



MINISTÉRIO DA CIÊNCIA, TECNOLOGIA, INOVAÇÕES E COMUNICAÇÕES
INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS

Evolução Estelar II

Ast-202-3

Aula 7

Estágios avançados de evolução estelar

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

C. A. Wuensche (2021)

Carlos A. Wuensche
Divisão de Astrofísica
ca.wuensche@inpe.br



Leitura recomendada

- ☑ R. Kippenhahn, A. Weigert, A. Weiss. Stellar Structure and Evolution (2nd ed.). Springer (2012)
- ✓ Caps. 34, 35 e 36



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



- ☑ $(3-6) \leq M / M_{\text{sol}} \leq (5-8)$
 - ✓ 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 (???)



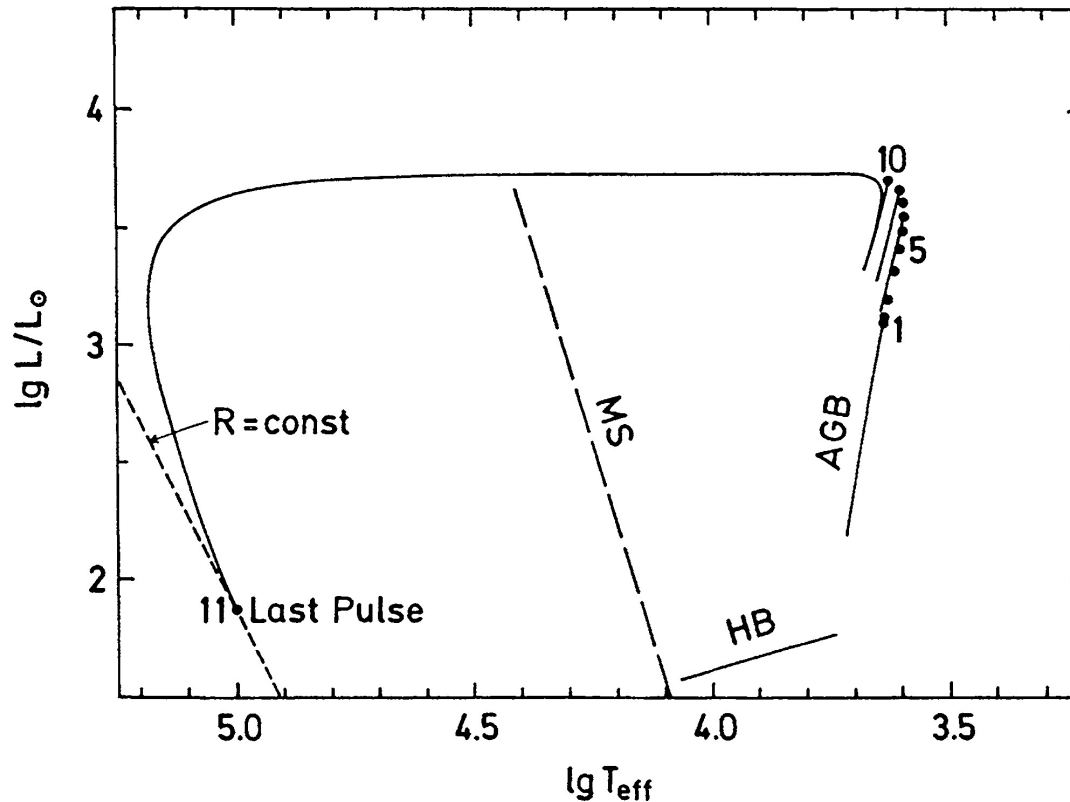
Evolução pós-AGB

- ☑ 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

- ☑ Fim da queima de He no núcleo, queima de H na casca continua por um tempo e depois é também extinta
- ☑ Em estrelas com $M \sim 4 M_{\text{Sol}}$ o envelope convectivo aprofunda-se além da descontinuidade H - He,
- ☑ Transporte de H para as regiões mais quentes e He para as partes externas do envelope (**segunda dragagem**)
- ☑ A massa da casca de He cresce e atinge a borda inferior do envelope de H, recomeçando as reações nucleares ($T \gtrsim 10^8 K$).
- ☑ Novamente teremos 2 camadas de reações nucleares

