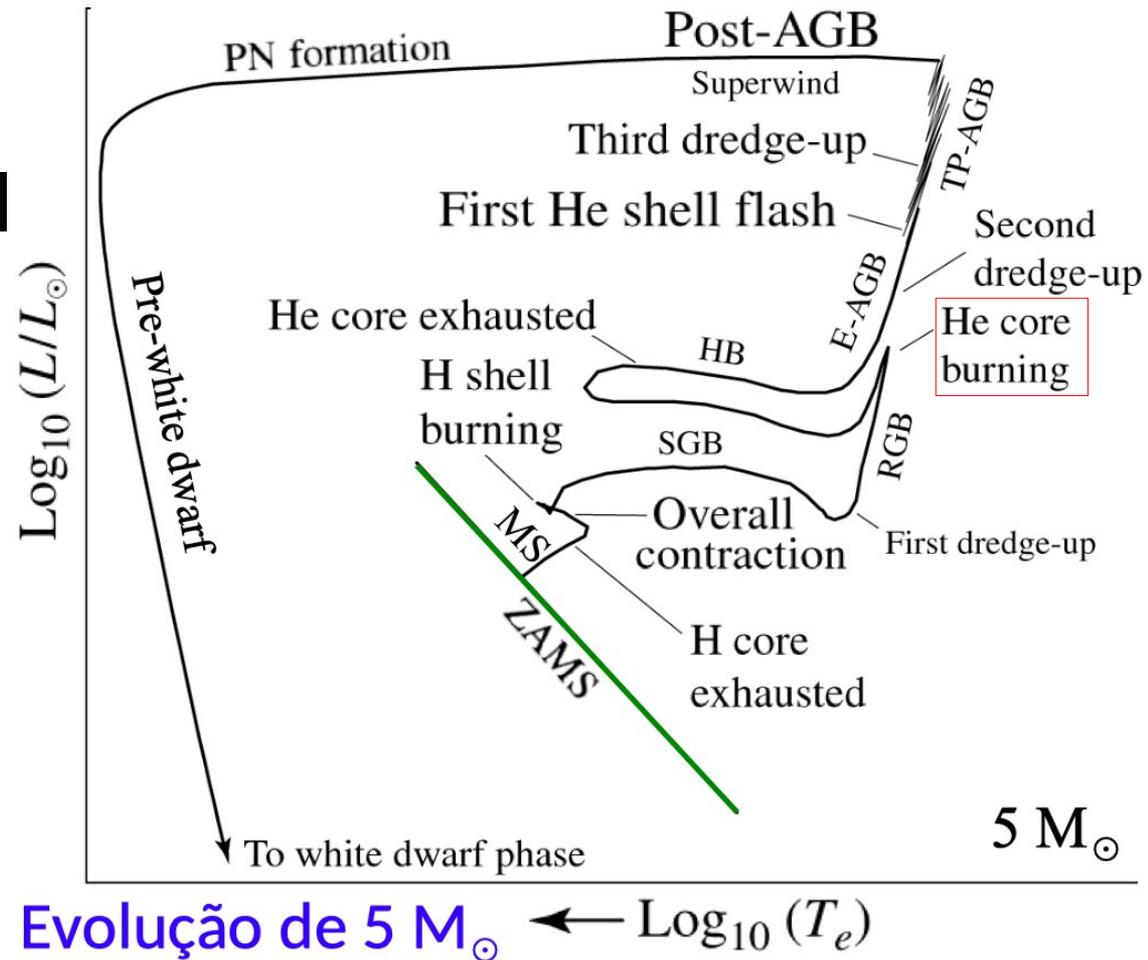


13 - Evolução na Sequência Principal e estágios avançados da evolução estelar

13.1 Evolução na Sequência Principal

13.2 Estágios avançados de evolução estelar

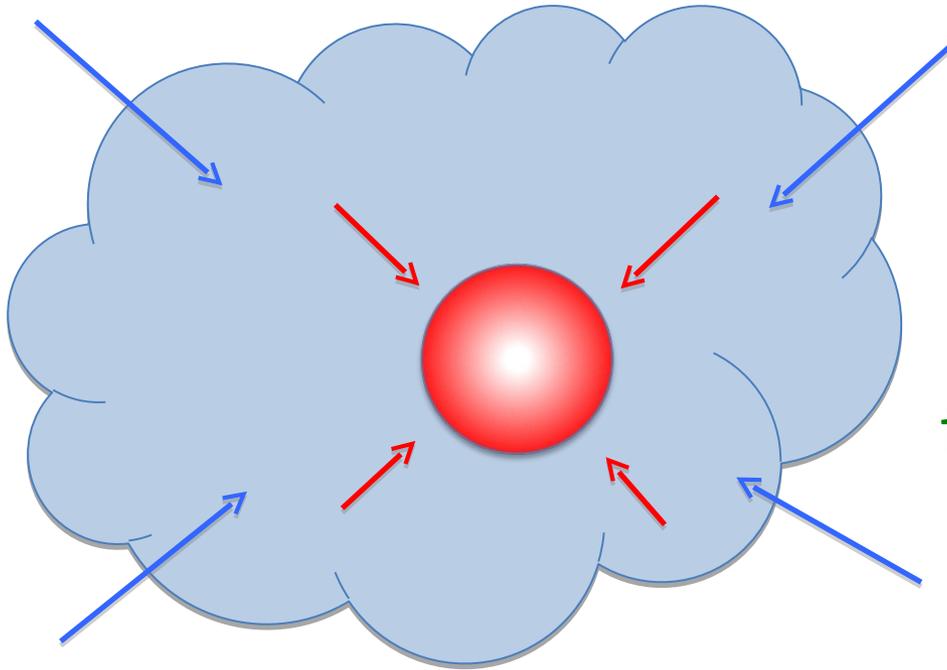
(até o topo do RGB: início da queima de He no núcleo)



13.1 Evolução na Sequência Principal

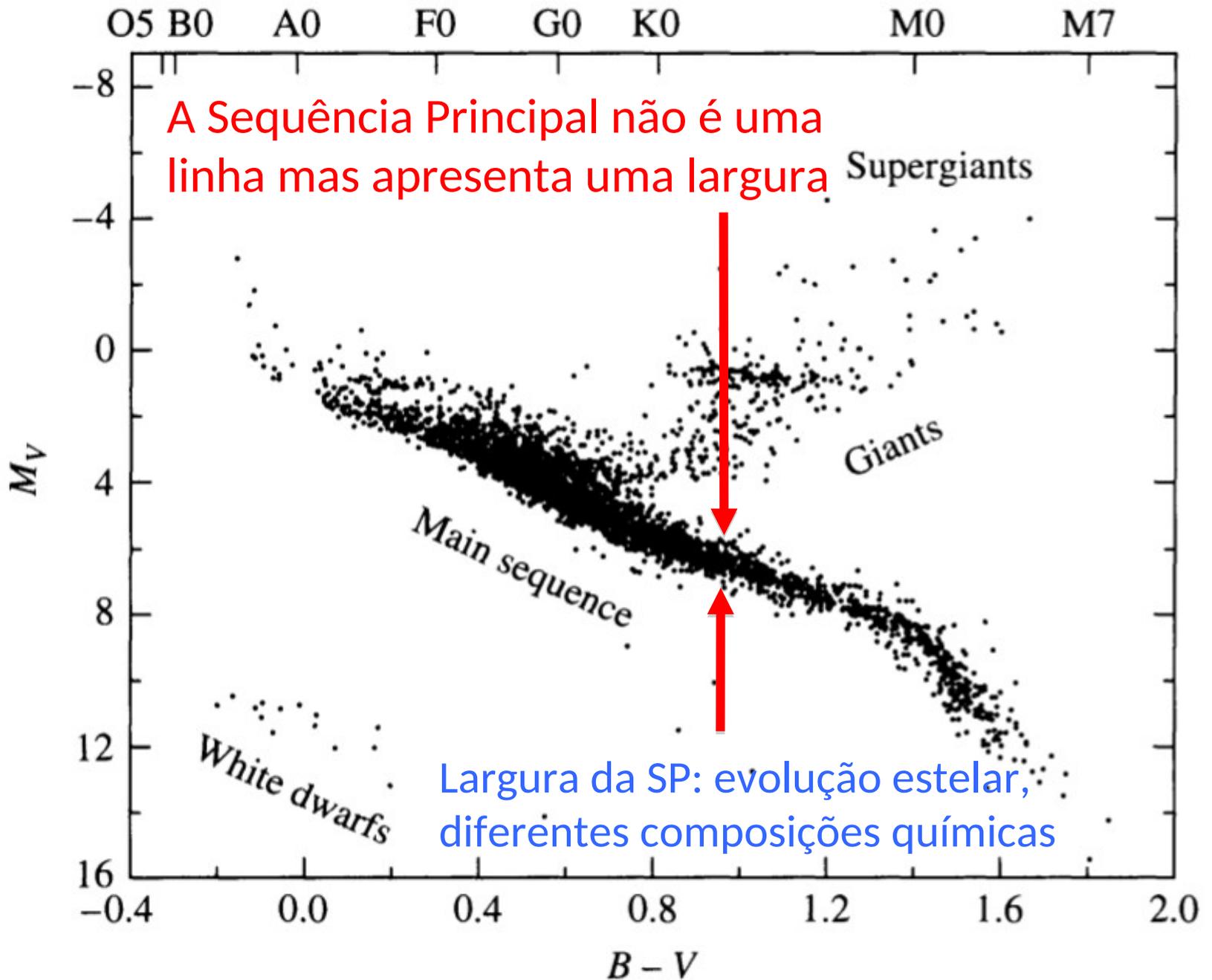
Escalas de tempo de evolução estelar

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



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

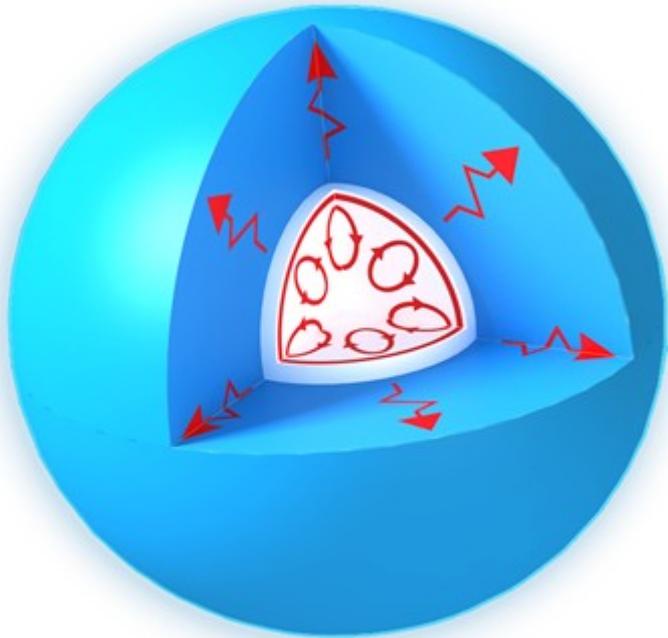
2. Contração da proto-estrela: escala de tempo de Kelvin-Helmholtz $\sim 10^7$ anos



Evolução de Estrelas de baixa massa

$M > 1,2 M_{\odot}$

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



$M < 0,3 M_{\odot}$

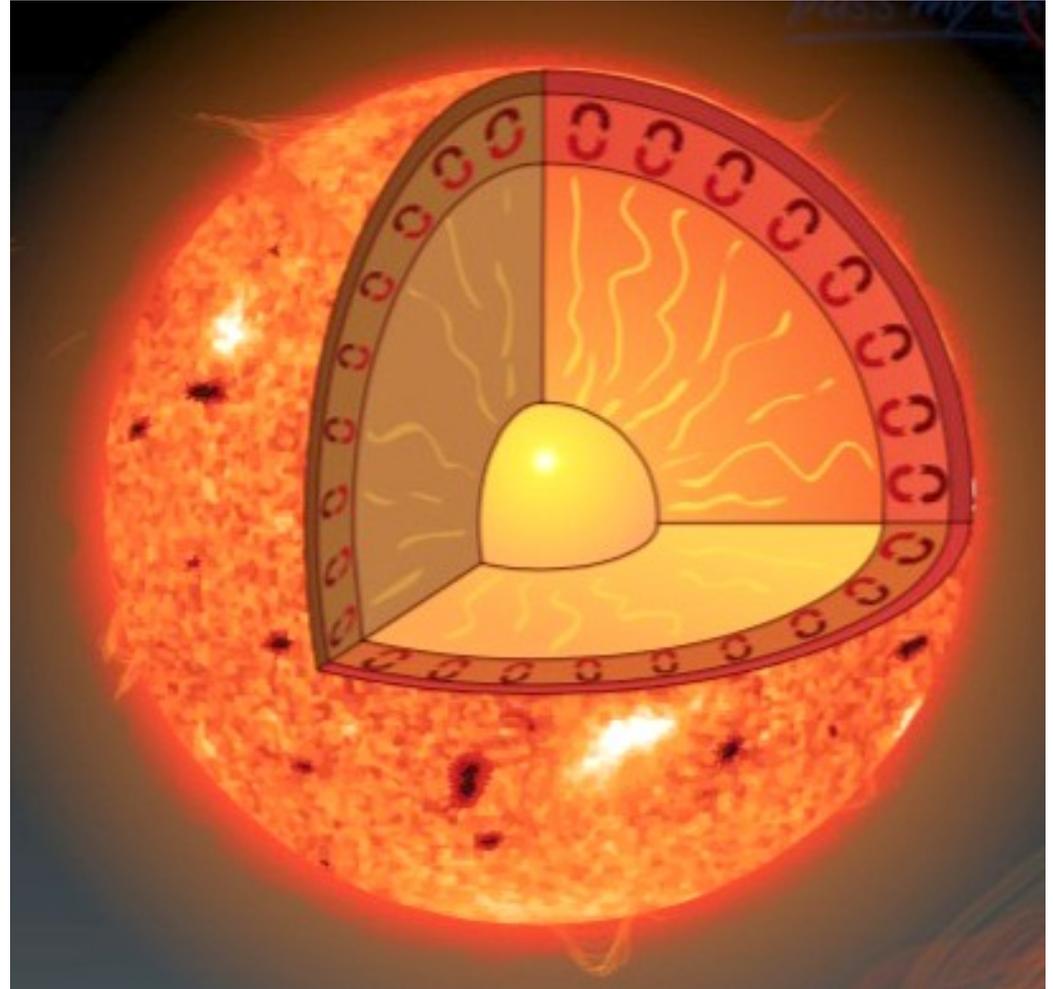
**Totalmente
convectivas
devido à alta
opacidade**



Composição atual do Sol hoje (idade 4,6 bilhões de anos)

Envelope
(em massa):
71% hidrogênio
27% hélio
2% metais

Núcleo (em massa):
34% hidrogênio
64% hélio
2% metais

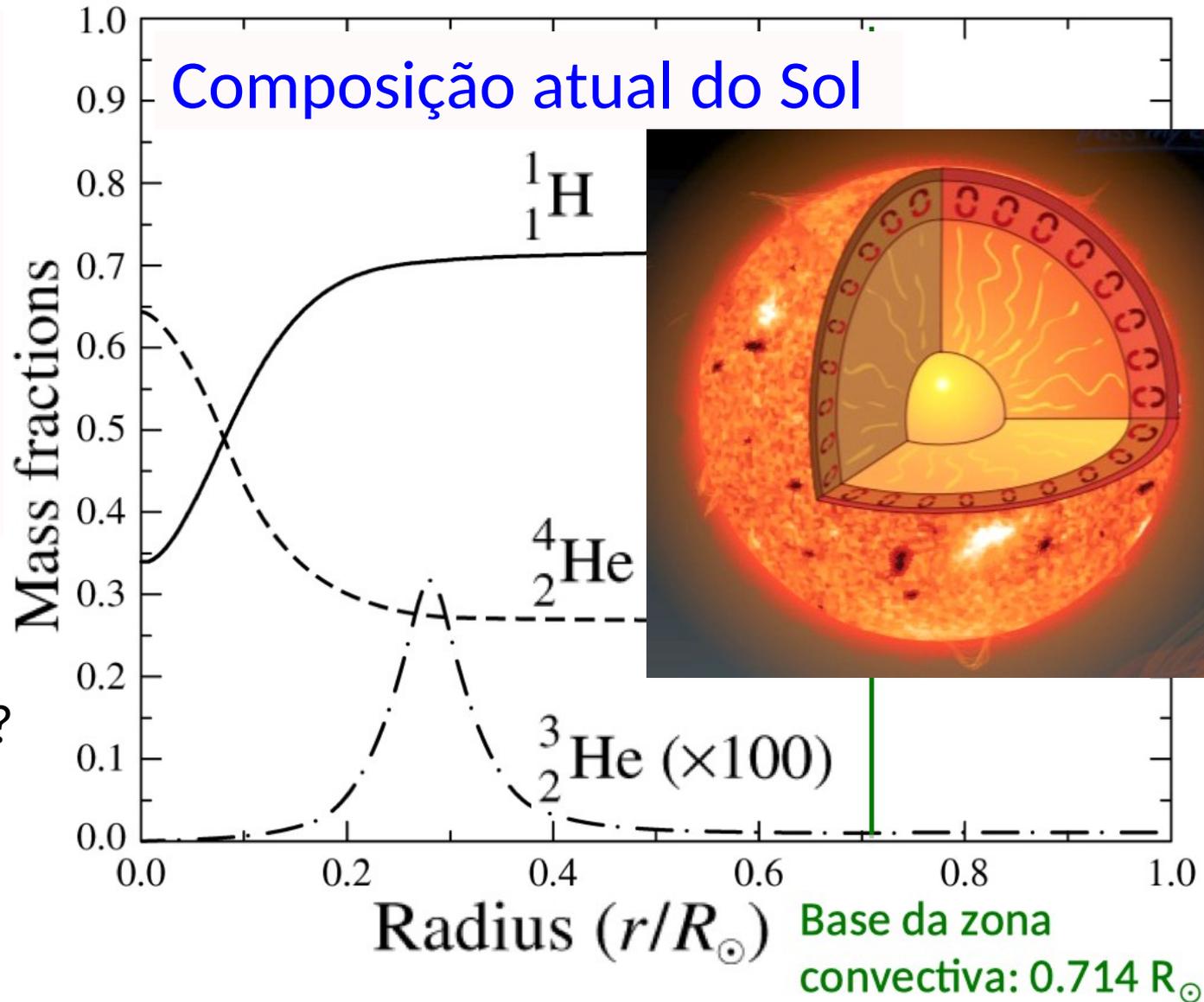


Composição inicial do Sol: $X=0,71$, $Y=0,27$, $Z=0,02$

A composição atual no centro do Sol:
 $X = 0,34$
 $Y = 0,64$
 $Z = 0,02$

O que acontece com o peso molecular médio?

