



# Evolução Estelar II

## Ast-202-3

### Aula 7

# Estágios finais de evolução estelar

Carlos Alexandre Wuensche

INPE Divisão de Astrofísica

[ca.wuensche@inpe.br](mailto:ca.wuensche@inpe.br)

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



# Leitura recomendada

- ☑ R. Kippenhahn, A. Weigert, A. Weiss. Stellar Structure and Evolution (2<sup>nd</sup> ed.). Springer (2012)
  - ✓ Caps. 34, 35 e 36
- ☑ S. Shapiro e S. Teukolsky. Black Holes, White Dwarfs and Neutron Stars: the physics of compact objects (2<sup>nd</sup> ed.). Wiley (2004)
  - ✓ Caps. 1, 3 e 9



# Em linhas gerais...

- ☑ Massa  $\leq 1,2 M_{\text{sol}}$ 
  - ✓ Vida maior que a idade do Universo
- ☑  $1,2 \leq M / M_{\text{sol}} \leq 3 - 6$ 
  - ✓ Perda de massa, nebulosa planetária e anã branca



# Em linhas gerais...

- ☑  $(3-6) \leq M / M_{\text{sol}} \leq (5-8)$ 
  - ✓ Ignição do  $C^{12}$  degenerado
    - Colapso do núcleo
    - Detonação (ou deflagração) e ruptura do caroço (???)
  - ✓ Perda de massa via pulsos até virar uma AB.
- ☑  $(5-8) \leq M / M_{\text{sol}} \leq 60$ 
  - ✓ Colapso do núcleo, SN e EN ou BN.
- ☑  $M / M_{\text{sol}} \geq 60$ 
  - ✓ Instabilidade, colapso e BN (???)



# Evolução pós-AGB

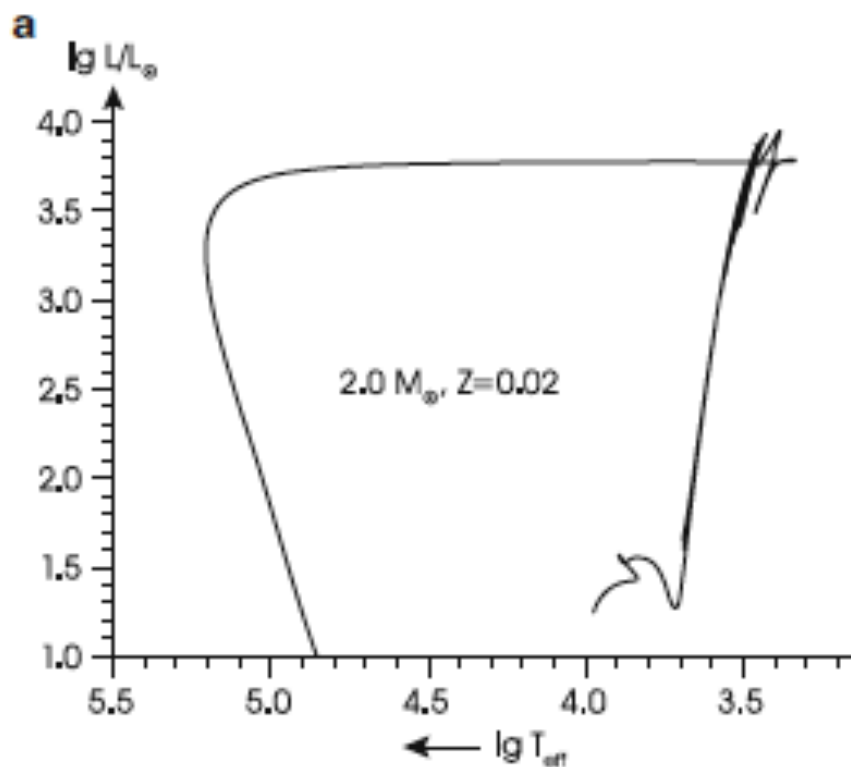
- ☑ Durante as reações nucleares no AGB, perda de massa por vento estelar e pulsos térmicos desempenham papel fundamental na evolução no (e após o) AGB.
- ☑ Perda de massa
  - ✓ Taxas  $\sim 10^{-8}$  a  $10^{-5} M_{\text{Sol}}/\text{ano}$
  - ✓ Origem: acoplamento do envelope radiativo externo com formação de poeira na atmosfera
  - ✓ Formação de poeira favorecida por baixas temperaturas externas, atingidas durante a fase de pulsos com grande amplitude

## ☑ Fórmulas empíricas para perda de massa no AGB

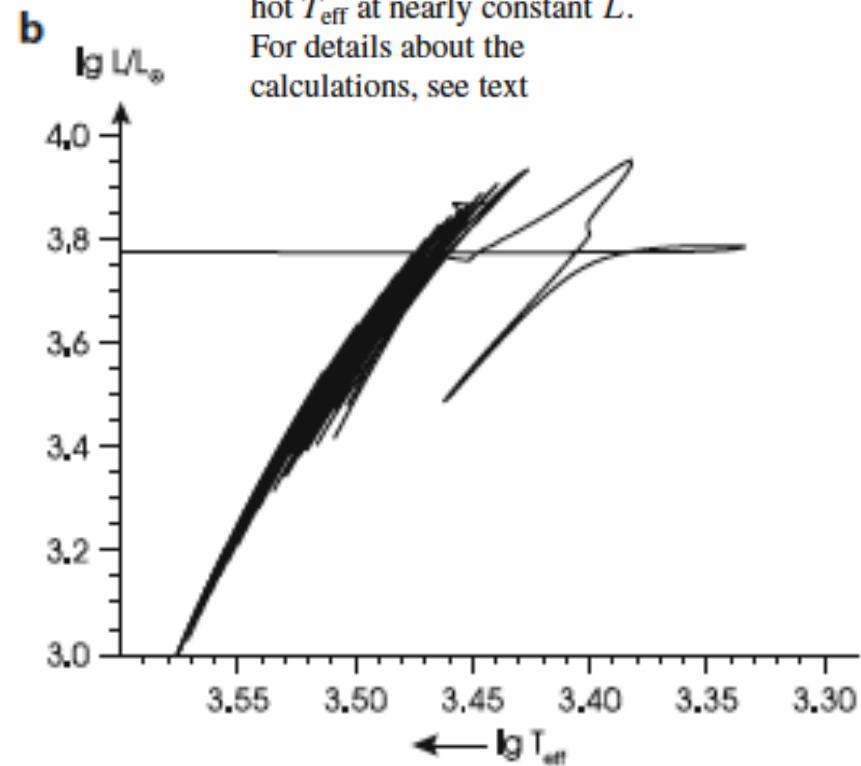
$$\log(\dot{M}_{AGB}) = -5,65 + 1,05 \cdot \log\left(10^{-4} \frac{L}{L_{\odot}}\right) - 6,3 \cdot \log\left(\frac{T_{eff}}{3500 \text{ K}}\right)$$

$$\log(\dot{M}_{AGB}) = -4,52 + 2,47 \cdot \log\left(10^{-4} \frac{L}{L_{\odot}}\right) - 6,81 \cdot \log\left(\frac{T_{eff}}{2600 \text{ K}}\right) - 1,95 \cdot \log\left(\frac{LM}{M_{\odot}}\right)$$

- ☑ Processo típico de evolução no AGB para estrela de 2 MSol,  $X=0,695$ ,  $Y=0,285$ ,  $Z=0,02$  (composição “padrão”)
  - ✓ Overshooting incluído em todas as camadas limite
  - ✓ Opacidades incluem variações nas abundâncias de C e O (sensíveis aos “dredge-ups”)
  - ✓ Perda de massa é considerada, usando as eqs. do slide anterior
  - ✓ Este e diversos outros modelos com composições químicas diversas estão da tese de doutorado de Kitisikis (2008) e foram publicados por Weiss e Fergusson (A&A 2009)



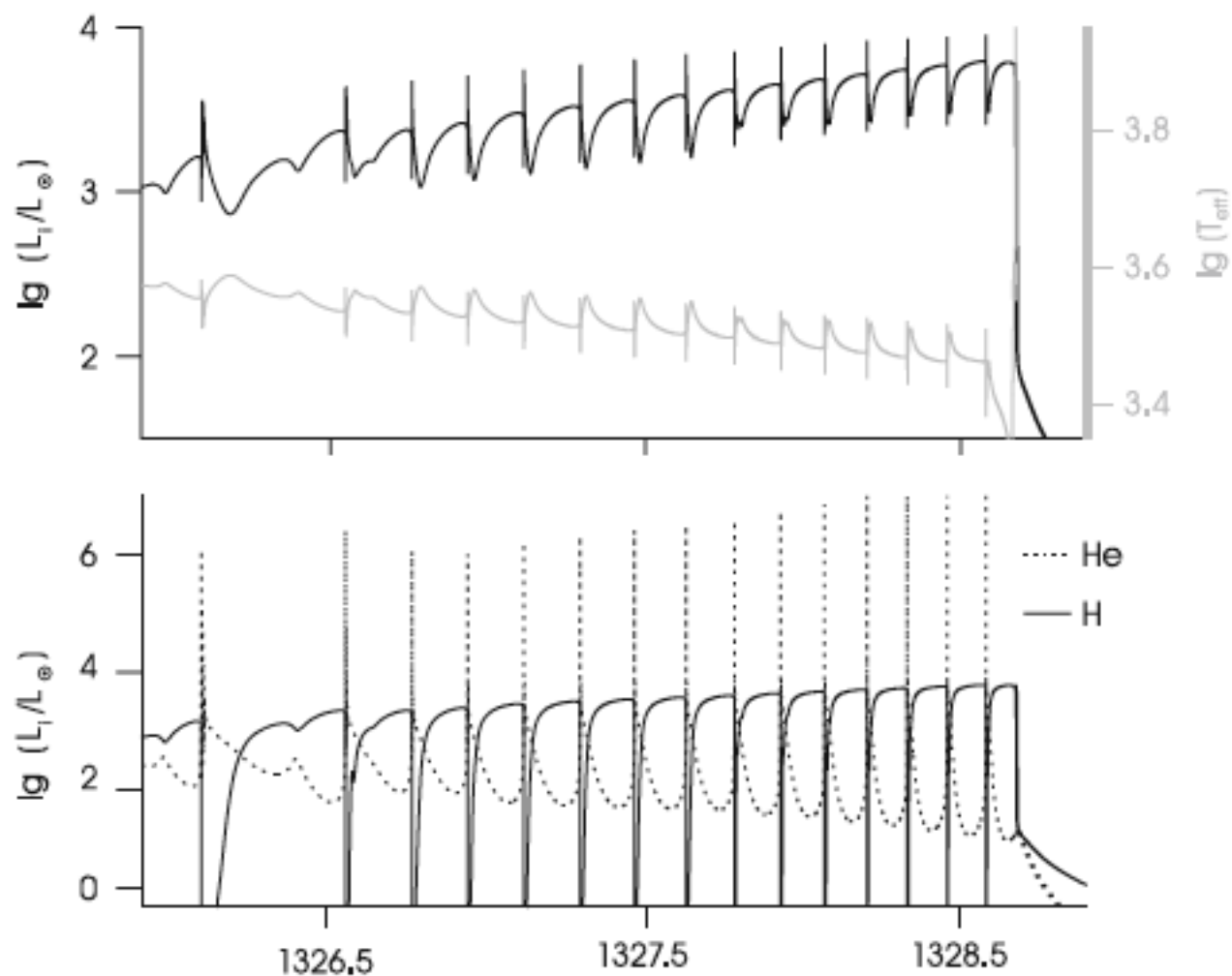
**Fig. 34.8** (a) Evolution of a star of  $2 M_{\odot}$  and  $Z = 0.02$  from the ZAMS to the white-dwarf cooling stage (Weiss and Ferguson 2009). (b) Detail view of the TP-AGB phase, with 15 TPs, the last one leading to an excursion to very low  $T_{\text{eff}}$ , the final expulsion of the stellar envelope, and the beginning of the post-AGB transition to hot  $T_{\text{eff}}$  at nearly constant  $L$ . For details about the calculations, see text