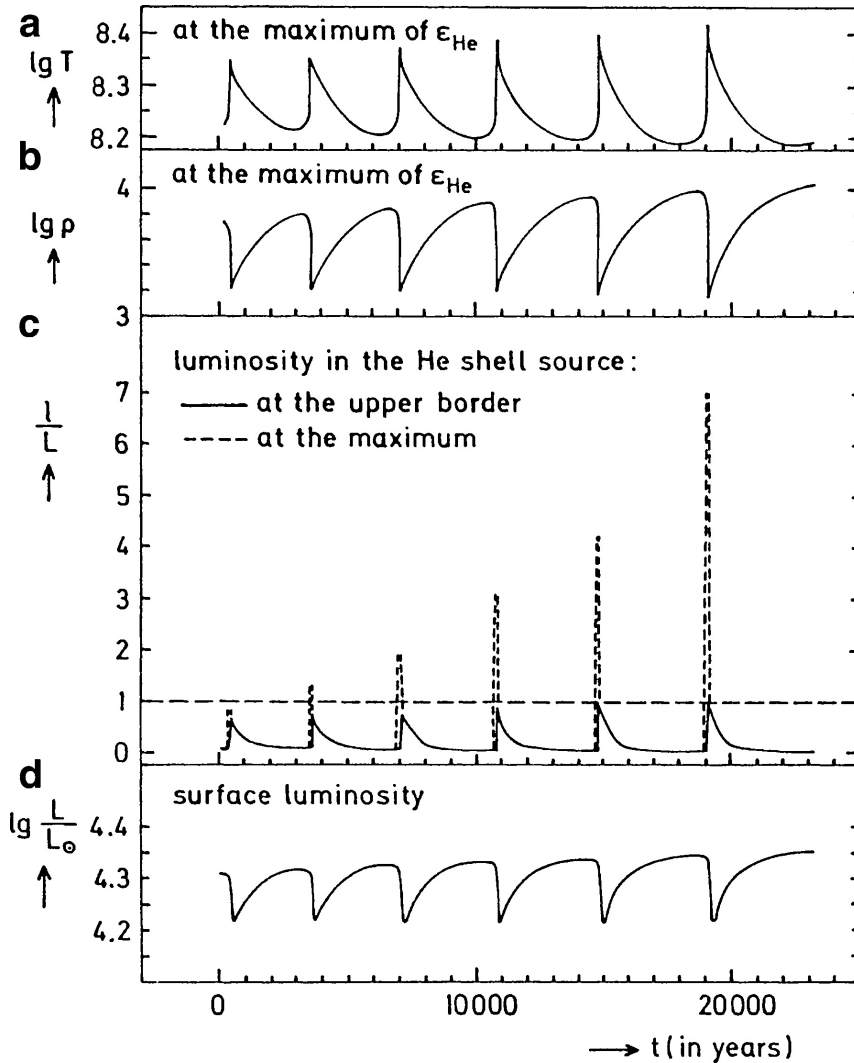
- ☑ Inicia-se um processo cíclico que dá origem aos chamados **PULSOS TÉRMICOS**
- ☑ As duas camadas em que ocorrem reações nucleares queimam em tempos diferentes
- ☑ *Thermal runaway* => expansão rápida => pulso (variação rápida de L)
- ☑ Recorrência: $10^4 - 10^5$ anos
 - ✓ Efeito visual moderado em estrelas de massa intermediária (núcleo mais “no interior”)
 - ✓ Efeitos de maior intensidade em estrelas de baixa massa
- ☑ Os efeitos vão ficando mais pronunciados em função da diminuição da massa do envelope (ejeção das camadas externas e queima das camadas internas)
- ☑ Efeito essencialmente do envelope, pouco afetando o núcleo

- Modelo evolutivo para uma estrela de $M = 0.6 M_{\text{Sol}}$ ($X_{\text{H}} = 0.749$; $X_{\text{He}} = 0.25$), após queima do He central.
- O modelo evolui para cima (da direção do AGB) até que os pulsos térmicos ocorram (círculos pretos).
- As mudanças durante um pulso são mostradas somente para os pulsos 9 e 10
- Antes do pulso final (11) a trilha evolutiva já chegou na região das AB.





Pulsos térmicos ($M = 5 M_{\text{Sol}}$)



- ✓ Pergunta: porque há um aumento gradativo nos máximos de todas as grandezas??
- ✓ Mudanças significativas na composição química a cada pulso alteram também os períodos dos pulsos!

$$\log \frac{\tau_p}{1\text{ano}} \approx 3,05 + 4,50 \left(1 - \frac{M_c}{M_{\odot}}\right)$$

