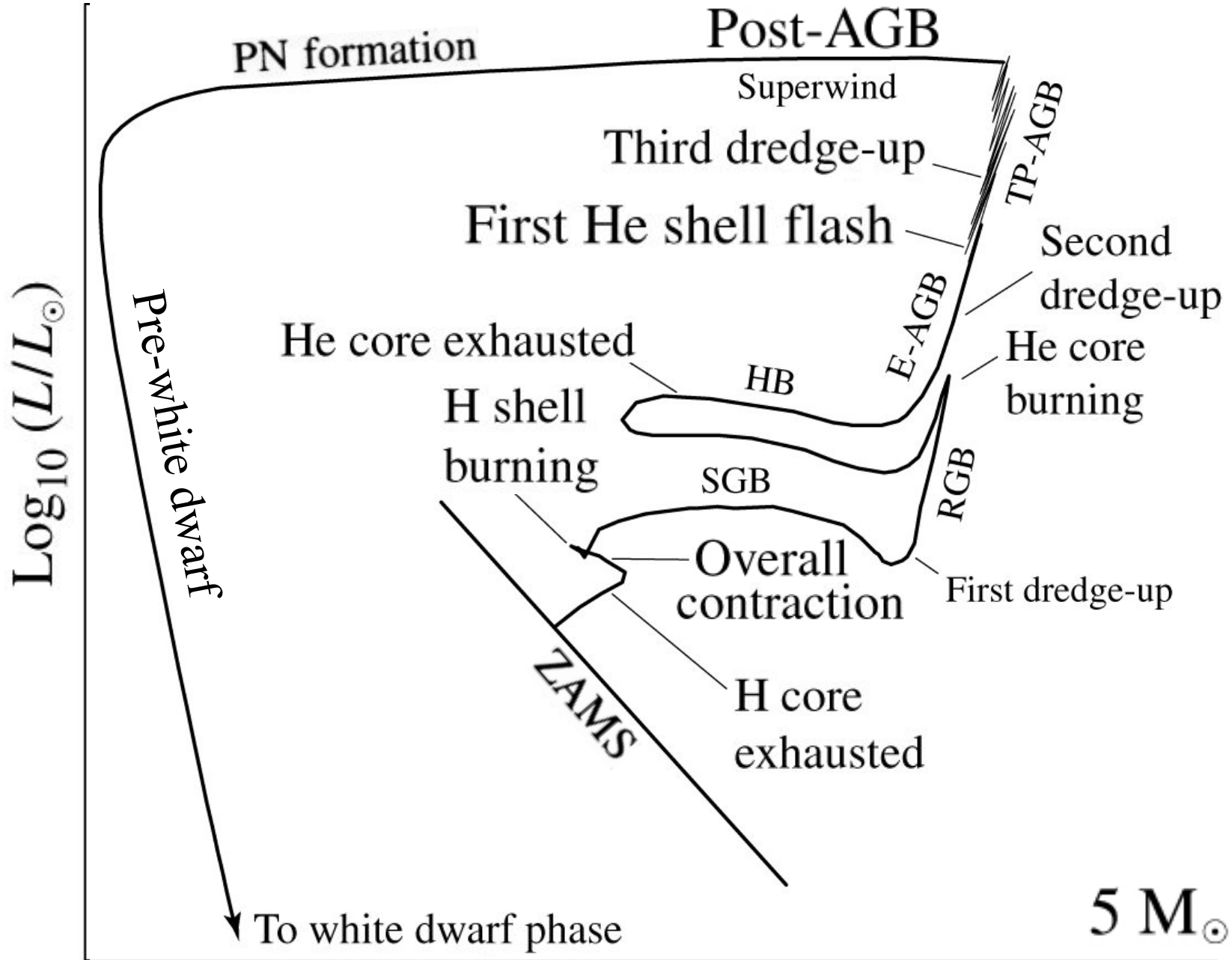
**TP-AGB:** Thermal Pulse AGB

**Post-AGB:** Post-AGB

**PN-formation:** Planetary Nebula formation



Evolução de  $1 M_{\text{Sol}}$



Evolução de  $5 M_{\text{sol}}$

$\leftarrow \text{Log}_{10}(T_e)$

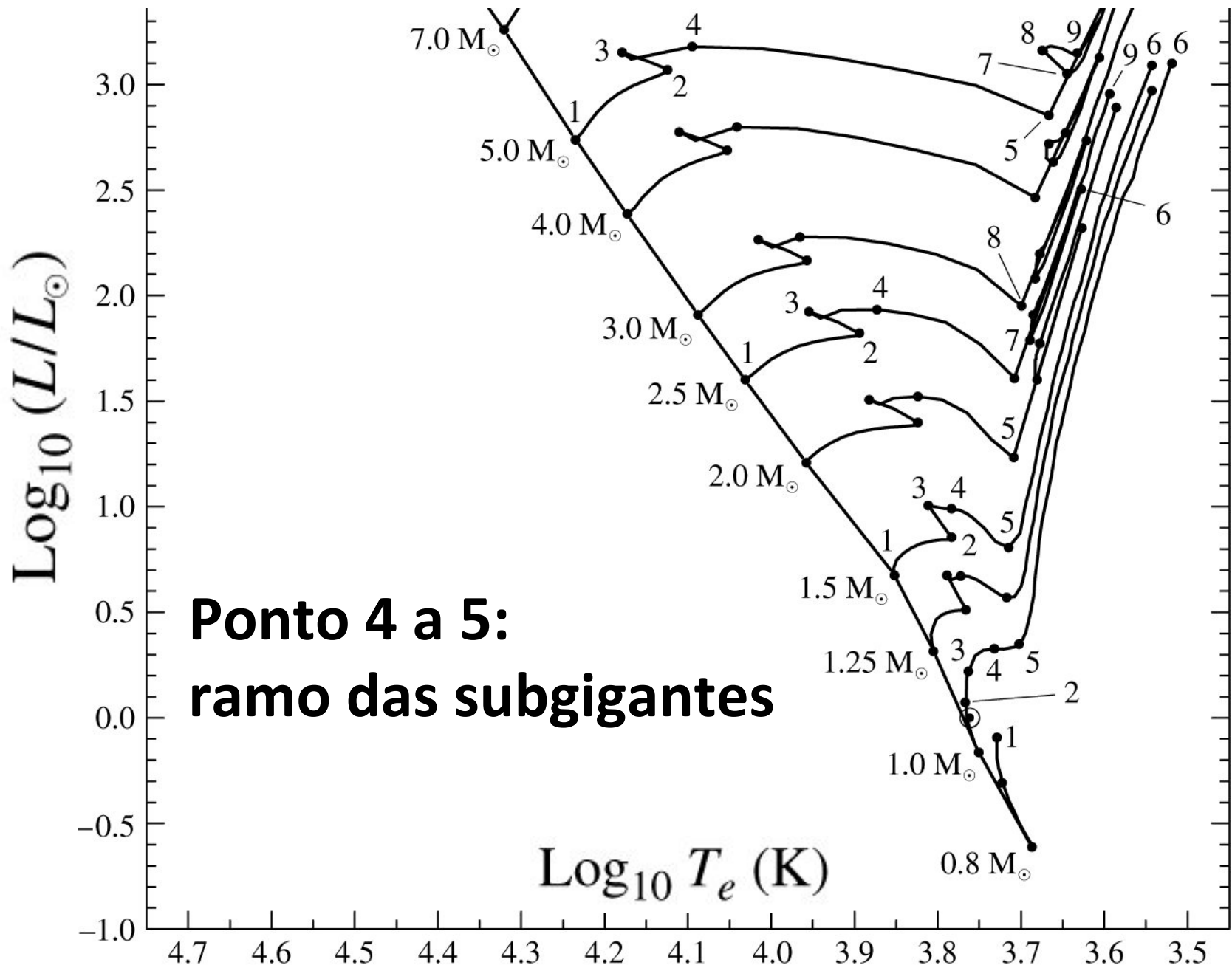


# O ramo das subgigantes

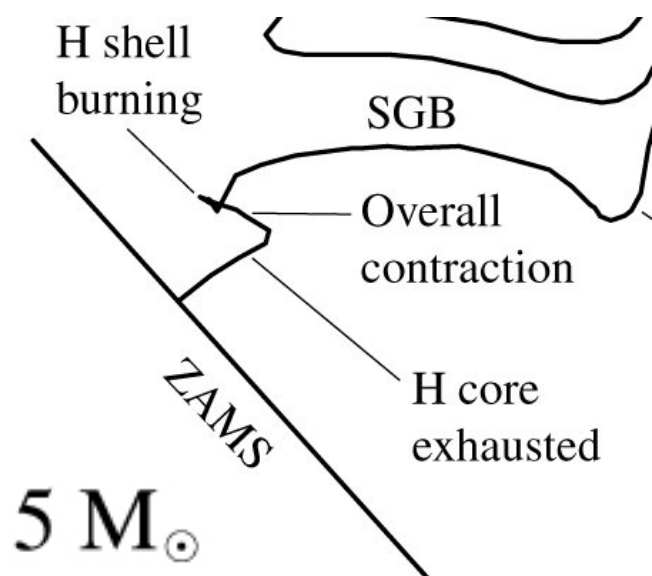
