

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

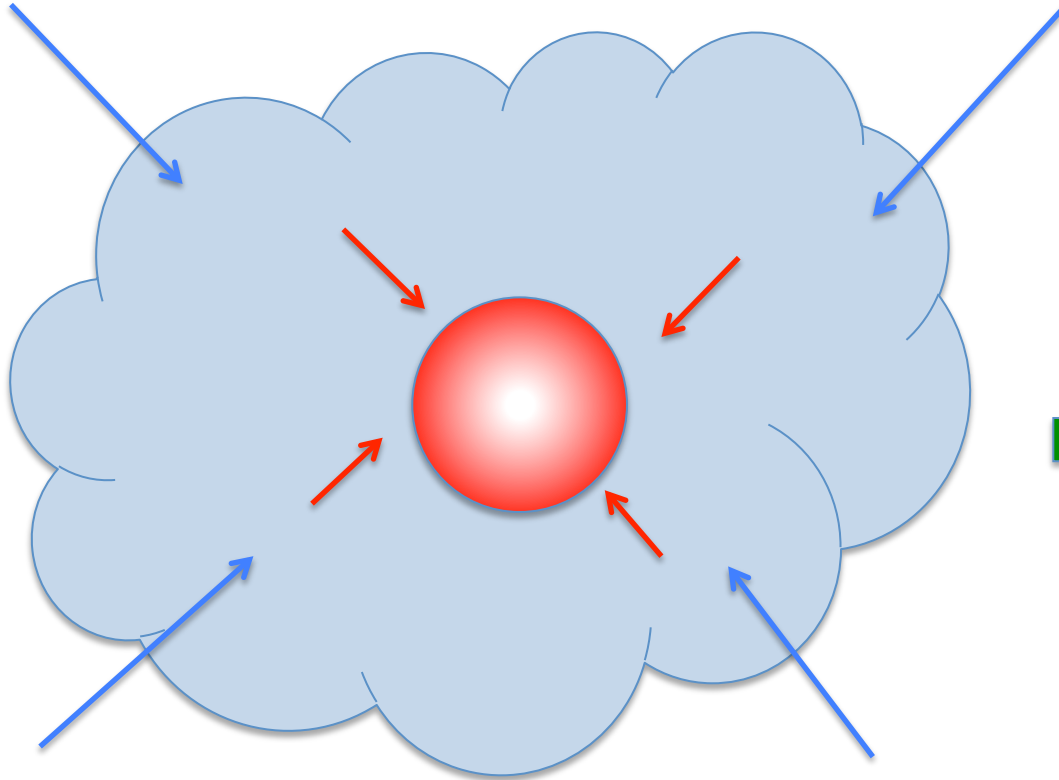
J. Meléndez

AGA293

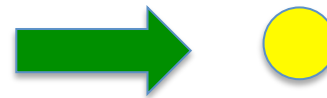
13.1 Evolução na Sequência Principal

Escalas de tempo

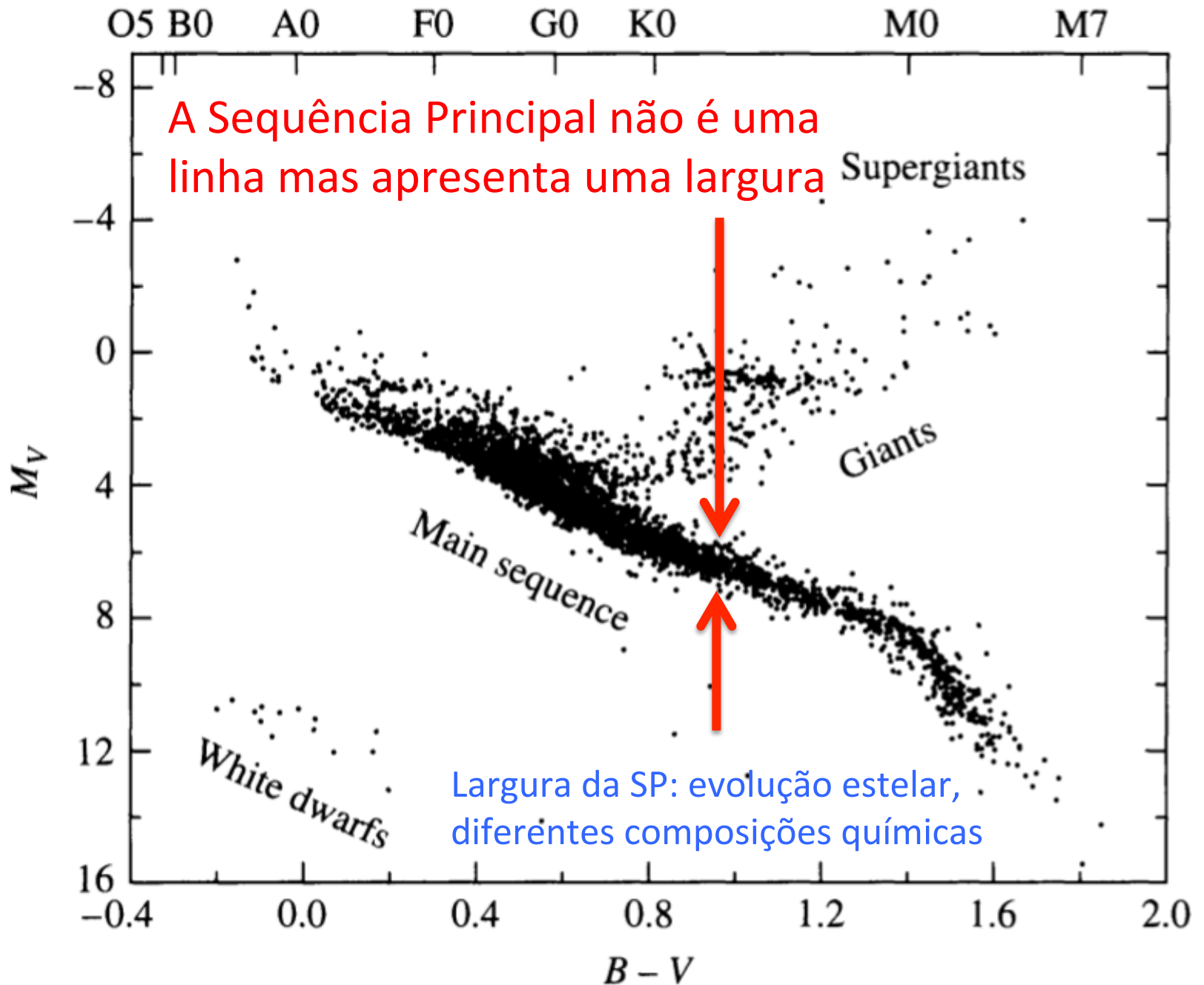
Colapso da nuvem: escala de tempo *free-fall* $\sim 10^5$ anos



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

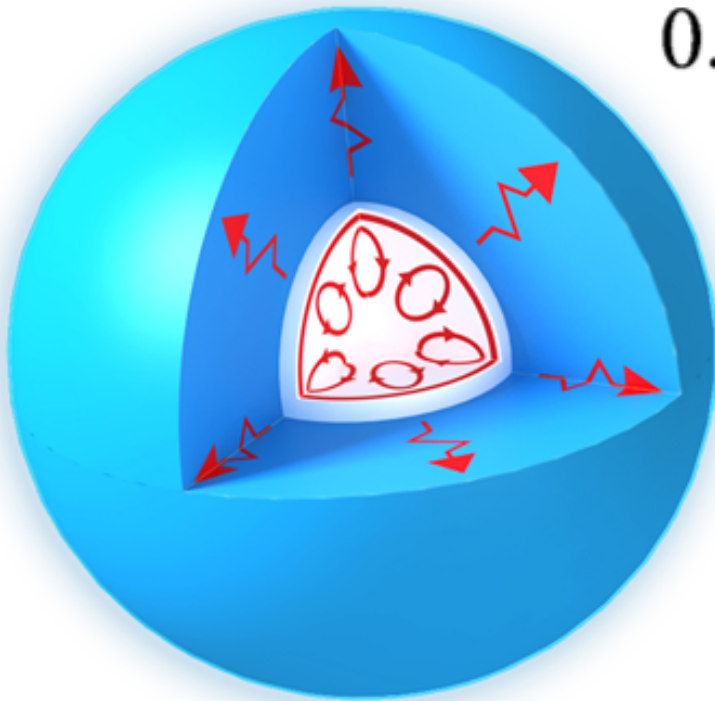


Colapso da proto-estrela: escala de tempo de Kelvin-Helmholtz $\sim 10^7$ anos



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

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



A composição atual no centro do Sol é $X=0,34$, $Y=0,64$, porém a composição na superfície é $X=0,74$, $Y=0,24$. Isso é devido a $4\text{H} \rightarrow \text{He}$

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 da superfície (aprox. a composição inicial do centro): $\mu_i = 0.60$
- 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

Virial: 1/2 radiada;