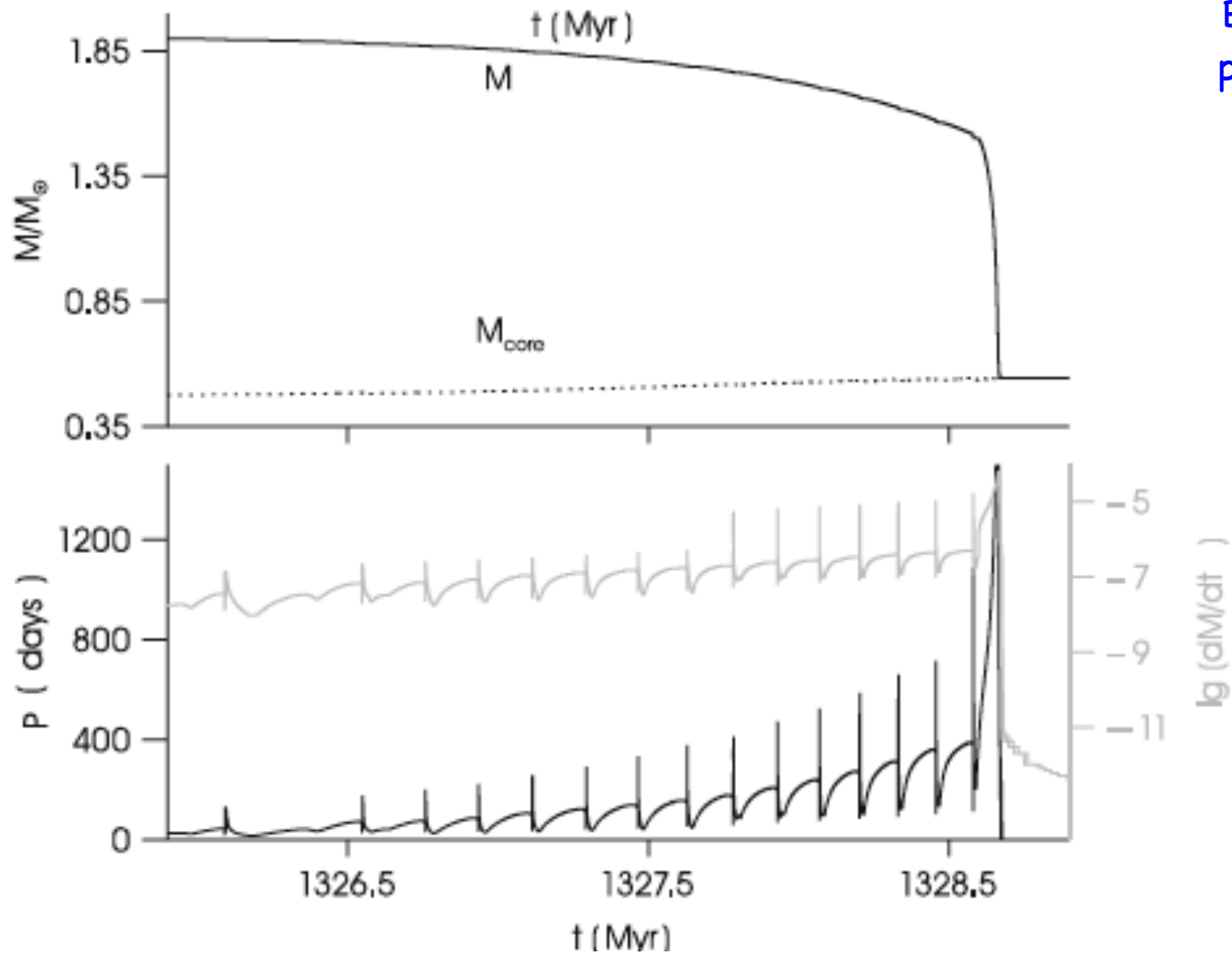


☑ Roteiro...

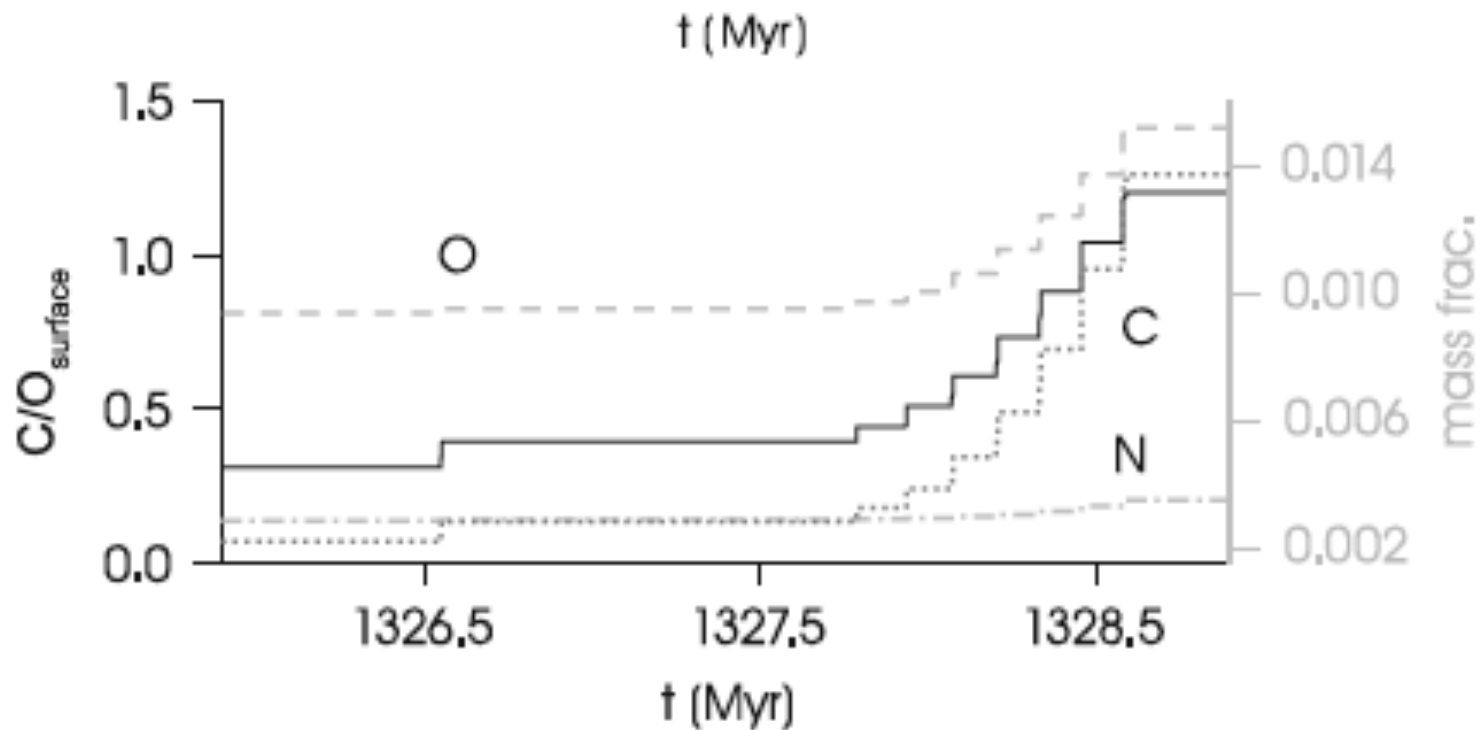
- ✓ SP:  $1,075 \times 10^9$  anos
- ✓ RGB:  $58 \times 10^6$  anos
- ✓ Flash do He
- ✓ Queima de He:  $177 \times 10^6$  anos
- ✓ Partida para o AGB; início dos pulsos térmicos (E-AGB,  $15,4 \times 10^6$  anos)
- ✓ Último pulso ocorre quando  $C/O > 1$
- ✓ TP-AGB:  $2,6 \times 10^6$  anos
- ✓ Contração, cruzando o DHR para a esquerda (4100 anos)
- ✓ Massa final:  $0,543 M_{\text{Sol}}$



**Fig. 34.9** Physical quantities during the TPs of the same model as in Fig. 34.8. The *panels* show, from *top to bottom*: total luminosity  $L$  (*left scale*) and  $T_{\text{eff}}$  (*right scale*); helium and hydrogen shell luminosity; total and C/O core mass; pulsation period (*left scale*) and mass loss rate (*right scale*); and finally C/O ratio at the surface (*left scale*) and C, N, and O mass fractions (*right scale*)

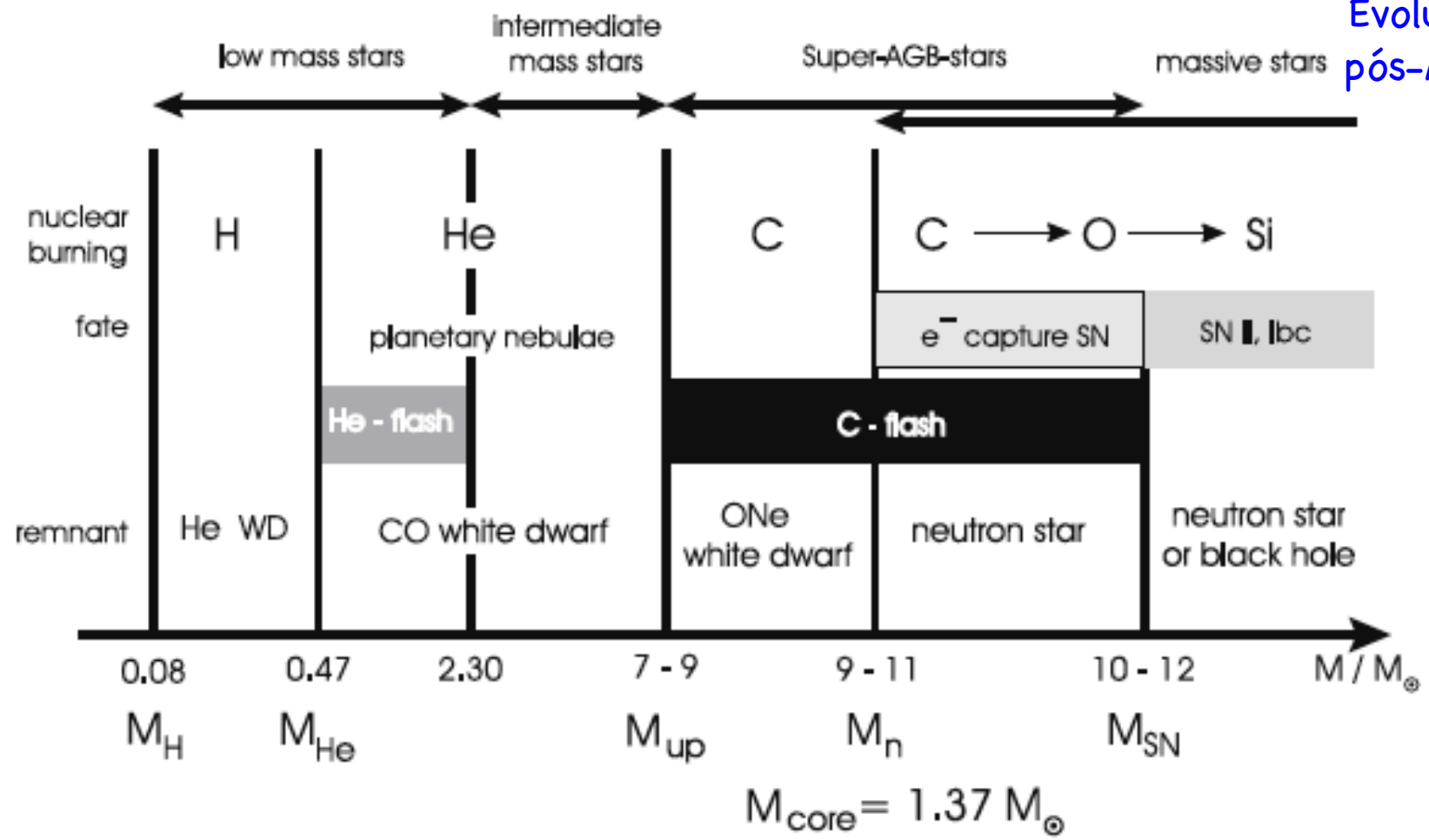


**Fig. 34.9** Physical quantities during the TPs of the same model as in Fig. 34.8. The *panels* show, from *top to bottom*: total luminosity  $L$  (*left scale*) and  $T_{\text{eff}}$  (*right scale*); helium and hydrogen shell luminosity; total and C/O core mass; pulsation period (*left scale*) and mass loss rate (*right scale*); and finally C/O ratio at the surface (*left scale*) and C, N, and O mass fractions (*right scale*)



**Fig. 34.9** Physical quantities during the TPs of the same model as in Fig. 34.8. The *panels* show, from *top to bottom*: total luminosity  $L$  (*left scale*) and  $T_{\text{eff}}$  (*right scale*); helium and hydrogen shell luminosity; total and C/O core mass; pulsation period (*left scale*) and mass loss rate (*right scale*); and finally C/O ratio at the surface (*left scale*) and C, N, and O mass fractions (*right scale*)