Quando o limite de **Schönberg–Chandrasekhar** é atingido, a estrela entra em **rápida contração**, evoluindo muito mais rapidamente, na escala de tempo de Kelvin-Helmholtz.

Devido à energia liberada pela contração o envelope se expande → temperatura diminui.  
Estrelas nesse estágio são chamadas de subgigantes

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_e^4$$



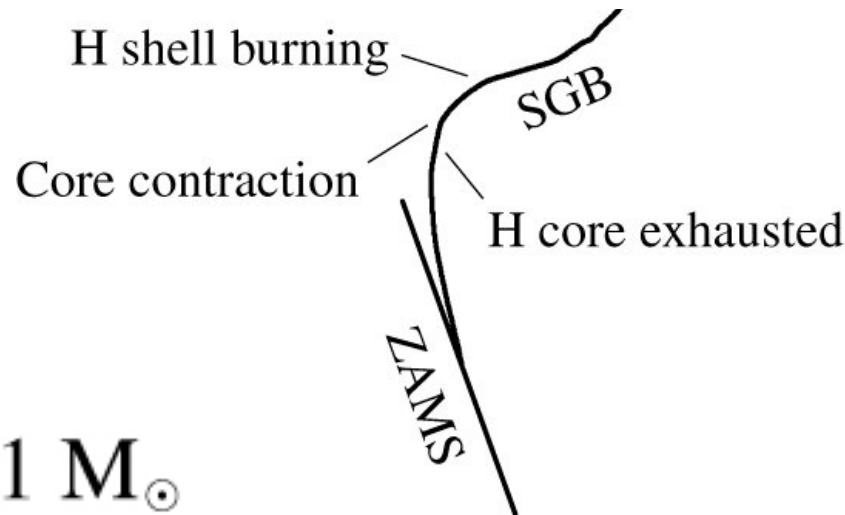
$\text{Log}_{10} (L/L_{\odot})$



$5 M_{\text{Sol}}$ :