1/2 para

aumento K (aumenta

T) $\rightarrow$ mais

reações

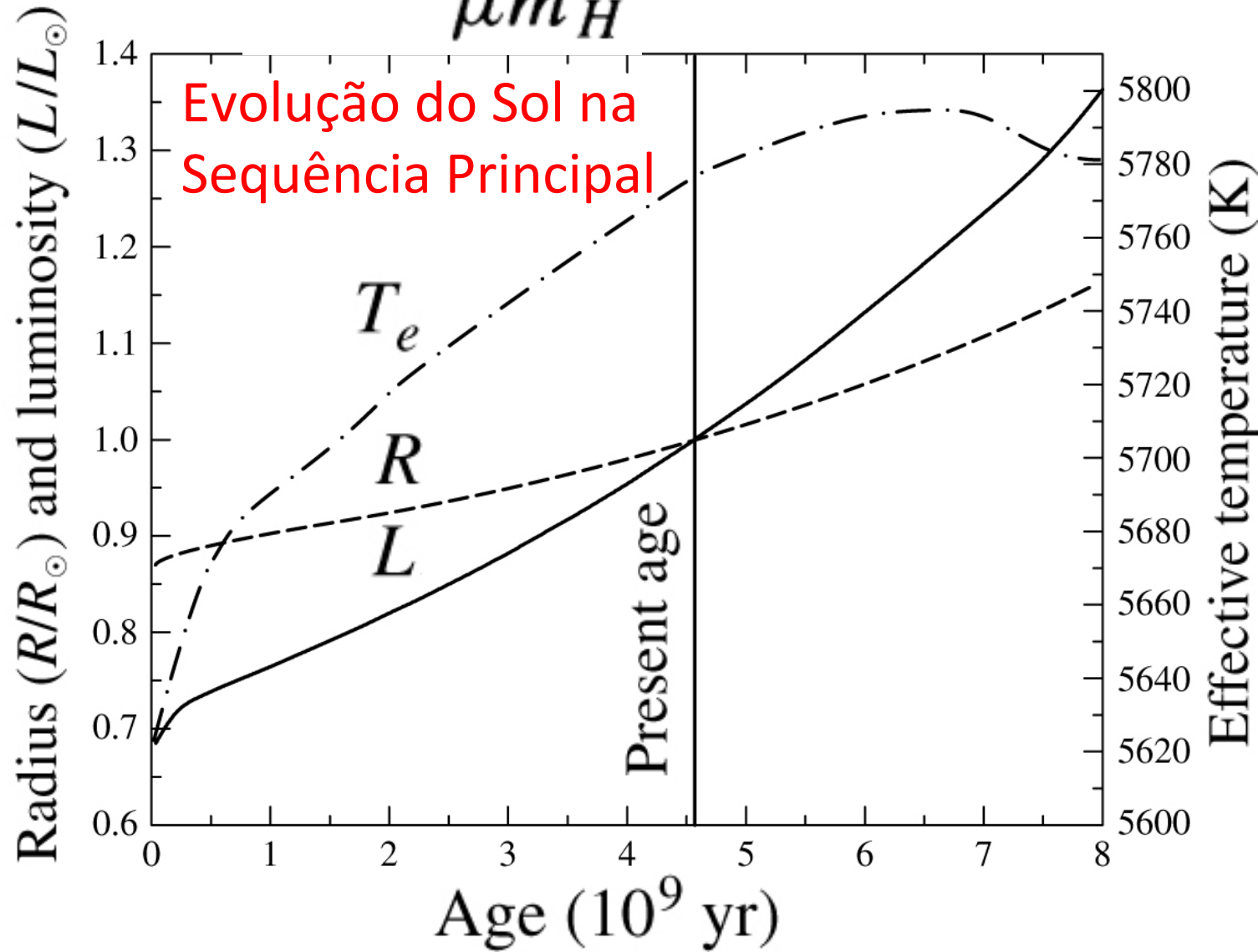
nucleares

$$\rho X^2 T_6^4$$



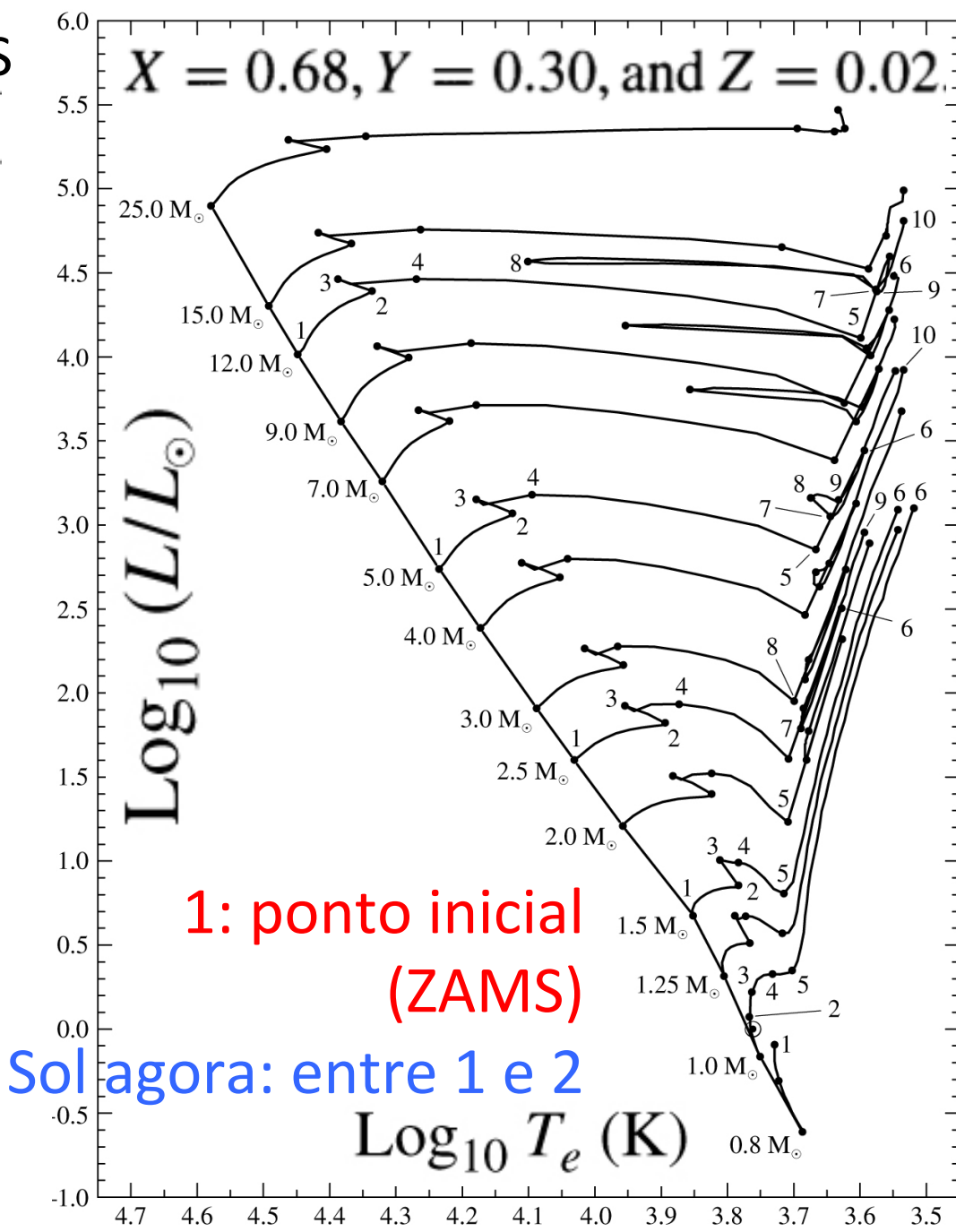
Aumento

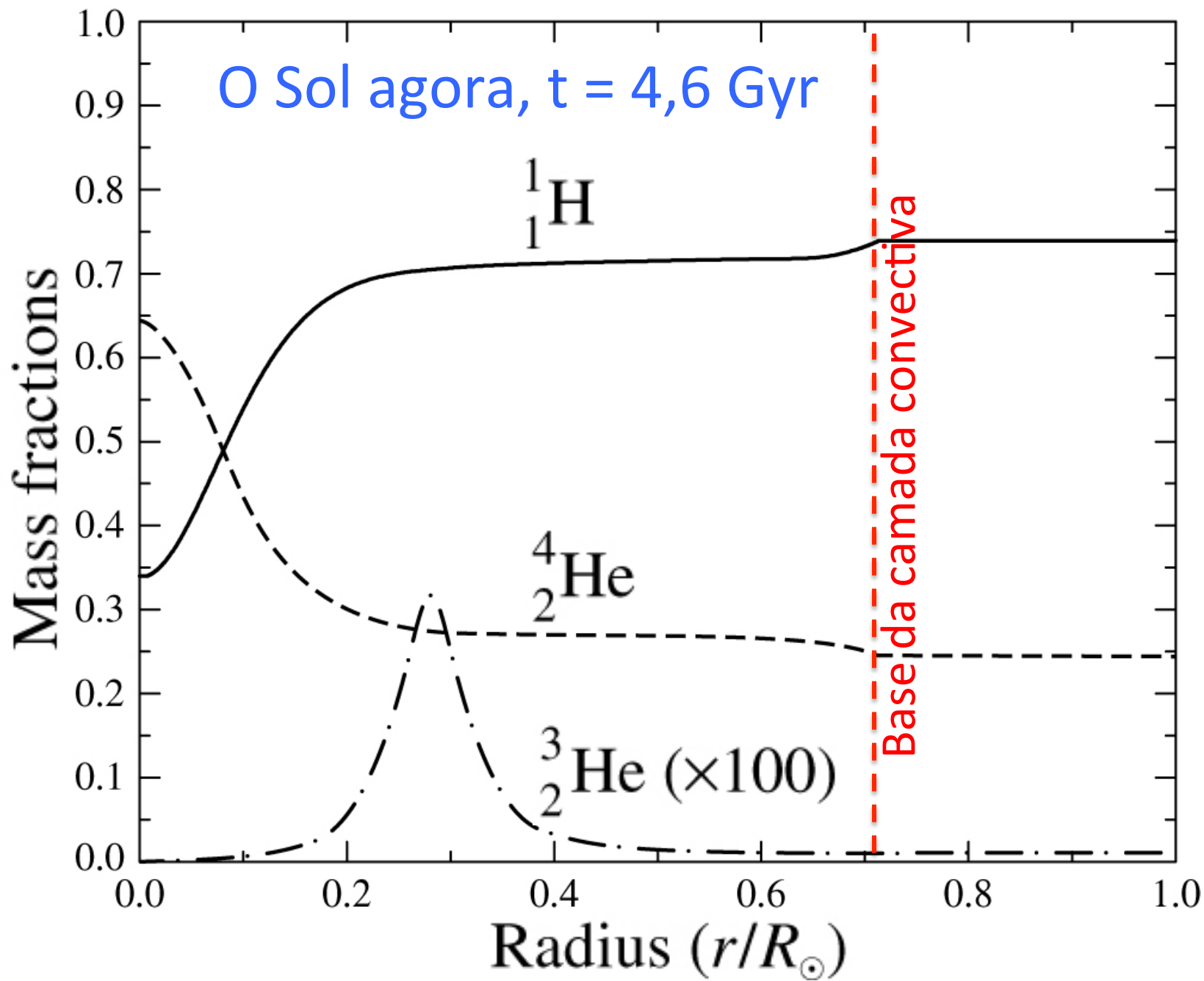
L, T_e, R



Tempo (Myr) a partir da ZAMS

Initial Mass ($M_{\odot}$)	1	2	3	4	5
	6	7	8	9	10
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
($t = 4,6$ Gyr)
no interior do
Sol