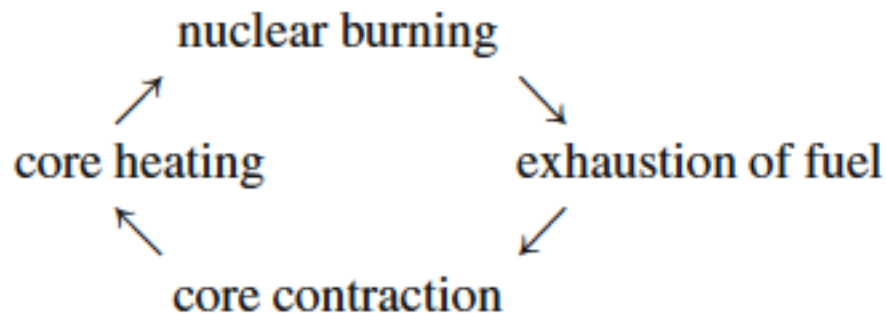
- ☑ Divisão entre estrelas com queima de H ou queima de He (nas camadas que separam os núcleos inertes)
- ☑ Massas, nesse caso, são baixa a intermediária
- ☑ Estrela cruza rapidamente o DHR para a esquerda, com correspondente aumento de  $T_{\text{eff}}$ .
- ☑ Dependendo da temperatura do interior exposto após a fase de perda de massa no AGB, fótons UV do interior podem ionizar o gás ejetado nos PT/perda de massa, criando uma nebulosa planetária
  - ✓  $T \sim 30.000$  para ionização de H
  - ✓  $T \sim 60.000$  K para ionização de He



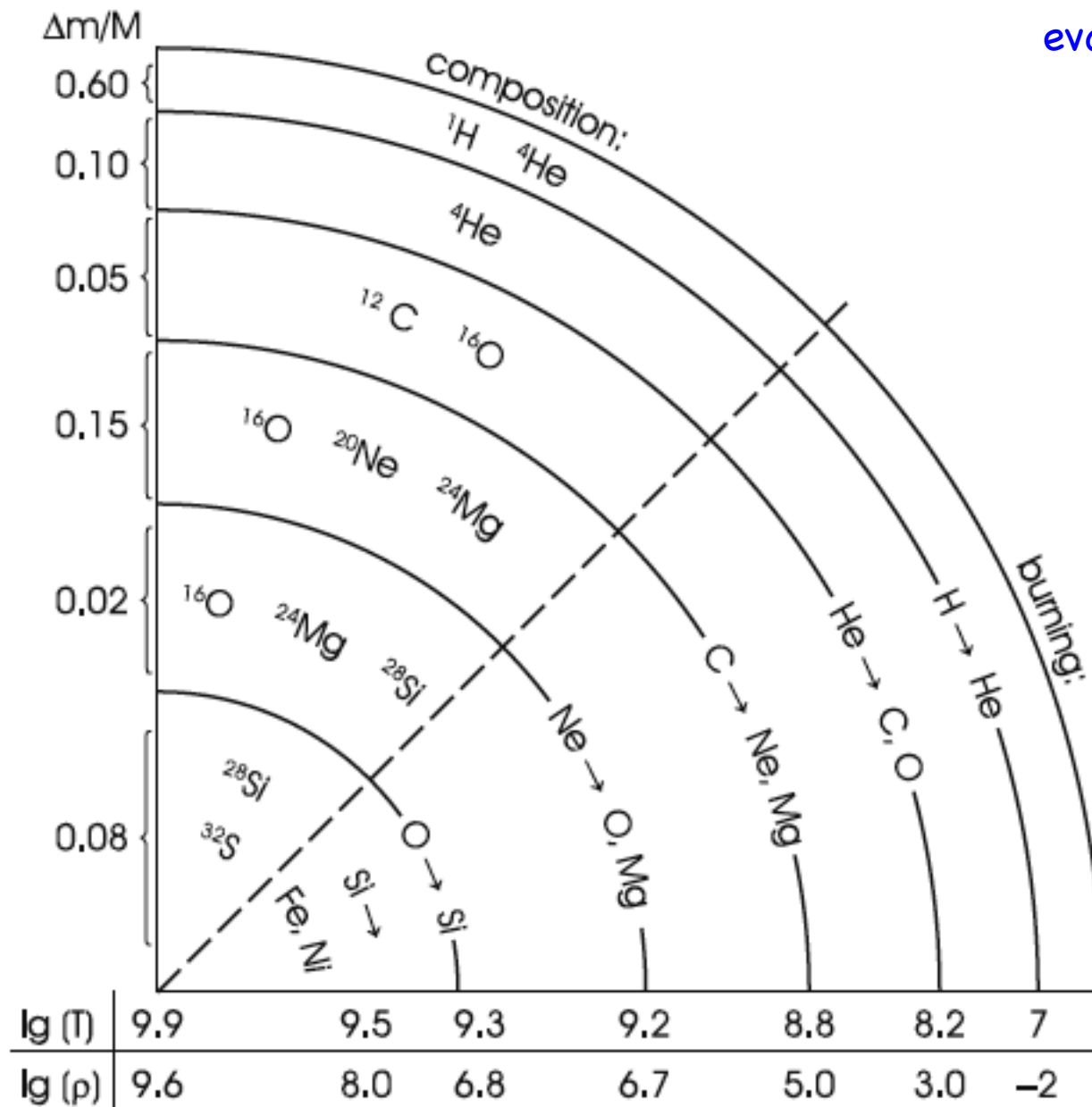
**Fig. 34.10** Transition masses between different evolutionary paths for stars, and their final fate.  $M_H$ ,  $M_{He}$ ,  $M_{up}$ ,  $M_n$ , and  $M_{SN}$  correspond to the minimum initial stellar mass for hydrogen, helium, and carbon ignition, the formation of a neutron star, and for stars undergoing a type II supernova explosion. The final fate of the star and its remnant are indicated for each mass range. Note that these mass limits depend crucially on the initial composition and on the detailed computations (After Siess 2006b)

# Fases finais de evolução do núcleo

- ✓ Após a queima de He no núcleo, estrelas de massa suficientemente alta ( $M > 8 M_{\text{Sol}}$ ) devem seguir um ciclo simples de queima nuclear, com perda de massa intensa e trajetória simples no DHR



- ✓ Distribuição uniforme dos elementos em suas “respectivas camadas” devido ao processo convectivo.





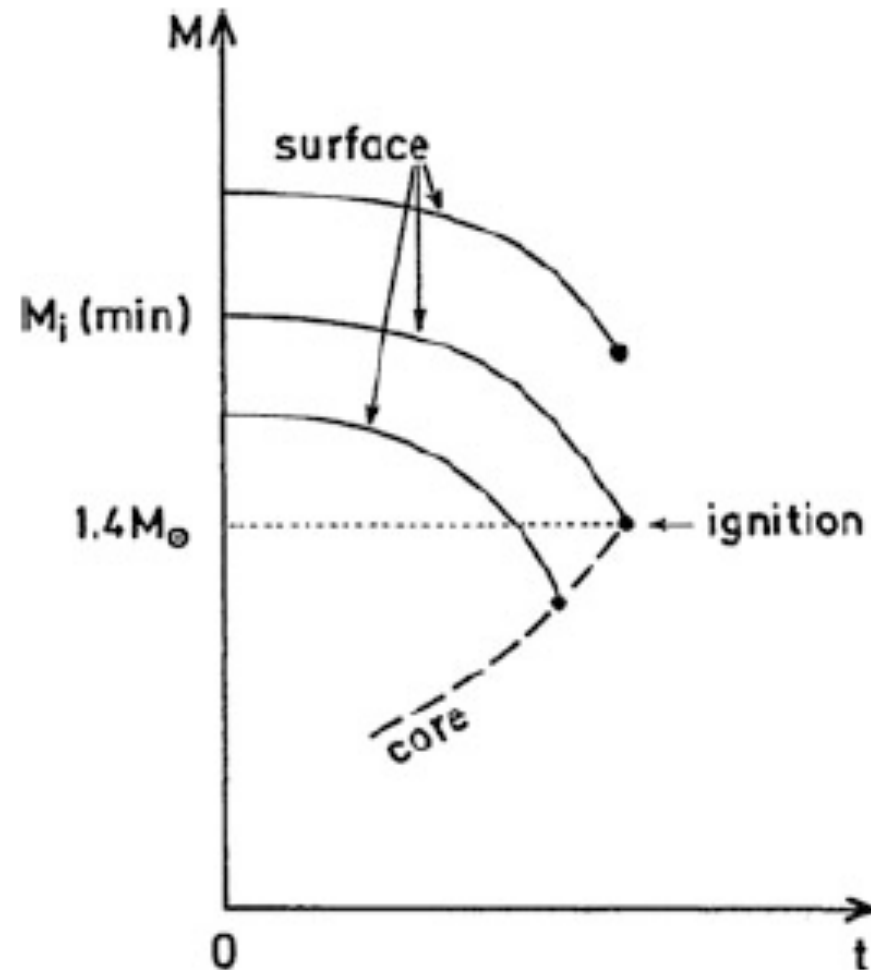
- ☑ Caso a temperatura seja adequada, o ciclo de queima prossegue até a produção de Fe
- ☑ Interrupção anterior à produção de Fe é possível devido ao aumento da pressão interna do gás de e-, causada por contrações sucessivas => **degenerescência!!!**
- ☑ Próxima etapa de queima, caso ocorra, deve começar nas camadas externas vizinhas ao núcleo degenerado (a exemplo do Flash do He)
- ☑ Perda excessiva de neutrinos também pode esfriar o núcleo, interrompendo a fusão nuclear



“In any case, the nuclear cycles tend to develop central regions with increasing density and with heavier elements. We should note, however, that the later nuclear burnings are not capable of stabilizing the star long enough for us to observe many stars in such phases (as is the case with central hydrogen burning and helium burning).

The main reason for this is the strongly decreasing difference in binding energy per nucleon (Fig. 18.1). Table 35.1 on page 447 gives typical durations for the various hydrostatic burning phases. From carbon burning on, these are comparable, respectively much shorter than the thermal timescale of the star. This means that any change in the core is no longer reflected by a change of surface properties, and therefore the star remains at its position in the Hertzsprung-Russell diagram. From the outside, one cannot see whether the star is 10,000 years or 10 h before the final core collapse!”

**Fig. 35.5** For three different initial masses  $M_i$  the *solid lines* show schematically the decrease of the stellar mass  $M$  due to mass loss, while the mass of their degenerate CO cores (*dashed line*) increases owing to helium-shell burning. Carbon burning is ignited when the core mass reaches about  $1.4M_{\odot}$ . This never occurs for  $M_i < M_i(\text{min})$ , since then the surface reaches the core before it can grow to  $1.4M_{\odot}$ .



**Table 35.1** The duration of burning stages (in years) in three models of different mass, taken from [Limongi and Chieffi \(2006\)](#)

Burning:	$M = 15 M_{\odot} :$	$M = 40 M_{\odot} :$	$M = 120 M_{\odot} :$
H	$1.31 \times 10^7$	$4.88 \times 10^6$	$2.80 \times 10^6$
He	$9.27 \times 10^5$	$3.82 \times 10^5$	$2.96 \times 10^5$
C	$3.25 \times 10^3$	$1.86 \times 10^2$	$3.62 \times 10^1$
Ne	$6.67 \times 10^{-1}$	$1.34 \times 10^{-1}$	$6.56 \times 10^{-2}$
O	$3.59 \times 10^0$	$1.59 \times 10^{-1}$	$2.57 \times 10^{-2}$
Si	$6.65 \times 10^{-2}$	$1.47 \times 10^{-3}$	$3.63 \times 10^{-4}$

The beginning and end of each burning stage is defined as the times when 1 % of the fuel has been burnt, respectively when its abundance has dropped to below  $10^{-3}$  (Data courtesy M. Limongi)



# Explosão final e colapso

- ☑ Após a queima de He, a evolução do núcleo de C-O depende da massa
  - ✓ CO degenerado (massas pequena e interm.) => não aquece após a transição, com o aumento de  $P$
  - ✓ CO não-degenerado (massa grande) => aquece continuamente sobre efeito de  $P$
- ☑ A grande maioria dos objetos (> 90%) termina seus dias como uma anã branca

- ☑ Dependências para uma modelagem adequada
  - ✓ massa pós queima do He
  - ✓ Funções de massa
  - ✓ Modelos iniciais
  
- ☑ Estágios possíveis
  - ✓ Anã branca (AB)
  - ✓ Colapso do núcleo seguido de explosão (EN)
  - ✓ Resíduo pós-explosão (EN)
  - ✓ Colapso direto ou colapso após fallback (BN)