T decresce devido à expansão do envelope.  
L decresce pois envelope absorve muita energia

$\leftarrow \text{Log}_{10} (T_e)$



$1 M_{\text{sol}}$ :

L pequeno aumento.  
T decresce devido à expansão do envelope

**SGB: sub-giant branch**  
**Ramo das subgigantes**

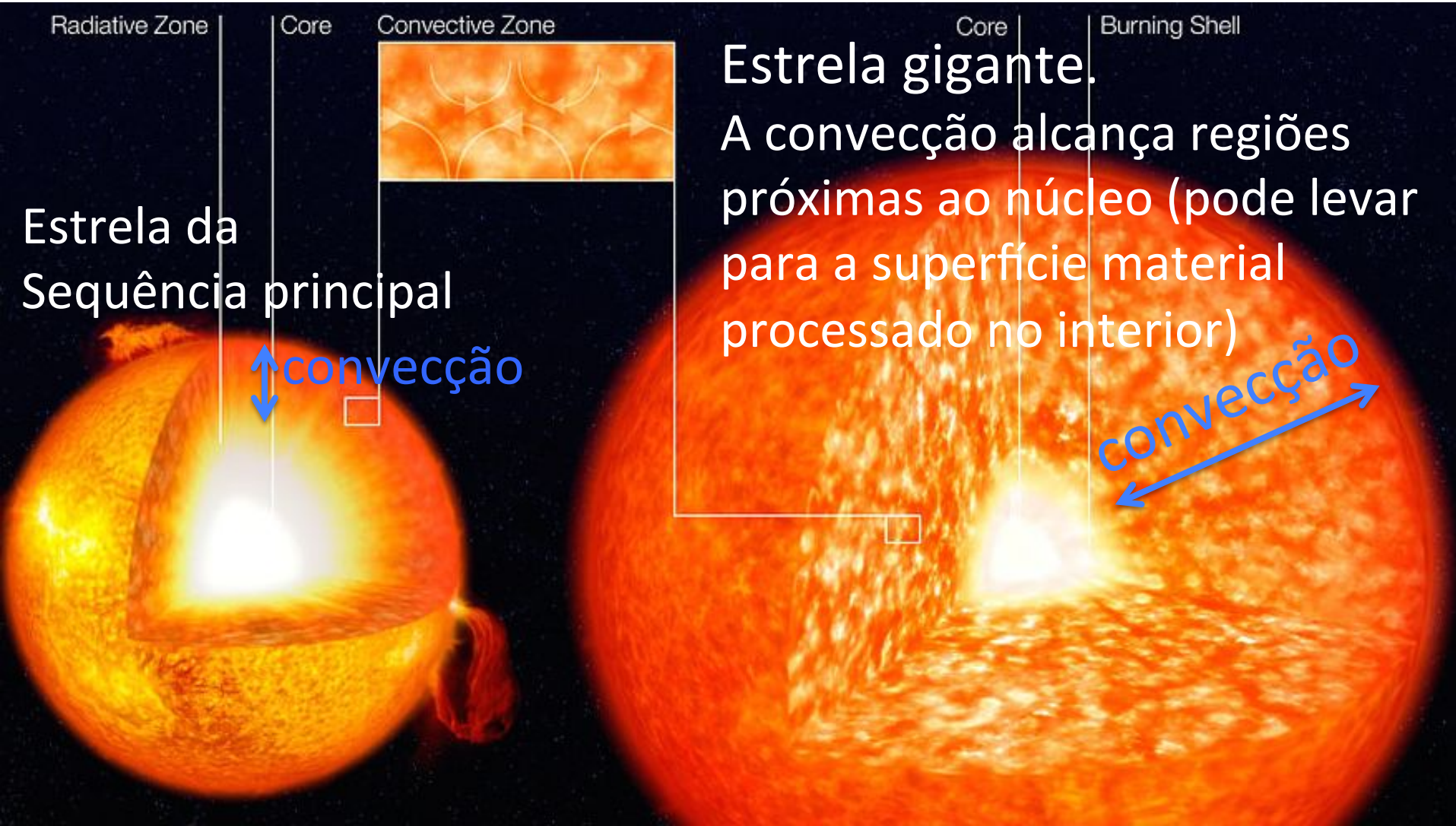