1



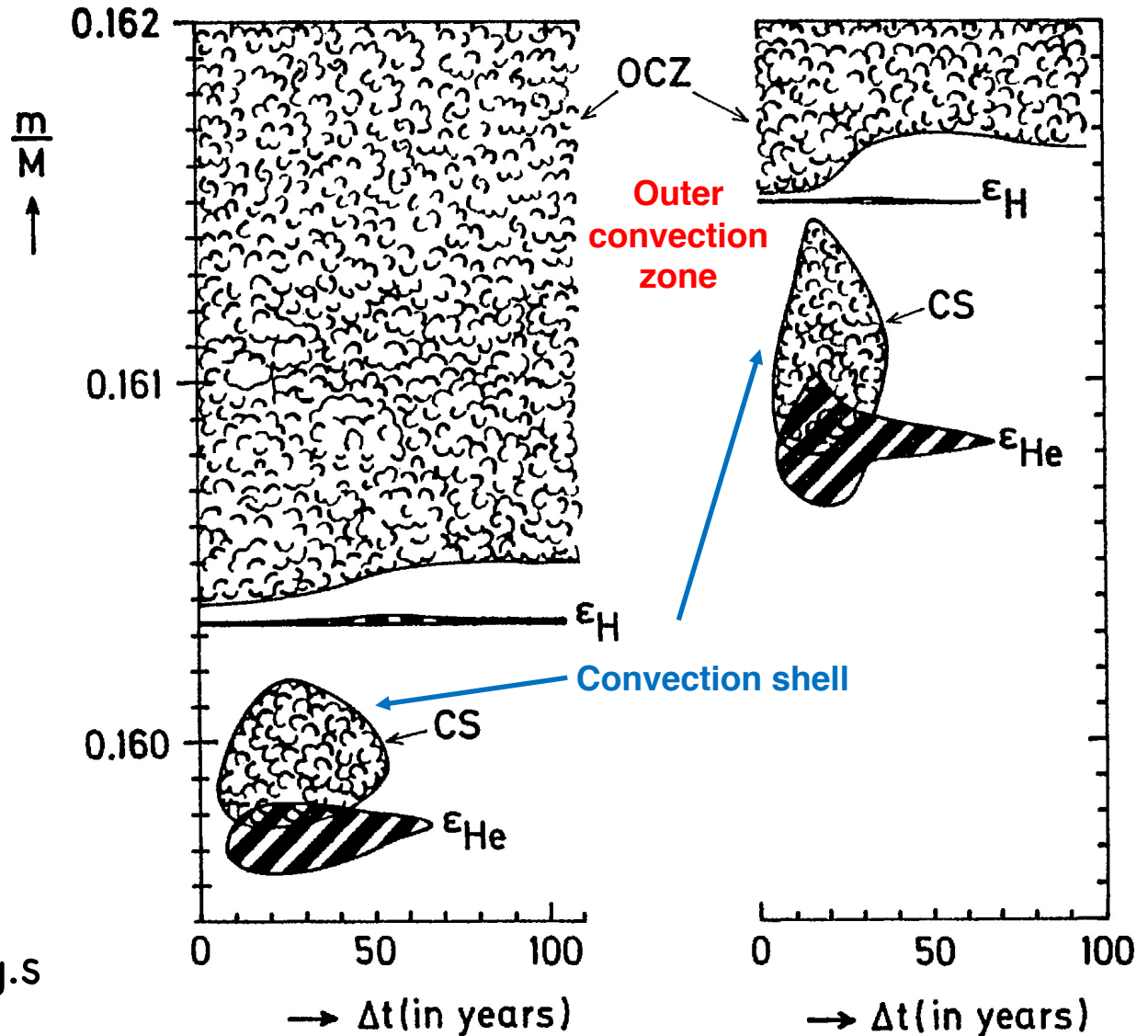
Nucleossíntese no RAG

- ☑ Mudanças químicas causadas por reações nucleares em diferentes camadas da estrela
- ☑ Convecção entre as cascas queimando H e He é importante para a mistura química e a realimentação das reações nucleares
- ☑ H é transportado para baixo e C, O são transportados para cima - **terceira dragagem**
- ☑ A 3a. Dragagem somente acontece em modelos para estrelas de baixa massa sem processos mais sofisticados de mistura
- ☑ Como a razão C/O é observada em estrelas de massa maior ($4 M_{\text{Sol}}$ e acima...), deve haver mistura causada por outros mecanismos além da convecção padrão (Schwarzschild)
- ☑ **Leitura obrigatória: seq. 34.5 (Kippenhahn et al. 2012)**