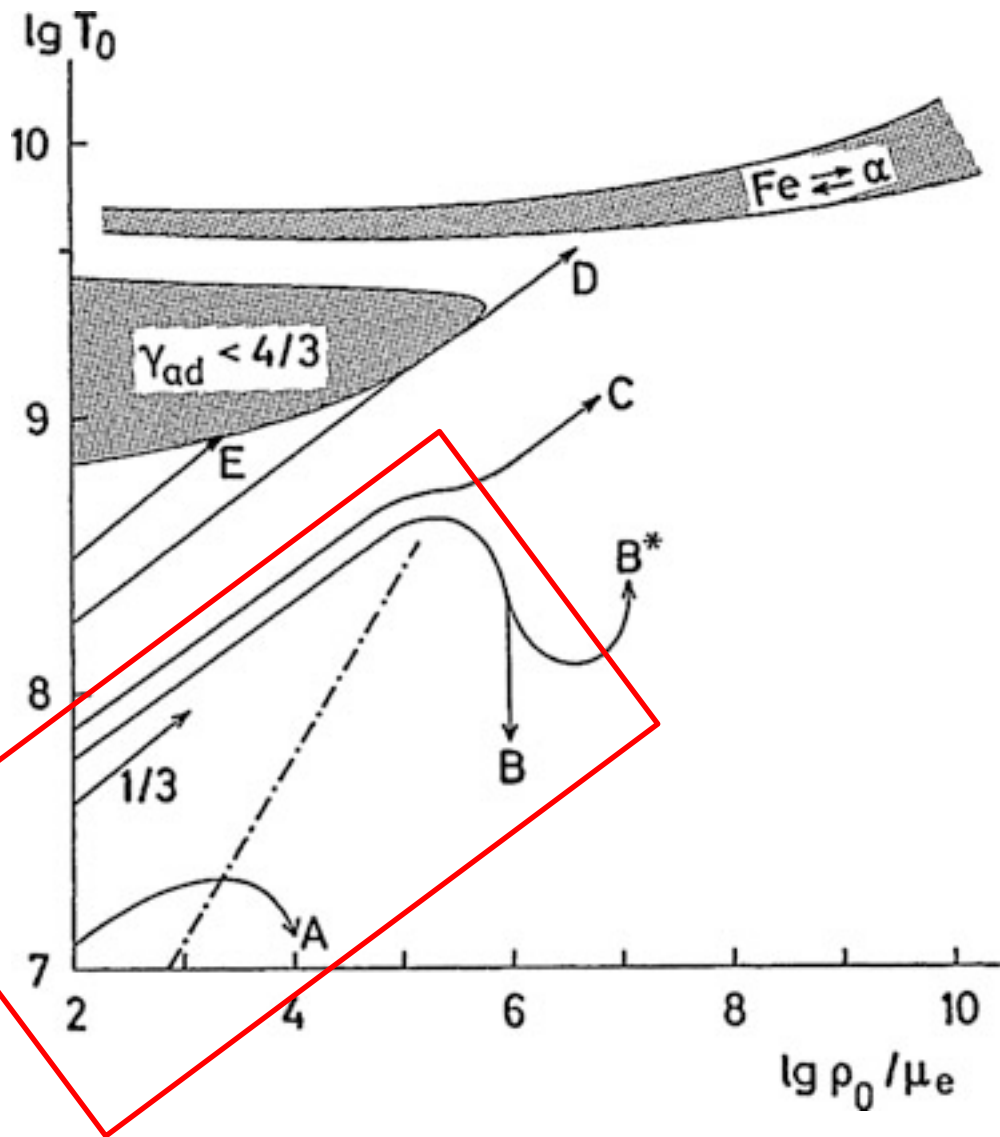
$$M_c < M_{\text{crit}} \sim M_{\text{Ch}}$$

- ☑ Envelope massivo o suficiente para manter  $M_c < M_{\text{Ch}}$ 
  - ✓ Núcleo torna-se degenerado
  - ✓ Estrela resfria => anã branca
  - ✓ Sistemas binários evoluem de forma diferente, dando origem a supernovas tipo Ia
    - Merging de sistema duplamente degenerado (AB de C e AB de He), flash e ruptura final do objeto que recebe a matéria
    - Sistema AB + estrela não-degenerada: acreção de matéria até ultrapassar  $M_{\text{Ch}}$
    - Runaway do núcleo de CO causado por explosões do He acretado da estrela companheira – processo ocorre mesmo antes de chegar ao limite de Chandrasekhar
    - Linhas de H não são observadas!!!!

$$M_c < M_{\text{crit}} \sim M_{\text{Ch}}$$

- ☑ Envelope massivo o suficiente para manter  $M_c < M_{\text{crit}}$ 
  - ✓ Núcleo torna-se degenerado
  - ✓ Estrela resfria  $\Rightarrow$  anã branca
  - ✓ Sistemas binários evoluem de forma diferente, dando origem a supernovas tipo Ia
    - Merging de sistema durante a vida degenerado (AB de C e AB de He), flash e ruptura gravitacional do objeto que recebe a matéria
    - Sistema A+B, estrela não-degenerada: acreção de matéria até ultrapassar  $M_{\text{Ch}}$
    - Runaway do núcleo de CO causado por explosões do He heretado da estrela companheira – processo ocorre mesmo antes de chegar ao limite de Chandrasekhar
    - Linhas de H não são observadas!!!!





**Fig. 36.1** Schematic evolution of the central values  $T_0$  (in K) and  $\rho_0$  (in  $\text{g cm}^{-3}$ ) for different core masses. The *dot-dashed line* corresponds to the left-hand part of the *dot-dashed line* in Figs. 28.1 and 28.2. Five evolutionary tracks are plotted which illustrate the different cases discussed in the text: *A* and *B* correspond to case 1. *B\** illustrates case 2, where the core gains mass after it has become degenerate and undergoes a carbon flash. The curves *C*, *D* correspond to case 3, while curve *E* corresponds to case 4

Fig. 28.1 - Kippenhahn (2012)

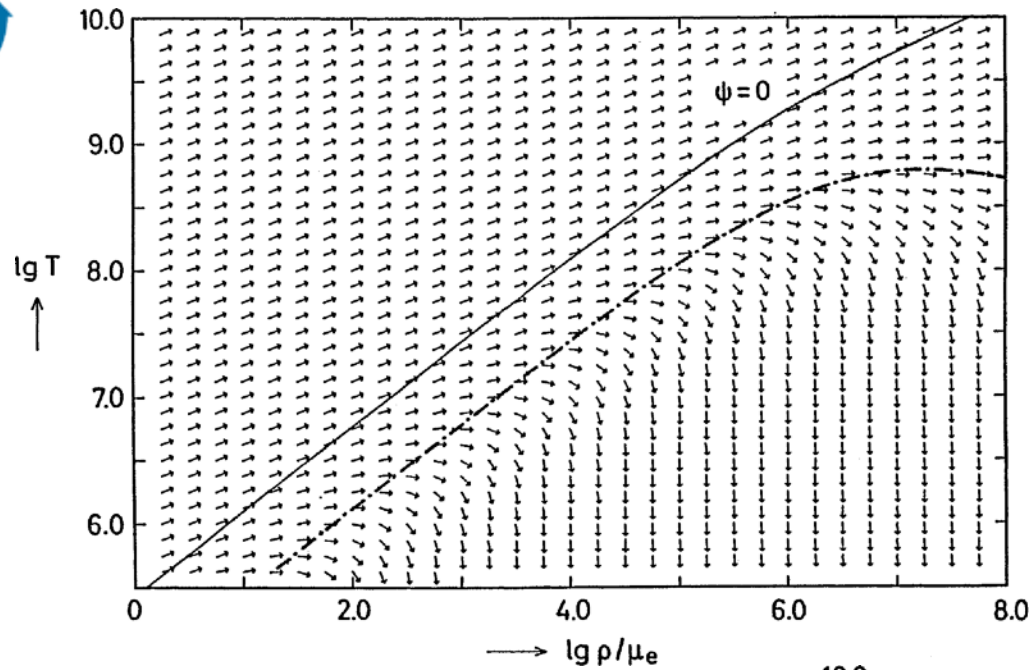
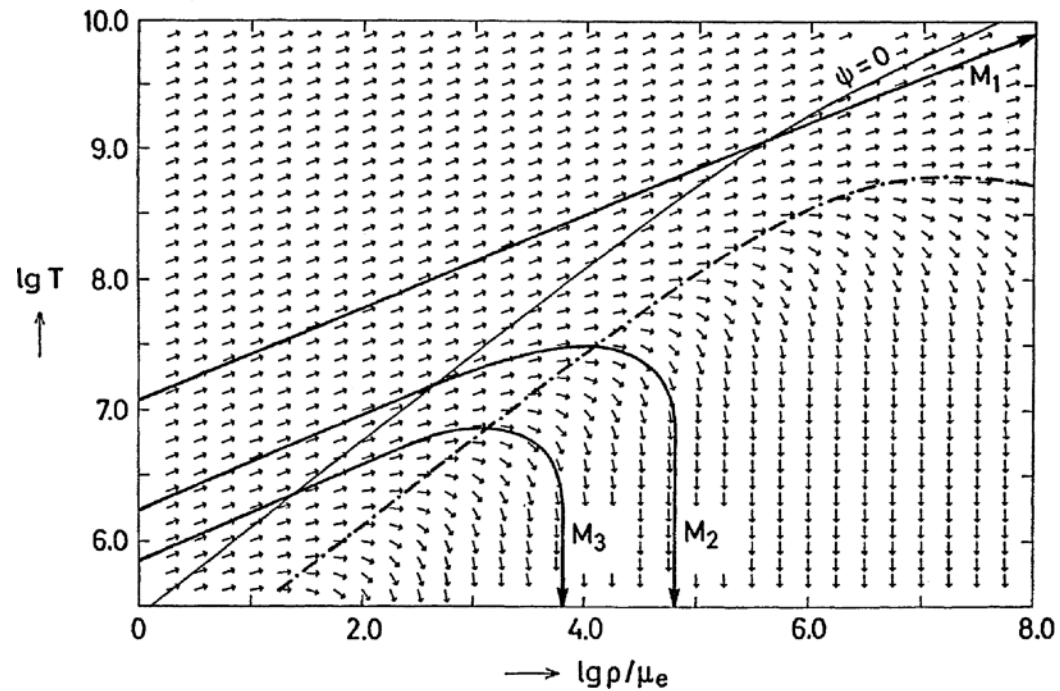
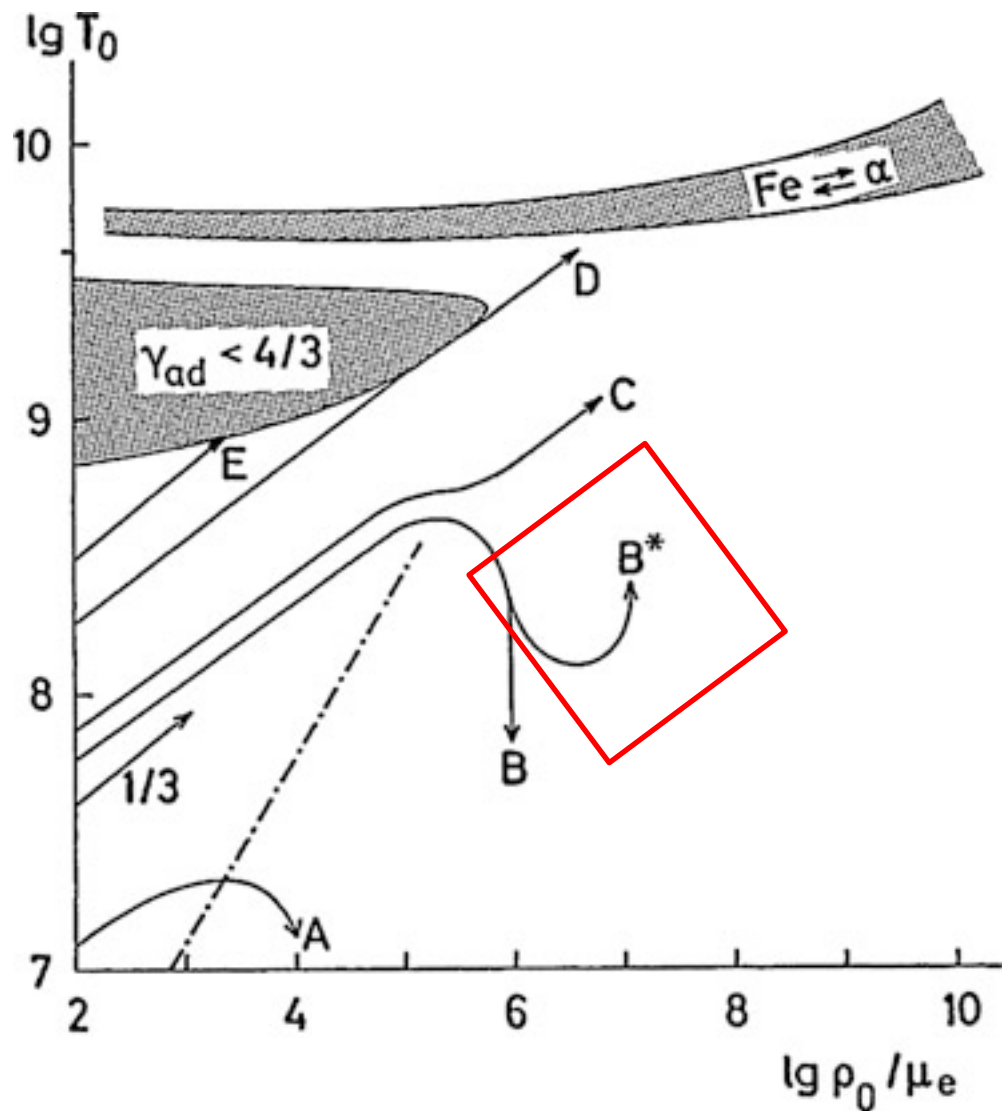