$\leftarrow \text{Log}_{10} (T_e)$

# O ramo das gigantes: núcleo continua a se

contrair e envelope continua expandindo

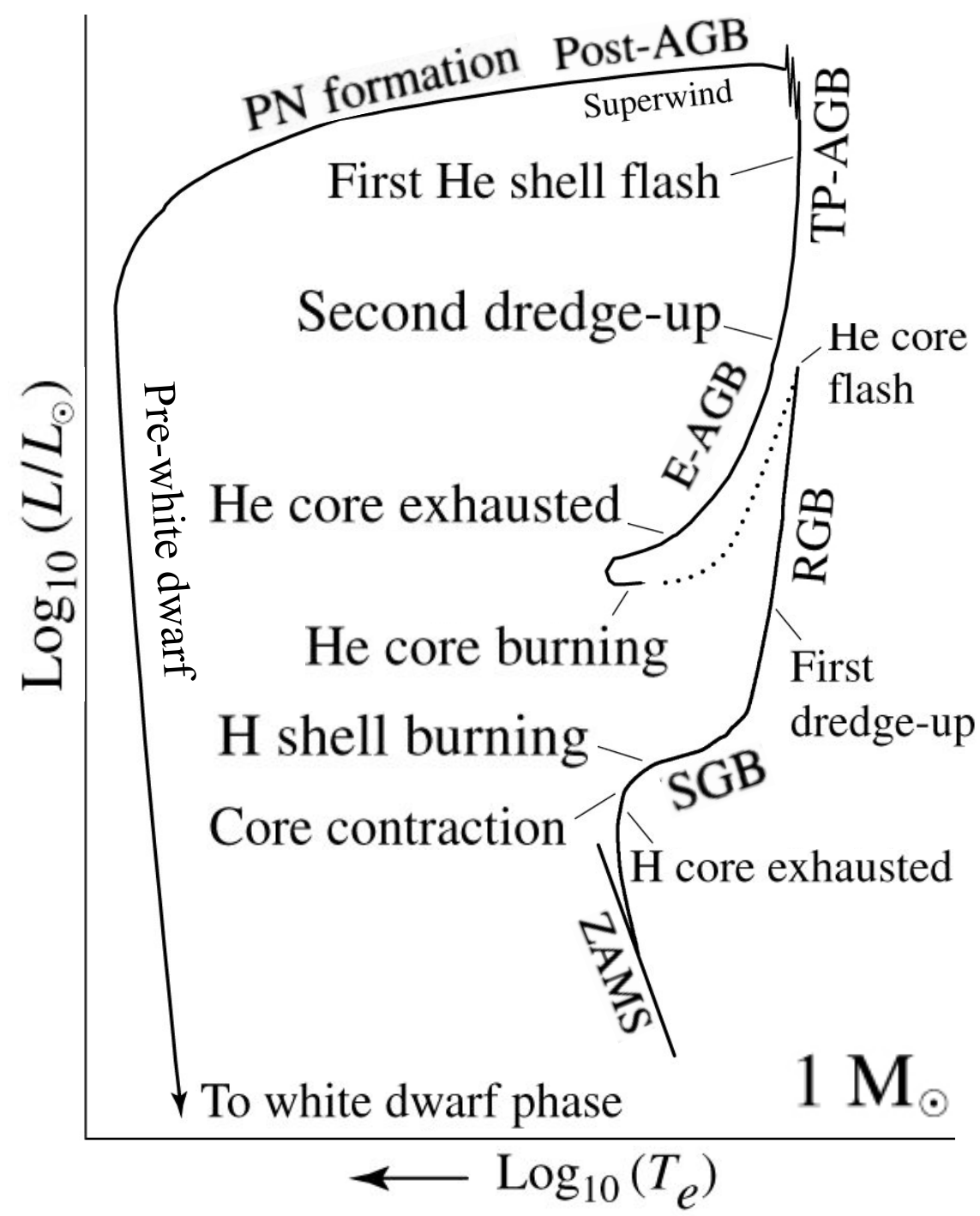
Como T diminui em subgigante  $\rightarrow$  opacidade interior aumenta ( $H^-$ )