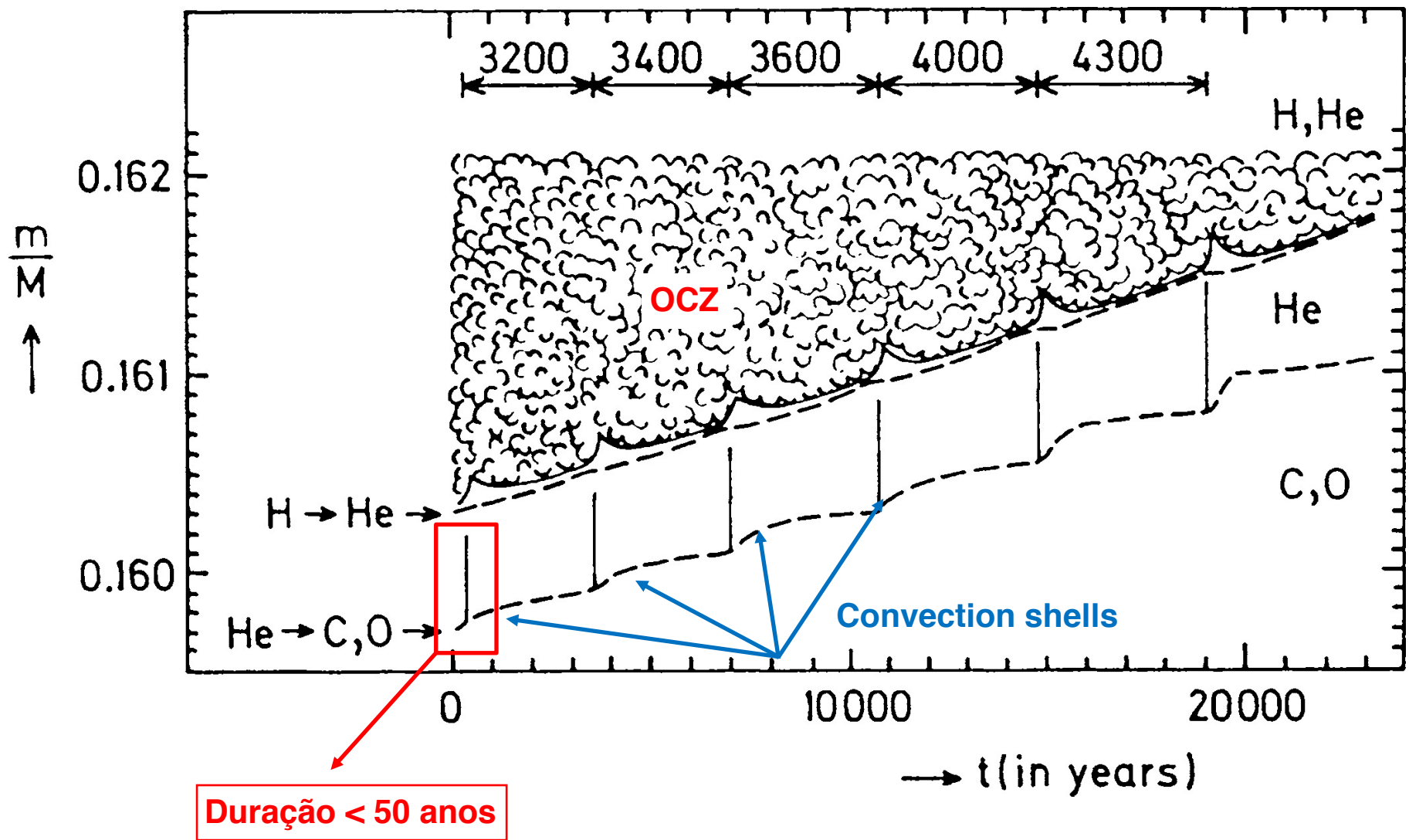
Evolução química: os processos referem-se aos momentos antes dos pulsos.