$$\mu \equiv \frac{\bar{m}}{m_H}$$



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

Composição atual no centro: $X = 0,34$, $Y = 0,64$, $Z = 0,02$

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

$$\mu \equiv \frac{\bar{m}}{m_H}$$

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

A: número de massa (p+n)
z: número de prótons

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

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

Composição atual no centro: $X = 0,34$, $Y = 0,64$, $Z = 0,02$

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

$$\mu \equiv \frac{\bar{m}}{m_H}$$

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

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 \rightarrow Contração

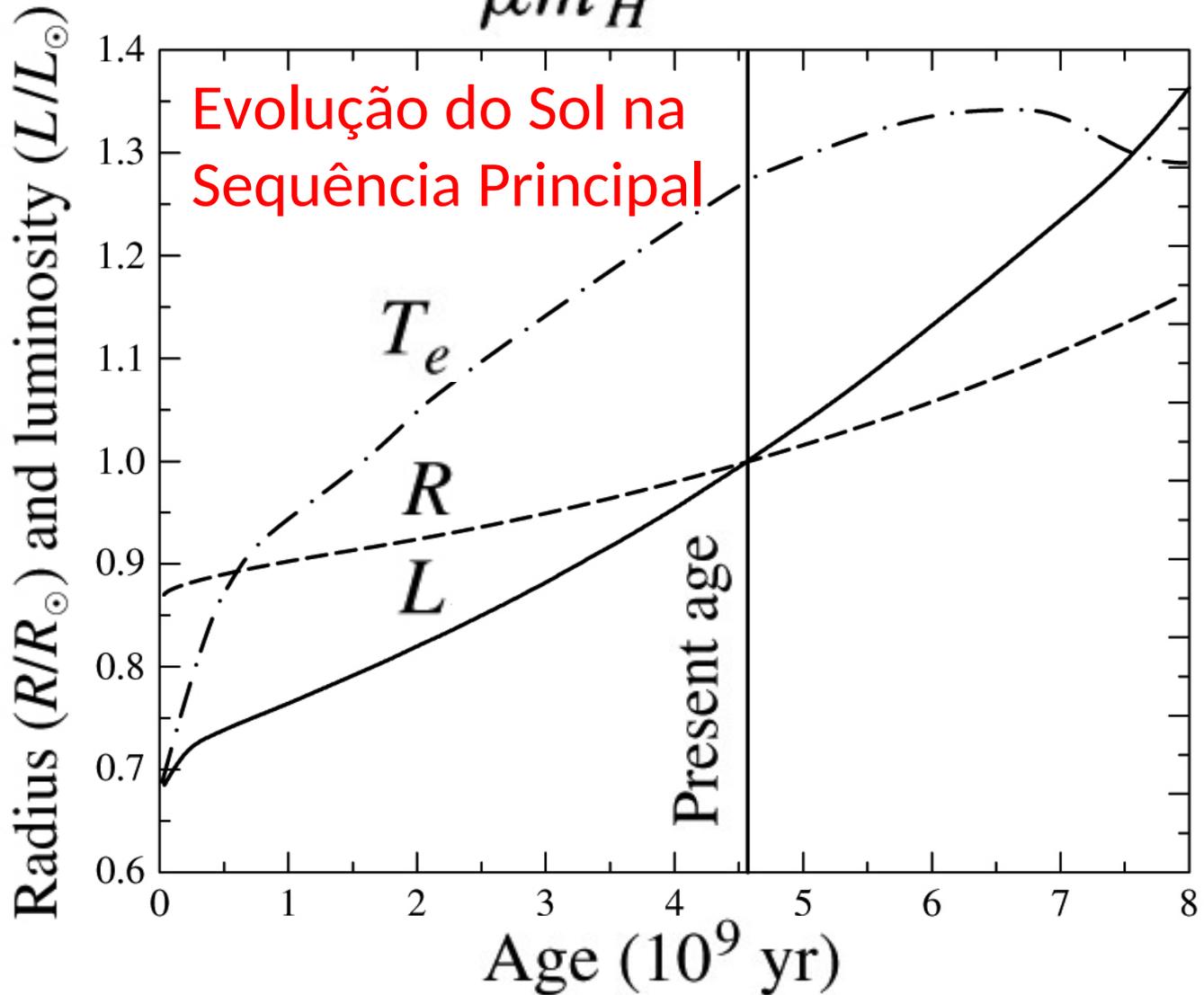
$$P_g = \frac{\rho k T}{\mu m_H}$$

\rightarrow Contração \rightarrow

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

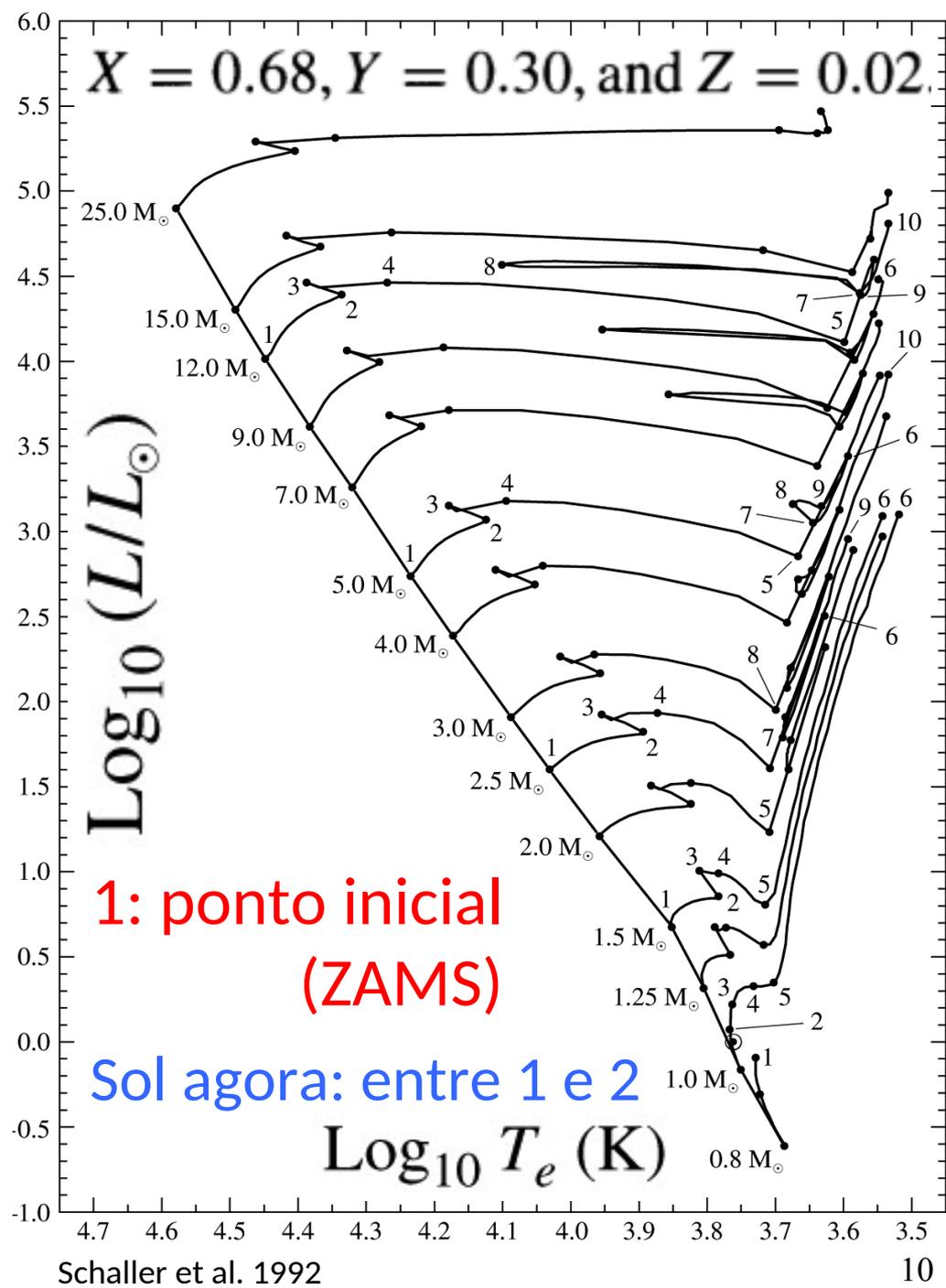
$$\rho X^2 T_6^4$$

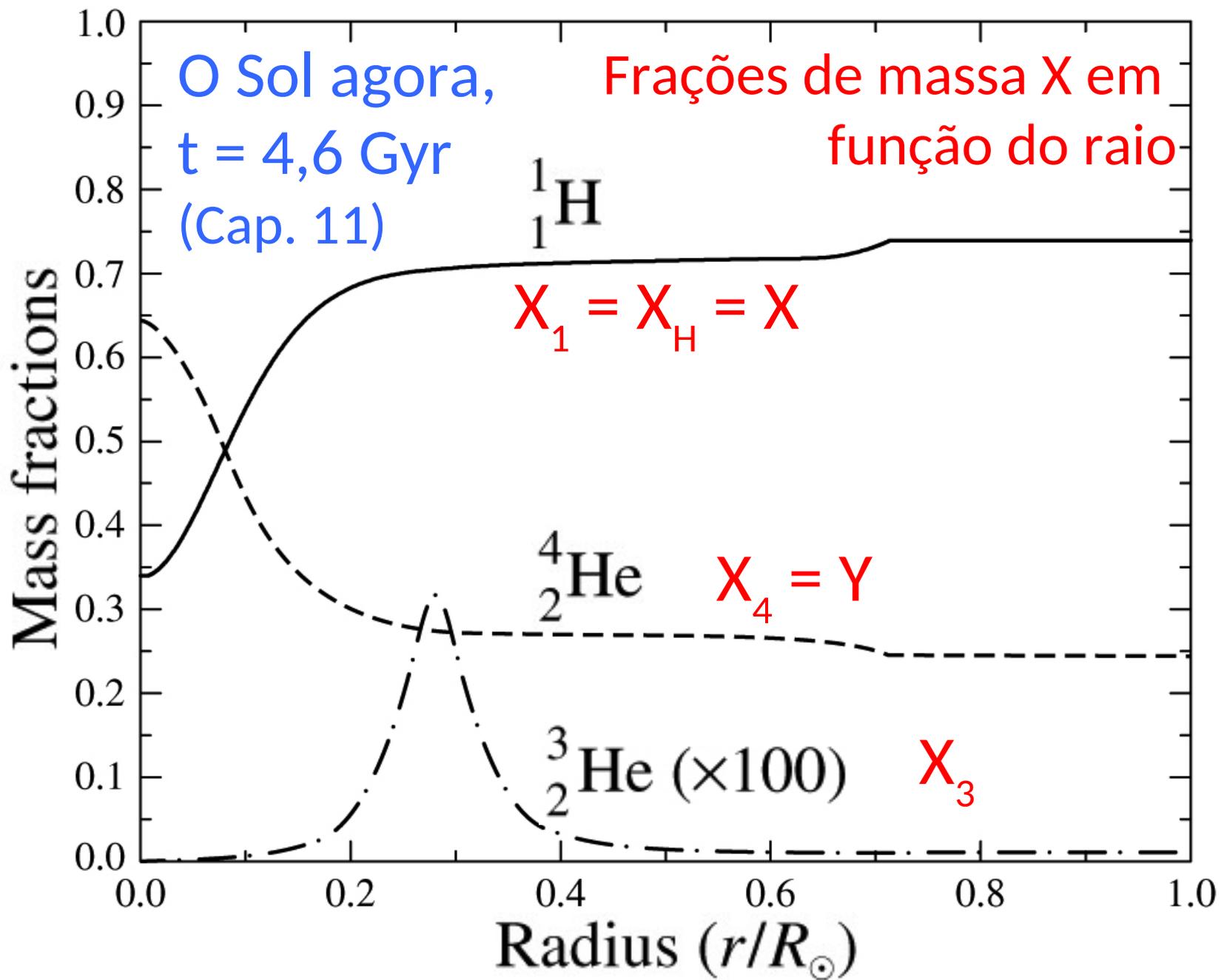
\downarrow
Aumento L, T_e, R



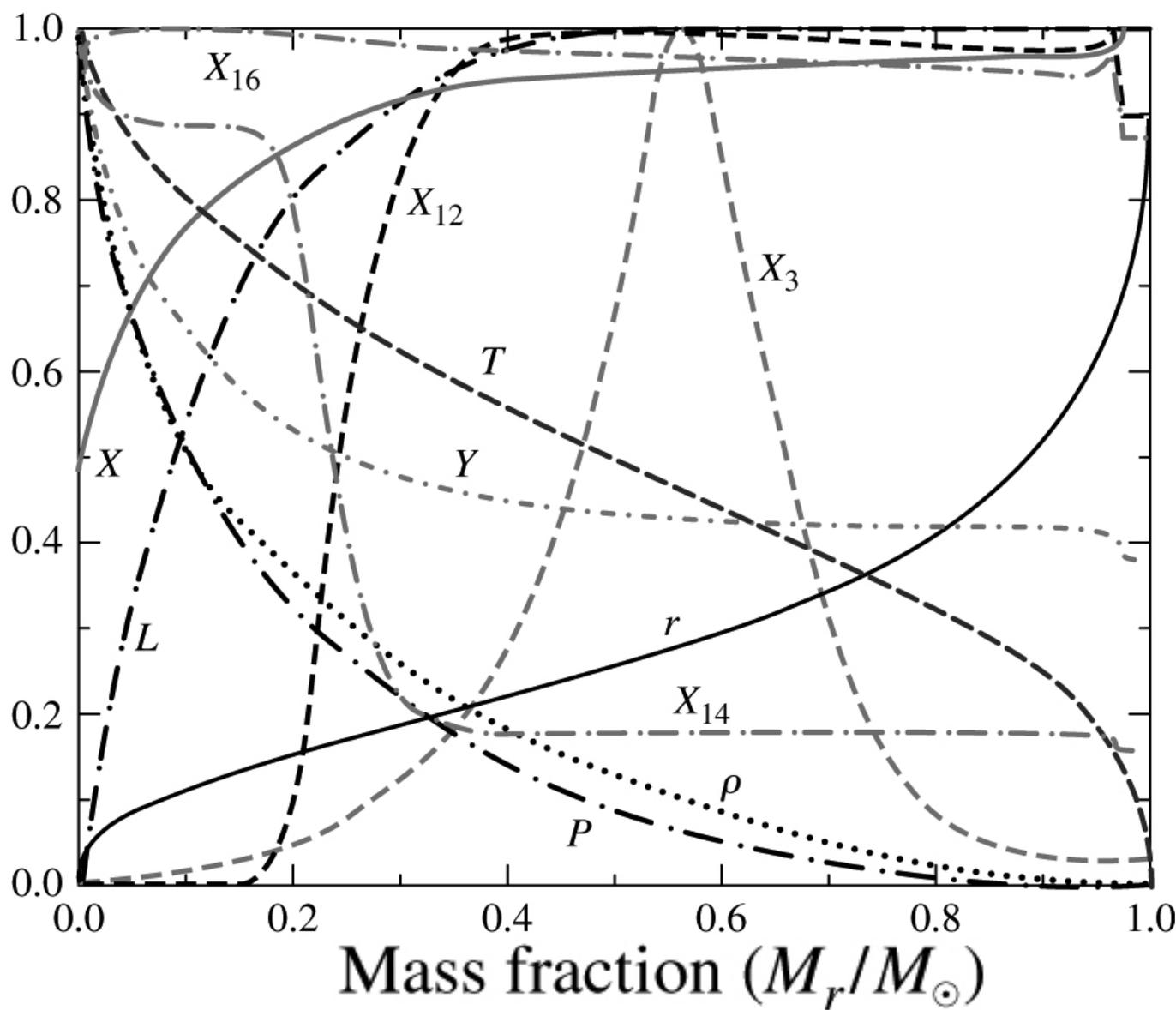
Tempo (Myr) a partir da ZAMS

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
(4,6 Gyr) do Sol
normalizados
ao valor
máximo (=1,0)

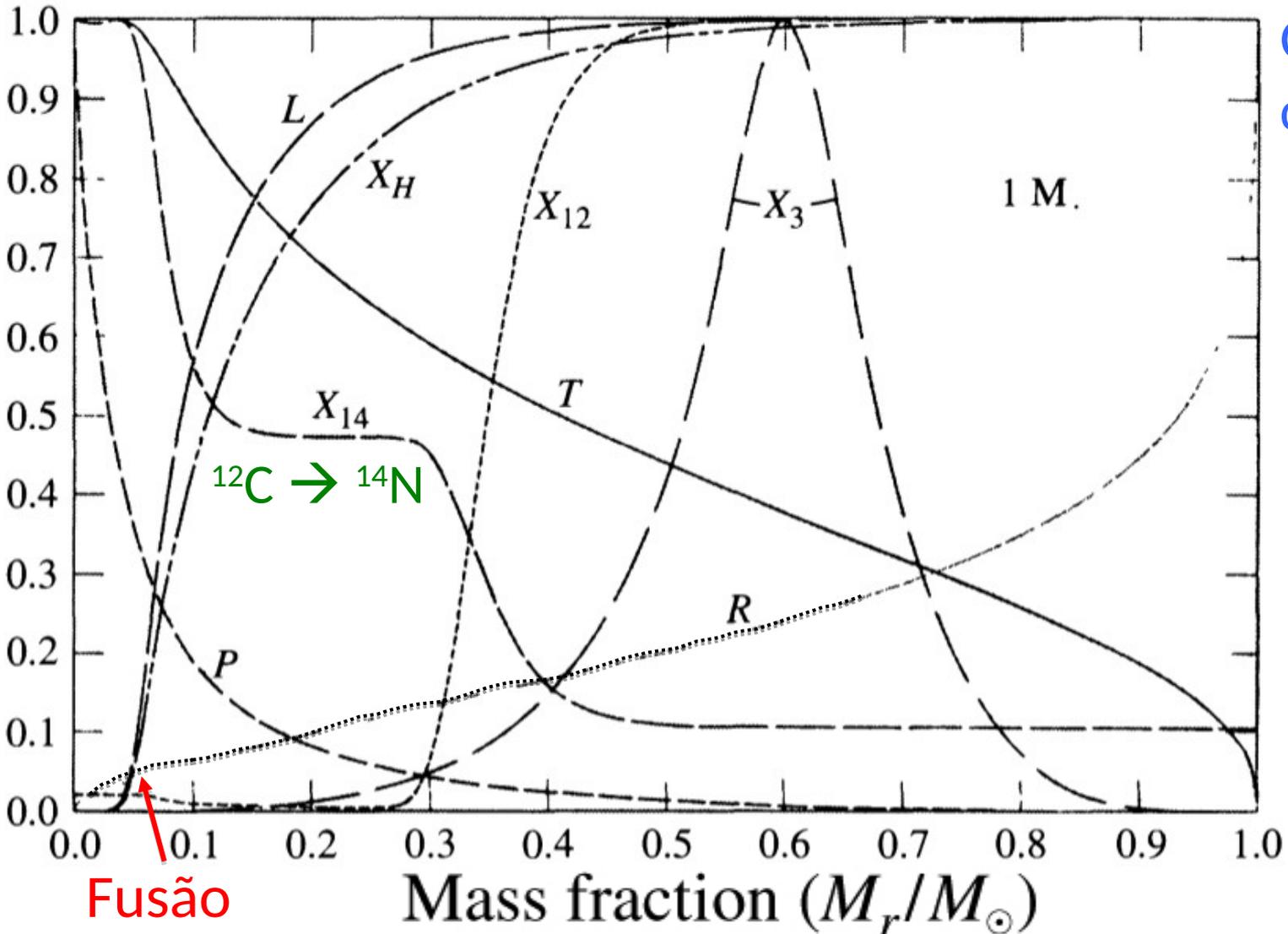


- X: ^1H
- Y: ^4He
- X_3 : ^3He
- X_{12} : ^{12}C
- X_{14} : ^{14}N
- X_{16} : ^{16}O

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 $X_{16} = 9.08 \times 10^{-3}$. Fonte: Bahcall et al. 2001