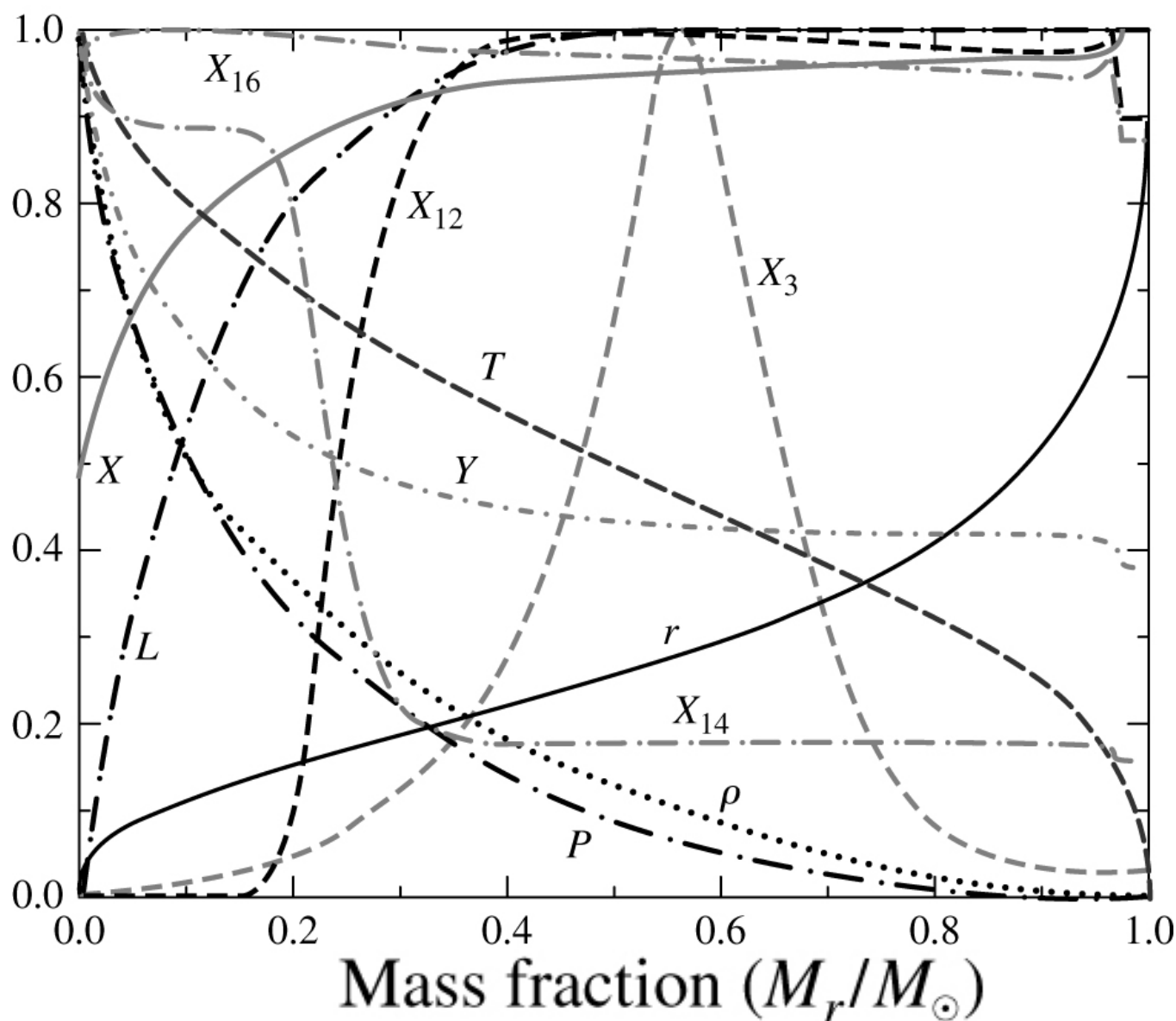
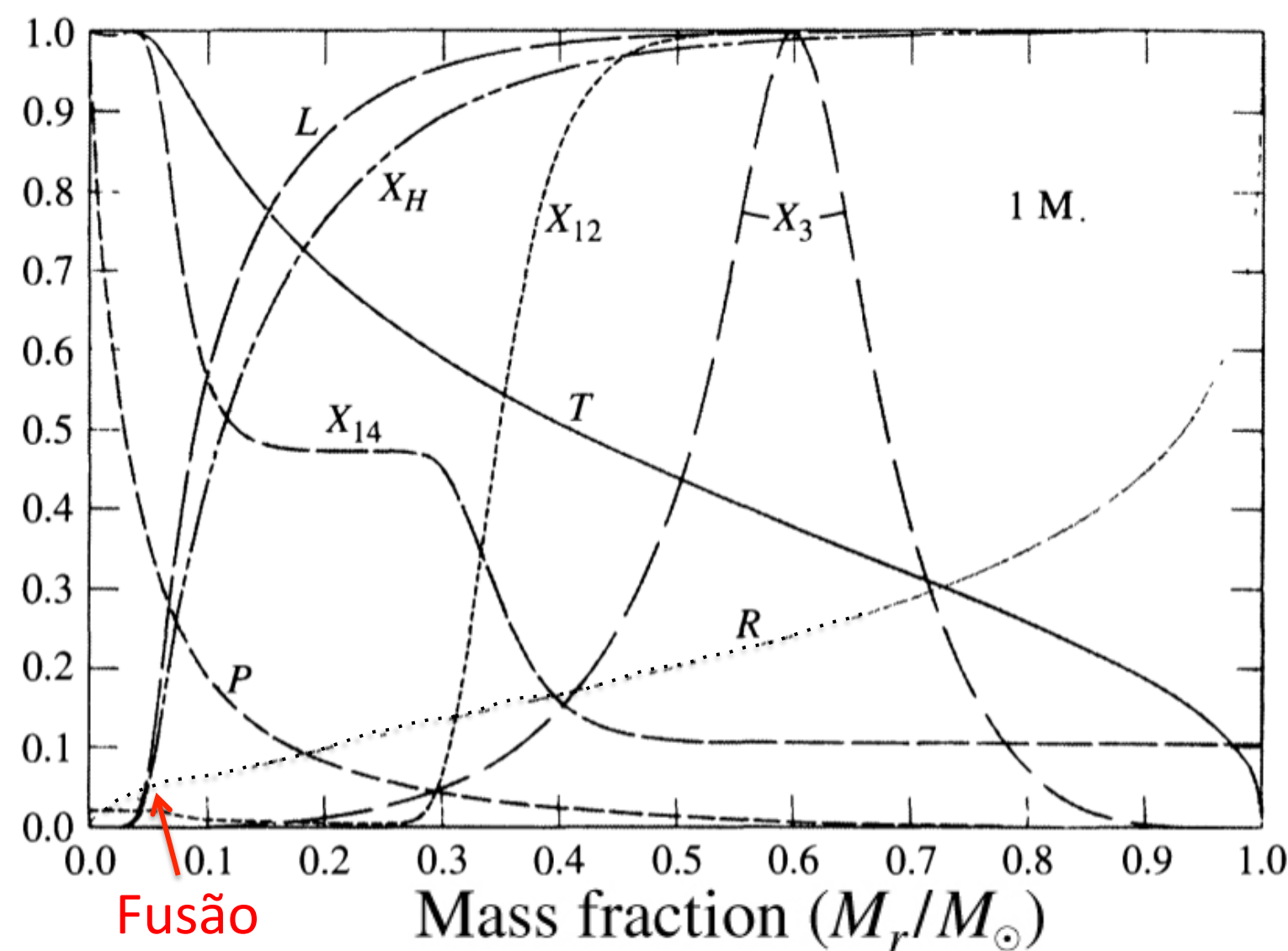


FIGURE 13.2 The interior structure of the present-day Sun (a $1 M_\odot$ star), 4.57 Gyr after reaching the ZAMS. The model is located between points 1 and 2 in Fig. 13.1. The maximum ordinate values of the parameters are $r = 1.0 R_\odot$, $L = 1.0 L_\odot$, $T = 15.69 \times 10^6$ K, $\rho = 1.527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

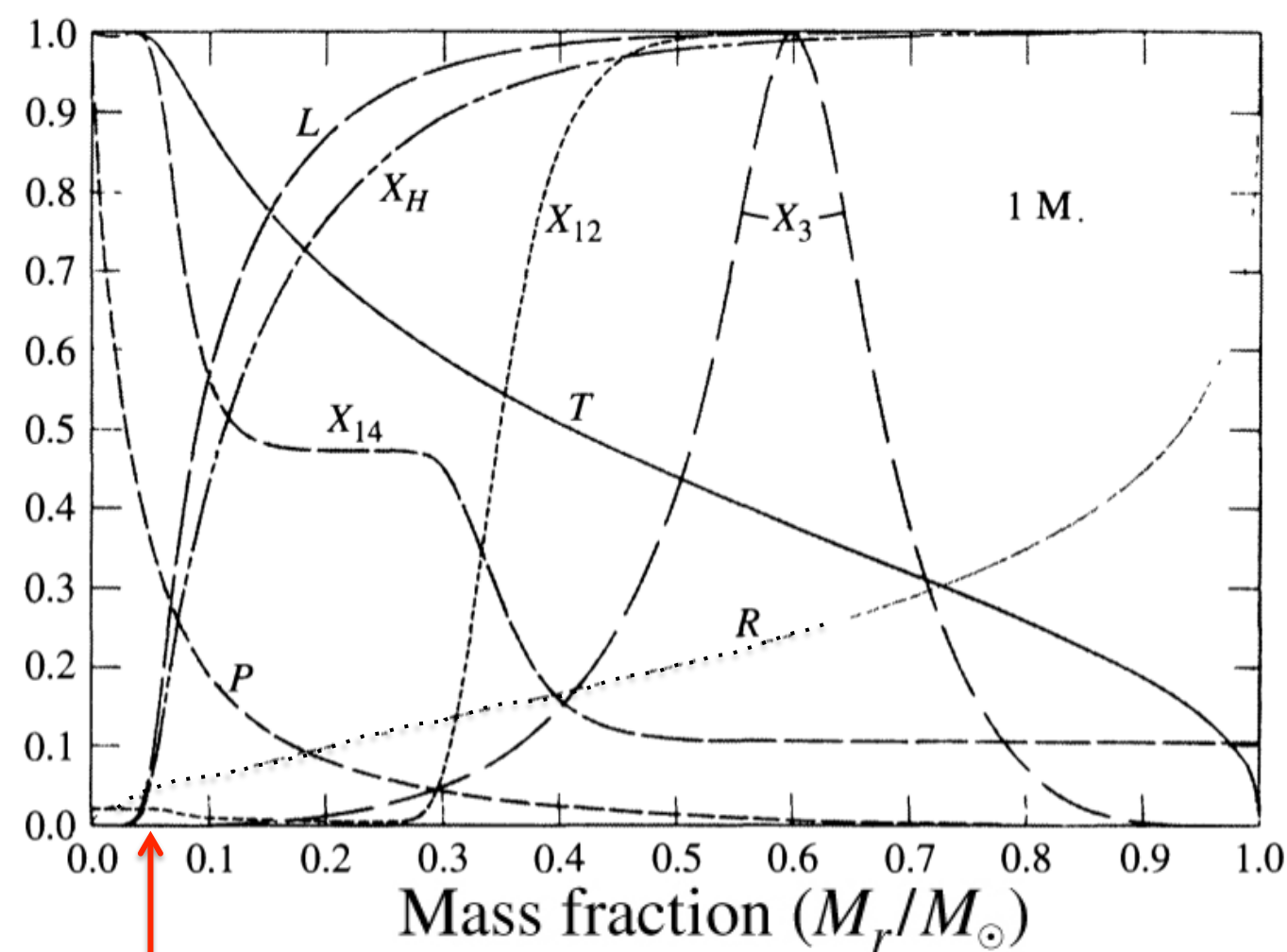
Estrutura e composição química no interior do Sol para $t = 9,8$ Gyr: hidrogênio esgotado no núcleo.



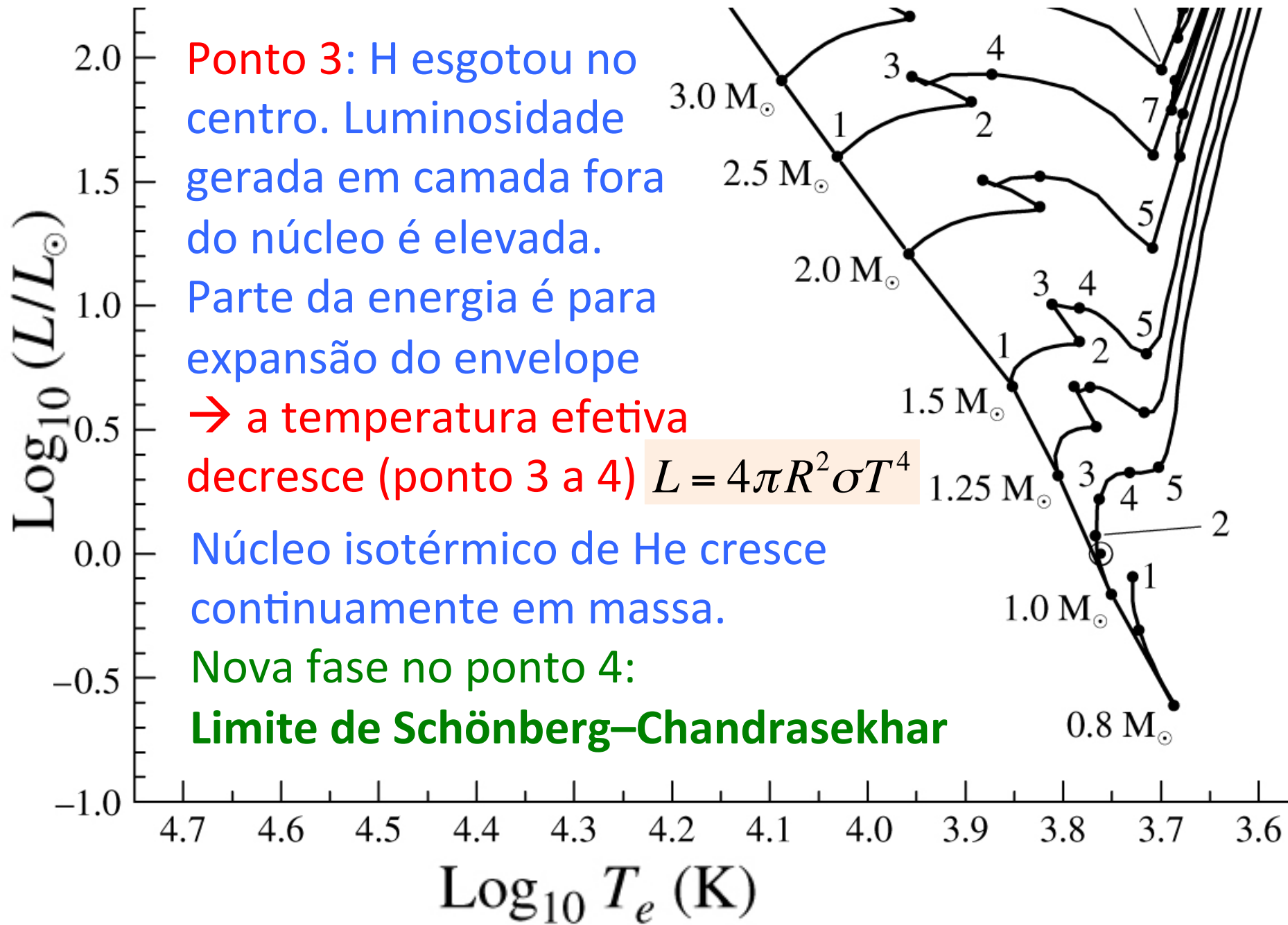
Fusão
nuclear
fora do
núcleo

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



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



Mário Schenberg (Schönberg)