$\rightarrow$  Convecção

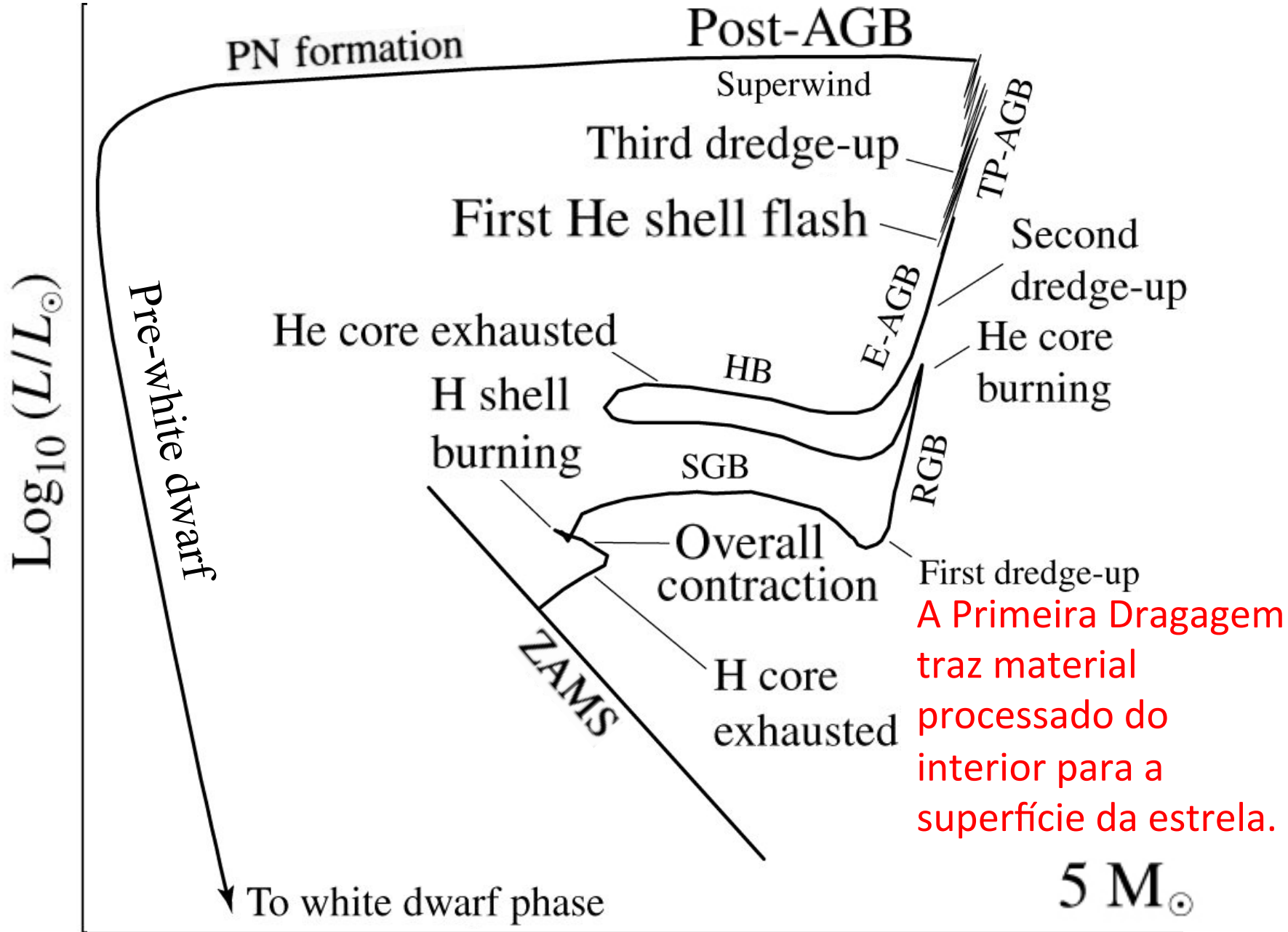


Na fase de gigante a zona convectiva alcança regiões próximas ao núcleo. Temos o “**First dredge-up**” (A Primeira Dragagem), trazendo material processado (principalmente rico em N-14 e He-3, e pobre em Li-7) para a atmosfera da estrela.