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

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

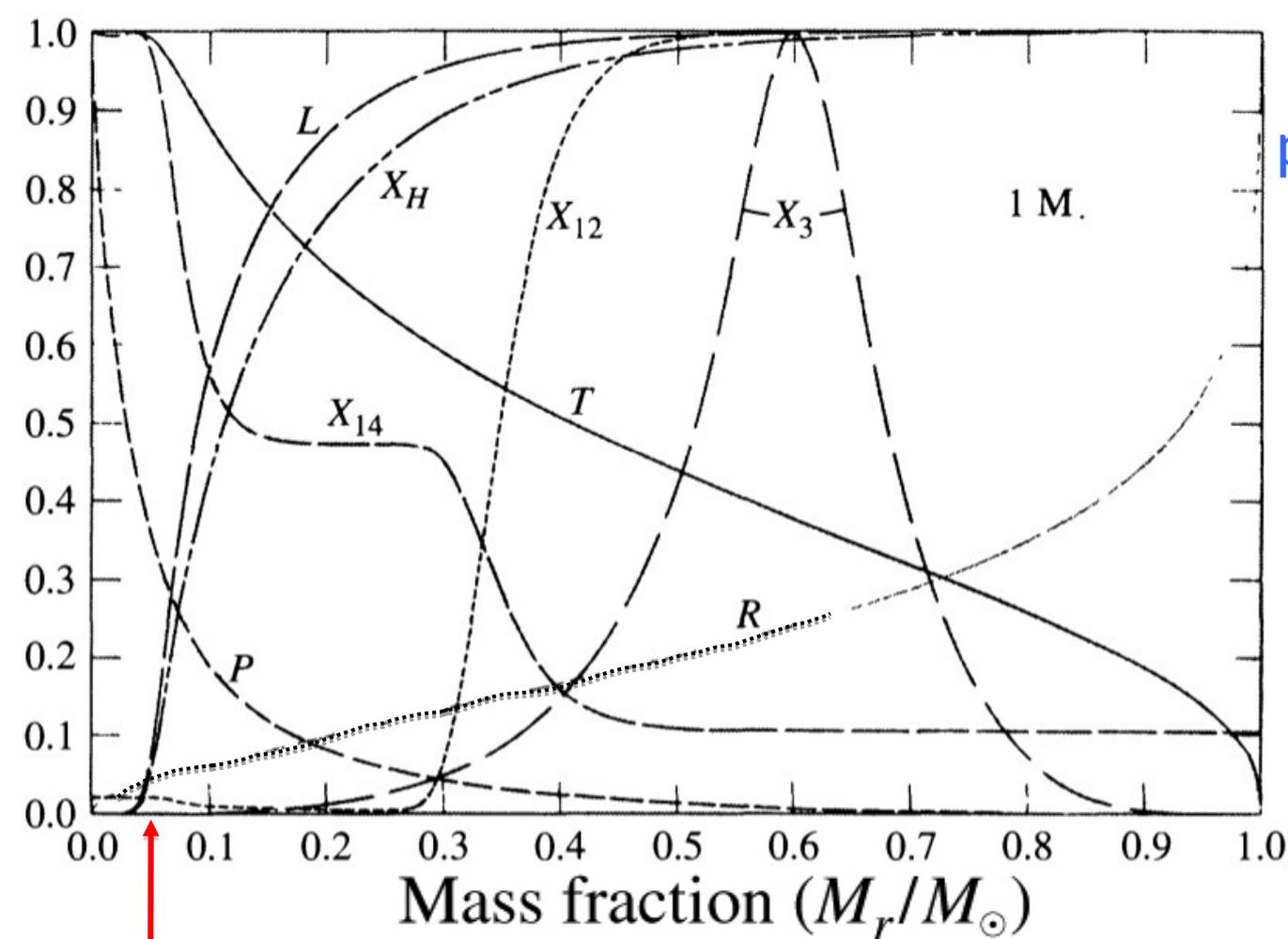


Fusão nuclear fora do núcleo

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 $1.3526 R_{\odot}$.13

Fonte: Iben (1967)

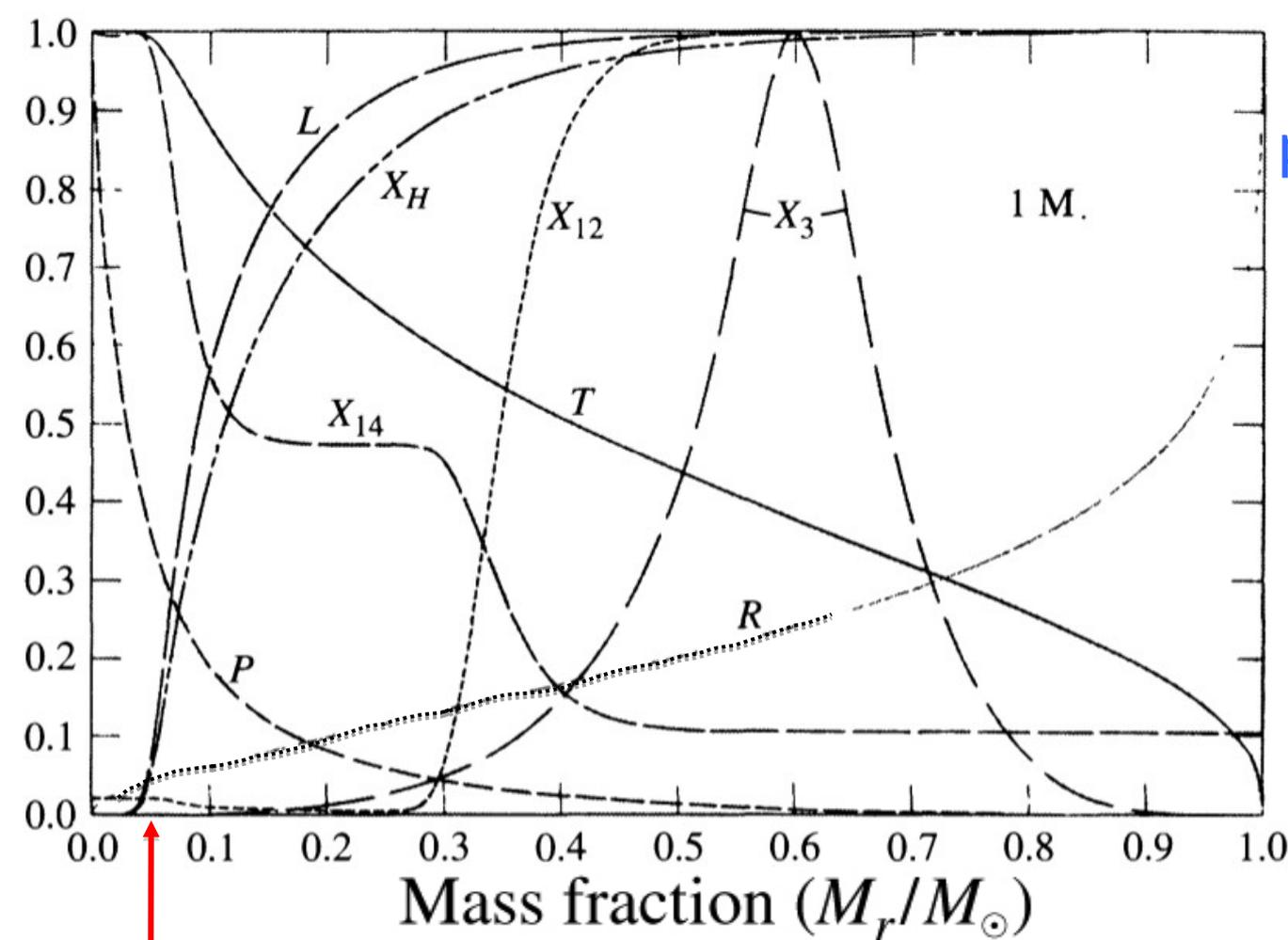
Estrutura do Sol
para $t = 9,8$ Gyr: H
esgotado no
núcleo.



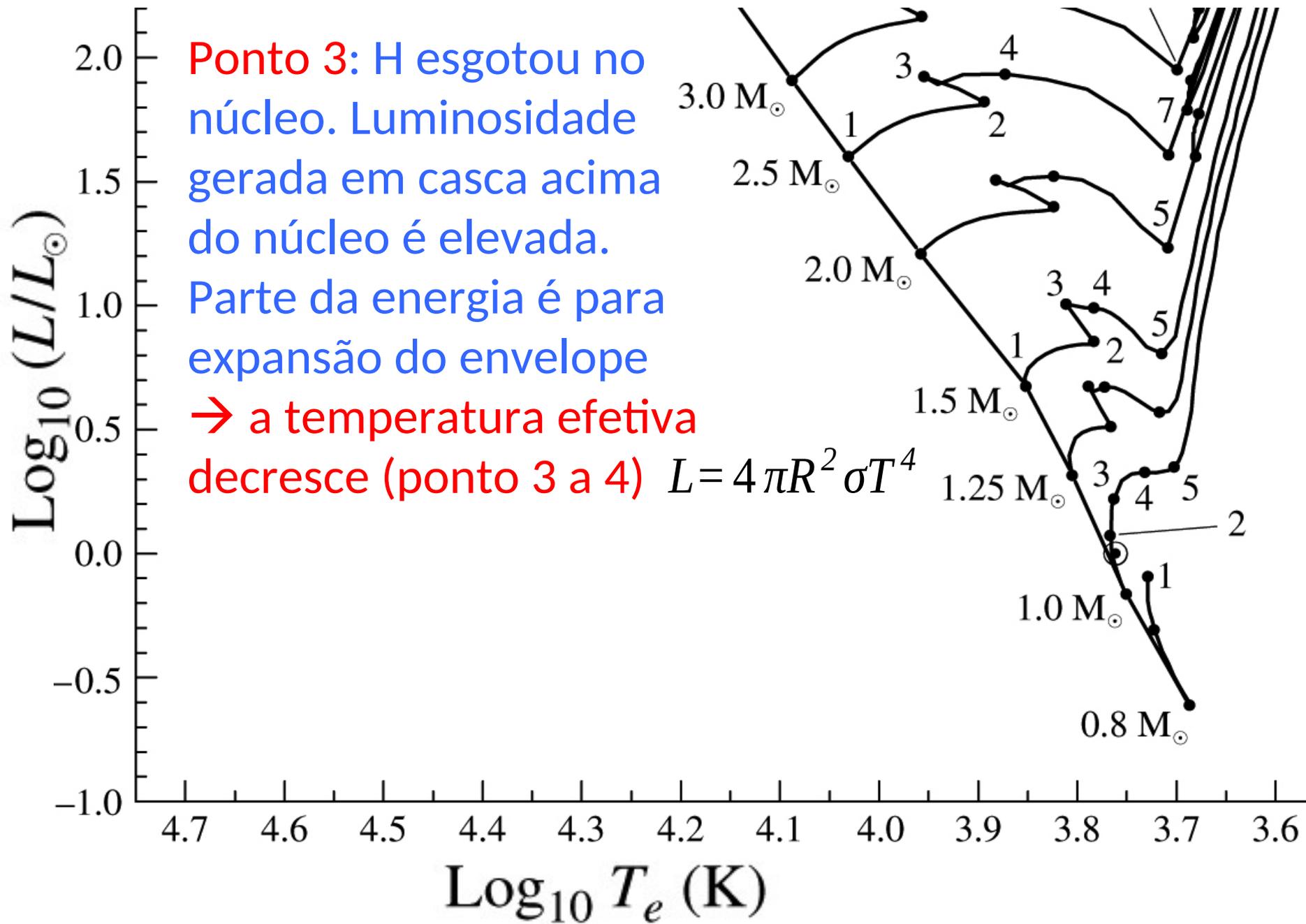
$$\frac{dT}{dr} = -\frac{3}{4ac} \frac{\bar{\kappa} \rho}{T^3} \frac{L_r}{4\pi r^2} = 0 \text{ (no centro)} \rightarrow T \text{ é constante (núcleo isotérmico)}$$

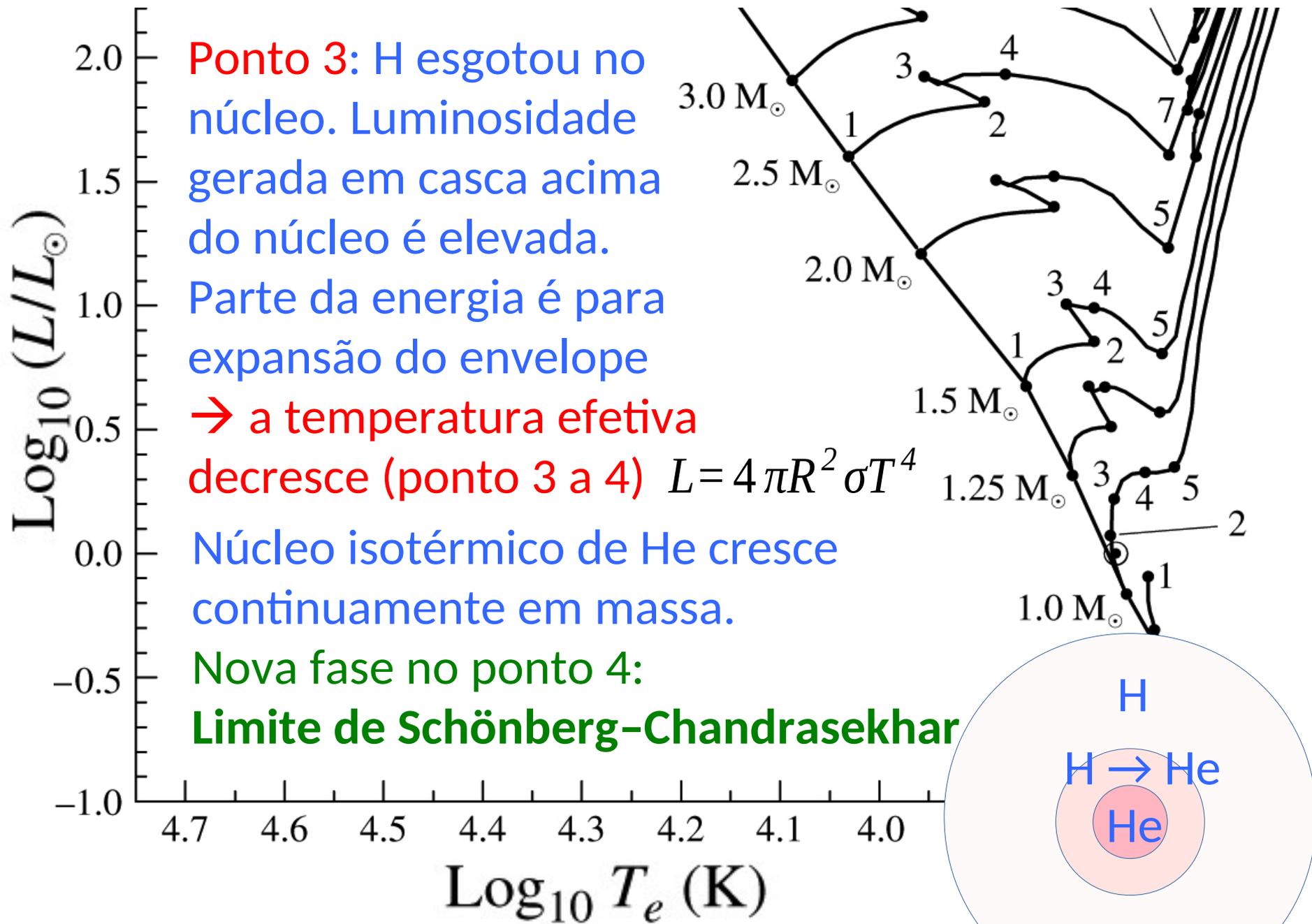
Estrutura do Sol
para $t = 9,8$ Gyr: H
esgotado no
núcleo.

Para suportar o
material acima
em equilíbrio
hidrostático \rightarrow
aumento de ρ 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

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)

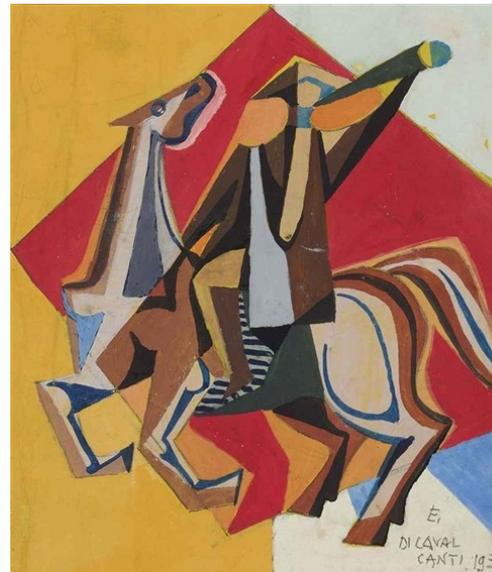
1936 : Matemática na FFCL (USP)

1937: Assistente de física teórica da FFCL

1938: **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 em lista de 10 mais notáveis físicos da 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. Já começa a escrever crítica de arte.