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

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

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

1941: **U. Chicago (Obs. Yerkes):** Subrahmanyan Chandrasekhar

1942: Retorna ao Brasil; 1944 – 1948: Professor na USP

1953-1961: Diretor do Departamento de Física da USP

1969: Aposentado compulsoriamente, volta em 1979

1947: bases da FAPESP (Constituição Estadual), fundada 1962

Além de Físico, foi Crítico de Arte e Político

THE ASTROPHYSICAL JOURNAL

VOLUME 96

SEPTEMBER 1942

NUMBER 2

ON THE EVOLUTION OF THE MAIN-SEQUENCE STARS

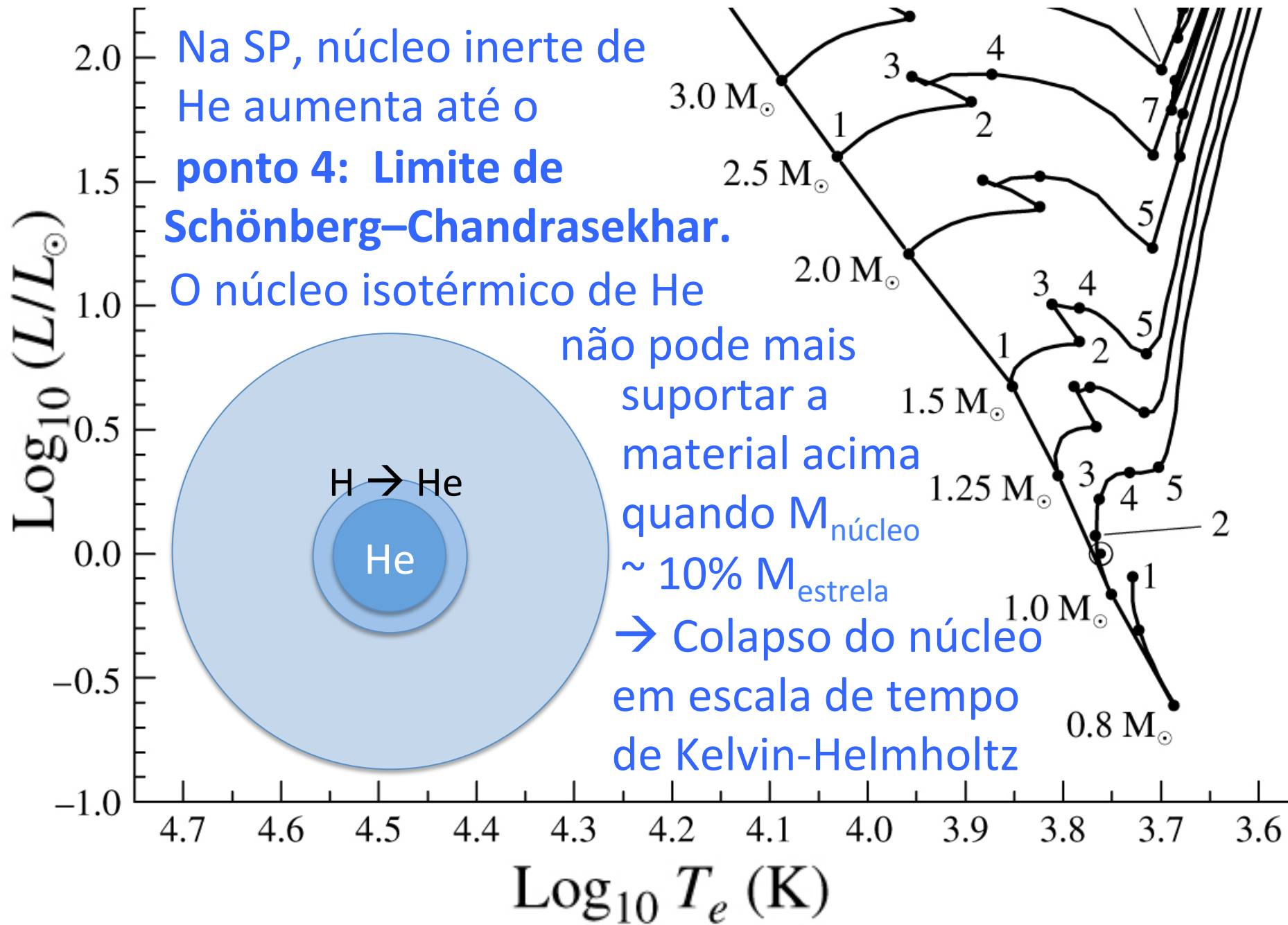
M. ŠCHÖNBERG¹ AND S. CHANDRASEKHAR

ABSTRACT

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 (~ 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.

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

¹ Fellow of the J. S. Guggenheim Foundation, at the Yerkes Observatory.



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} , μ_{ic} : Mass and molecular weight of the inner core

M : Mass of the star; μ_{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 $\rightarrow \mu_{ic} = 1,34$

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

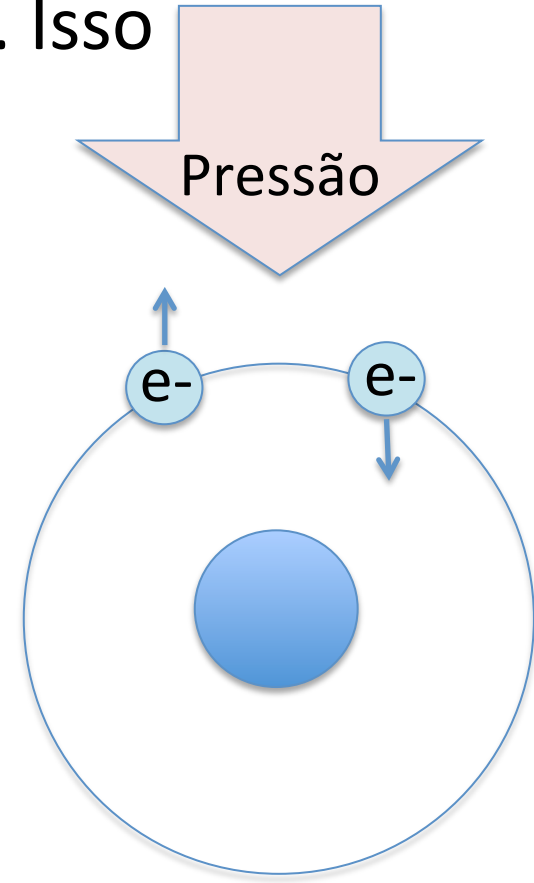
$$\frac{1}{\mu_i} \simeq 2X + \frac{3}{4}Y + \left\langle \frac{1+z}{A} \right\rangle_i Z \quad \left\langle \frac{1+z}{A} \right\rangle_i \simeq \frac{1}{2}$$

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:

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

ρ : densidade
K: constante

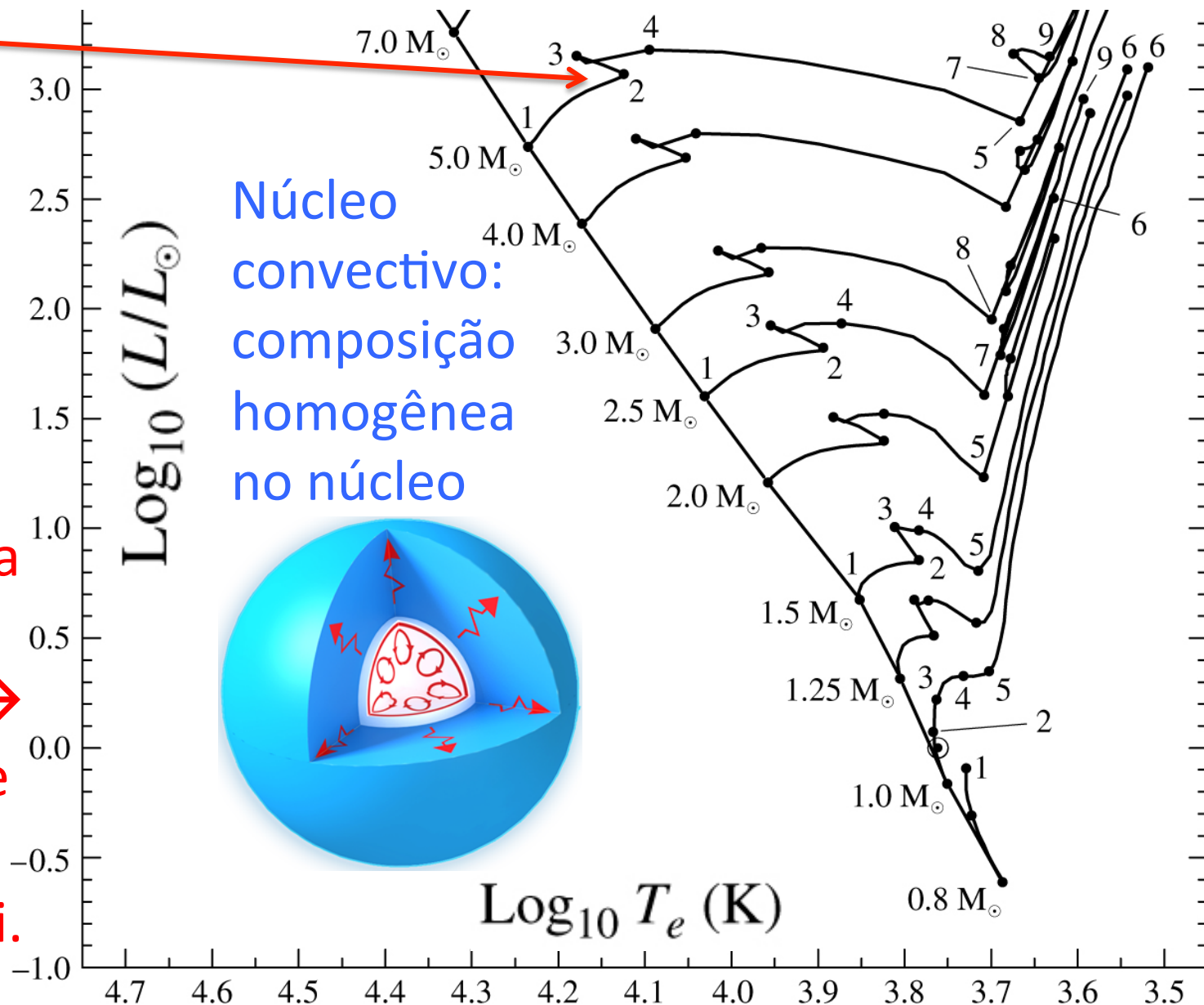
Se a degenerescência não for completa, a pressão tem alguma dependência com a temperatura

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

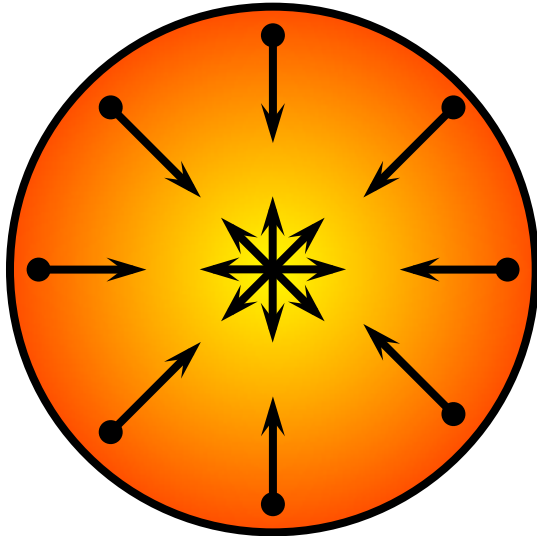
Ponto 2:
Fim da SP
para estrela
de $5 M_{\text{Sol}}$
(quando $X = 0,05$).
Toda a
estrela entra
em
contração $\rightarrow$
L aumenta e
raio diminui
 $\rightarrow T$ diminui.