Fig. 28.2 - Kippenhahn (2012)



$$M_c < M_{\text{crit}}$$

- ☑ Se o envelope é suficientemente massivo, o núcleo torna-se degenerado e resfria
  - ✓ Aumento de massa por causa da queima do envelope causa queima de C, partindo de um estado fortemente degenerado
  - ✓ Ocorre em estrelas cuja massa inicial é  $4 - 8 M_{\text{sol}}$ , desde que a perda de massa não tenha sido intensa
  - ✓ Possível mecanismo padrão de estrelas PopIII
  - ✓ Como há linhas de H (típicas de SN II), mas o mecanismo é runaway térmico (SN Ia), esses eventos são chamados de SN 1,5 (mas não se sabe ainda se eles existem)

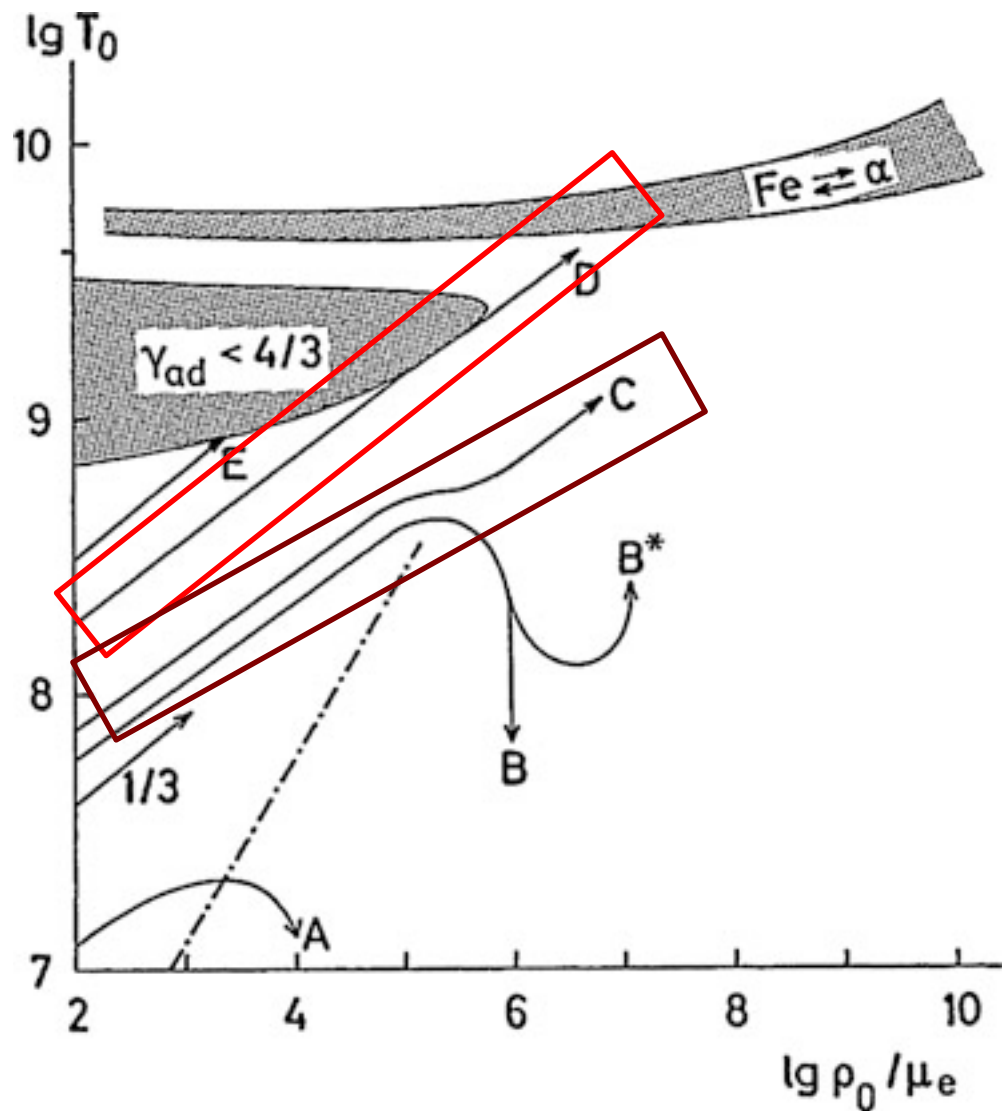


**Fig. 36.1** Schematic evolution of the central values  $T_0$  (in K) and  $\rho_0$  (in  $\text{g cm}^{-3}$ ) for different core masses. The *dot-dashed line* corresponds to the left-hand part of the *dot-dashed line* in Figs. 28.1 and 28.2. Five evolutionary tracks are plotted which illustrate the different cases discussed in the text: *A* and *B* correspond to case 1. *B\** illustrates case 2, where the core gains mass after it has become degenerate and undergoes a carbon flash. The curves *C*, *D* correspond to case 3, while curve *E* corresponds to case 4



$$M_c < M_{\text{crit}} \leq 40 M_{\text{Sol}}$$

- ☑ Trajetória não passa pela região de degenerescência NR
- ☑ Queima sucessiva de C
- ☑ Captura eletrônica sucessiva por Mg, Na e Ne reduzem a pressão, criando condições de colapso
- ☑ Pode ocorrer em estrelas pós-AGB
- ☑ Massas típicas para o núcleo: 2 até pouco mais de  $4 M_{\text{Sol}}$
- ☑ Processo produz EN e ejeção do envelope externo de H – supernovas tipo II padrão

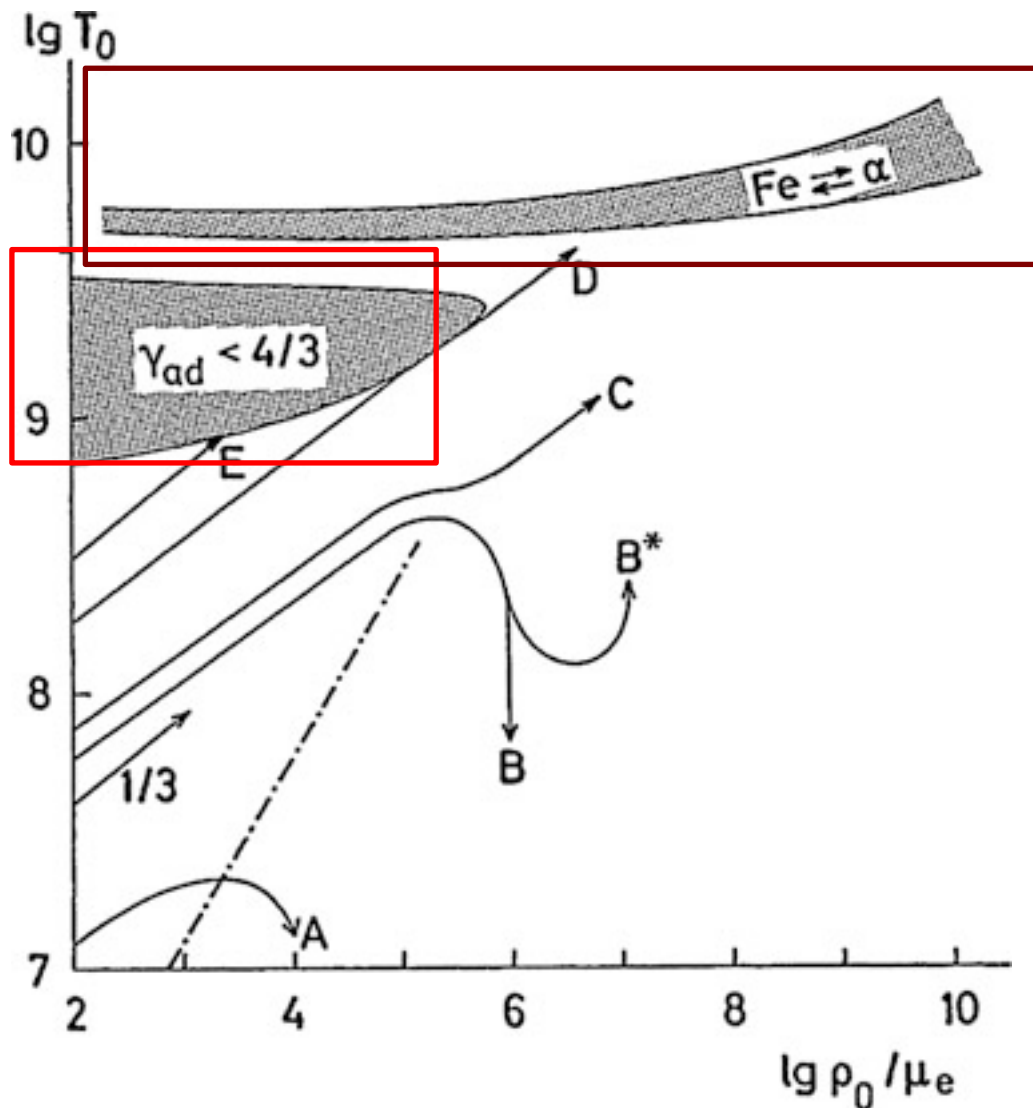


**Fig. 36.1** Schematic evolution of the central values  $T_0$  (in K) and  $\rho_0$  (in  $\text{g cm}^{-3}$ ) for different core masses. The *dot-dashed line* corresponds to the left-hand part of the *dot-dashed line* in Figs. 28.1 and 28.2. Five evolutionary tracks are plotted which illustrate the different cases discussed in the text: *A* and *B* correspond to case 1. *B\** illustrates case 2, where the core gains mass after it has become degenerate and undergoes a carbon flash. The curves *C*, *D* correspond to case 3, while curve *E* corresponds to case 4



$$M_c \geq 40 M_{\text{Sol}}$$

- ☑ Envelope massivo  $\Rightarrow$  queima de C em um núcleo não degenerado
- ☑ Provavelmente originária de uma estrela com massa inicial  $> 140 M_{\text{sol}}$
- ☑ Objeto final pode ser uma EN (massas finais de  $M_c$  mais baixas) ou um BN por “fallback” do material ejetado sobre a EN
- ☑ Supernovas produzidas por instabilidade de pares (tipo de SN II com colapso do núcleo) não deixam objeto compacto.