1944 - 1948: Professor na USP. Organiza exposição Arte de Volpi

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 do 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

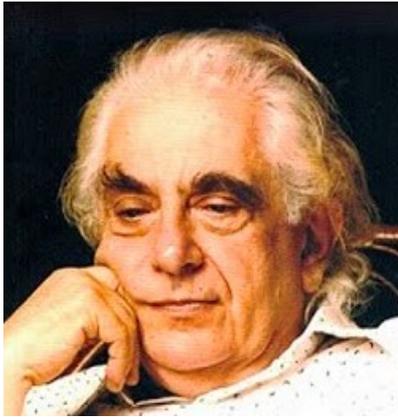
1953-1961: Diretor do Departamento de Física da USP (criação de vários laboratórios)

1958: Atividade crítico de arte

1961: Organiza retrospectiva de Alfredo 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 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. ŠCHÖNBERG¹ 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 (~ 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

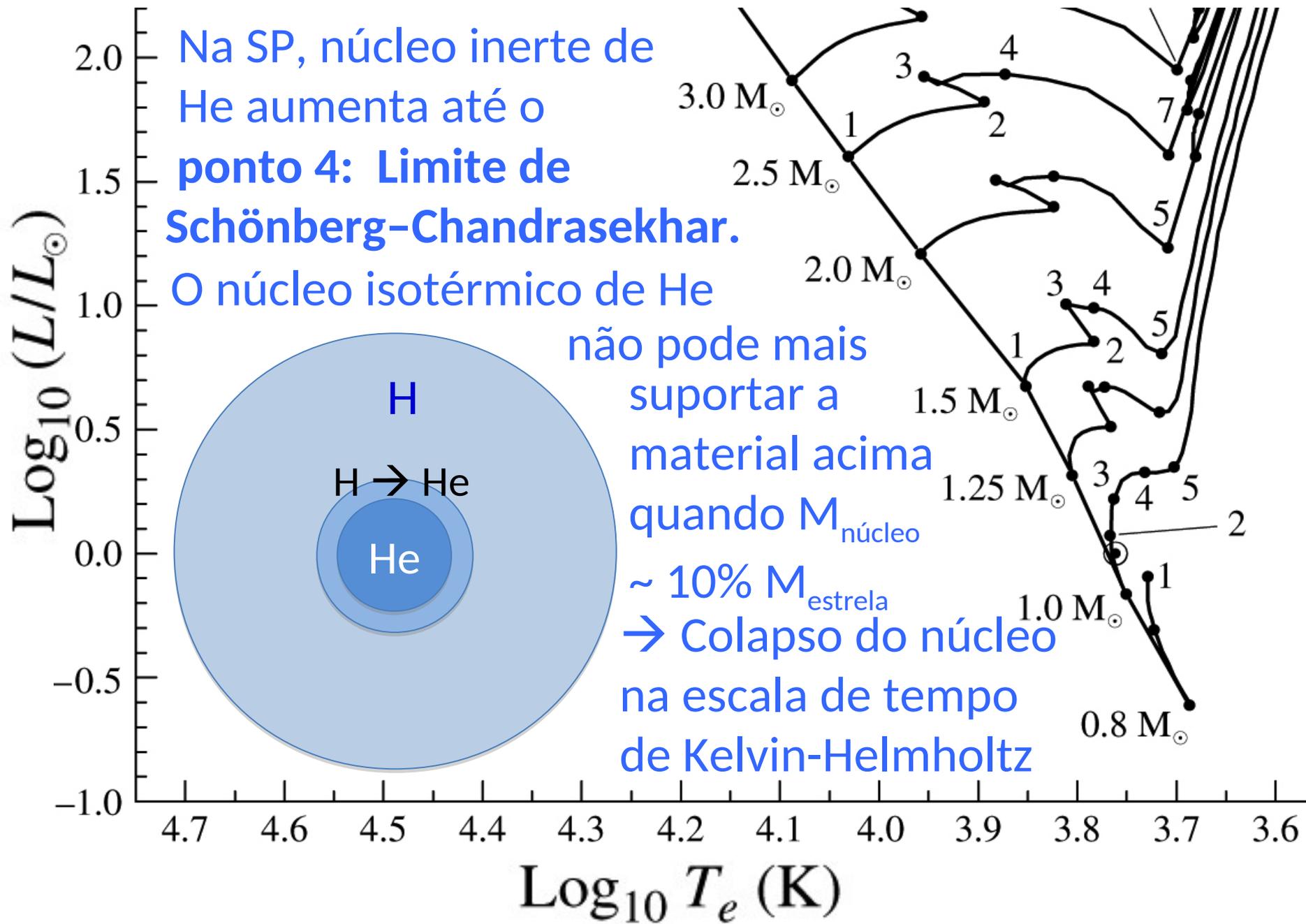


Subrahmanyan Chandrasekhar

¹ 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} , μ_{ic} : Mass & mean 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 $\rightarrow \mu_{ic} = 1,34$

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

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

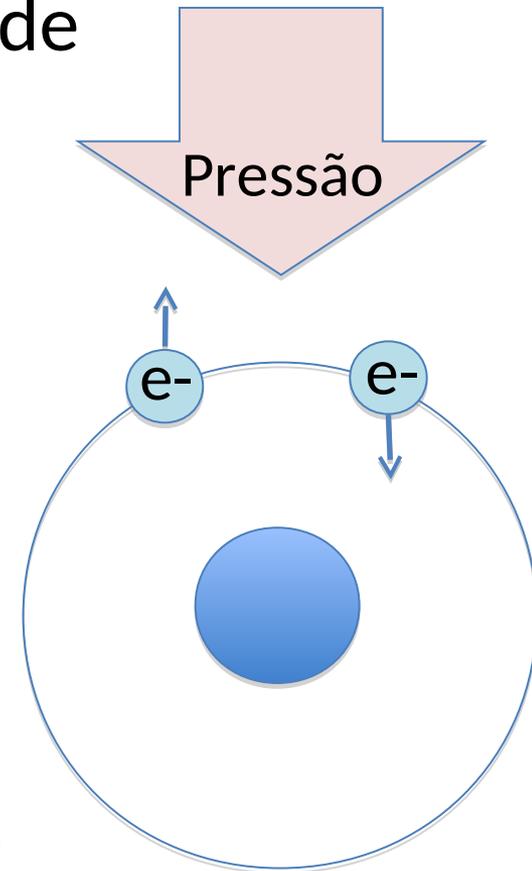
$$\left\langle \frac{1+z}{A} \right\rangle_i \simeq \frac{1}{2}$$

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, há degenerescência parcial entre pontos 3 e 4, \rightarrow limite de SC pode ser excedido:

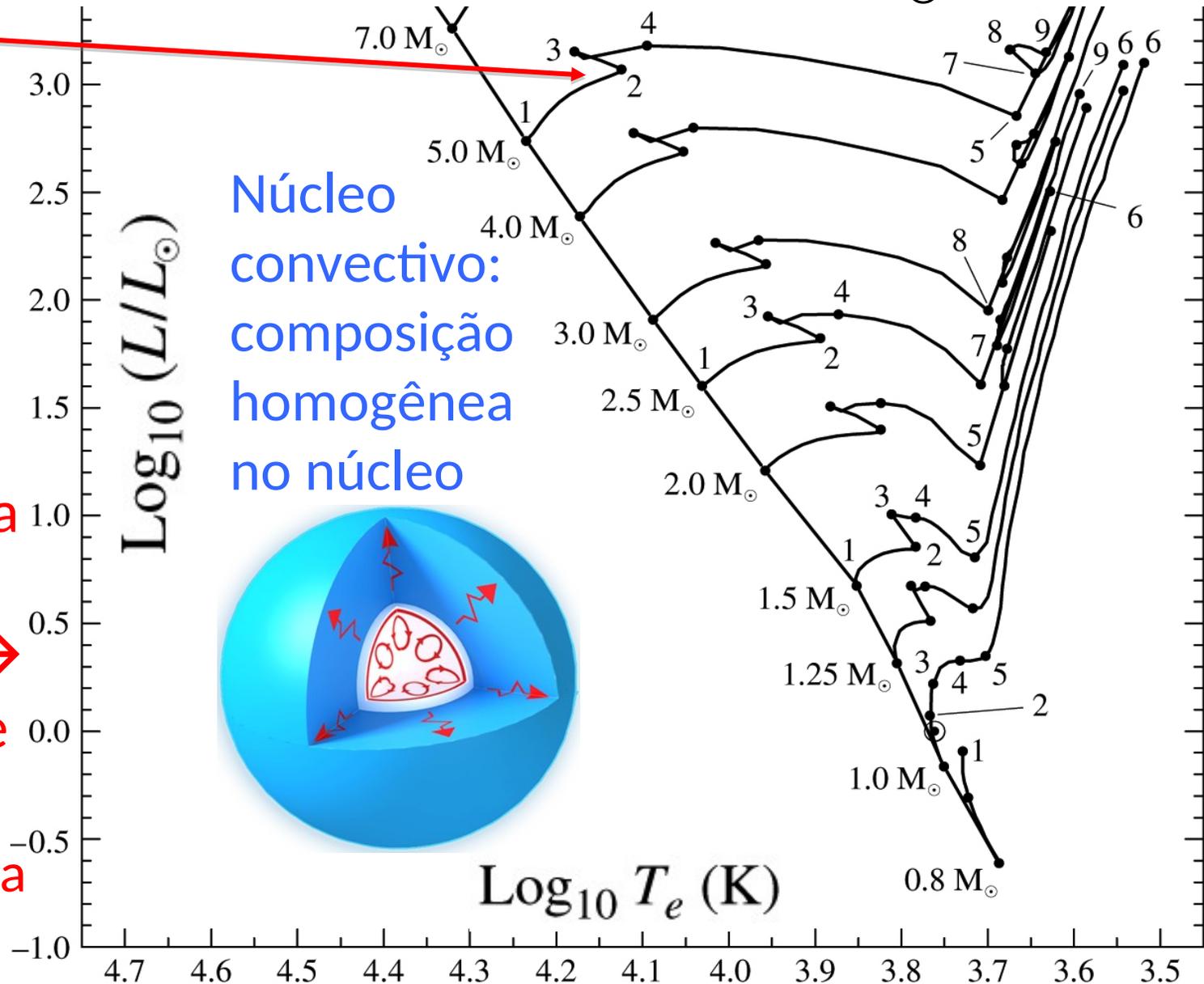
$$M_{\text{núcleo}} = 13\% M_{\text{estrela}}$$

Estrelas menos massivas têm degenerescência maior.

Evolução de Estrelas com $M > 1,2M_{\odot}$ na SP

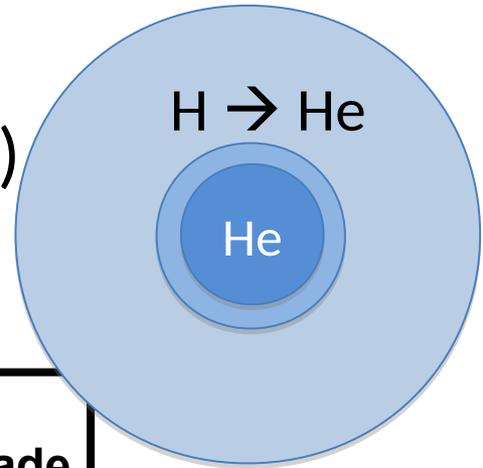
Ponto 2:
Fim da SP
para estrela
de $5 M_{\text{Sol}}$

Quando $X = 0,05$ toda a
estrela entra
em
contração \rightarrow
 L aumenta e
raio diminui
 $\rightarrow T$ aumenta

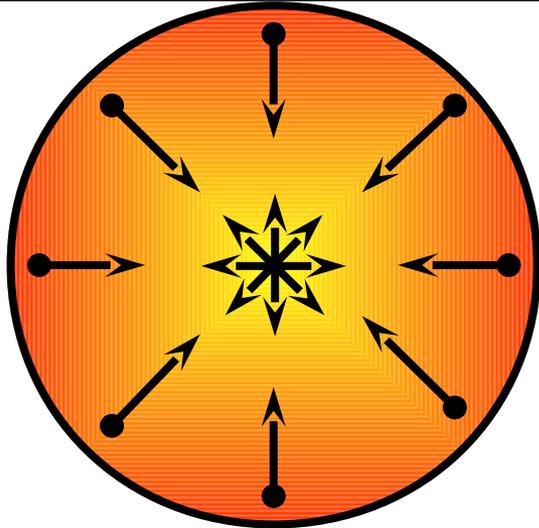


13.2 Estágios avançados da evolução estelar

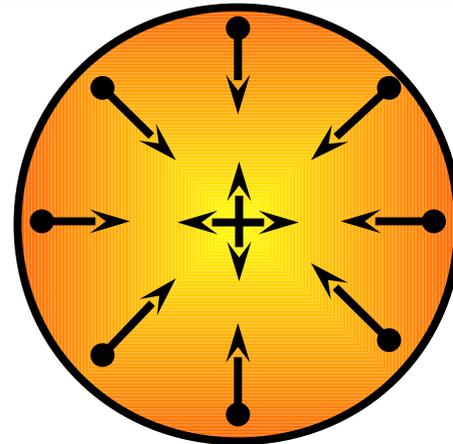
- Estrelas passam por reajustes até atingir o equilíbrio
- Perda de massa afeta a evolução
- Exemplos a seguir com $1 M_{\odot}$ (baixa massa) e $5 M_{\odot}$ (massa intermediária)



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



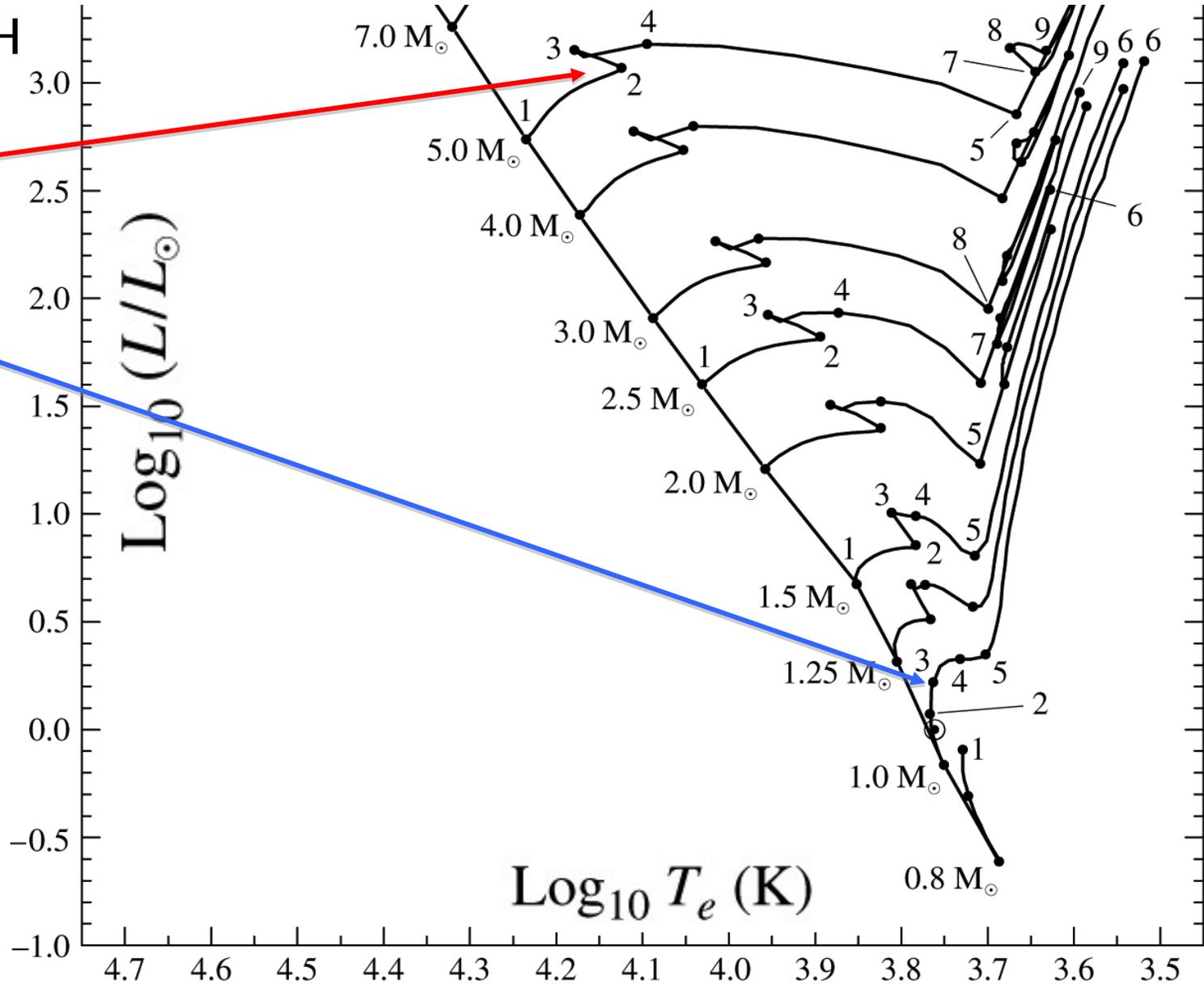
$$P_{\text{interna}} < P_{\text{Gravidade}}$$
$$R \downarrow$$



Evolução fora da sequência principal

Fim queima H
no núcleo:

Ponto 2
(5 M_☉) e
Ponto 3
(1 M_☉).