1o. Pulso térmico

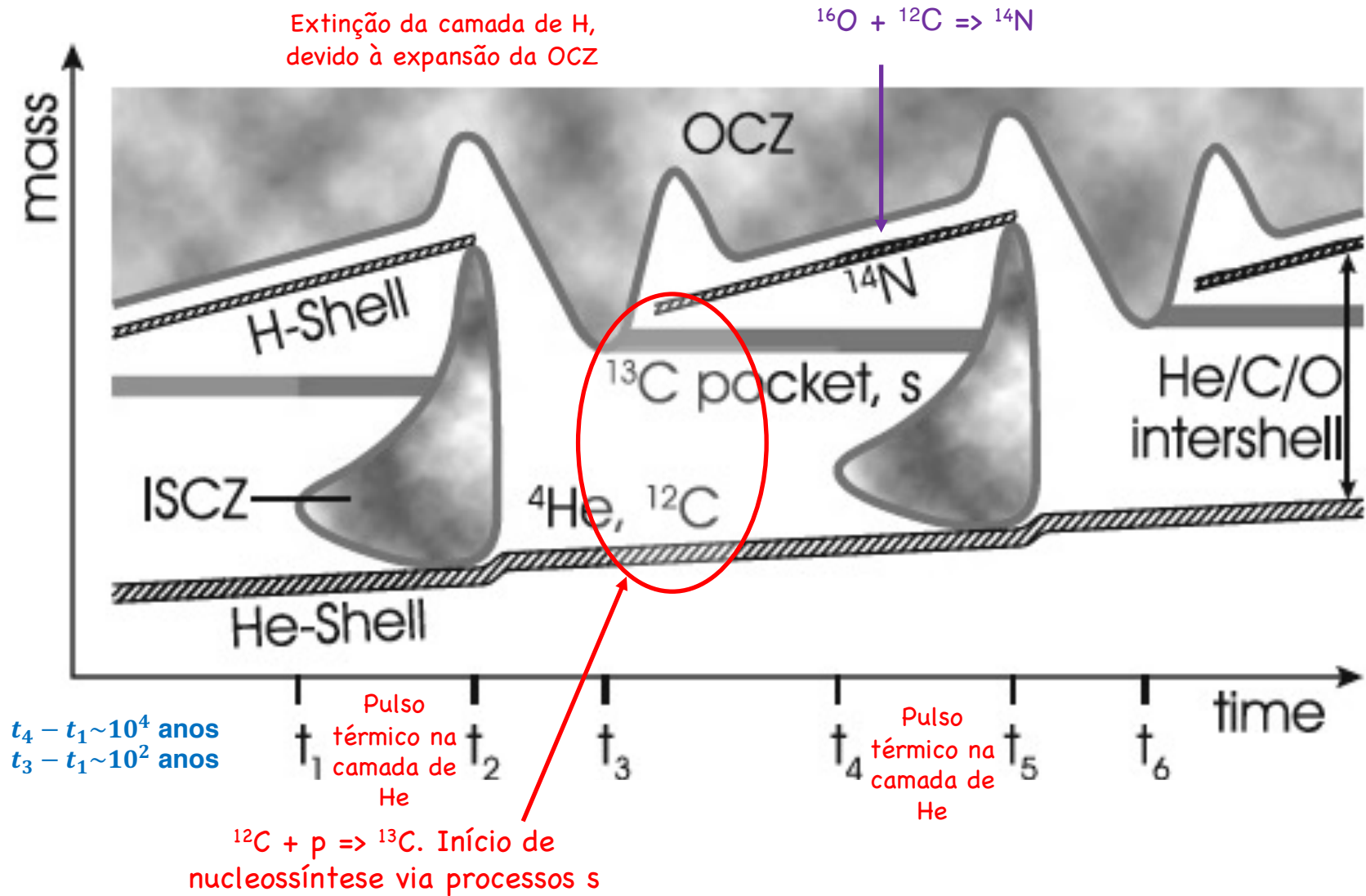
6o. Pulso térmico



$$\epsilon_{He} = 3 \times 10^7 \text{ erg/g.s}$$



Mistura química durante os pulsos





- ✓ Os processos de mistura da OCZ e da ICSZ, processos de queima nuclear e processos s podem produzir elementos bem mais pesados do que C, N, O
- ✓ No período dos pulsos térmicos (t_1 a t_6) em estrelas mais massivas (5 a $8 M_{\text{Sol}}$), a temperatura da camada de He (parte inferior da figura anterior) pode atingir valores que permitem a síntese de elementos bem mais pesados (Ne, Mg), e, via processos s , chegar até a elementos além do pico do Fe
- ✓ **Hot bottom burning** – ocorre quando a parte inferior da OCZ atinge temperaturas suficientes para começar reações do ciclo CNO => modificação na abundância superficial de ^{12}C e ^{14}N . Ocorre principalmente em estrelas mais massivas no AGB
- ✓ Em todos os casos a extensão e duração da OCZ e das ICSZ definem a evolução dos processos. Esses, por sua vez, dependem dos detalhes do processo de mistura e das temperaturas encontradas
- ✓ A presença de prótons, partículas α e nêutrons em ambientes com temperatura entre 10^7 e 2×10^8 K podem produzir e destruir elementos, do C ao Al, via captura de prótons e partículas α