13.2 Estágios avançados da evolução estelar

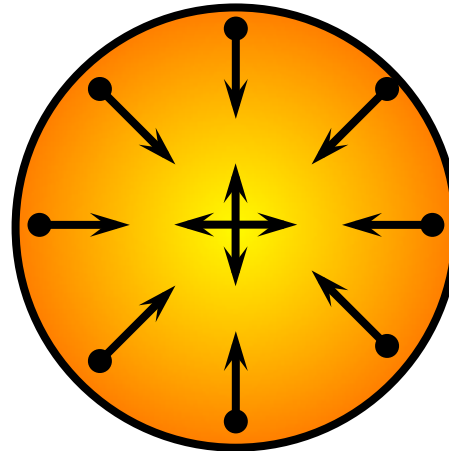
- Estrelas podem passar por diferentes reajuste até atingir o equilíbrio
- Perda de massa também pode afetar a evolução
- Exemplos com $1 M_{\text{Sol}}$ e $5 M_{\text{Sol}}$ (massa intermediária)

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



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

$R \downarrow$



Evolução fora da sequência principal

Fim do H no
centro:

Ponto 2
(5 M_{sol}) e

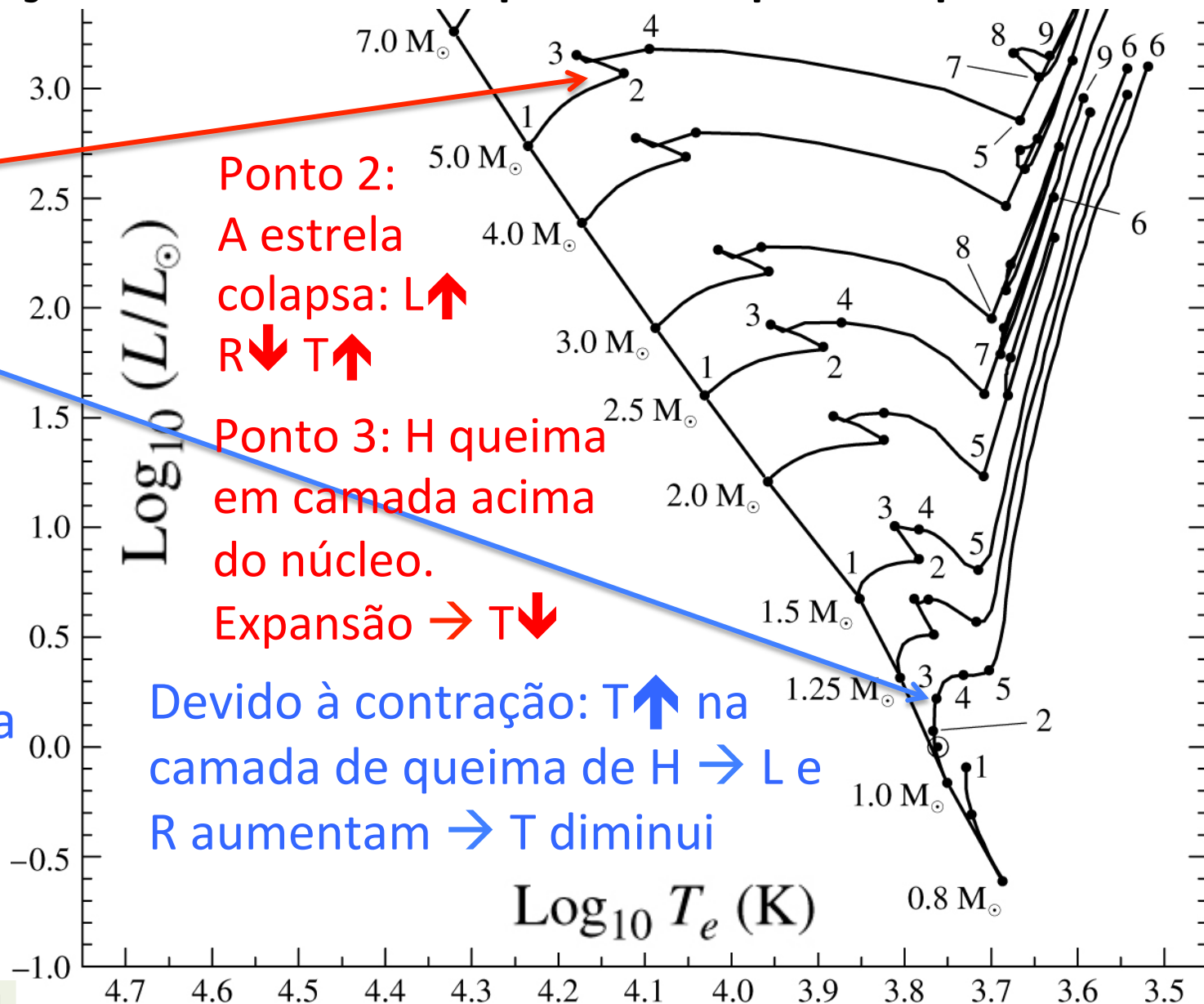
Ponto 3
(1 M_{sol}).

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

Ponto 2:
A estrela
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



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

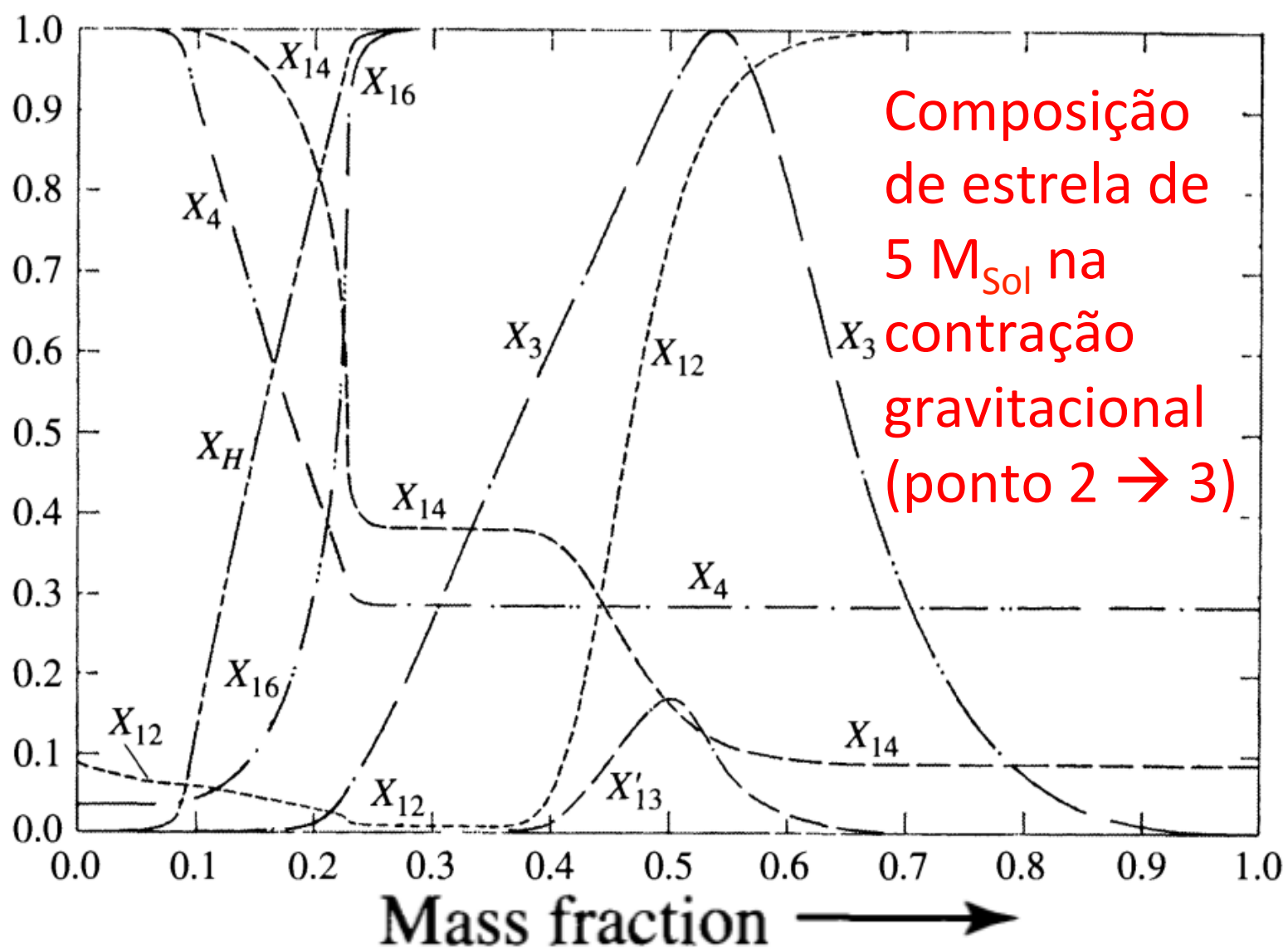


FIGURE 13.6 The chemical composition as a function of interior mass fraction for a $5 M_{\odot}$ star during the phase of overall contraction, following the main-sequence phase of core hydrogen burning. The maximum mass fractions of the indicated species are $X_H = 0.708$, $X_3 = 1.296 \times 10^{-4}$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

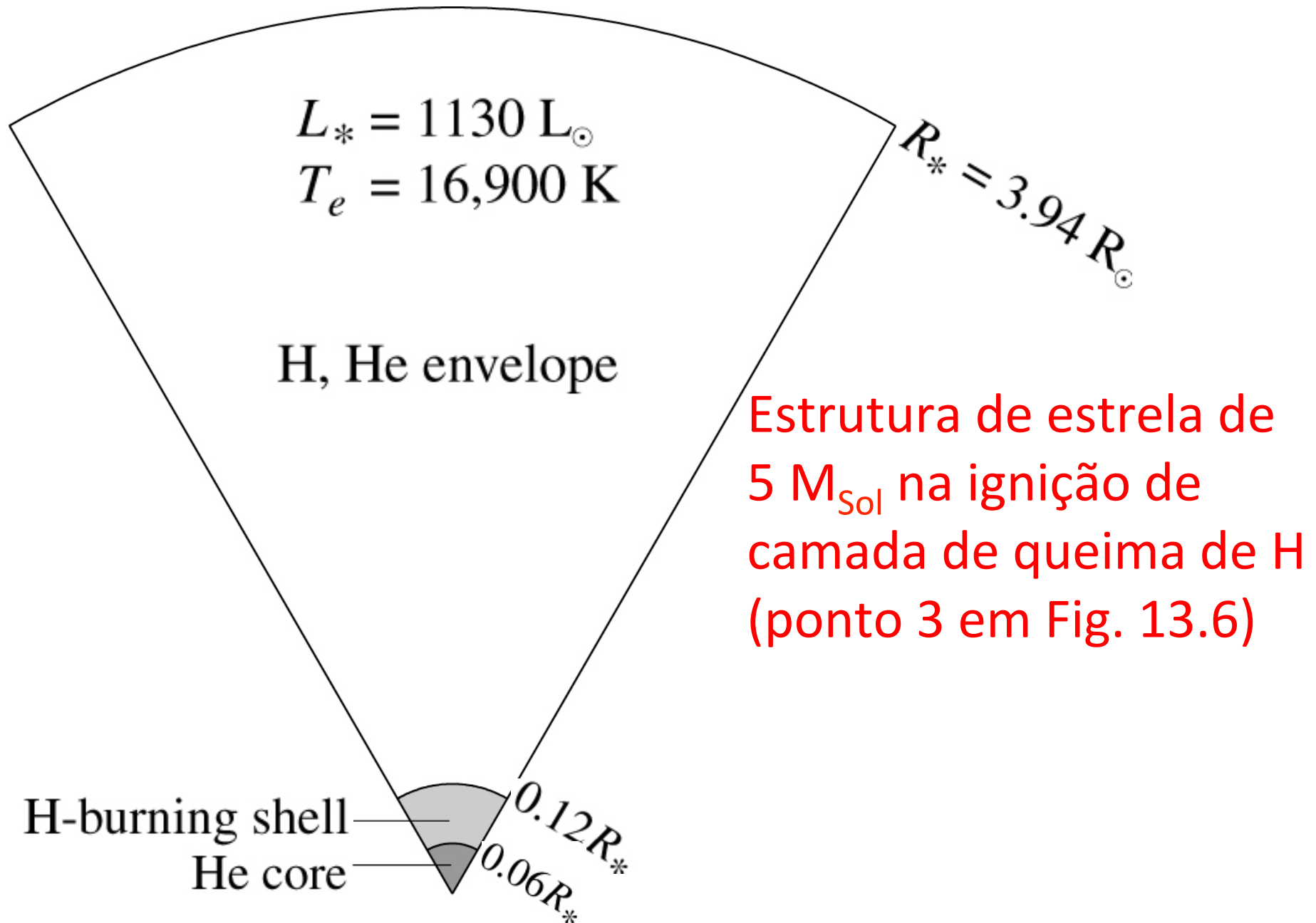


FIGURE 13.7 A $5 M_{\odot}$ star with a helium core and a hydrogen-burning shell shortly after shell ignition (point 3 in Fig. 13.1). (Data from Iben, *Ap. J.*, 143, 483, 1966.)