## Evolução de $1 M_{\text{Sol}}$





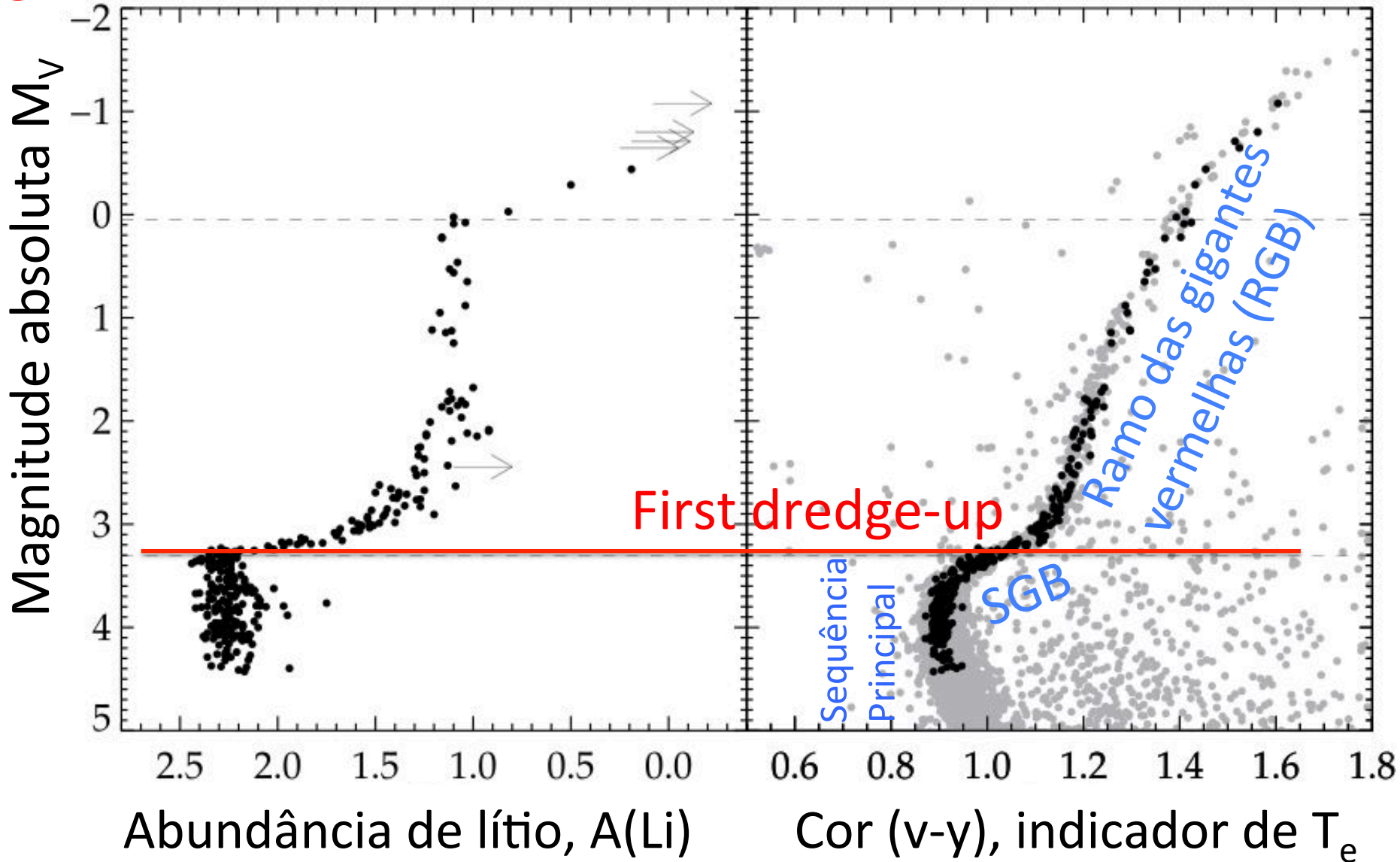


A Primeira Dragagem  
 traz material  
 processado do  
 interior para a  
 superfície da estrela.

Evolução de  $5 M_{\text{Sol}}$

←  $\text{Log}_{10}(T_e)$

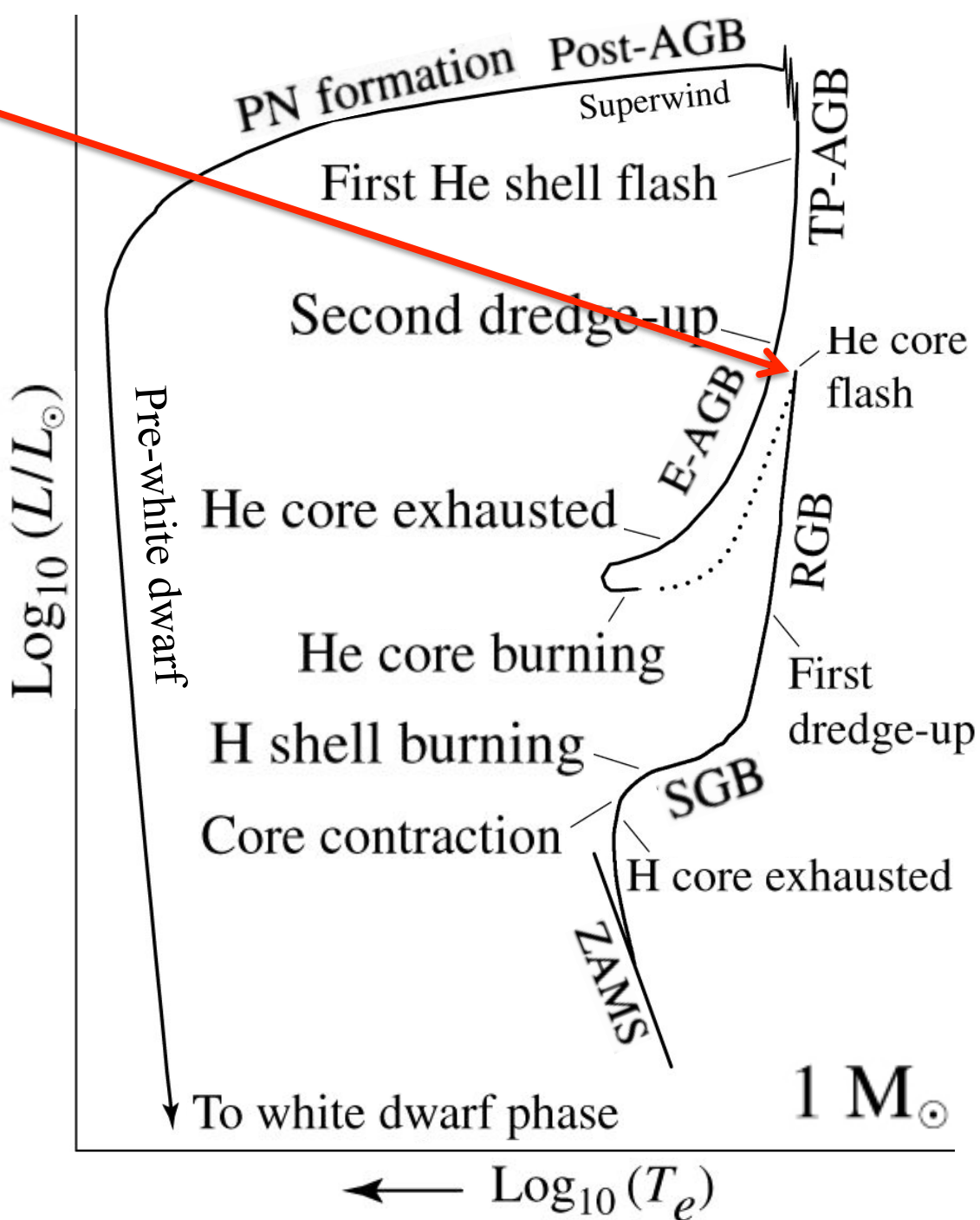
# Depleção de lítio em estrelas gigantes do aglomerado globular NGC 6397 (Karin Lind et al. 2009, A&A 503, 545)