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

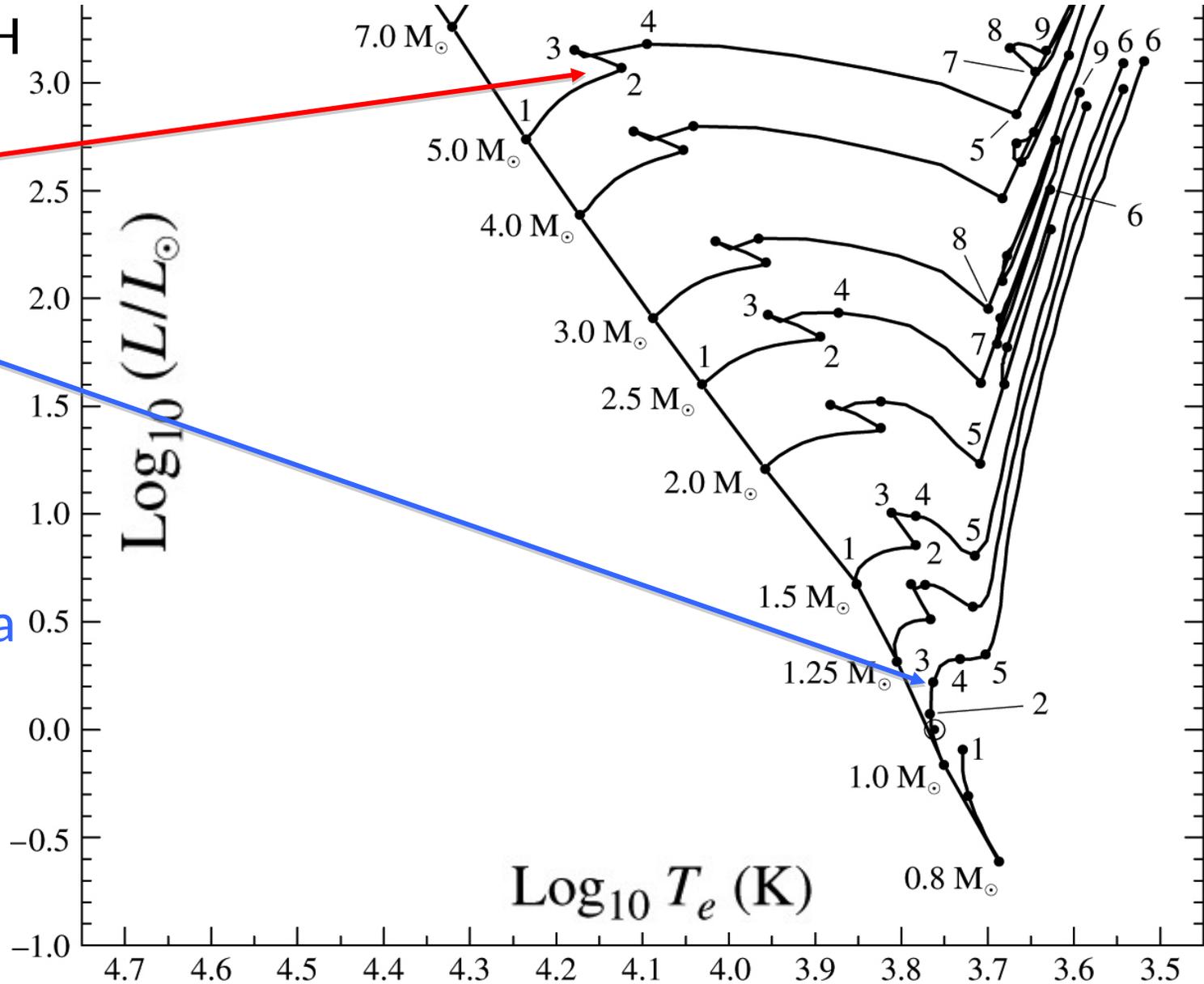
Evolução fora da sequência principal

Fim queima H
no núcleo:

Ponto 2
(5 M_☉) e

Ponto 3
(1 M_☉).

Núcleo se
contraí (H
ainda queima
em camada
acima do
núcleo).



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

Evolução fora da sequência principal

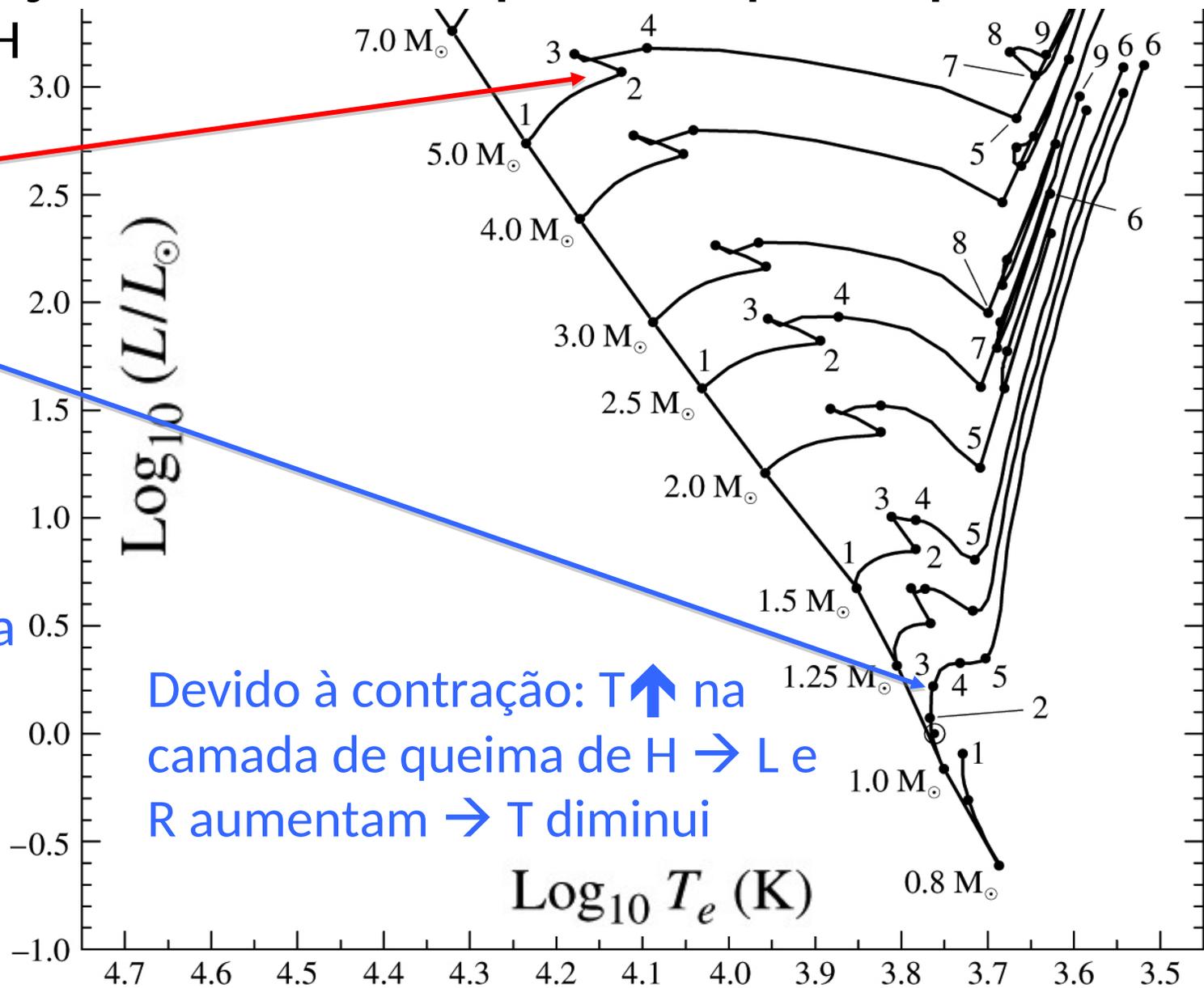
Fim queima H
no núcleo:

Ponto 2
(5 M_{\odot}) e

Ponto 3
(1 M_{\odot}).

Núcleo se
contraí (H
ainda queima
em camada
acima do
núcleo).

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



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

Evolução fora da sequência principal

Fim queima H
no núcleo:

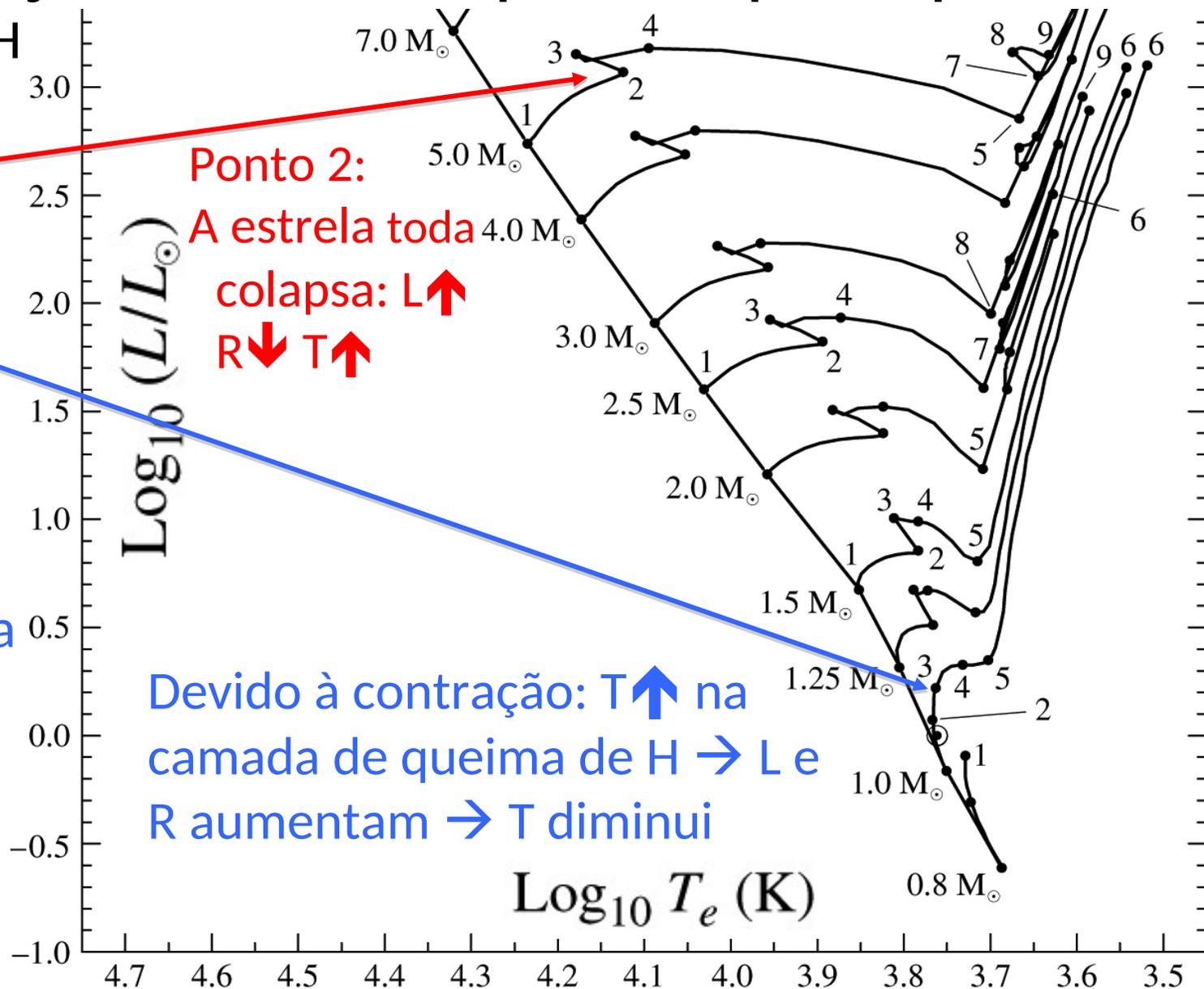
Ponto 2
(5 M_{\odot}) e

Ponto 3
(1 M_{\odot}).

Núcleo se
contraí (H
ainda queima
em camada
acima do
núcleo).

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

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



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

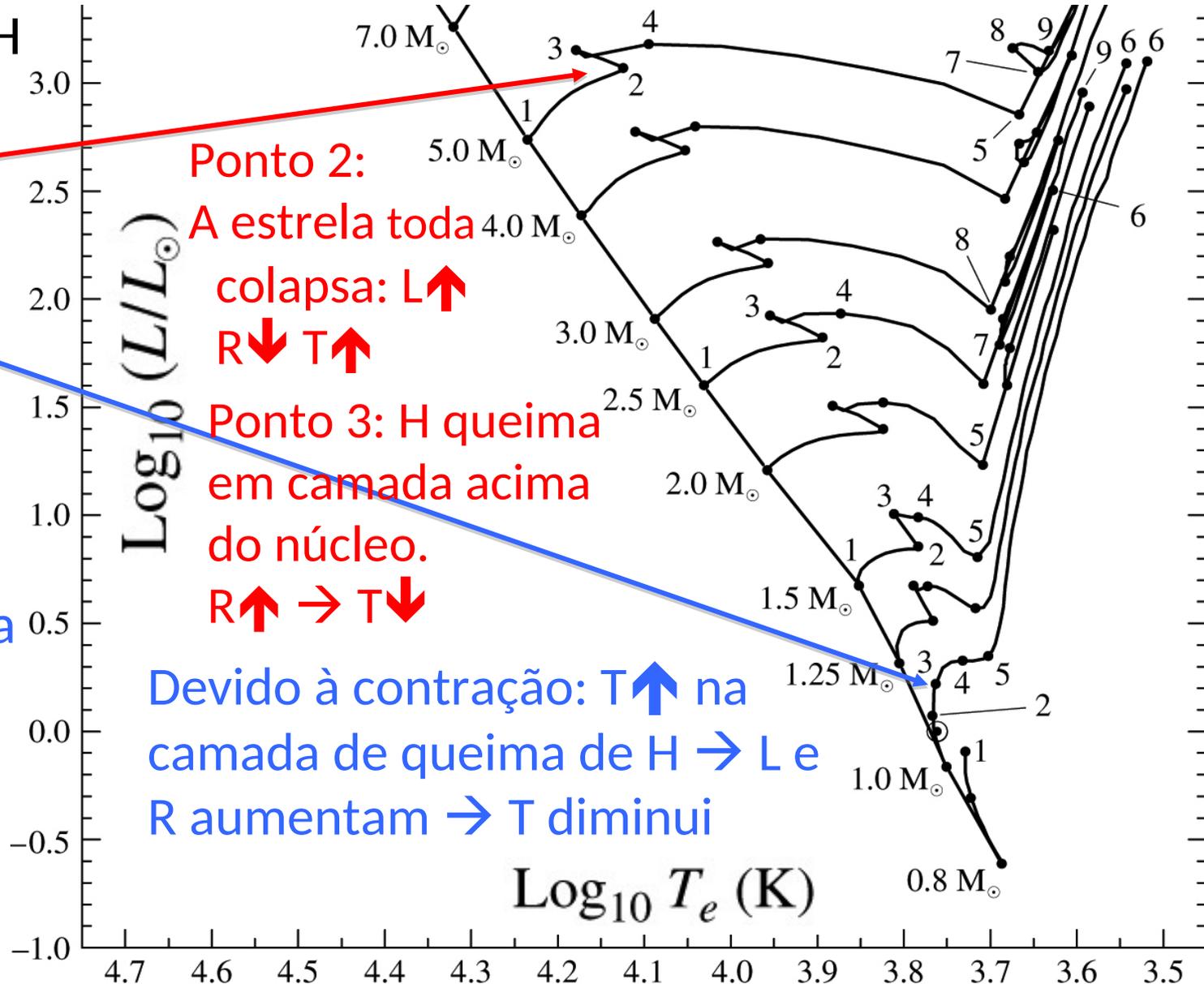
Evolução fora da sequência principal

Fim queima H
no núcleo:

Ponto 2
(5 M_{\odot}) e

Ponto 3
(1 M_{\odot}).

Núcleo se
contraí (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.
 $R \uparrow \rightarrow T \downarrow$

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

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

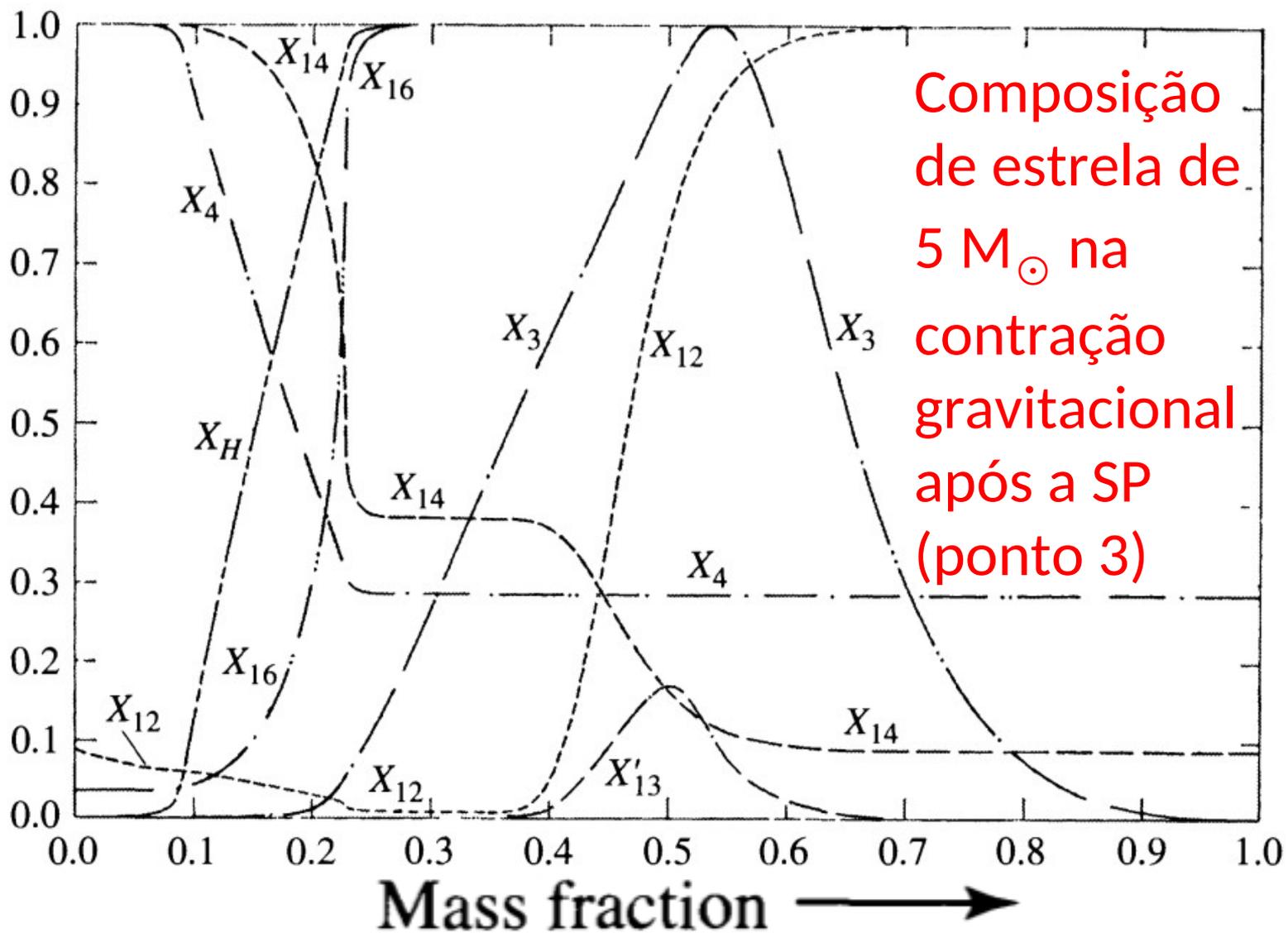


FIGURE 13.6 The chemical composition as a function of interior mass fraction for a $5 M_{\odot}$ star during the phase of overall contraction, following the main-sequence phase of core hydrogen burning. The maximum mass fractions of the indicated species are $X_H = 0.708$, $X_3 = 1.296 \times 10^{-4}$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