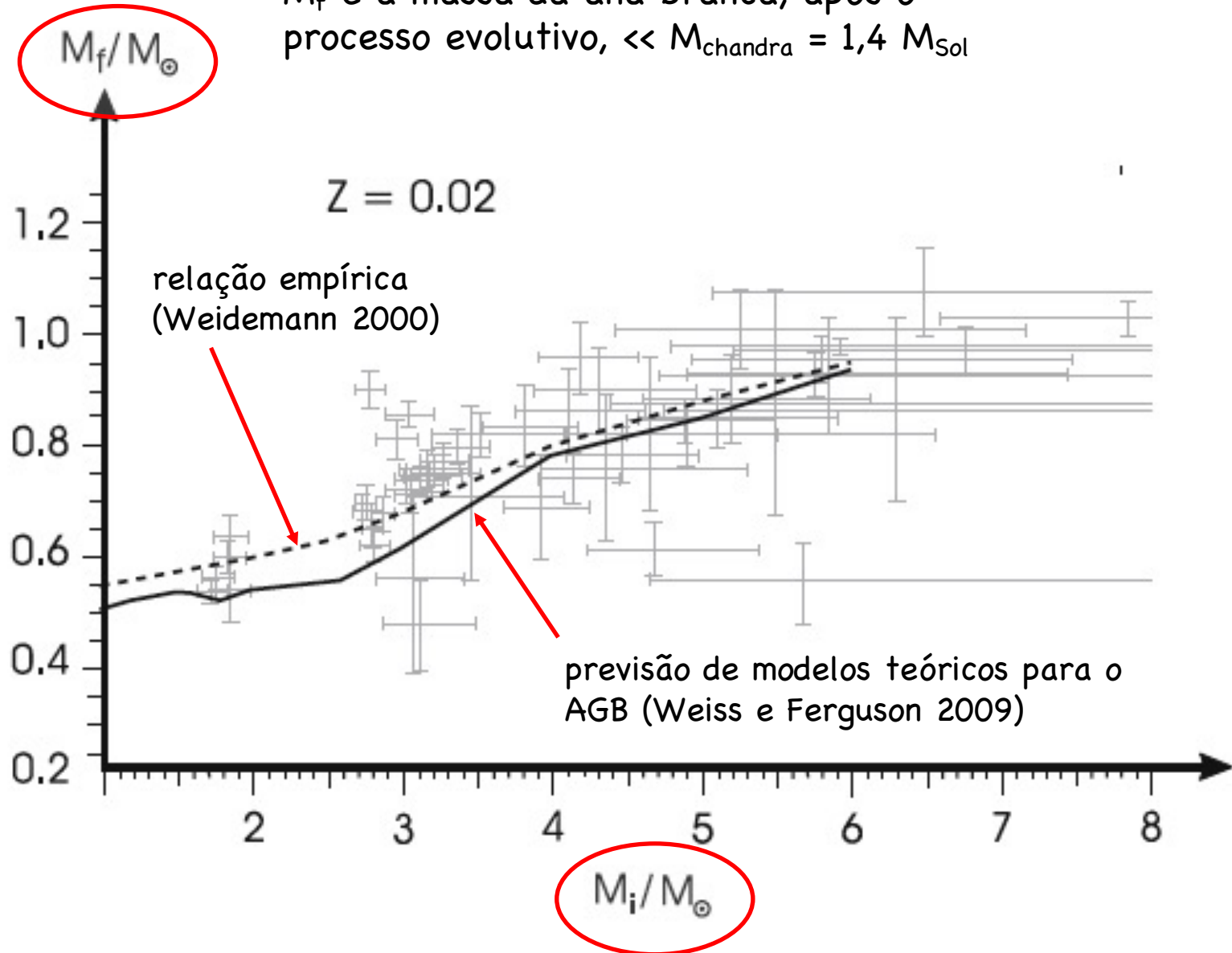
Perda de massa no RAG

- ✓ Causada por ventos estelares
- ✓ Ventos e pulsos térmicos são os responsáveis pela trajetória evolutiva no RAG
- ✓ Taxas: 10^{-8} a $10^{-5} M_{\text{Sol}}/\text{ano}$
- ✓ Fórmulas empíricas para perda de massa no RAG (van Loon et al. – 2005 e Wachter et al. (2002))

$$\log(\dot{M}_{AGB}) = -5,65 + 1,05.\log\left(10^{-4} \frac{L}{L_{\odot}}\right) - 6,3.\log\left(\frac{T_{eff}}{3500 K}\right) \quad \boxed{2}$$