**Fig. 36.1** Schematic evolution of the central values  $T_0$  (in K) and  $\rho_0$  (in  $\text{g cm}^{-3}$ ) for different core masses. The *dot-dashed line* corresponds to the left-hand part of the *dot-dashed line* in Figs. 28.1 and 28.2. Five evolutionary tracks are plotted which illustrate the different cases discussed in the text: *A* and *B* correspond to case 1. *B\** illustrates case 2, where the core gains mass after it has become degenerate and undergoes a carbon flash. The curves *C*, *D* correspond to case 3, while curve *E* corresponds to case 4



# Ignição do C em núcleos degenerados

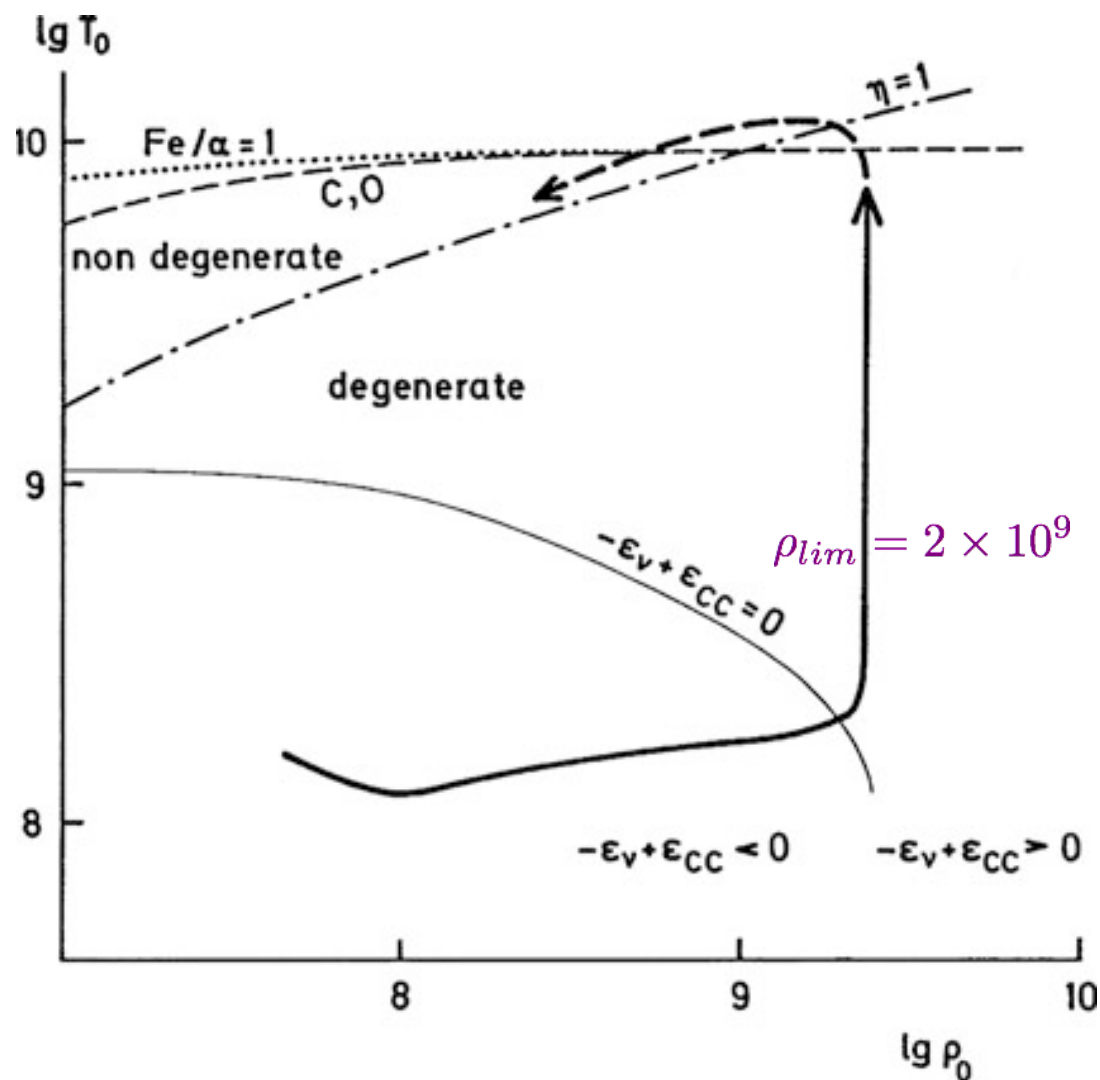
- ✓ Intervalo de massa  $4 \leq M/M_{\text{sol}} \leq 8$  típico
- ✓ Perda de massa insignificante e núcleo de CO degenerado
- ✓ Densidade do núcleo cresce (aumento de  $M_c$  por causa da queima da casca acima)  $\Rightarrow$  aproxima-se de  $M_{\text{Ch}}$
- ✓ Núcleo se contrai (aumento de massa  $\Rightarrow$  aumento de pressão gravitacional)
- ✓ Energia liberada na contração é transferida por condução para o centro ( $e^-$ ) e para as camadas externas ( $\nu$ )
- ✓ Aumento gradativo de  $T_c$  ou de  $T_{\text{shell}}$  leva à ignição do C (no centro ou na casca de máxima temperatura)

- Flash do C
- Balanço de energia depende de como neutrinos carregam a energia liberada para fora do núcleo

$$-\epsilon_\nu + \epsilon_{CC} \leq 0 \quad \text{Estável}$$

$$-\epsilon_\nu + \epsilon_{CC} > 0 \quad \text{Instável}$$

- Processo semelhante ao flash do He  $\Rightarrow$  aquecimento a  $\rho$  constante  $\Rightarrow$  saída da degenerescência



# Ajuste convectivo/hidrostático

- ☑ Flash do C libera energia => queima de O subsequente
- ☑ Remoção da degenerescência => aumento de pressão interna => expansão do núcleo

- ☑ Escalas de tempo envolvidas:

✓  $\tau_e / \tau_{hidro} \gg 1 \Rightarrow$  expansão quase hidrostática

✓  $\tau_e / \tau_{hidro} \ll 1 \Rightarrow$  criação de onda de choque

✓  $\tau_e / \tau_{conv} \gg 1 \Rightarrow$  convecção eficiente

✓  $\tau_e / \tau_{conv} \ll 1 \Rightarrow$  convecção ineficiente

- ☑ Escalas de tempo típicas para  $\rho \approx 10^8 \text{ g.cm}^{-3}$

✓  $\tau_e \approx 10^{-6} \text{ s}$  (para  $T > 2 \times 10^9 \text{ K}$ )

✓  $\tau_{hidro} = \tau_{conv} \approx 0,1 \text{ s}$

$$\tau_e = \frac{c_P T}{\epsilon_{CC}}$$

$$\tau_{hidro} \approx G\rho^{-1/2}$$

$$\tau_{conv} = l_m / v_s$$



# Frentes de combustão

- ☑ Detonação
  - ✓ Frente de choque supersônica
  - ✓ Compressão => aquecimento => combustão
  - ✓ Frente de choque se move com frente de queima
- ☑ Deflagração
  - ✓ Frente de choque subsônica
  - ✓ Temperatura de ignição atingida fora do centro por transporte de energia (aquecimento de camadas externas)
  - ✓ Nucleossíntese ocorre com temperaturas e pressões mais baixas => produção de elementos menos pesados

- ☑ Ambos os processos são possíveis
- ☑ Desvios do equilíbrio hidrostático estão confinados a uma camada muito fina, onde toda a energia nuclear é liberada
  - ✓ Detonação: momentum da frente de choque é balanceado pela pressão externa
  - ✓ Deflagração: momentum da frente de choque é balanceado pelo recuo das camadas à frente
- ☑ Deflagração pode transforma-se em detonação se a frente de choque atingir velocidades supersônicas (delayed detonation models)
- ☑ Predominância de um processo sobre o outro depende de:
  - ✓ Mecanismo de transporte (condução ou convecção)
  - ✓ Opacidade das camadas externas
- ☑ Ainda não se sabe se a explosão de SN Ia é capaz de destruir completamente a AB progenitora, no caso de estrelas solitárias
- ☑ Acrescimento de matéria em sistemas binários provavelmente destrói a progenitora
  - ✓ Ambos os casos acima correspondem ao caso de  $M_c < M_{\text{crit}} \leq M_{\text{Ch}}$

# Colapso do núcleo de estrelas massivas

- ☑ Reflexão do infall: choque parcialmente elástico e interrupção do colapso, devido à densidade do núcleo atingir densidades nucleares ( $> 10^{14} \text{ g.cm}^{-3}$ )
- ☑ Energia necessária para restabelecer as condições anteriores ao colapso (elástico)

$$E \approx GM_c^2 \left( \frac{1}{R_n} - \frac{1}{R_{wd}} \right) \approx \frac{GM_c^2}{R_n} \approx 3 \times 10^{53} \text{ erg},$$

- ☑ Energia necessária para expulsar o envelope ( $M = 10 M_{\text{sol}}$ )  
Valores realistas da ordem de  $10^{51} \text{ erg}$

$$E_c = \int_{M_{wd}}^M \frac{Gm \, dm}{r} \ll \frac{GM^2}{R_{wd}} \approx 3 \times 10^{52} \text{ erg}$$

- ☑ Núcleo comprimido além do ponto de equilíbrio age como uma mola, com a força restauradora expulsando o envelope em infall

# Colapso do núcleo de estrelas massivas

- ✓ Reflexão do infall: choque parcialmente elástico e interrupção do colapso devido à densidade do núcleo atingir densidade nucleares ( $> 10^{14} \text{ g.cm}^{-3}$ )
- ✓ Energia necessária para restabelecer as condições anteriores ao colapso (elástico)

Principal fuga de energia: neutrinos ( $\sim 10^{53} \text{ erg}$ )

$$E \approx GM_c^2 \left( \frac{1}{R_n} - \frac{1}{R_{wd}} \right) \approx \frac{GM_c^2}{R_n} \approx 3 \times 10^{53} \text{ erg},$$

- ✓ Energia necessária para expulsar o envelope ( $M = 10 M_{\text{sol}}$ )  
Valores realistas da ordem de  $10^{51} \text{ erg}$

$$E_c = \int_{M_{wd}}^M \frac{Gm \, dm}{r} \ll \frac{GM^2}{R_{wd}} \approx 3 \times 10^{52} \text{ erg}$$

- ✓ Núcleo comprimido além do ponto de equilíbrio age como uma mola, com a força restauradora expulsando o envelope em infall

# Colapso do núcleo de estrelas massivas

- ✓ Reflexão do infall: choque parcialmente elástico e interrupção do colapso devido à densidade do núcleo atingir densidade nucleares ( $> 10^{14} \text{ g.cm}^{-3}$ )
- ✓ Energia necessária para restabelecer as condições anteriores ao colapso (elástico)

*Principal fuga de energia: neutrinos ( $\sim 10^{53} \text{ erg}$ )*

$$E \approx GM_c^2 \left( \frac{1}{R_n} - \frac{1}{R_{wd}} \right) \approx \frac{GM_c^2}{R_n} \approx 3 \times 10^{53} \text{ erg}$$

- ✓ Energia necessária para expulsar o envelope ( $M_{wd} = 10 M_{sol}$ )

$$E_c = \int_{M_{wd}}^M \frac{Gm dm}{r} \ll \frac{GM^2}{R}$$

*Energia luminosa:  $\sim 0,01 E_{total}$  (objetos mais brilhantes do Universo) valores realistas da ordem de  $10^{51} \text{ erg}$*

- ✓ Núcleo comprimido atua como uma mola, com a força restauradora expulsando o envelope em infall



Neutronização ocorre  
nessa camada

$$\frac{E_\nu}{m_e c^2} \approx \frac{E_F}{m_e c^2} = \frac{p_F}{m_e c}$$

$$= \left( \frac{3}{8\pi m_u} \right)^{1/3} \frac{h}{m_e c} \left( \frac{\rho}{\mu_e} \right)^{1/3} \approx 10^{-2} \left( \frac{\rho}{\mu_e} \right)^{1/3} .$$

- Para  $\rho > 10^{12} \text{ g.cm}^{-3}$ , decaimento  $\beta$  passa a produzir núcleos com mais n  $\Rightarrow$  neutronização  $\Rightarrow$  produção de mais  $\nu \Rightarrow$  esfriamento do núcleo
- Opacidade grande "prende" os neutrinos ( $l_\nu$  cada vez menor).
- $v_{\text{esc}} < v_{\text{col}}$ , se  $\rho \geq 3 \times 10^{11} \text{ g.cm}^{-3}$
- $\nu$  presos  $\Rightarrow$  degenerescência  $\Rightarrow$  aumenta da neutronização

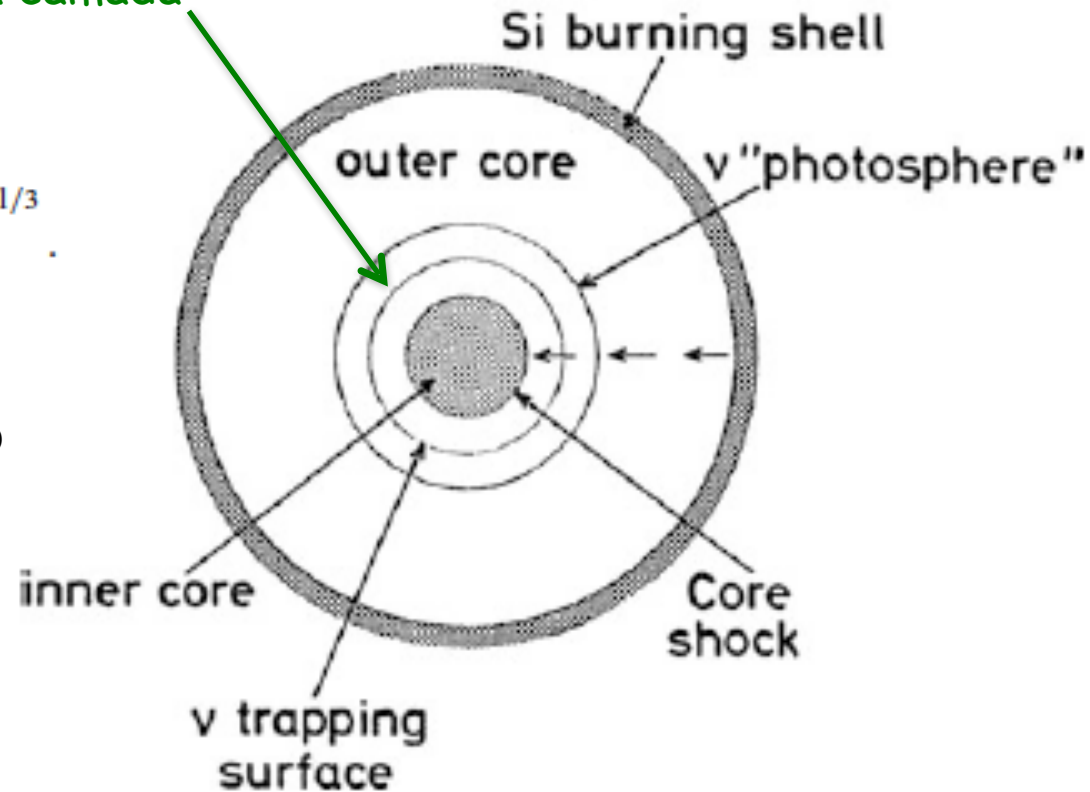


Fig. 36.6 Schematic picture of a collapsing stellar core at bounce. The *short arrows* correspond to the velocity field. At the sphere labelled *core shock*, the shock is formed. Inside this sphere the *matter* is almost at rest. Above the shock there is a still collapsing shell in which neutrinos are trapped. But on top there is a shell from which neutrinos can escape. One can define a neutrino photosphere, a *neutrinosphere*, analogous to the photosphere in a stellar atmosphere