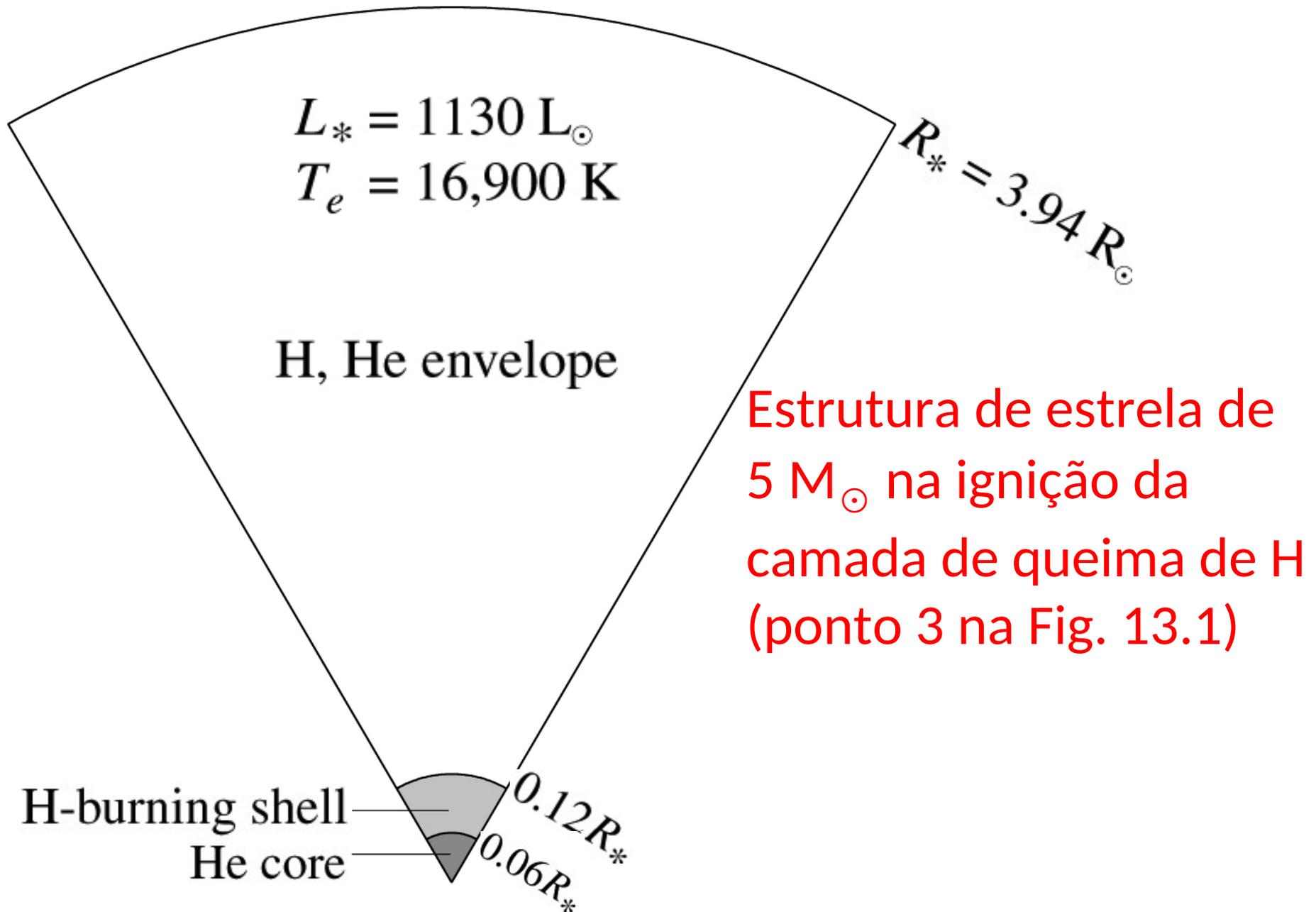


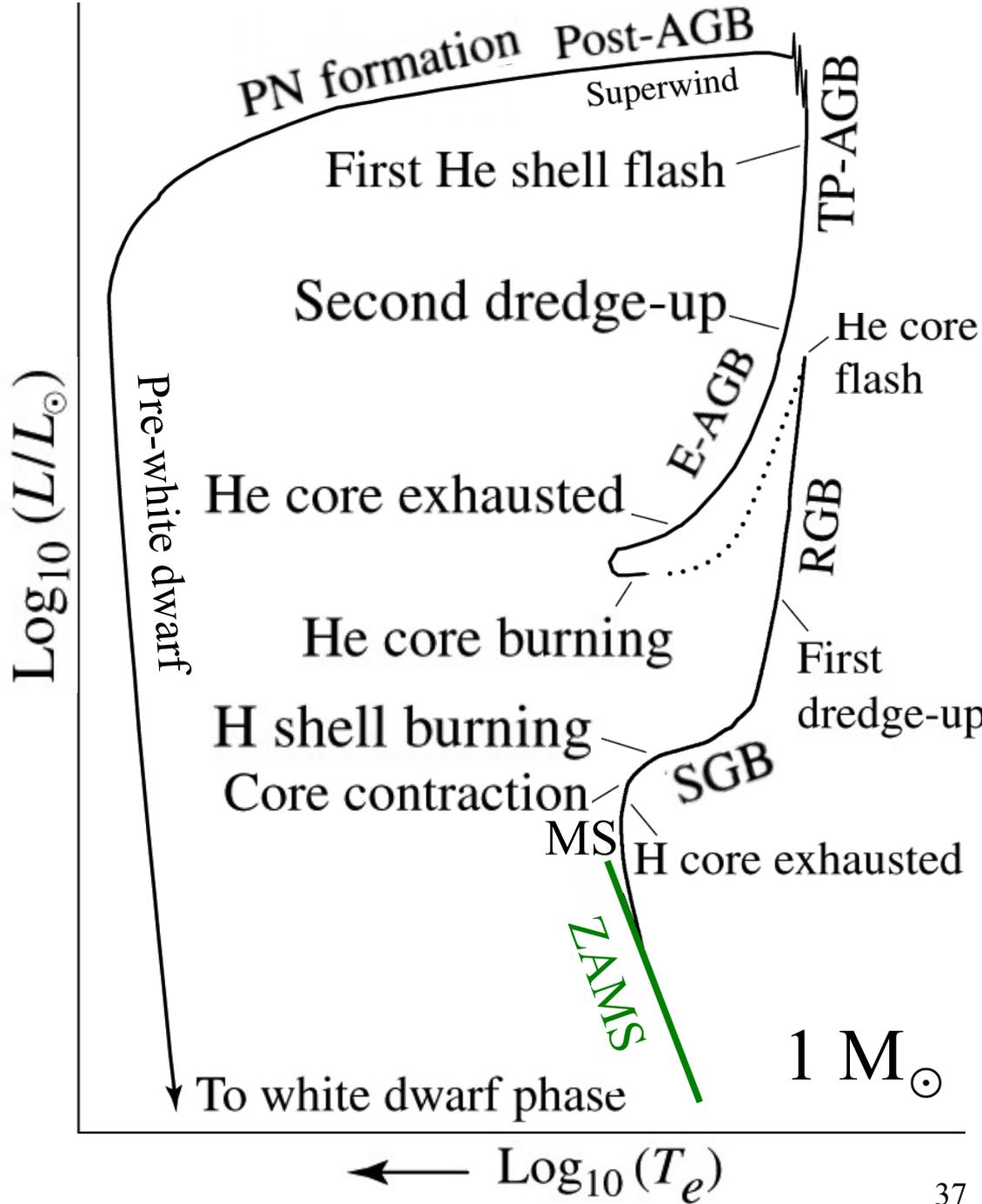
FIGURE 13.7 A $5 M_\odot$ star with a helium core and a hydrogen-burning shell shortly after shell ignition (point 3 in Fig. 13.1). (Data from Iben, *Ap. J.*, 143, 483, 1966.)

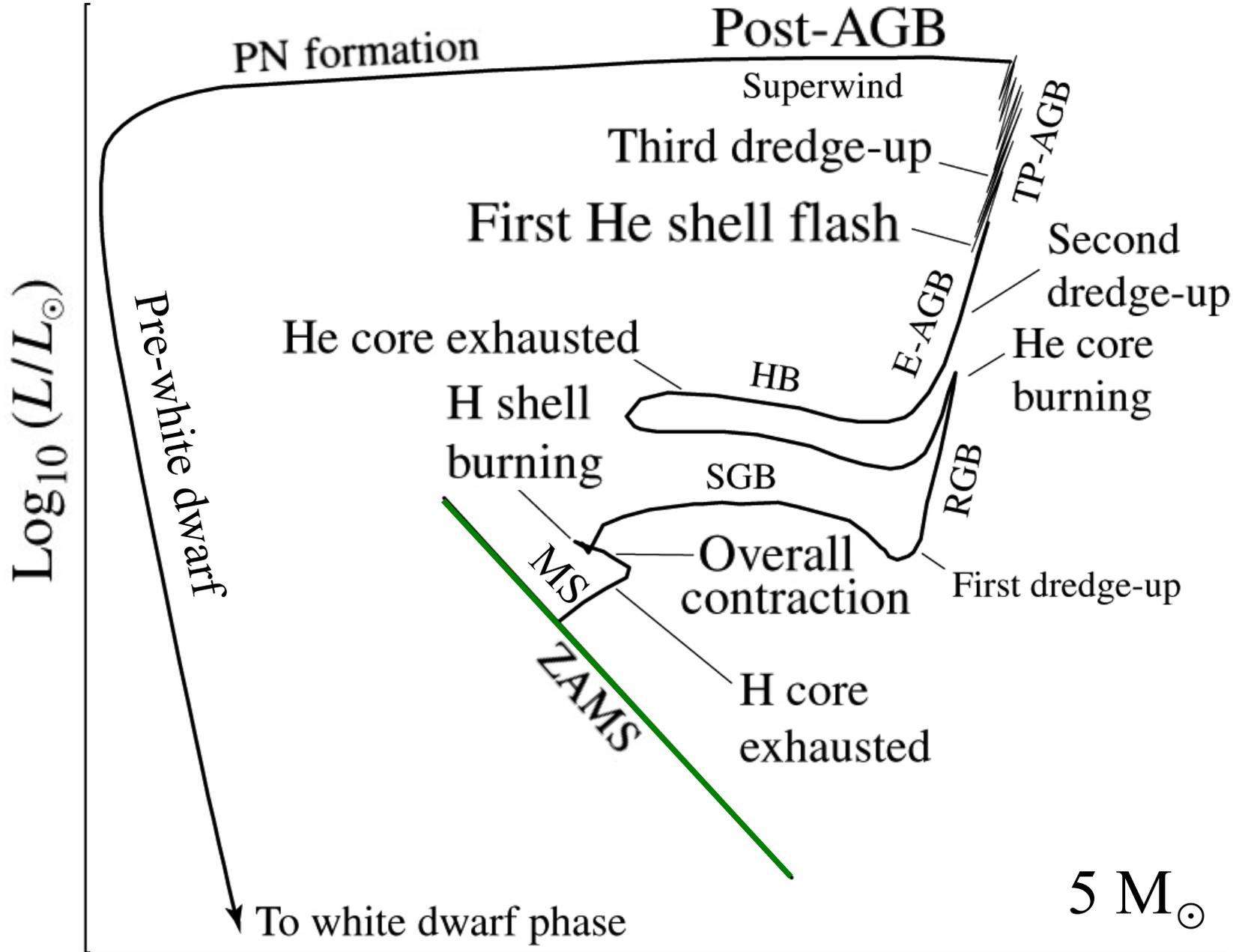
Figure 13.4. A schematic diagram of the evolution of a low-mass star of $1 M_{\odot}$ from ZAMS to the formation of the white dwarf star (Section 16.1). The dotted phase represents rapid evolution following the He core flash.

Evolutionary Phases:

- ZAMS:** Zero-Age Main Sequence
- MS:** 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 $1 M_{\odot}$





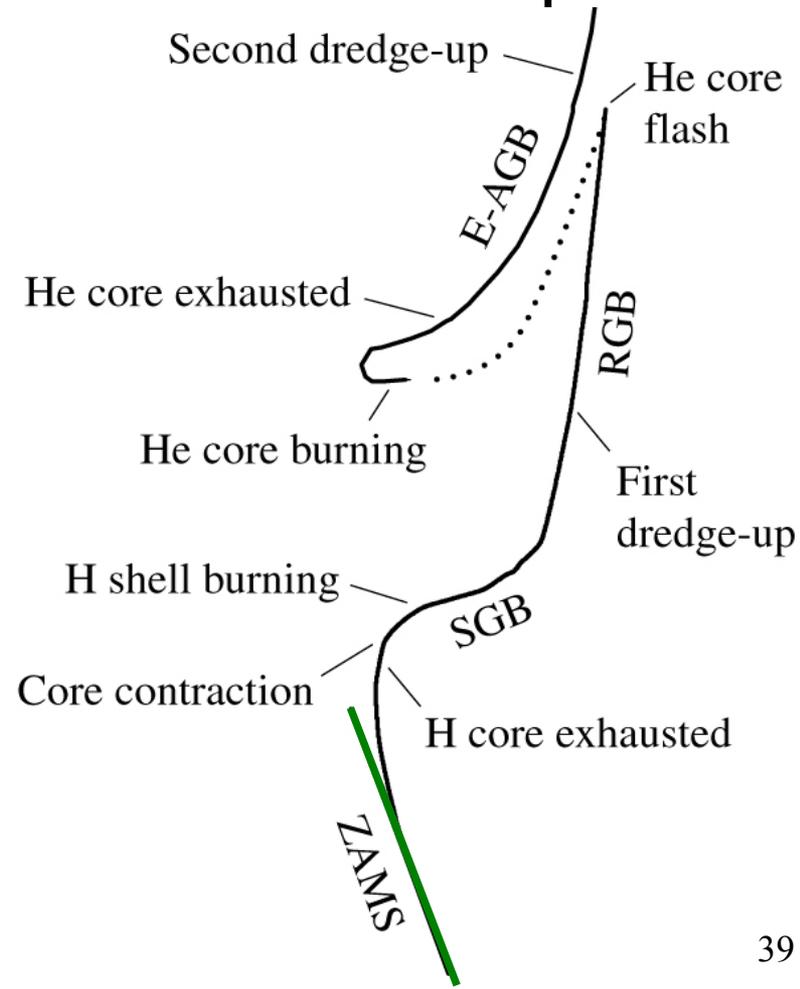
Evolução de $5 M_{\odot}$ ← $\text{Log}_{10}(T_e)$

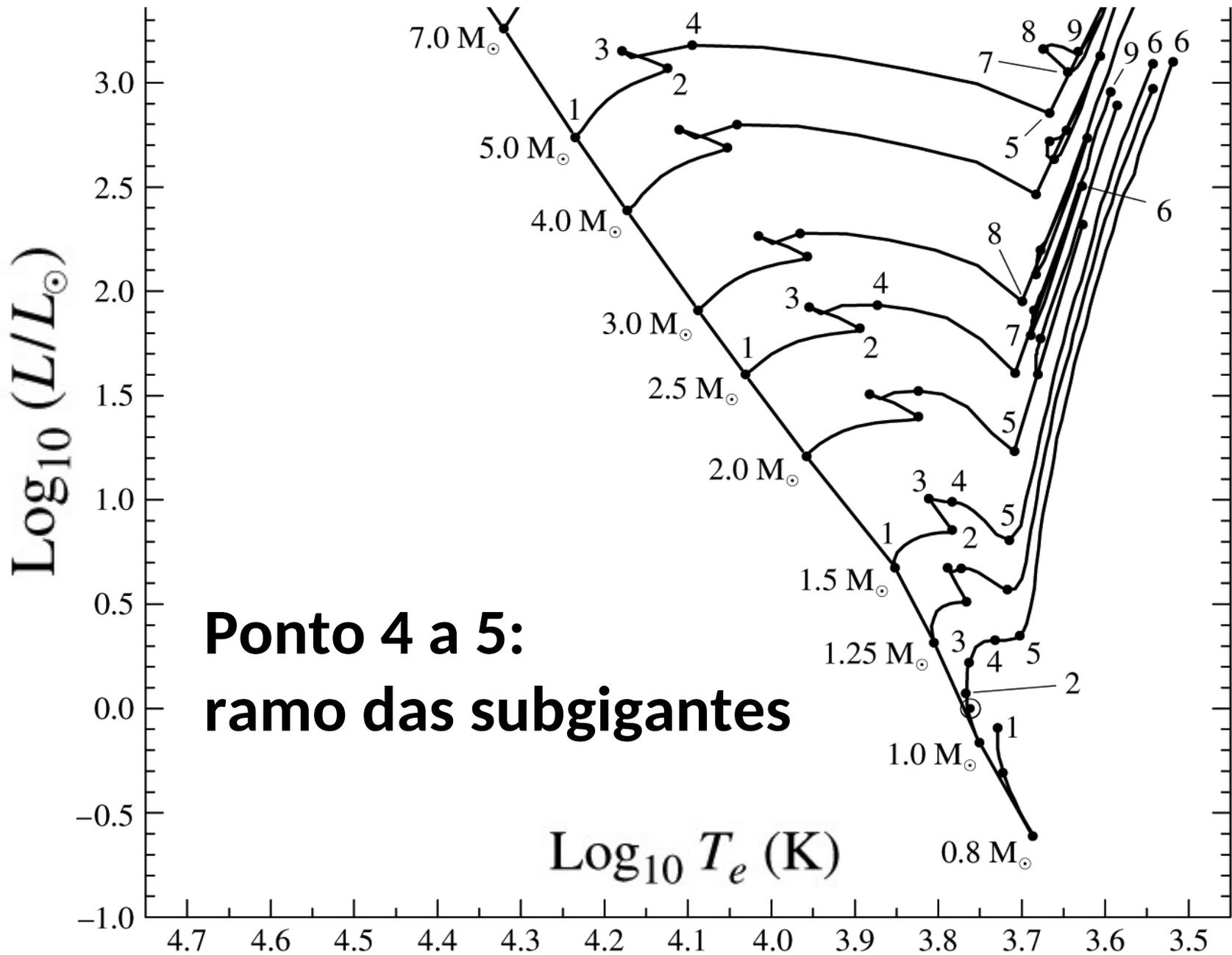
O ramo das subgigantes

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

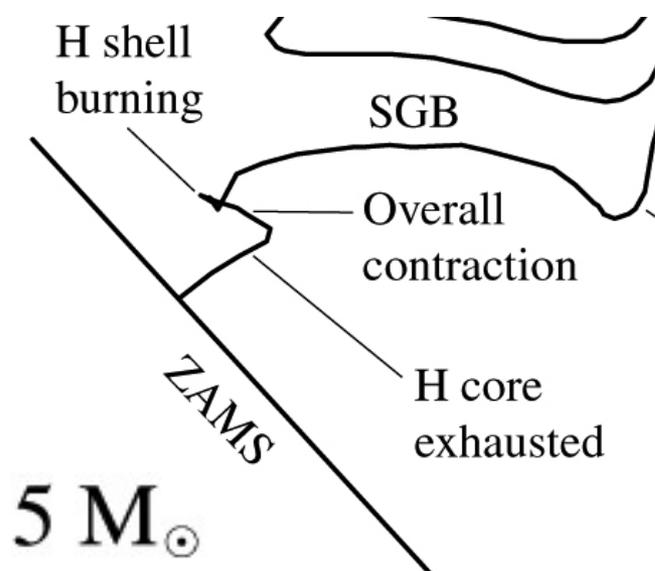
Devido à energia liberada pela contração o **envelope se expande** → **temperatura diminui**. Estrelas nesse estágio são chamadas de subgigantes