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

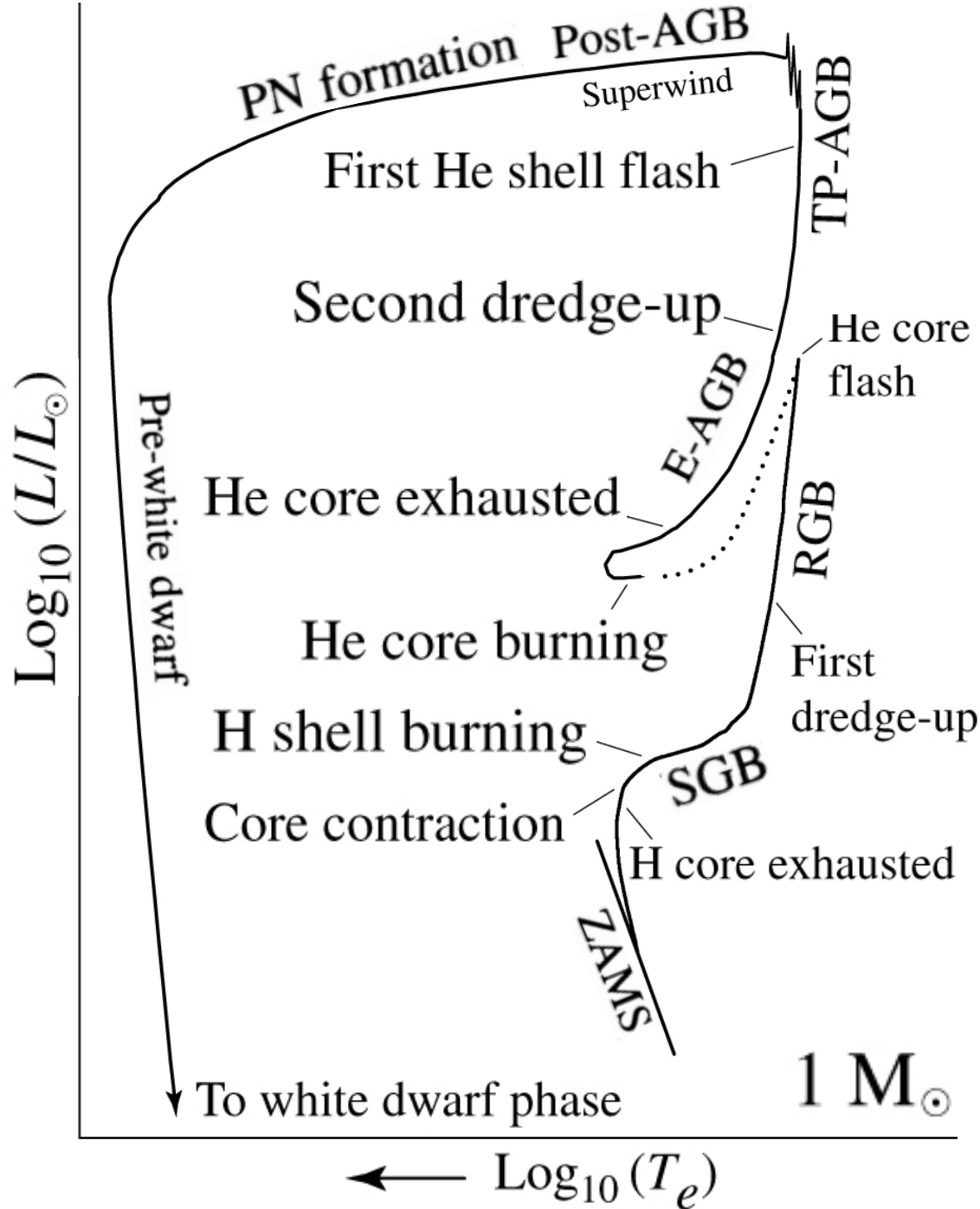
E-AGB: Early Asymptotic Giant Branch

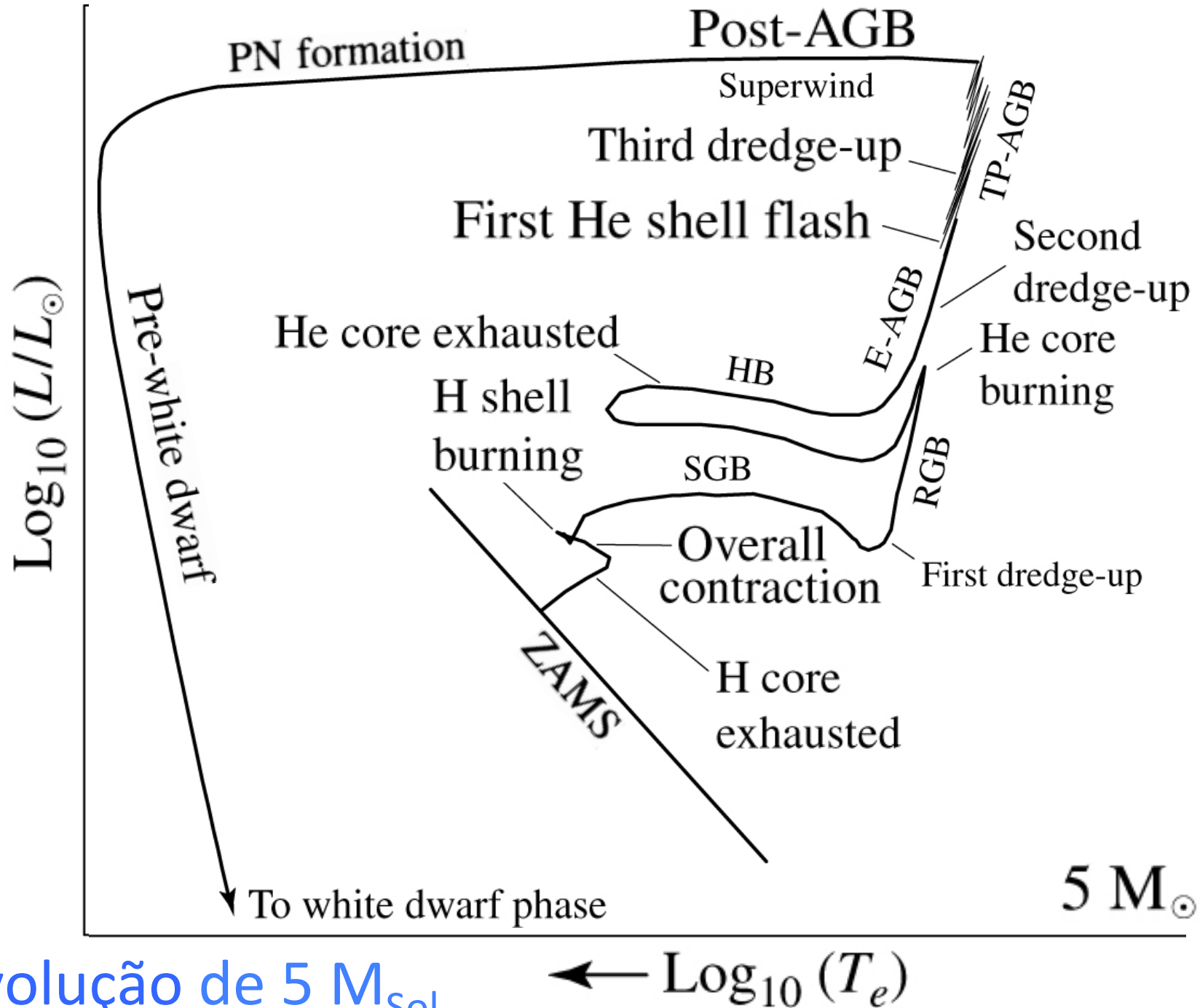
TP-AGB: Thermal Pulse AGB

Post-AGB: Post-AGB

PN-formation: Planetary Nebula formation

Evolução de $1 M_{\text{sol}}$





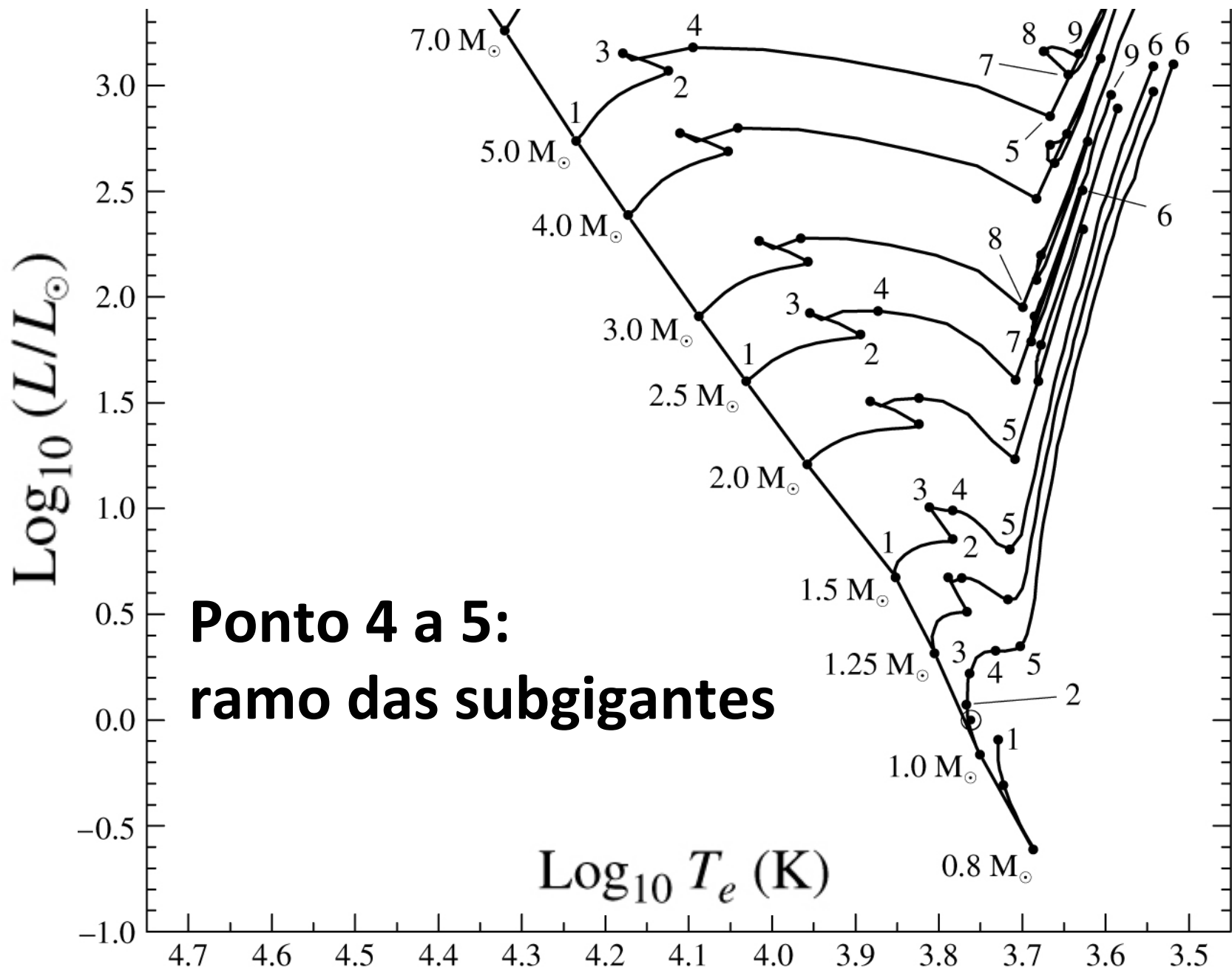
Evolução de $5 M_{\text{sol}}$

O ramo das subgigantes

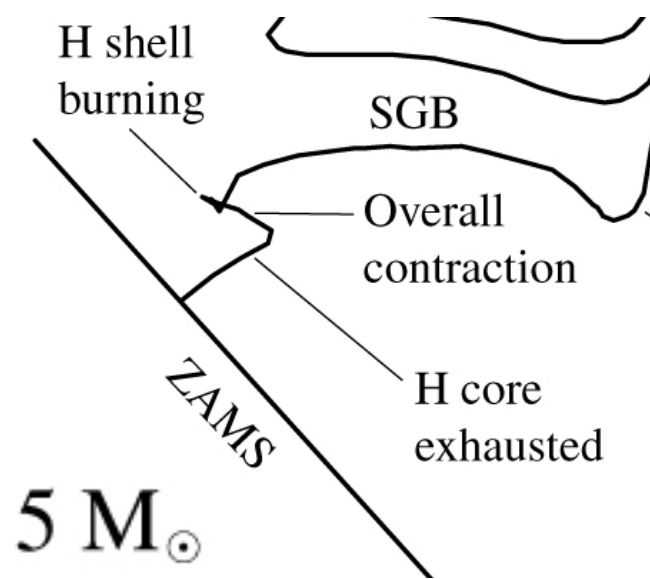
Quando o limite de **Schönberg–Chandrasekhar** é atingido, a estrela entra em **rápida contração**, evoluindo muito mais rapidamente, na escala de tempo de Kelvin-Helmholtz.

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