# Sumário – $M < 0,7 M_{\text{Sol}}$

- ☑ Mistura convectiva ocorre até o núcleo em que ocorre queima de H  $\Rightarrow$  mais combustível disponível.
- ☑ Tempo de vida na sequência principal ainda maior que o tempo indicado por escala de tempo  $\tau = M / L$   
 $\sim M^{-2} X$
- ☑ Nenhuma estrela com  $M < 0.7M_{\text{Sol}}$  de ter, de fato, evoluído para fora da SP  $\Rightarrow \tau_{\text{ms}} > \tau_{\text{universe}}!$
- ☑ Após o esgotamento de H no núcleo, inicia-se a fase de queima de H na camada externa, aumentando o raio do núcleo degenerado circundante iniciado e, consquentemente, a luminosidade  $L$

- ☑ Envelope já convectivo  $\Rightarrow$  estrela próxima à zona (proibida) de Hayashi  $\Rightarrow$  movimento essencialmente na vertical no sentido RGB
- ☑ Mesmo na ponta do RGB, a massa do núcleo de H degenerado He não é suficiente para que  $T_{\text{nuc}} > 10^8$  K, causando o início do ciclo  $3\alpha$
- ☑ A estrela não atinge o Ramo Horizontal, AGB ou qualquer outra fase na qual a queima de He ocorra
- ☑ Intensa perda de massa e instabilidades semelhantes (como a queima de H em camadas começa a produzir) a estrelas massivas no AGB
- ☑ Resultado: anã branca de He de baixa massa, que surge após a ejeção do envelope estelar



# Sumário - $M = 5 M_{\text{Sol}}$

- ☑ Na ZAMS, a taxa de geração de energia é  $T_{\text{nuc}} \approx 20 \times 10^6 \text{ K} \Rightarrow$  núcleo convectivo
- ☑ Fim da vida útil da SP devido ao esgotamento de hidrogênio no núcleo
- ☑ Falta de fonte de energia no núcleo de He resulta em contração do núcleo e  $T$  e  $\rho$  em torno da casca aumenta até que a queima de H na casca se inicia
- ☑ Diferença importante:  $T_{\text{nuc}}$  no núcleo isotérmico é alta o suficiente para evitar a dominância da pressão de degenerescência, de forma que

$$P = nkT$$

- ☑ Um núcleo de He isotérmico pode ser muito massivo e permanecer estável?



- ☑ Estrelas da SP com  $M > 2 M_{\text{Sol}}$  possuem núcleos de He que excedem o limite de Schonberg-Chandrasekar => violação do limite produz contração rápida
- ☑ O núcleo encolhe em uma escala de tempo dinâmica até que o gradiente de temperatura capaz de equilibrar a gravidade seja alcançado.
- ☑ Inicialmente o envelope se expande e a estrela se move para a direita no diagrama HR com raio aumentando e  $T_{\text{eff}}$  caindo
- ☑ Queima da casca de H => grande aumento em L (ainda maior do que para estrelas de baixa massa porque o ciclo CNO domina)
- ☑ Zona proibida de Hayashi limita o movimento para a direita e começa a subida no AGB

## Evolução pós-SP

- ☑ A evolução da SP para o RGB é muito rápida => Hertzsprung Gap
- ☑ Subida no RGB termina quando a temperatura do núcleo atinge  $10^8$  K e a ignição do núcleo de He começa
- ☑ Nesse caso, a ignição ocorre em condições não-degeneradas => muito mais controlada (termostato definido por  $P = nkT$ )
- ☑ O efeito na estrela é muito semelhante ao que ocorre em estrelas de massa menor:
  - ✓ expansão do núcleo => segunda fonte de energia => redução da camada de H => uma segunda fonte de energia, mas a queima somente na casca de H diminui L => envelope encolhe o envelope => estrela desce para o RH
- ☑ O He no núcleo é processado em C + O

## Evolução pós-SP

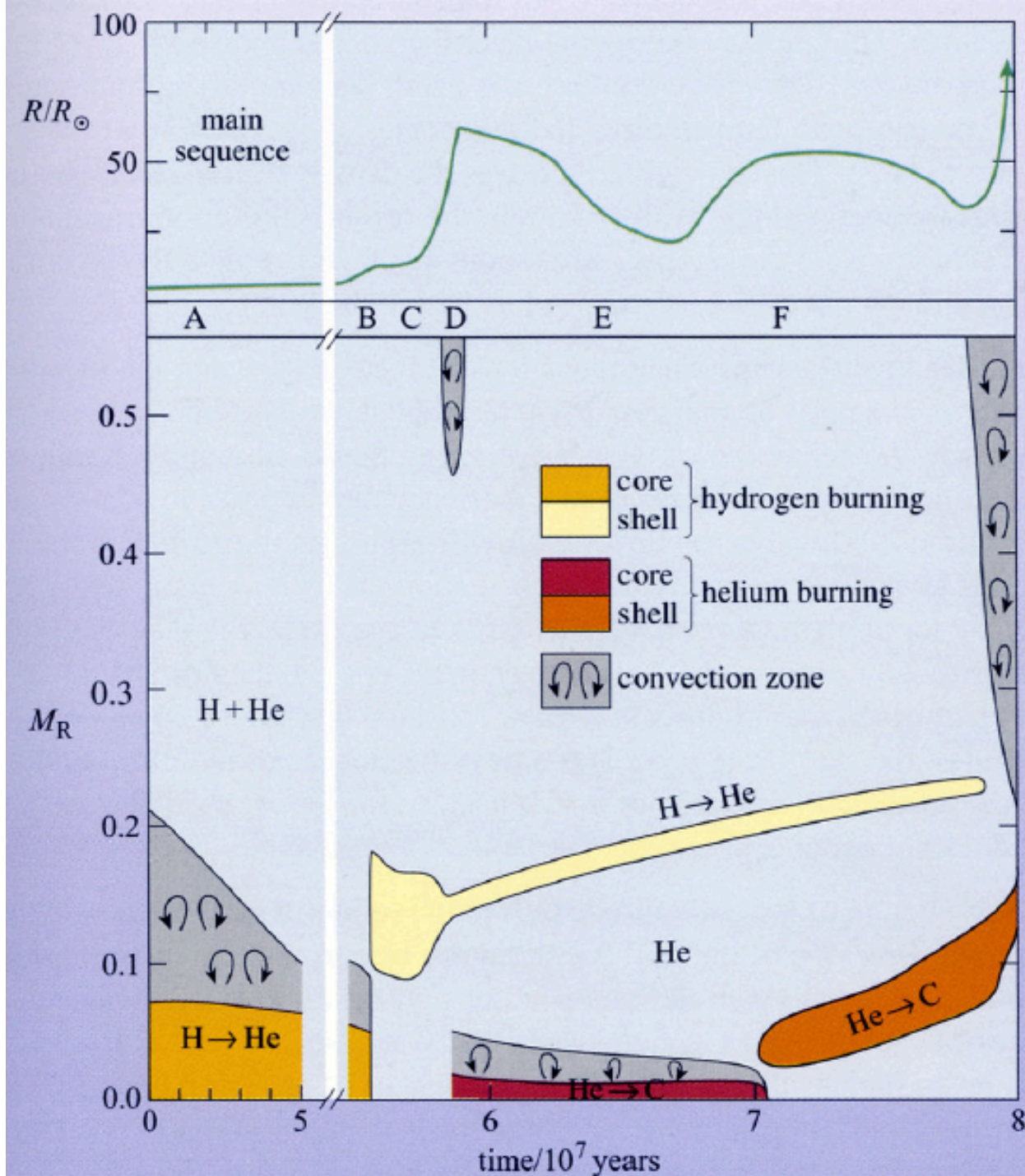
- ☑ Aumento da massa de C + O devido à queima de He na casca
- ☑  $T_{\text{nuc}}$  não é suficiente para iniciar a queima de C
- ☑ Queima de He diminui  $\Rightarrow$  raio do núcleo C + O diminui  $\Rightarrow$  T aumenta  $\Rightarrow$  taxa de queima de H aumenta  $\Rightarrow$  aumenta de L devido à queima de H na camada externa
- ☑ Expansão do envelope  $\Rightarrow$  subida no AGB
- ☑ Queima de H na casca mais externa enfraquece
- ☑ Núcleo de C+O se torna degenerado e encolhe  $\Rightarrow$   $T_{\text{casca}}$  aumenta para  $10^8$  K  $\Rightarrow$  queima de He inicia na casca acima no núcleo de CO
- ☑ Queima em duas cascas (He e H) e encolhimento do núcleo  $\Rightarrow$  L aumenta  $\Rightarrow$  envelope externo expande

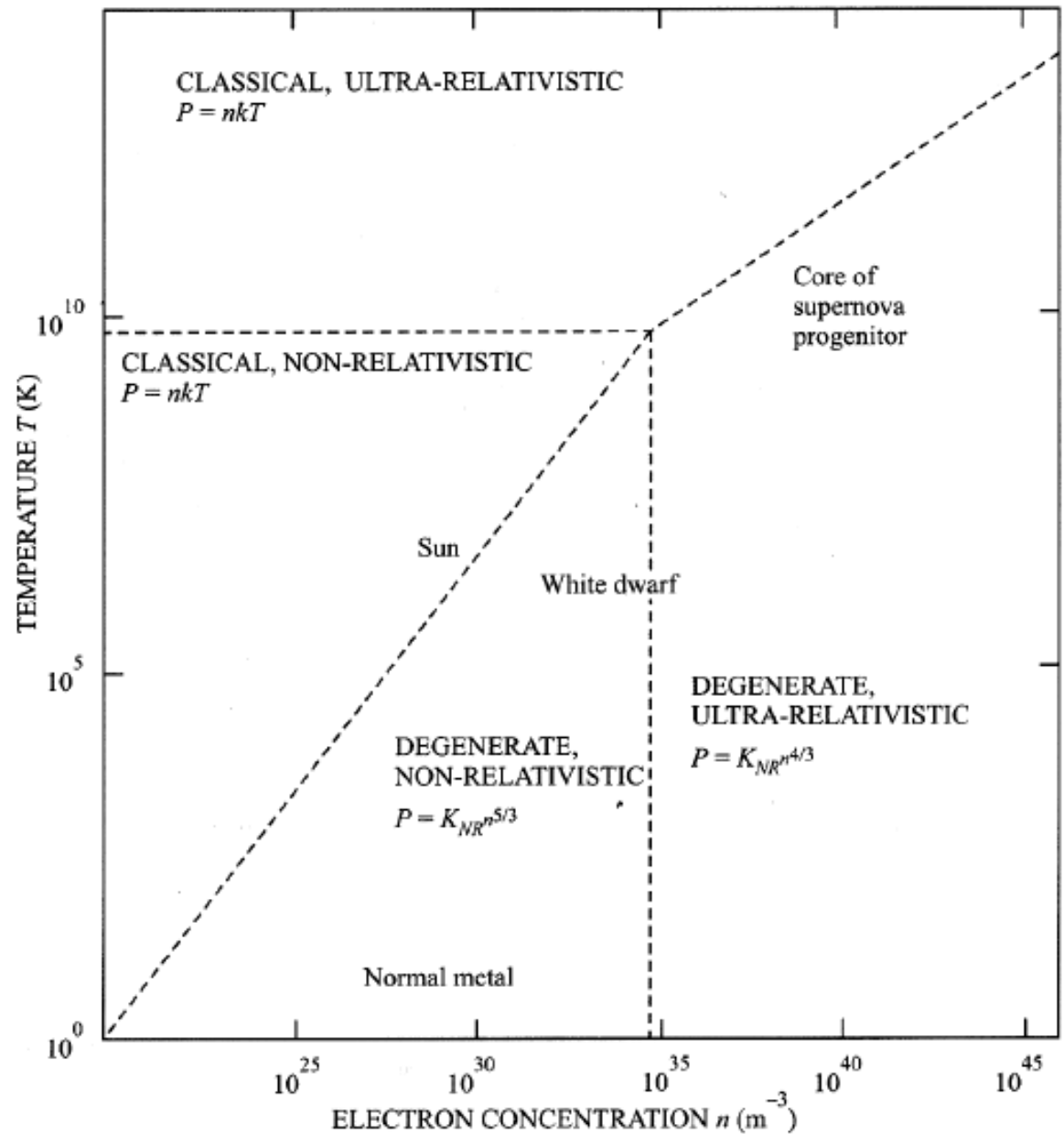
## Evolução pós-SP

- ☑ Estrela com queima instável nas duas camadas pode exceder  $L_{\text{Edd}}$
- ☑ Conseqüências: perda de massa, flashes de He, pulsos térmicos
- ☑ Nebulosa planetária => anã branca C + O
- ☑ O ciclo de vida de uma estrela de  $5 M_{\text{Sol}}$  un pode ser aplicado ao intervalo de massas  $2 - 10 M_{\text{Sol}}$ , com tempos de vida proporcionalmente mais curtos
- ☑ Educativo considerar a evolução não apenas da superfície (localização no diagrama HR) mas também a partir do centro, onde a localização do núcleo no diagrama  $\log \rho - \log T$  determina o comportamento da estrela