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





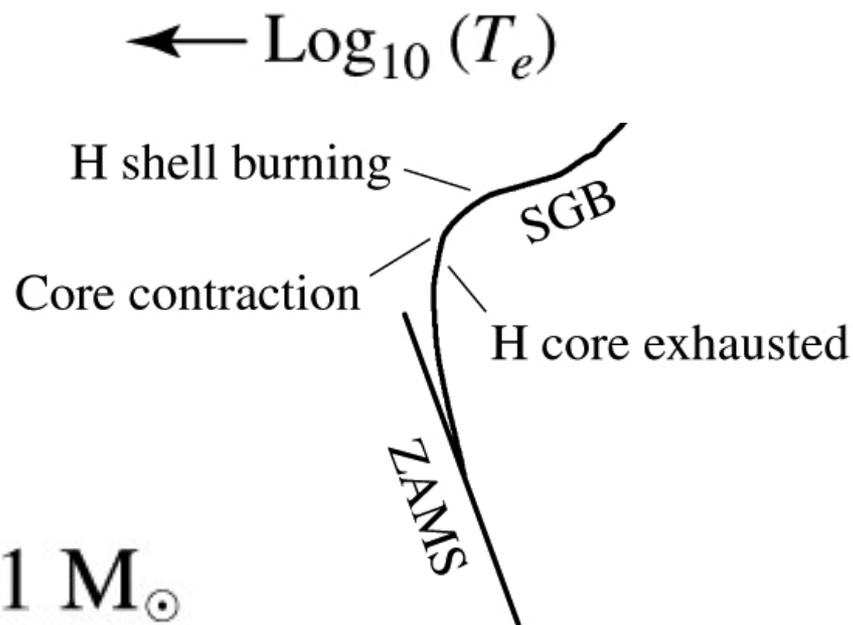
$\text{Log}_{10} (L/L_{\odot})$



5 M_{\odot} :

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

1 M_{\odot}

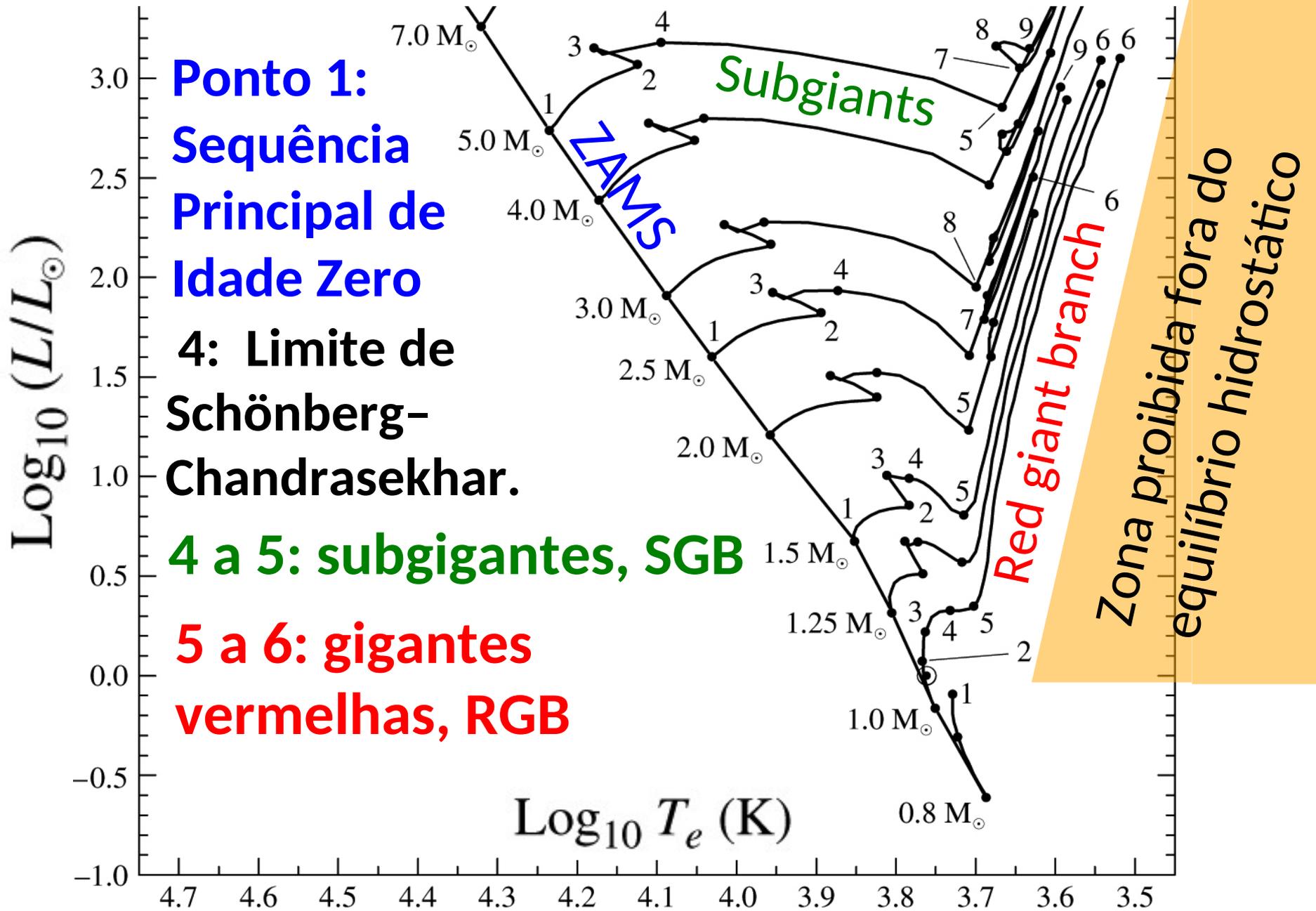


1 M_{\odot} :

L pequeno aumento.
T decresce devido à expansão do envelope

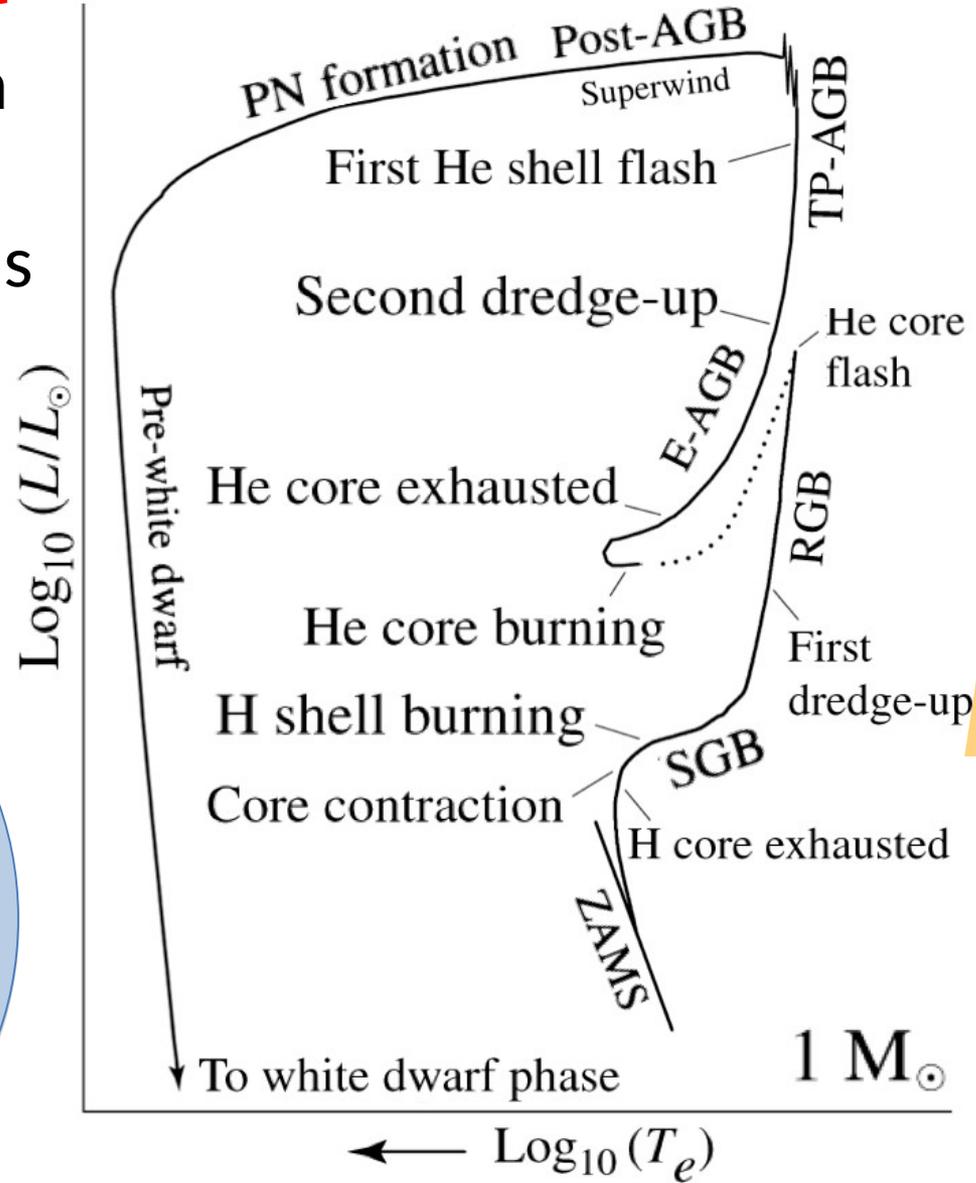
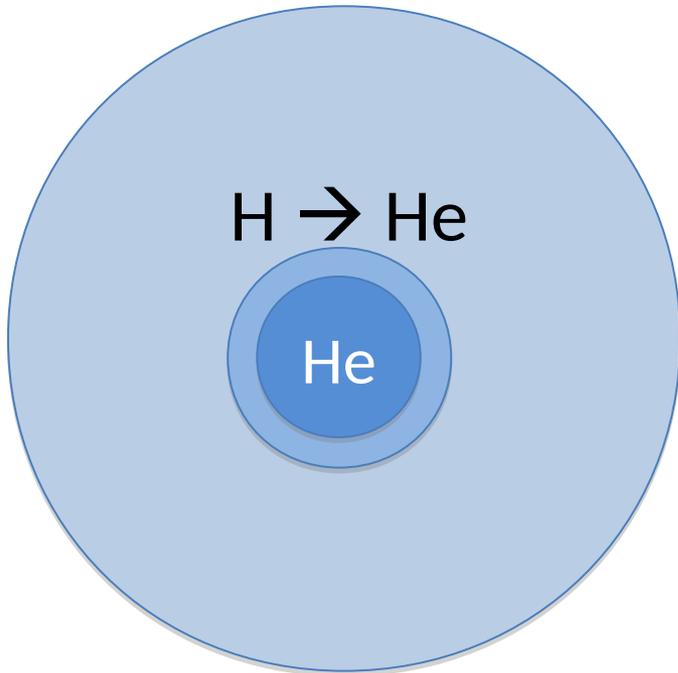
SGB: *sub-giant branch*
Ramo das subgigantes

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



O ramo das gigantes vermelhas (RGB)

Após o SGB, a estrela ainda **queima H acima do núcleo**, mas não pode continuar para a direita (zona proibida)



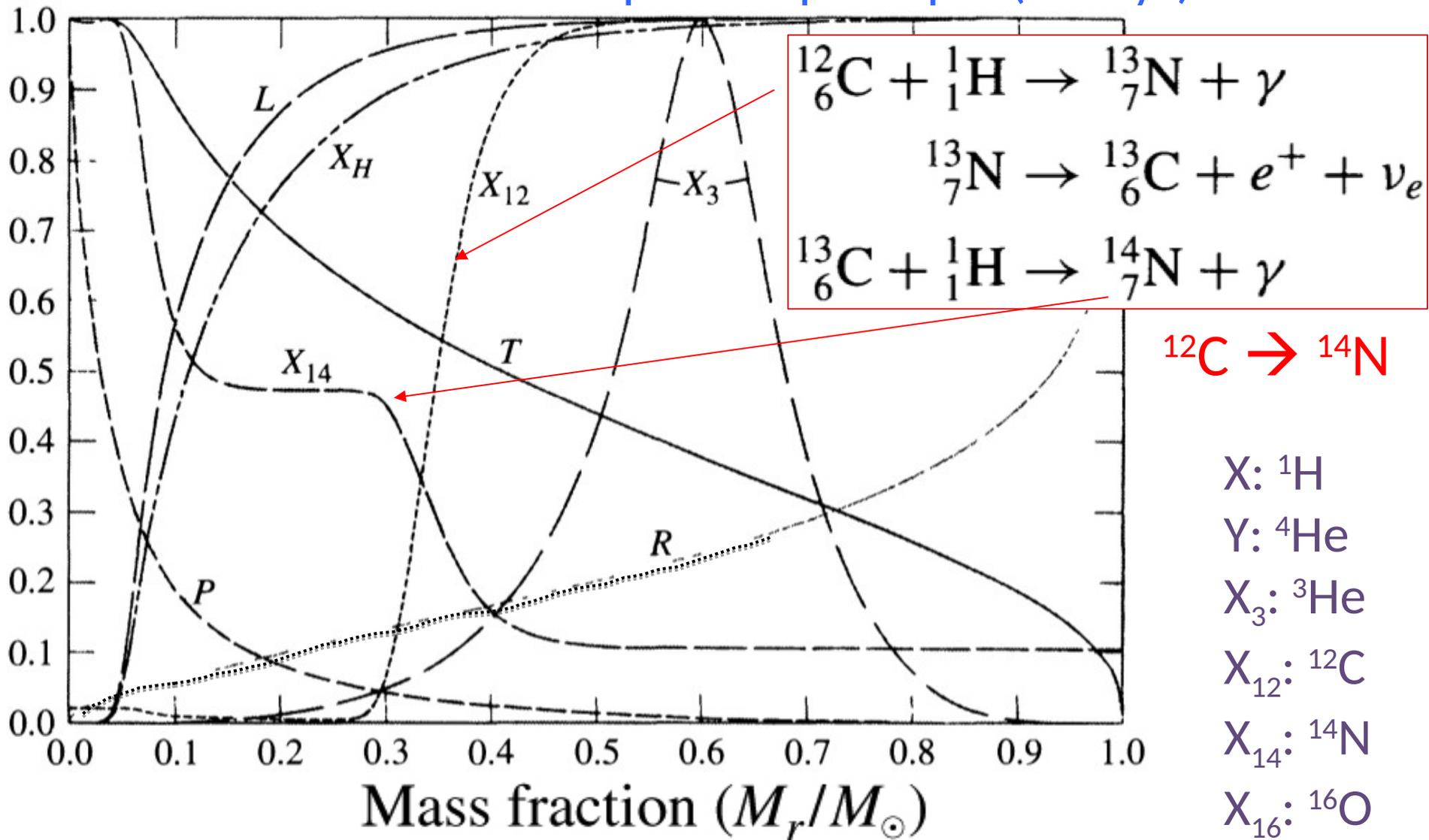
Zona proibida fora do equilíbrio hidrostático