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



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



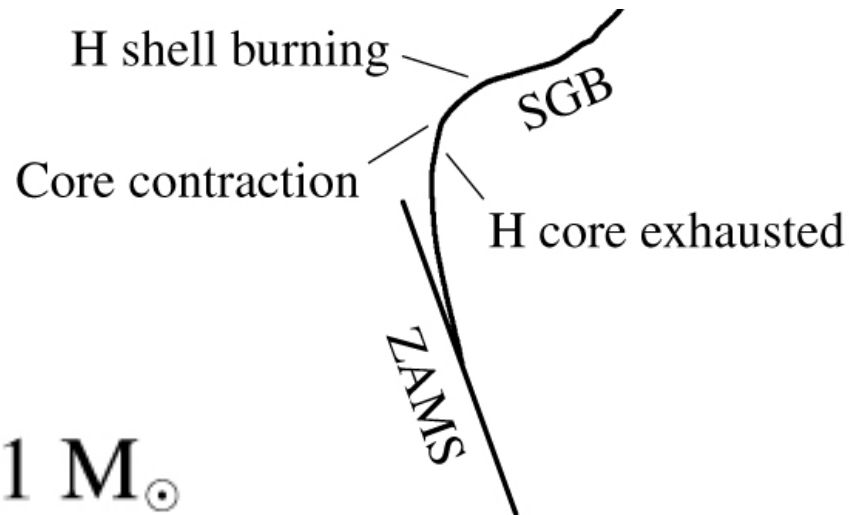
$5 M_{\odot}$

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

T decresce devido à expansão do envelope.

L decresce pois envelope absorve muita energia

← $\text{Log}_{10} (T_e)$



$1 M_{\odot}$

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

L pequeno aumento.

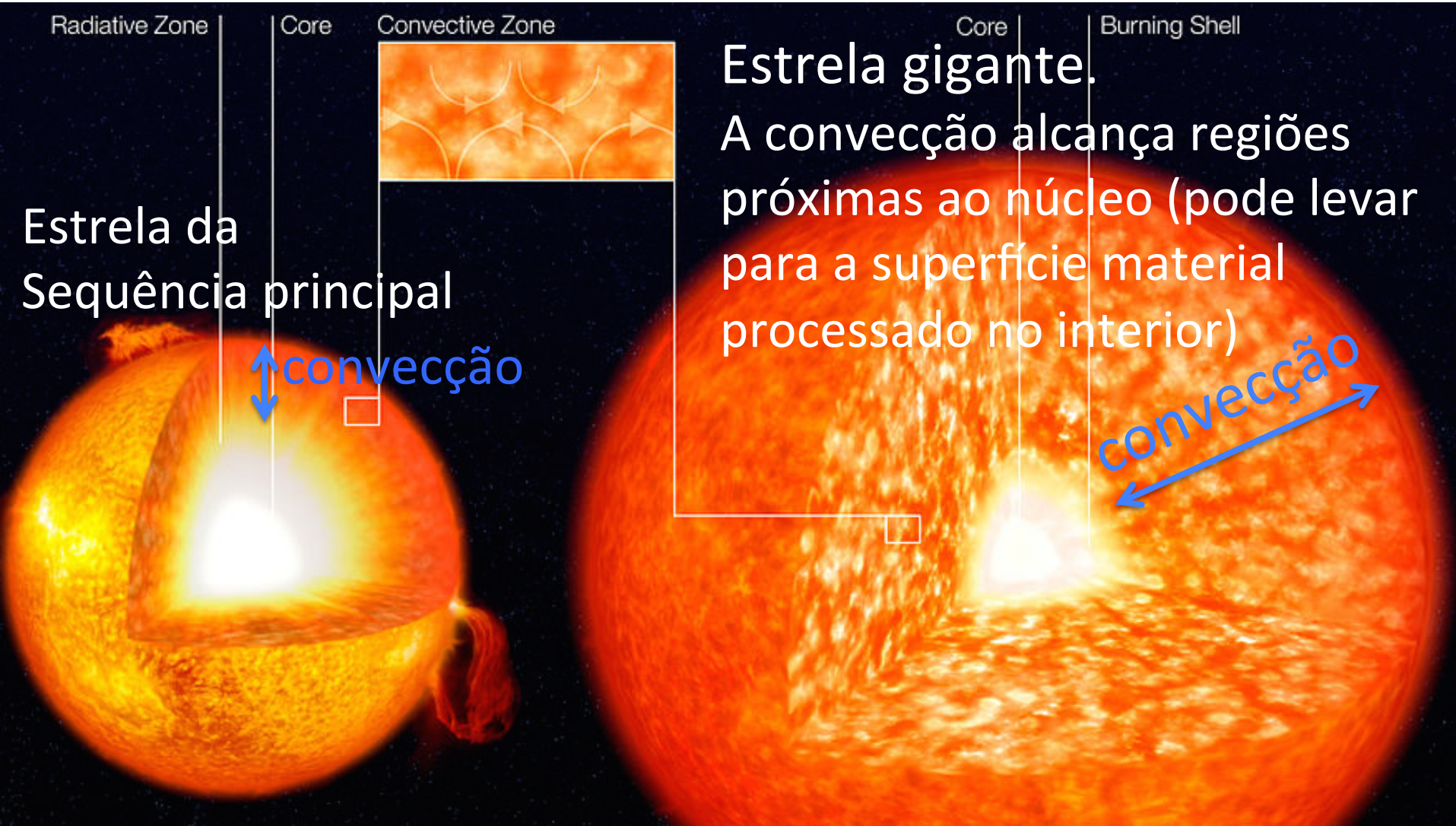
T decresce devido à expansão do envelope

← $\text{Log}_{10} (T_e)$

SGB: *sub-giant branch*
Ramo das subgigantes

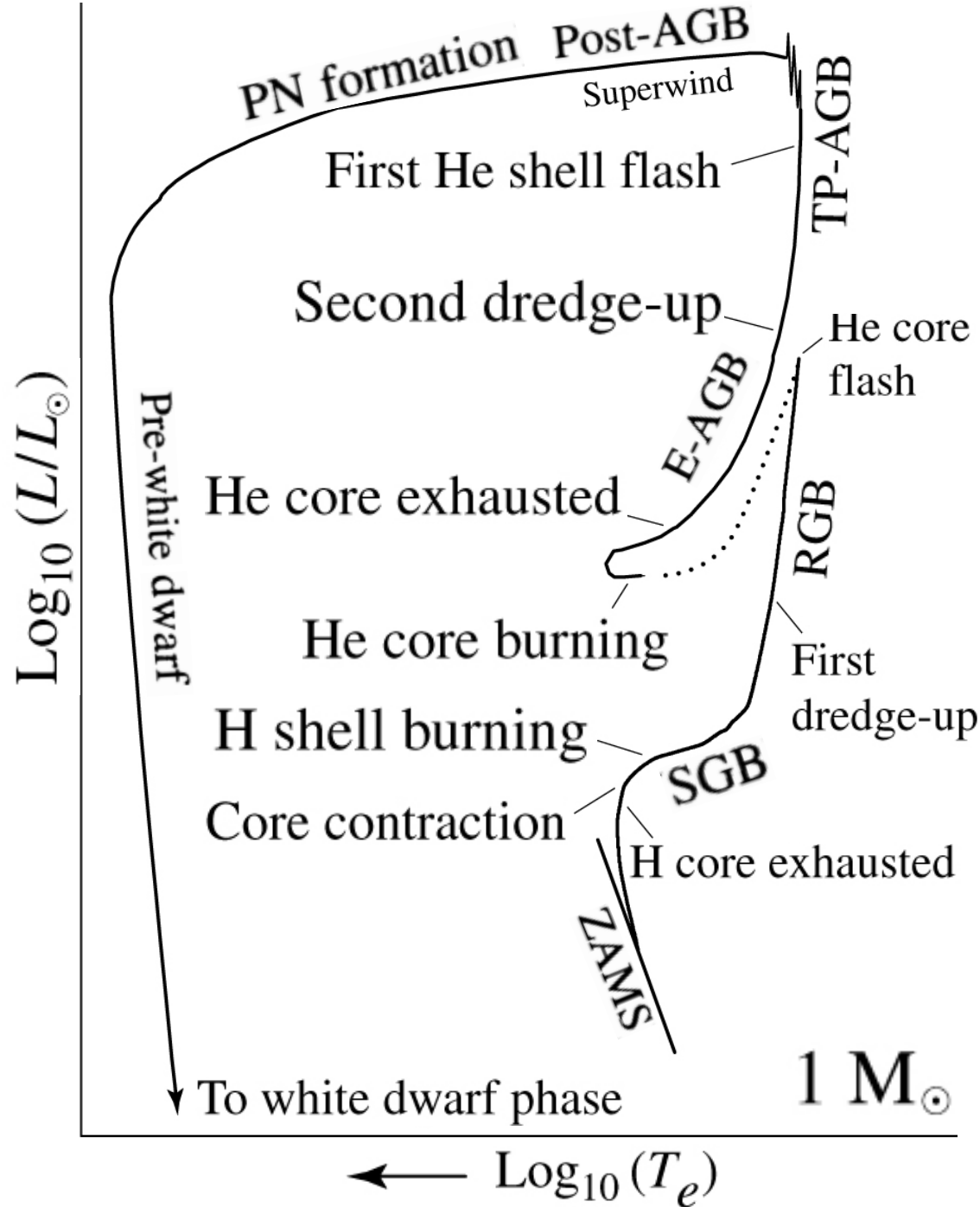
O ramo das gigantes: núcleo continua a se contrair e envelope continua expandindo