# O Topo do ramo das gigantes (Red Giant Tip)

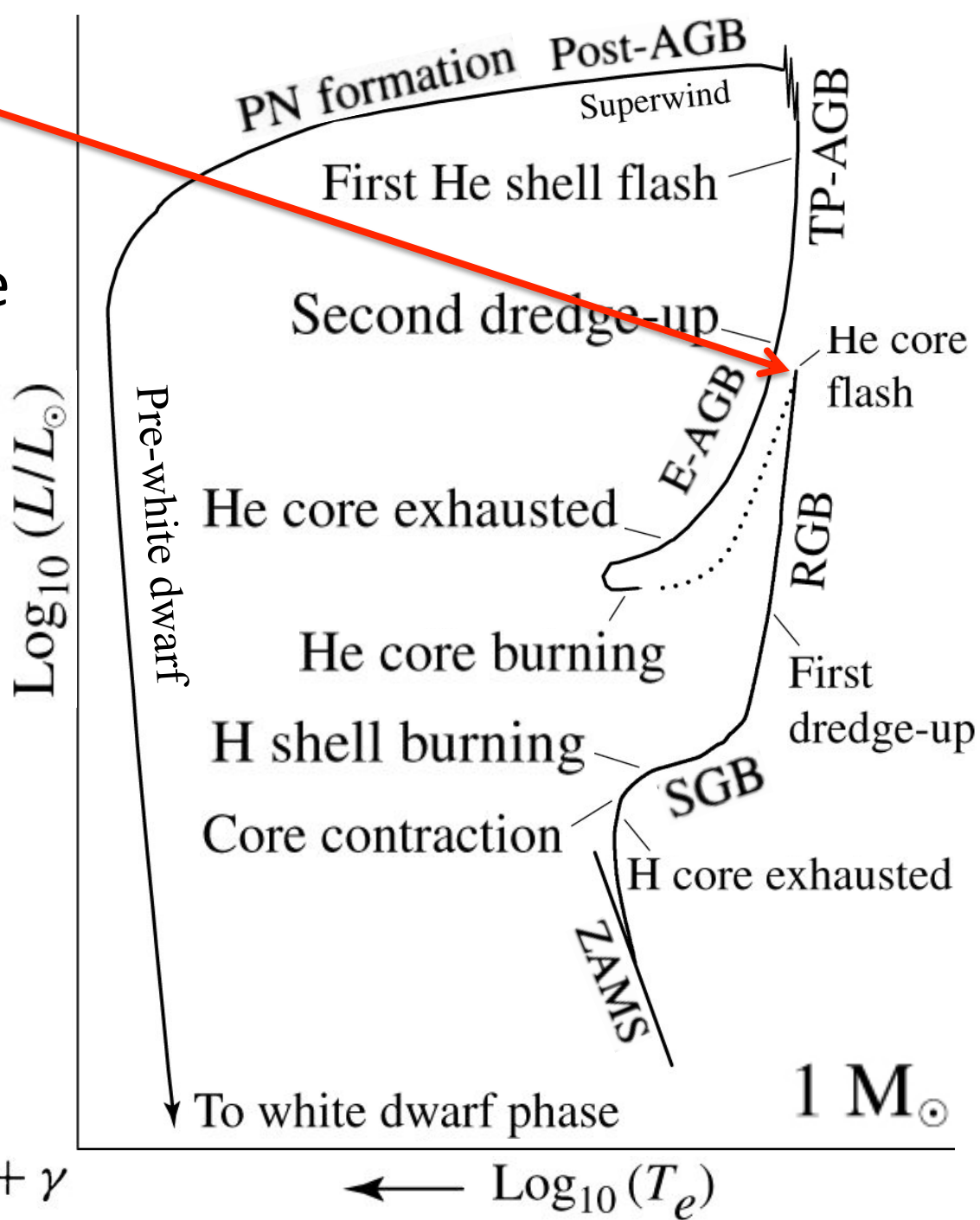
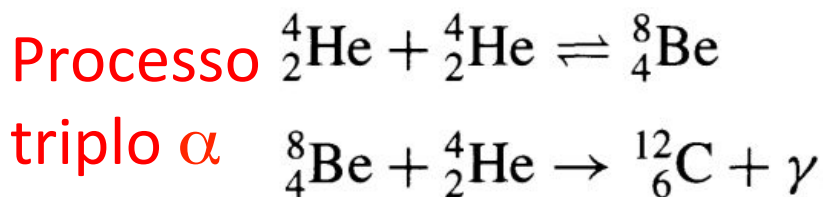
No topo do RGB a temperatura e densidade central ( $1,3 \times 10^8 \text{K}$  e  $7,7 \times 10^6 \text{kgm}^{-3}$  para  $5M_{\text{Sun}}$ ) são suficientes para começarmos a ter efeito túnel para queima de He ( ${}^3\text{He} \rightarrow \text{C}$ ). Núcleo expande, a *shell* de queima de H resfria  $\rightarrow$  L decresce  $\rightarrow$  envelope contrai  $\rightarrow$  T aumenta