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

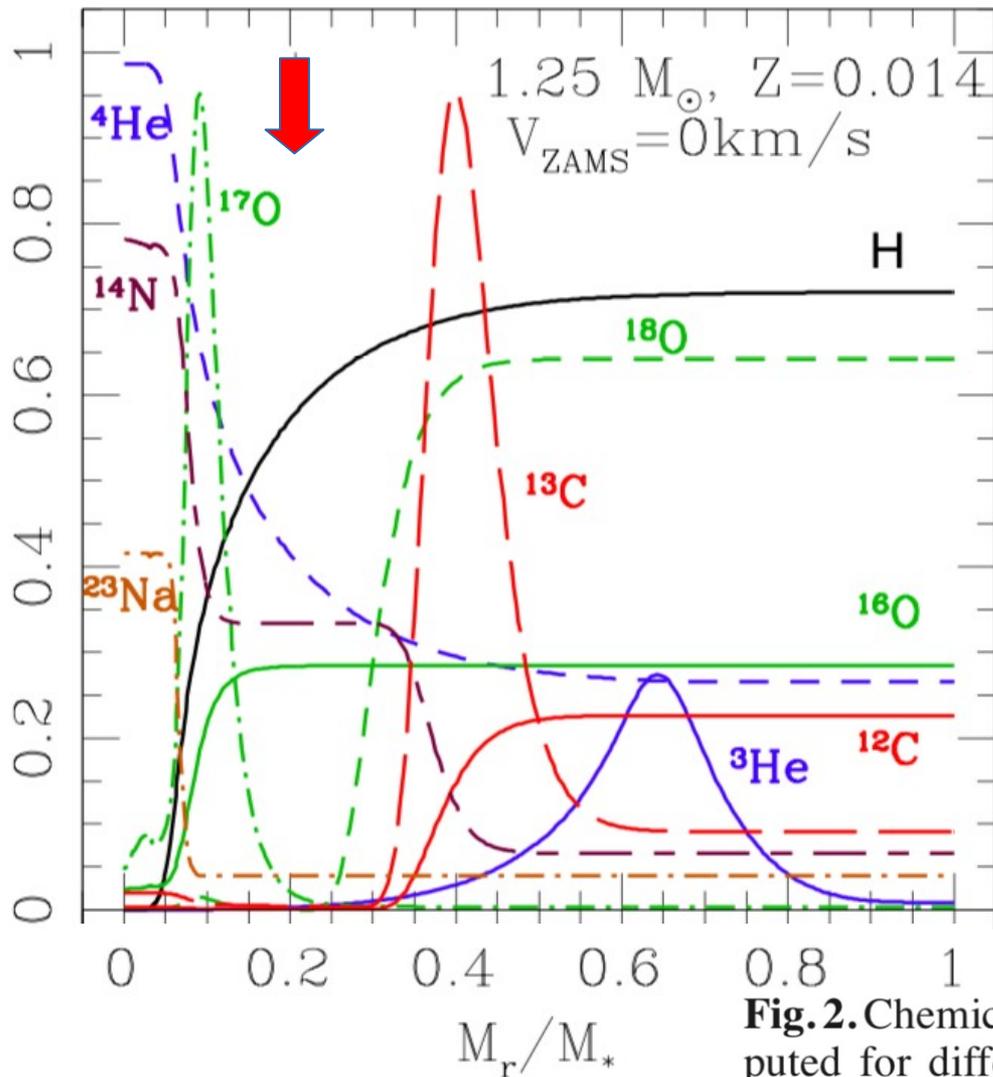
Como T diminui \rightarrow opacidade interior aumenta (H^-) \rightarrow Convecção



O Sol no fim da sequência principal (10 Gyr)



Na fase de gigante vermelha, a convecção alcança regiões internas, podendo levar para a superfície material processado



Estrutura de uma estrela no fim da sequência principal

A seta indica a máxima profundidade no 1o dredge-up na fase de gigante vermelha

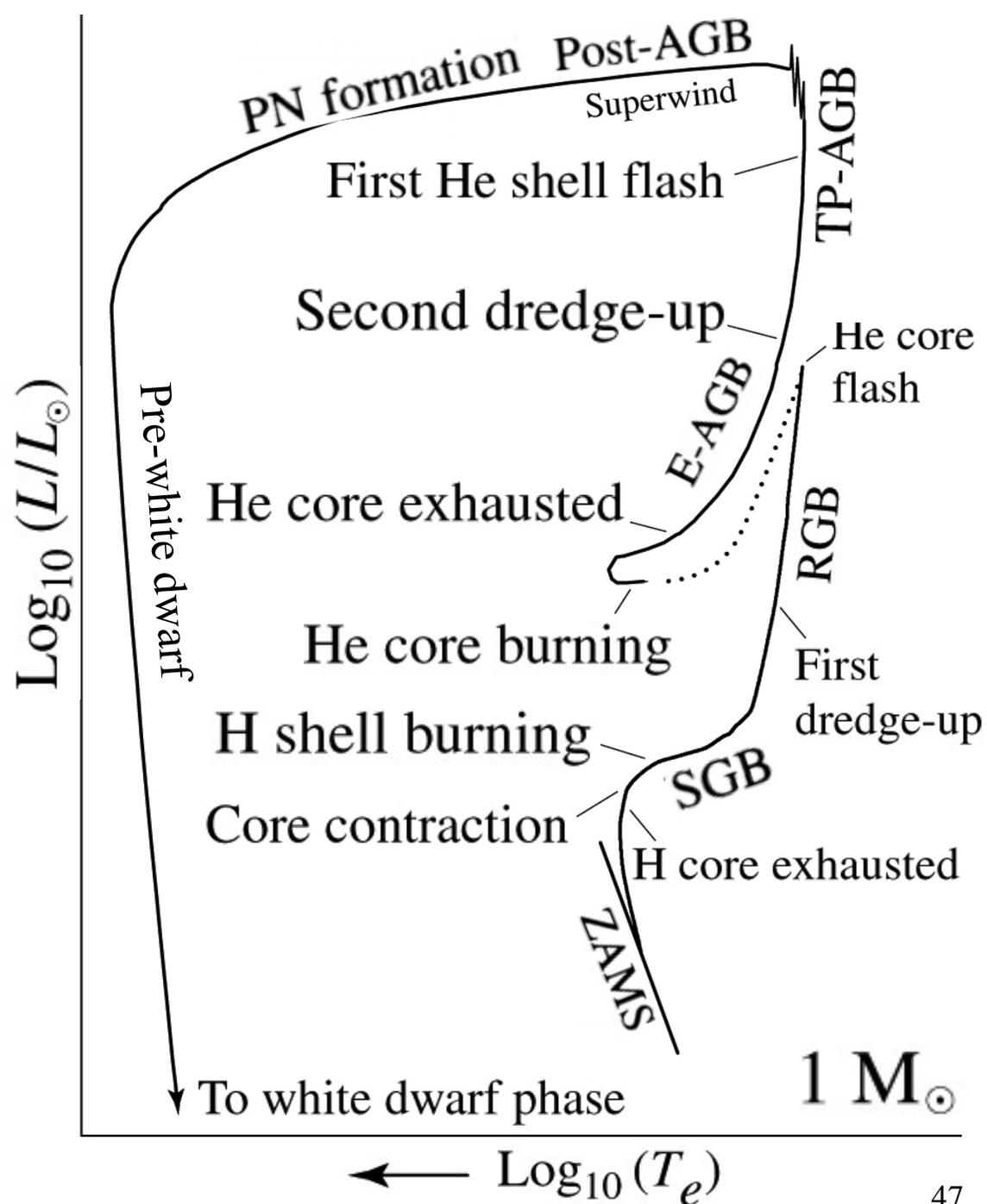
Corinne Charbonnel & Nadège Lagarde 2010, A&A

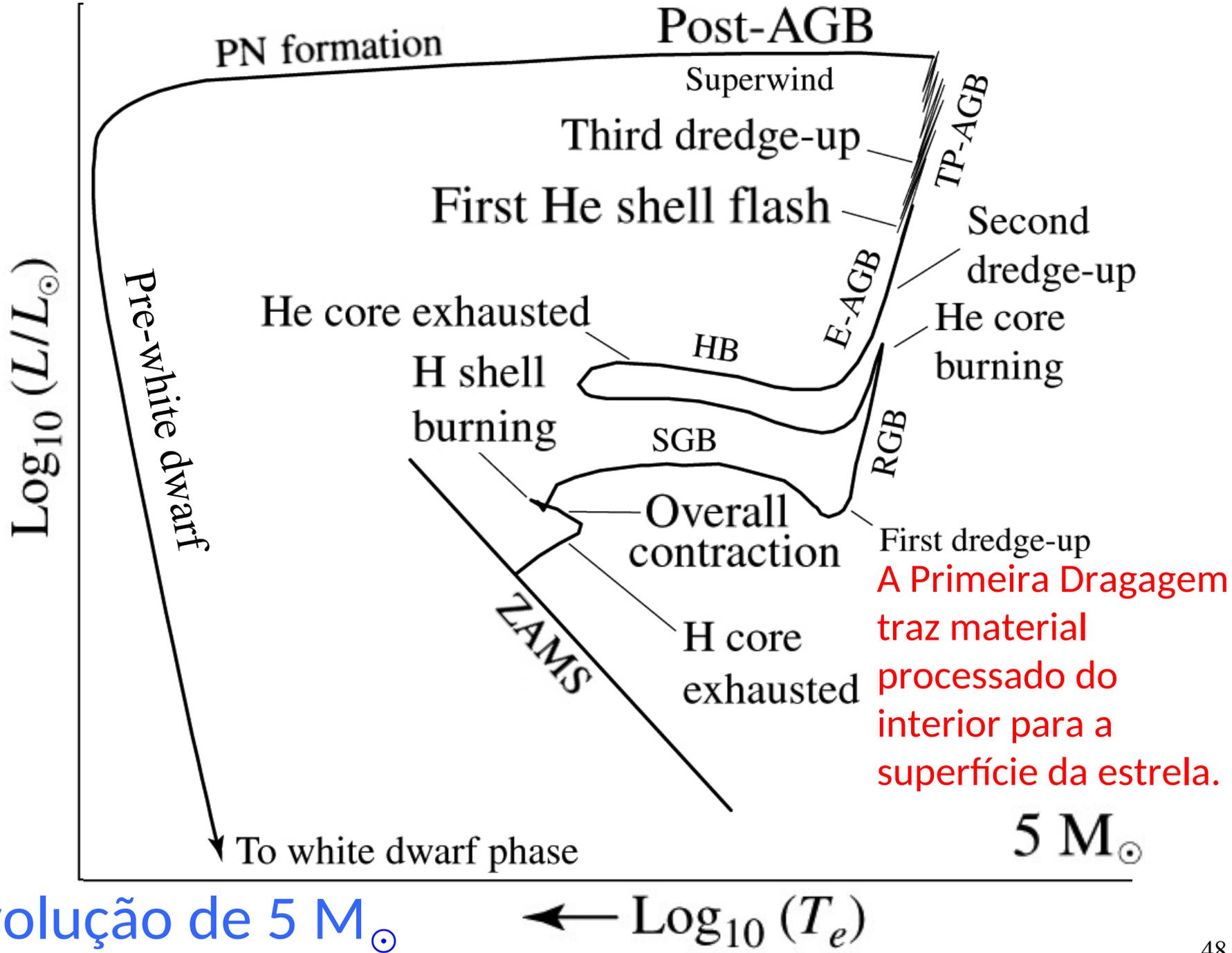
Fig. 2. Chemical structure at the turnoff of the $1.25 M_{\odot}$ star computed for different initial rotation velocities as indicated. The mass fractions are multiplied by 100 for ^3He , ^{12}C , and ^{14}N , by 2500 for ^{13}C , by 50, 900, and 5×10^4 for ^{16}O , ^{17}O , and ^{18}O respectively, and by 1500 for ^{23}Na . The vertical arrows show, in all cases, the maximum depth reached by the convective envelope at its maximum extent during the first dredge-up.

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 C-13, e pobre em Li-7 e C-12) para a atmosfera da estrela.

Evolução de $1 M_{\odot}$

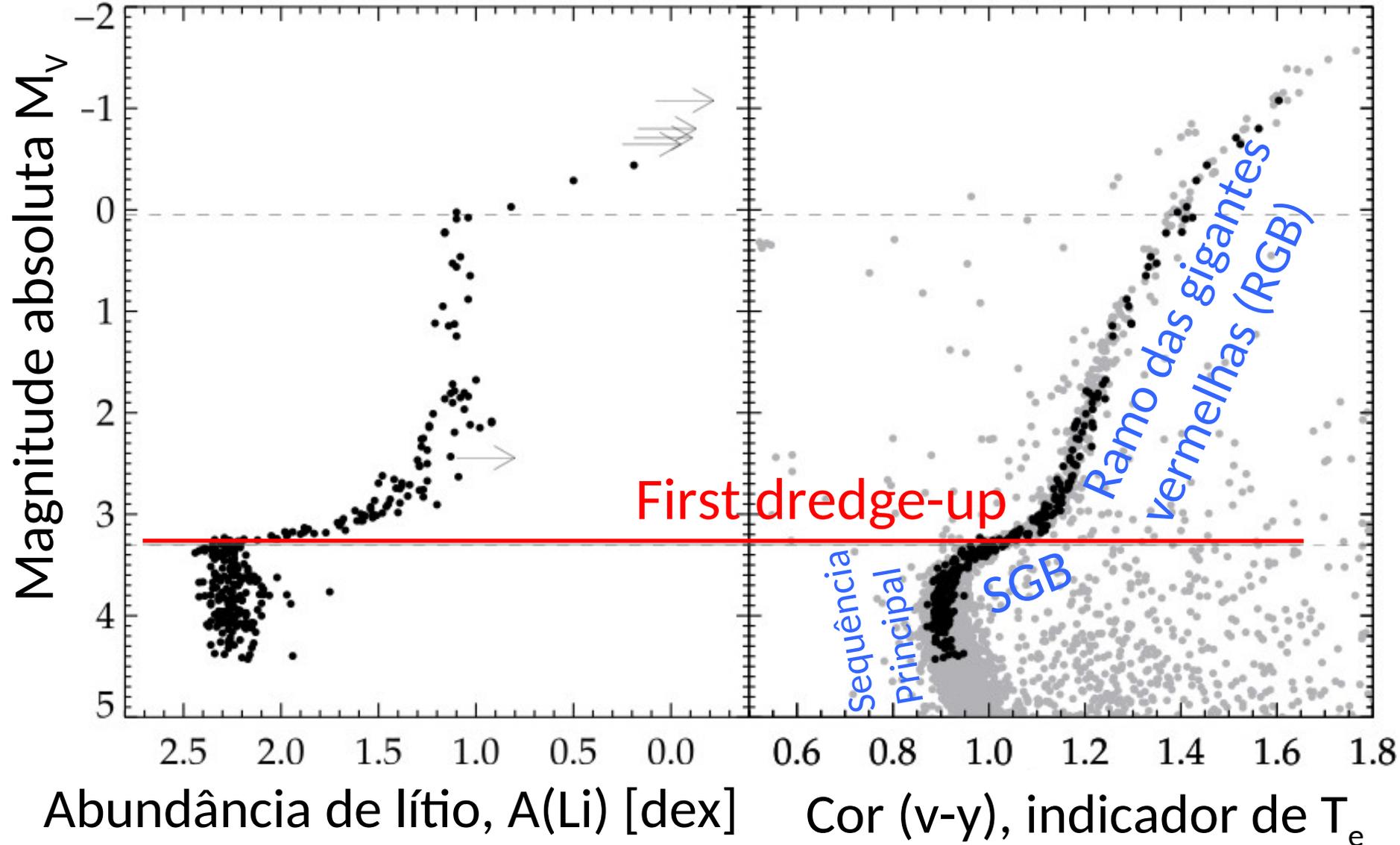




A Primeira Dragagem
 traz material
 processado do
 interior para a
 superfície da estrela.

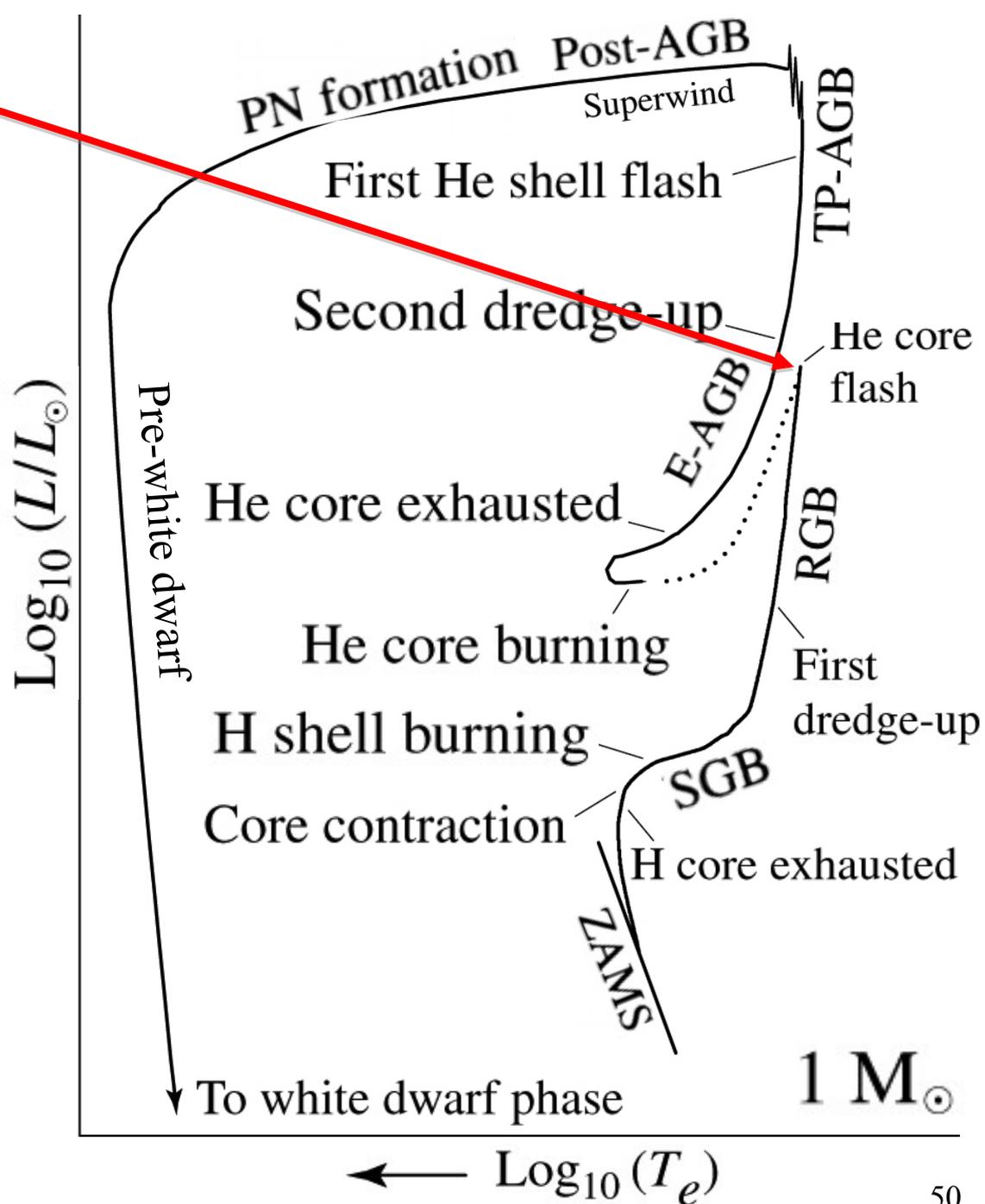
Evolução de $5 M_{\odot}$

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 $5 M_{\odot}$) são suficientes para começarmos a ter efeito túnel para queima de He ($3 \text{ } ^4\text{He} \rightarrow \text{}^{12}\text{C}$). 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*

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

Inicialmente a queima de He é explosiva. Energia de $10^{11} L_{\odot}$ 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