$$\log(\dot{M}_{AGB}) = -4,52 + 2,47.\log\left(10^{-4} \frac{L}{L_{\odot}}\right) - 6,81.\log\left(\frac{T_{eff}}{2600 K}\right) - 1,95.\log\left(\frac{LM}{M_{\odot}}\right) \quad \boxed{3}$$

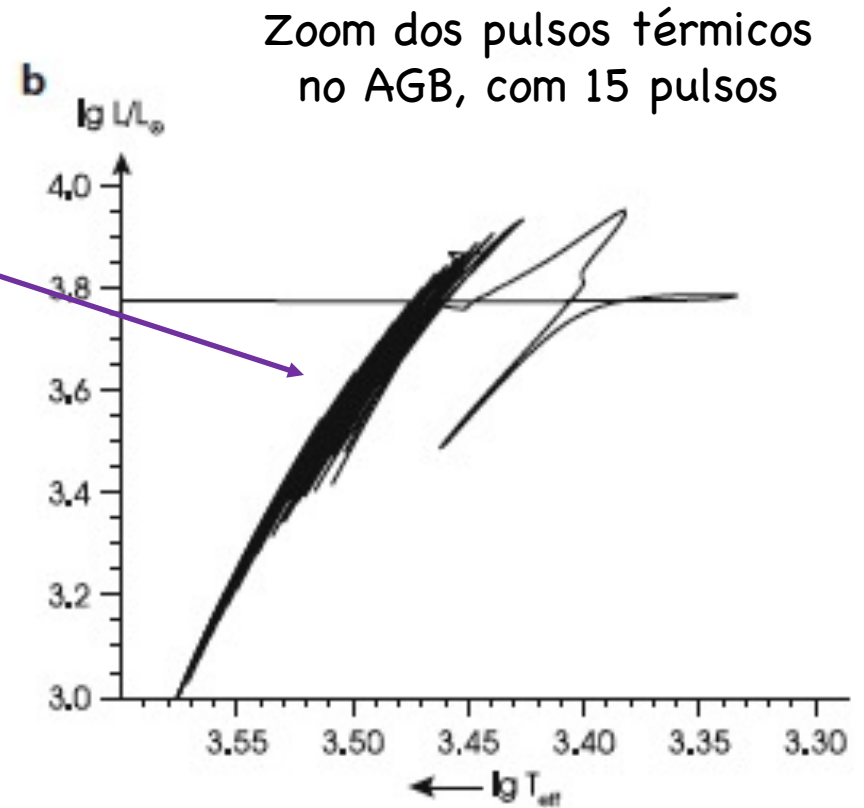
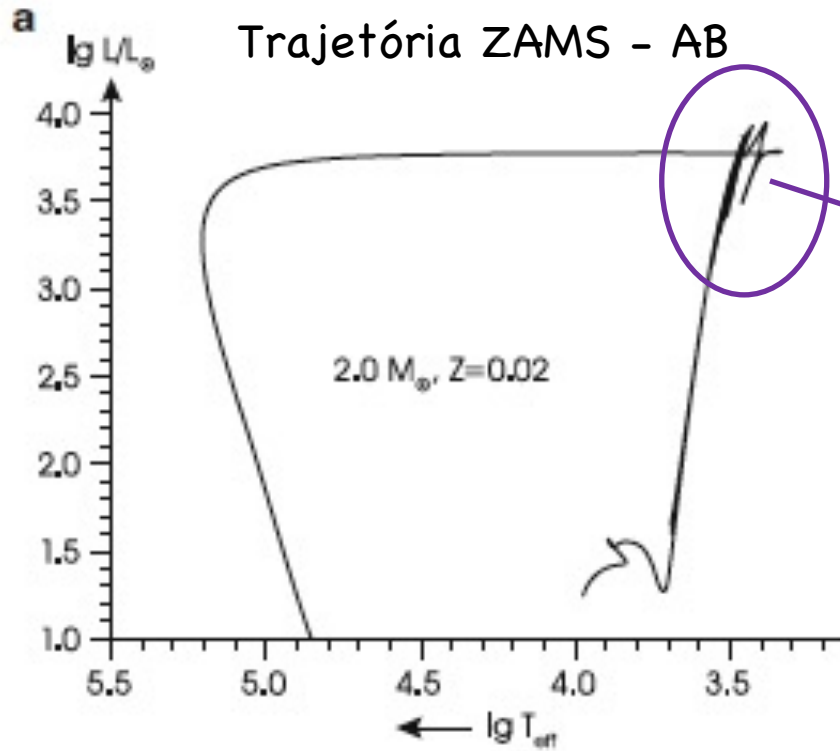
M_f é a massa da anã branca, após o processo evolutivo, $\ll M_{\text{chandra}} = 1,4 M_{\text{Sol}}$