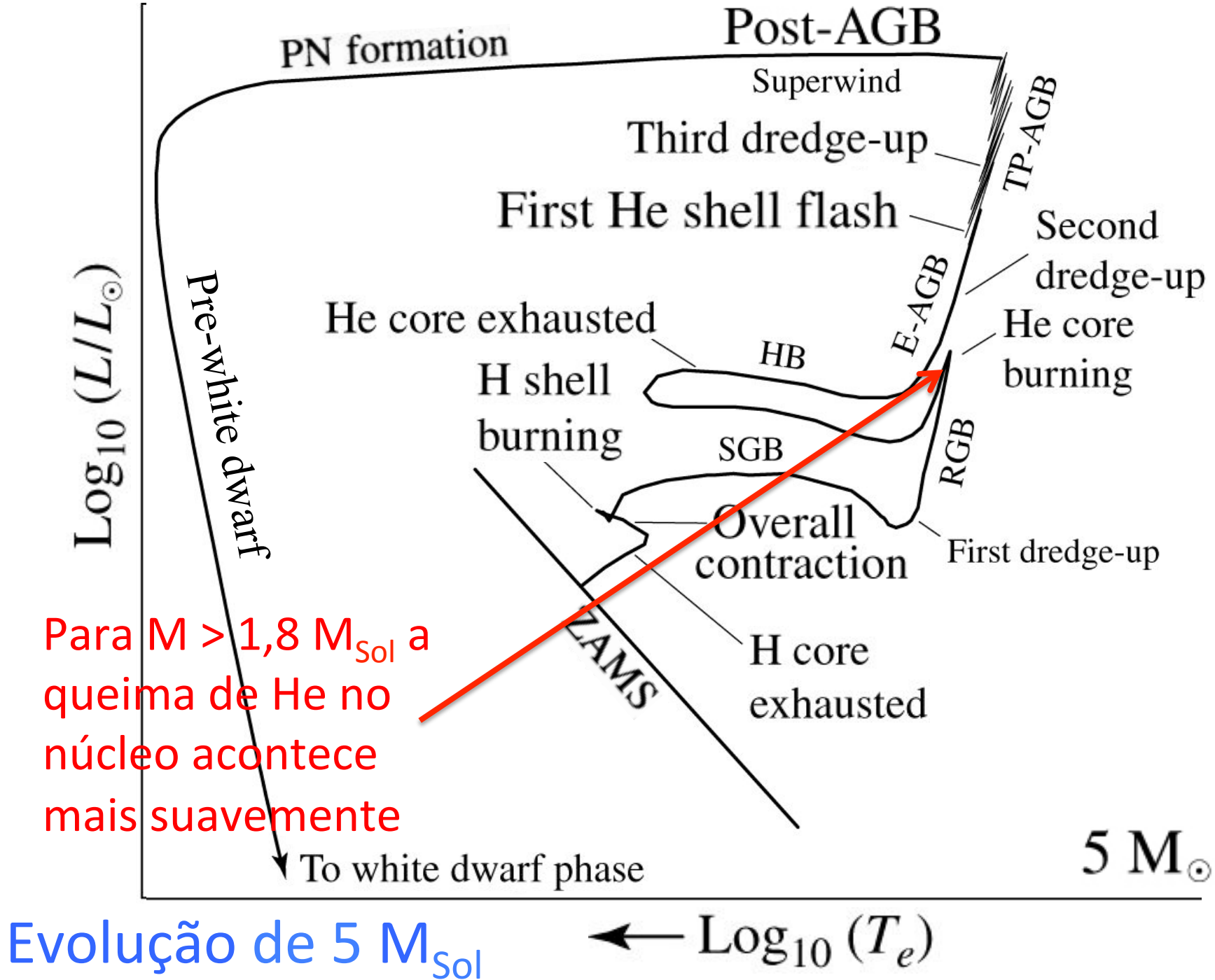


# O Flash do núcleo de He: *He Core Flash*

$M < 1,8 M_{\text{sol}}$ : núcleo de He muito degenerado

Inicialmente a queima de He é explosiva. Energia de  $10^{11} L_{\text{Sol}}$  mas por poucos segundos. Boa parte da energia é usada para tirar o núcleo de He da degenerescência e o resto é absorvida pelo envelope





Para  $M > 1,8 M_{\text{Sol}}$  a  
 queima de He no  
 núcleo acontece  
 mais suavemente

Evolução de  $5 M_{\text{Sol}}$

# Provinha #14

1) Calcular o peso molecular médio no centro de uma estrela para  $X = 0,70$ ,  $Y = 0,28$ ,  $Z = 0.02$

$$\frac{1}{\mu_i} \simeq 2X + \frac{3}{4}Y + \left\langle \frac{1+z}{A} \right\rangle_i Z$$

A: número de massa (p+n)

z: número de prótons

$$A_j \simeq 2z_j \rightarrow \left\langle \frac{1+z}{A} \right\rangle_i \simeq \frac{1}{2}$$

2) Explique o limite de S-C

3) Explique o que acontece no ramo SGB

4) Explique o que acontece no 1º dredge-up