**Figure 7.5** Schematic representation of the internal structure of a star of mass  $5M_{\odot}$  during and after its main sequence lifetime. The upper panel shows the change in radius of the star with time. Note there is a change of scale in the time axis between 5 and  $6 \times 10^7$  years to reflect the faster evolution of the star after it leaves the main sequence. The lower panel shows the change in composition and nuclear reactions in the star as it evolves. The vertical axis is the mass fraction  $M_R$  (the fraction of the total mass inside a given radius as we move outwards from the centre of the star), with the centre of the star at the bottom. The coloured regions indicate the locations of nucleosynthesis and the grey zones are convection zones. The labels A to F indicate the times of significant changes in the nuclear reactions as shown on the evolutionary track on the H-R diagram in Figure 7.2.





Ref: Prialnik (2010)

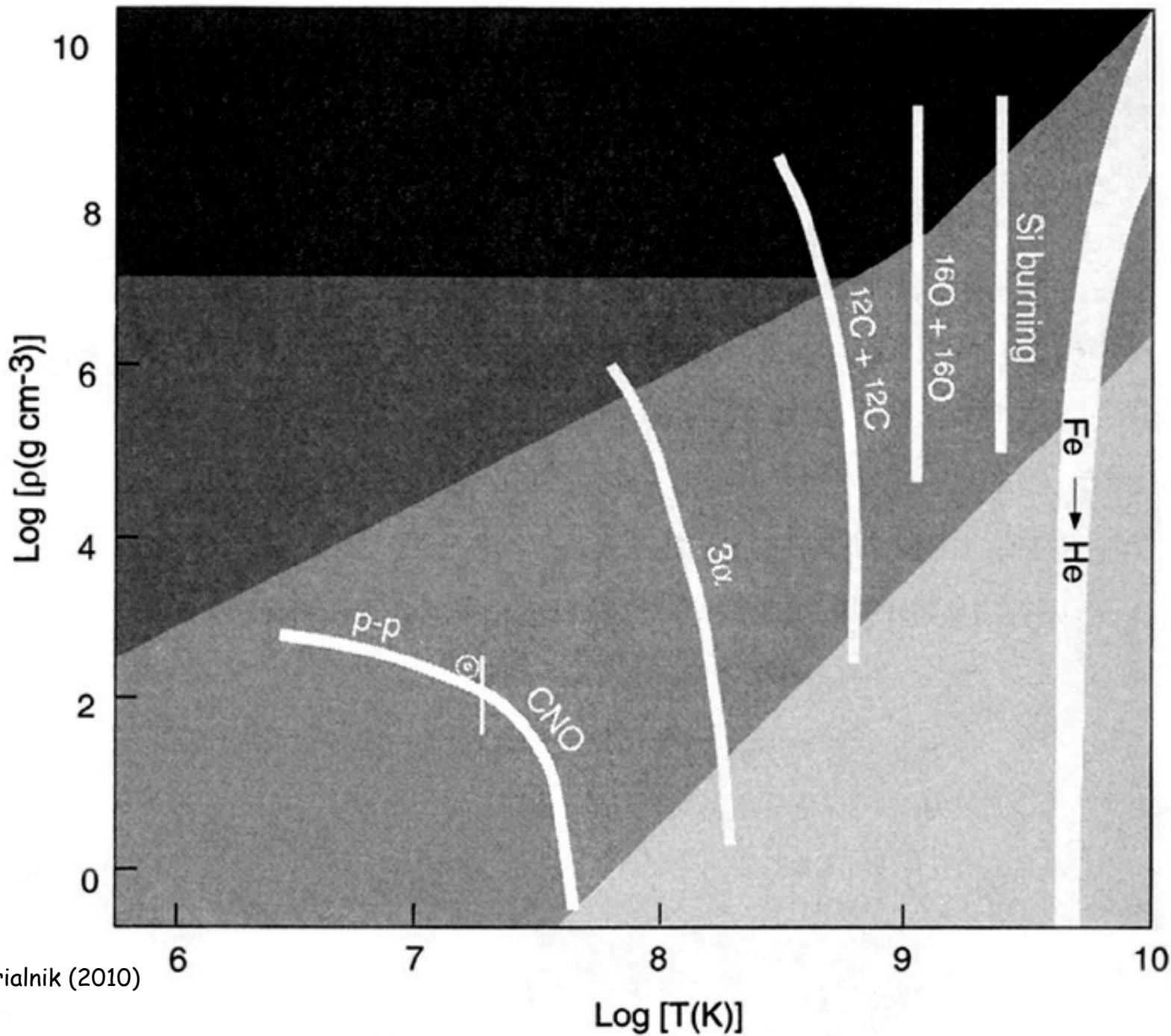
**Fig. 2.2** Equation of state regimes for an ideal electron gas at a temperature  $T$  and at a density of  $n$  electrons per cubic metre. Typical values are shown for the temperature and density for electrons in a normal metal, in the sun, in a white dwarf and in the iron core of an evolved star just prior to a supernova



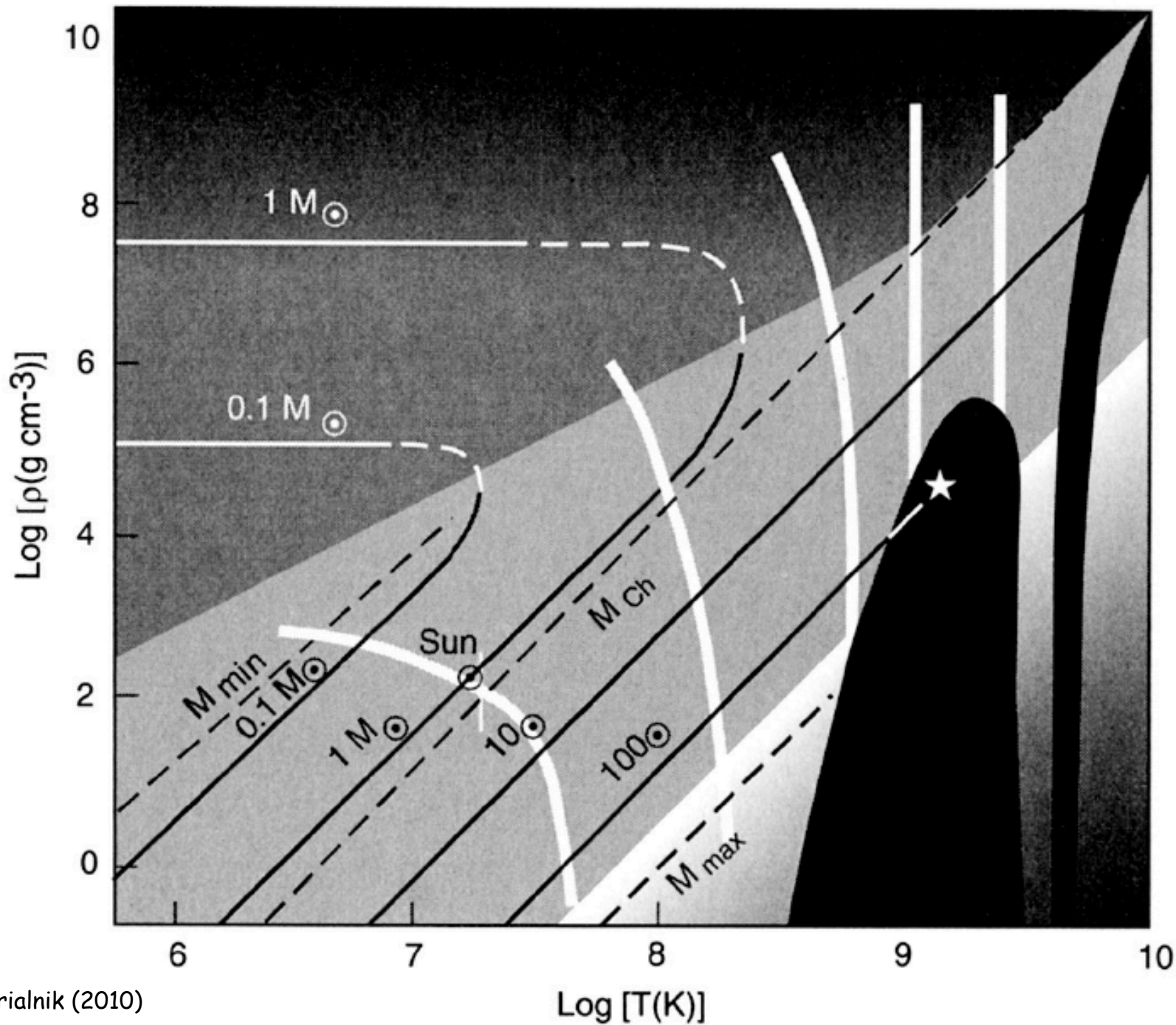
# Sumário – $M \geq 10 M_{\text{Sol}}$

- ☑ Diferenças importantes na evolução das estrelas mais massivas são evidentes em comparação com suas contrapartes menos massivas
- ☑ Na sequência principal, as estrelas estão em, ou muito perto de, suas luminosidades de Eddington, por isso a perda de massa é importante muito mais cedo em seus estágios evolutivos.
- ☑ A luminosidade permanece quase constante durante todo o ciclo de vida – aumento além da luminosidades de Eddington “explodiria” a estrela.
- ☑ Movimento no diagrama HR depois de deixar a sequência principal é essencialmente horizontal
- ☑ O movimento no diagrama HR é lento quando a queima nuclear ocorre de forma estável e muito rápido quando o núcleo se contrai e o envelope expande

- ☑ A temperatura no núcleo das estrelas massivas é tão alta que o núcleo não se torna degenerado até os estágios finais da evolução
- ☑ A queima nuclear vai processando, sucessivamente, elementos com massa cada vez maior
  - ✓ H queima no núcleo via ciclo CNO
  - ✓ Queima de He no núcleo, queima de H na casca
  - ✓ Fontes de energia com a queima de He e H nas cascas externas, seguida do início de queima de C no núcleo
  - ✓ Queima de Ne no núcleo mais queima nas cascas...
  - ✓ Queima de O no núcleo mais queima nas cascas...
  - ✓ Queima de Si no núcleo mais queima nas cascas...
- ☑ Eventual formação de um núcleo de Fe inerte - máxima energia de ligação por nucleon => incapaz de extrair energia via fusão



Ref: Prialnik (2010)



- ☑ A vida de estrelas com massa  $M \geq 10 M_{\text{Sol}}$  pode terminar em uma explosão de Supernova Tipo II
- ☑ Núcleo de Fe degenerado Fe  $\Rightarrow$  ausência de fonte de energia  $\Rightarrow$  COLAPSO!
- ☑ escala de tempo dinâmica -  $10^{-3}$  s.
- ☑ Observações recentes (incluindo ondas gravitacionais) sugerem que estrelas massivas colapsam para formar um buraco negro sem que haja uma supernova luminosa
- ☑ Início do colapso auxiliado pela perda de energia devido a neutrinos e fotodisintegração



FIM DA AULA 7