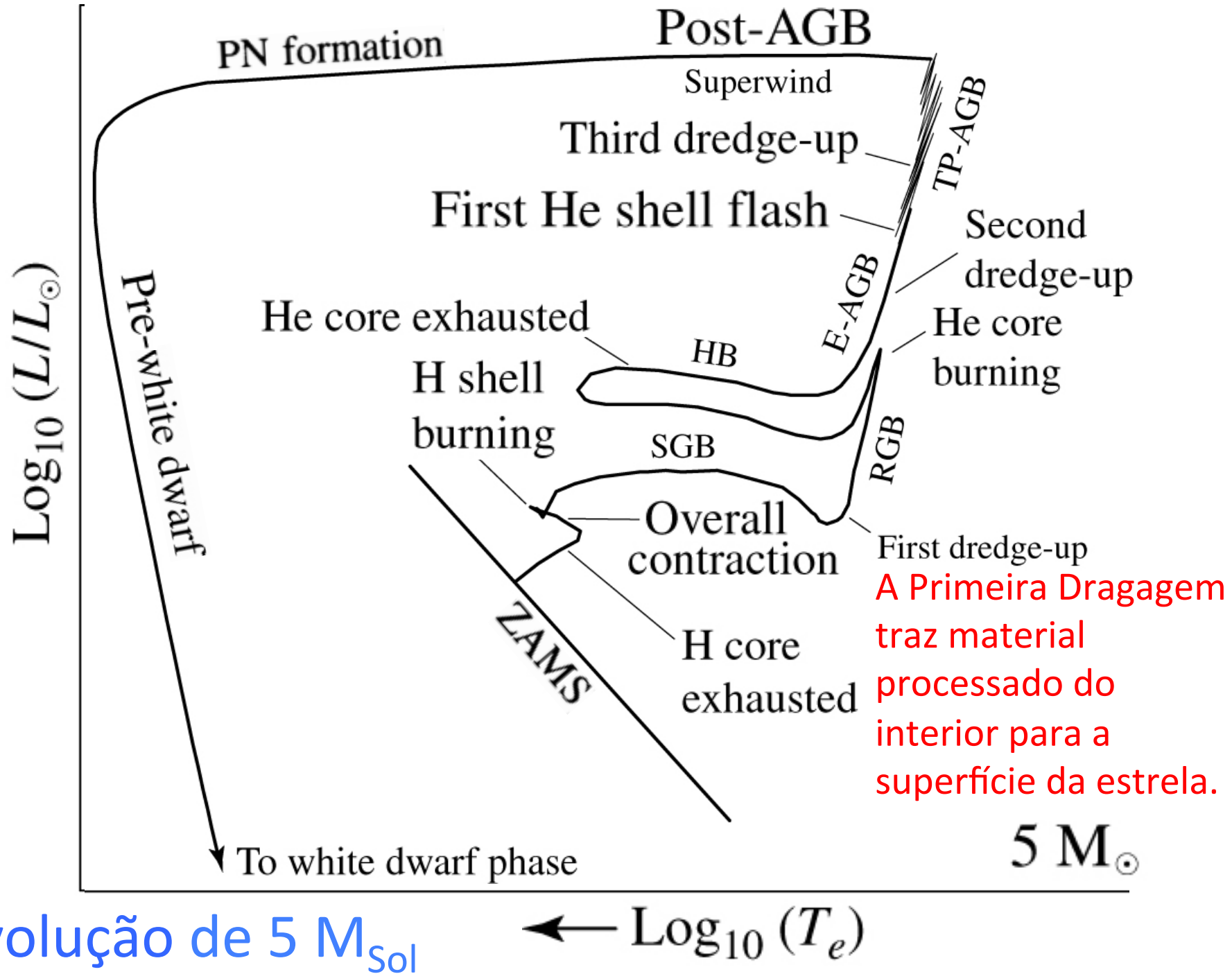
Como T diminui em subgigante $\rightarrow$ opacidade interior aumenta (H^-)
 $\rightarrow$ Convecção



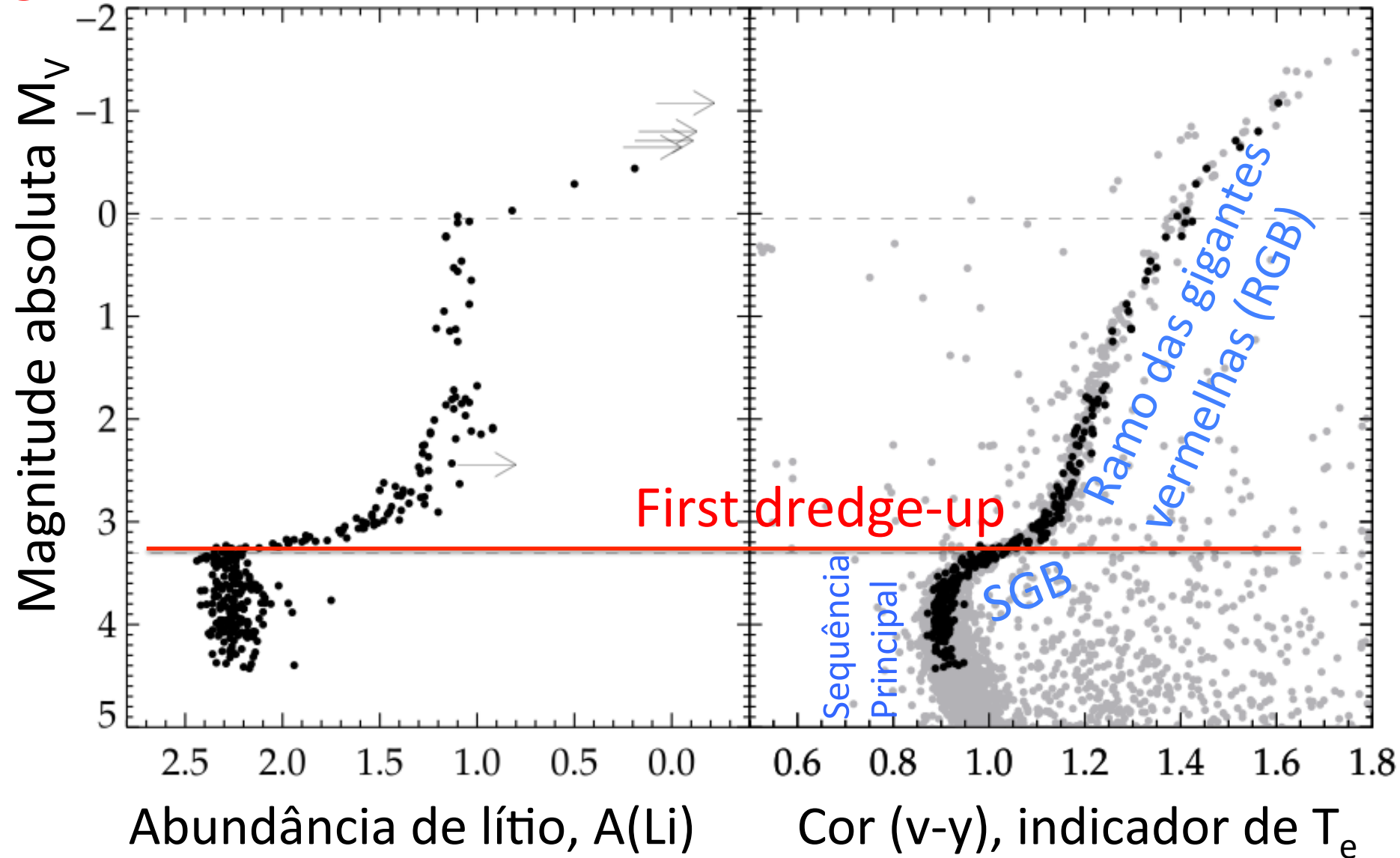
Na fase de gigante a zona convectiva alcança regiões próximas ao núcleo. Temos o “**First dredge-up**” (A Primeira Dragagem), trazendo material processado (principalmente rico em N-14 e He-3, e pobre em Li-7) para a atmosfera da estrela.

Evolução de $1 M_{\text{sol}}$



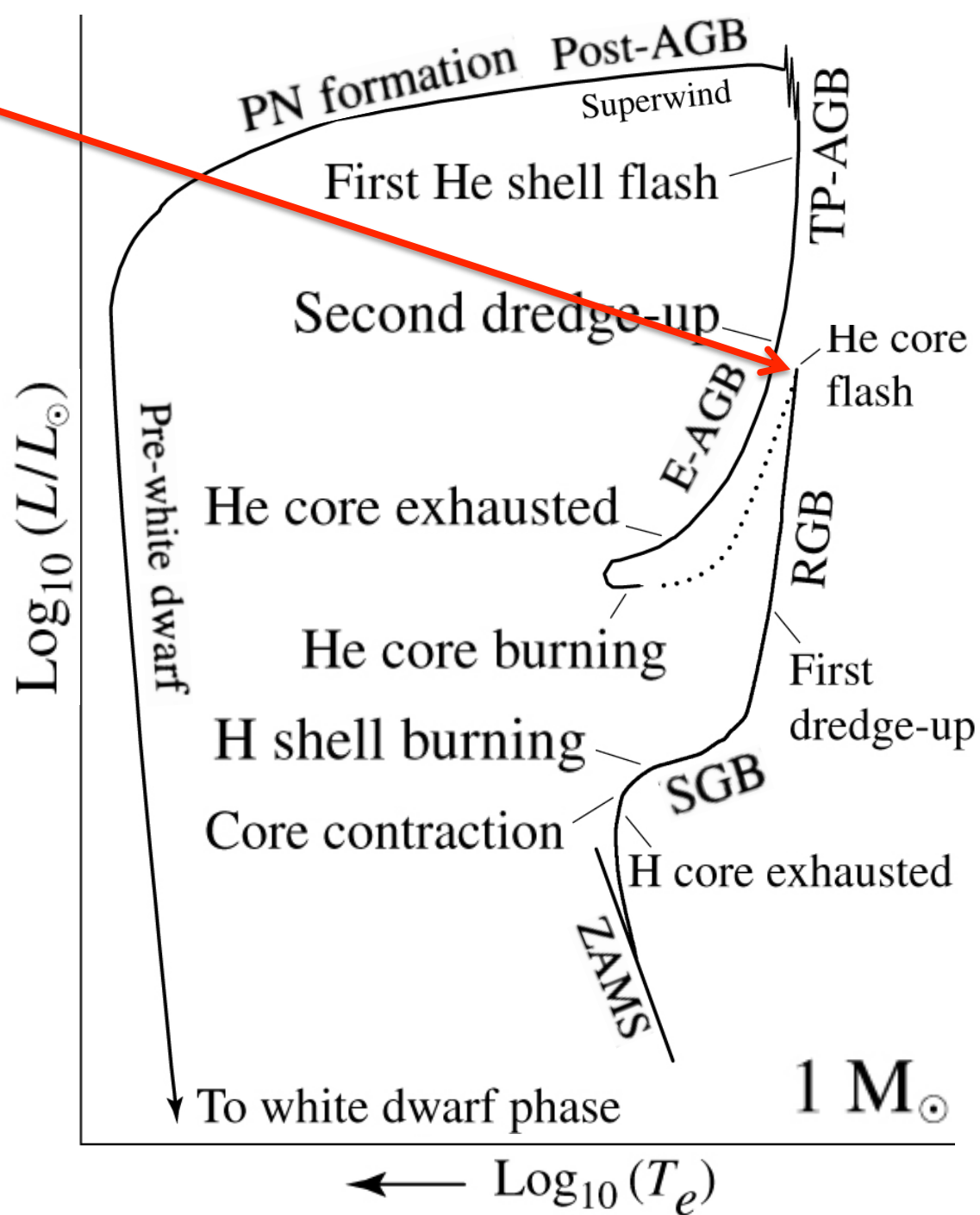


Depleção de lítio em estrelas gigantes do aglomerado globular NGC 6397 (Karin Lind et al. 2009, A&A 503, 545)



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 $7,7 \times 10^6 \text{ kg m}^{-3}$ para $5 M_{\text{Sun}}$) 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