Evolução típica durante o RAG

- ☑ Processo típico de evolução no AGB para estrela de $2 M_{\text{Sol}}$, $X=0,695$, $Y=0,285$, $Z=0,02$ (composição “padrão”)
 - ✓ Overshooting incluído em todas as camadas limite
 - ✓ Opacidades incluem variações nas abundâncias de C e O
=> sensíveis às dragagens (“dredge-ups”)
 - ✓ Perda de massa é calculada usando as eqs. do slide 14
 - ✓ Este e vários outros modelos com composições químicas diversas estão da tese de doutorado de Kitisikis (2008) e foram publicados por Weiss e Ferguson (A&A 2009)

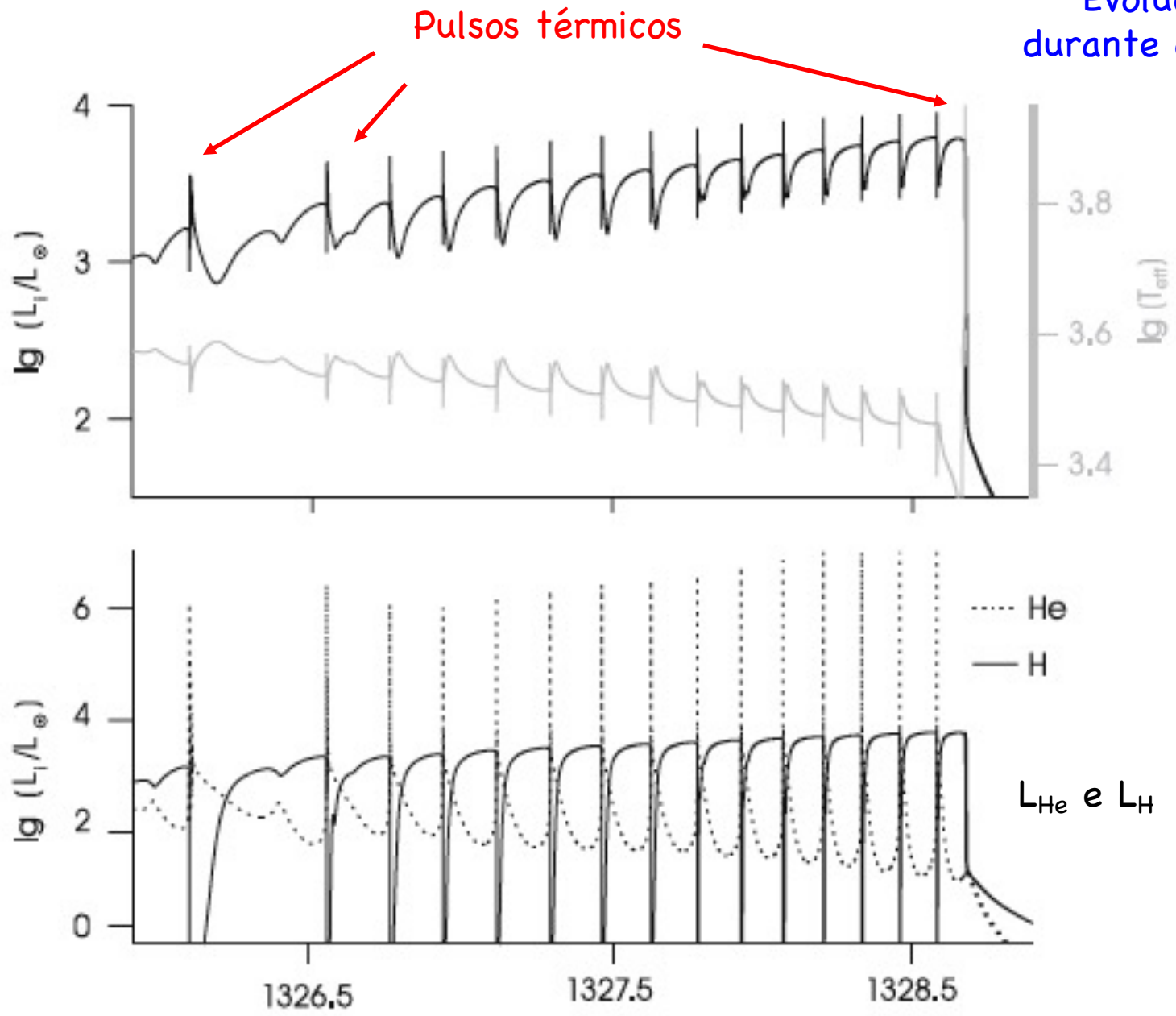


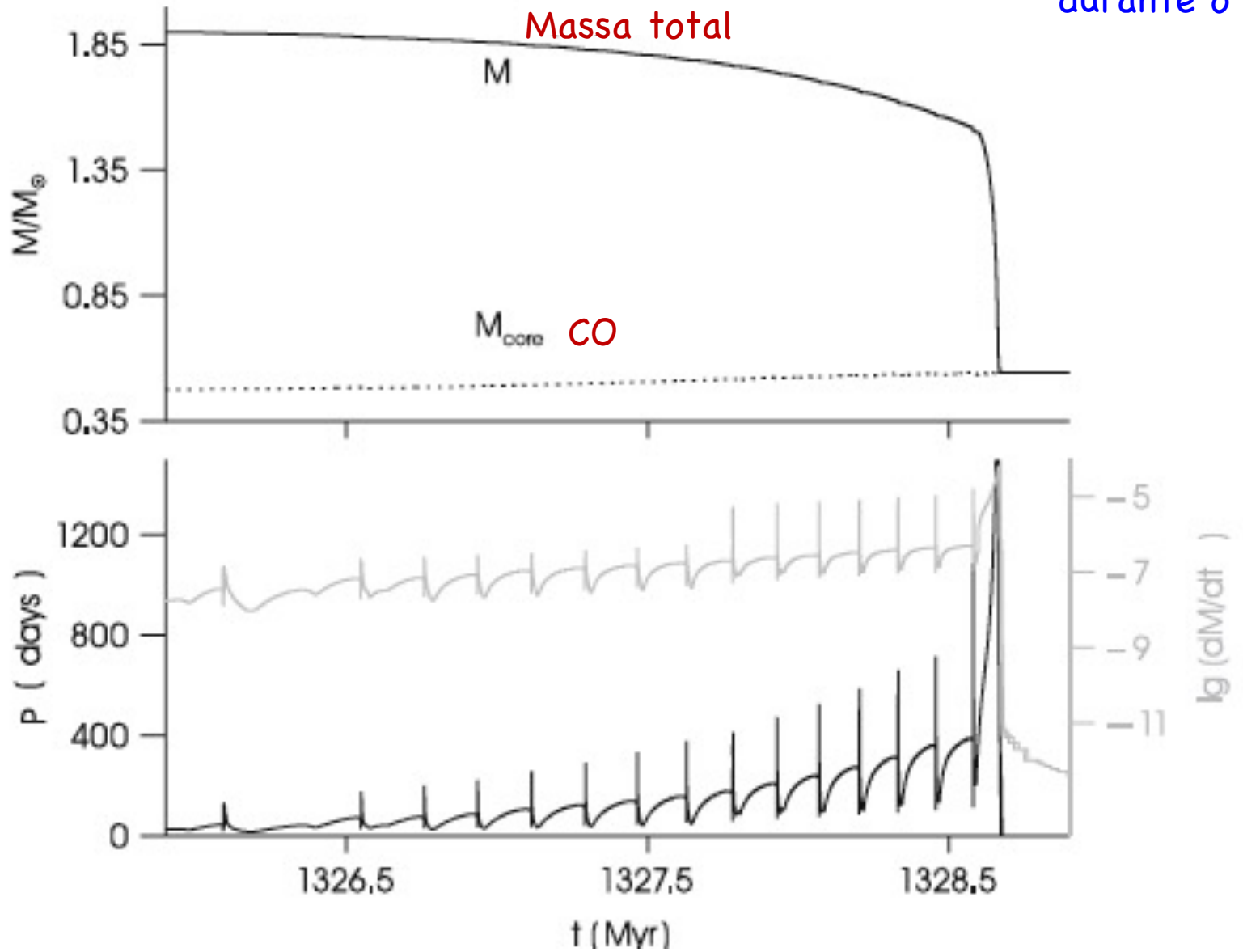
☑ Roteiro para $M=2 M_{\text{sol}}$, $Z=0,002$

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

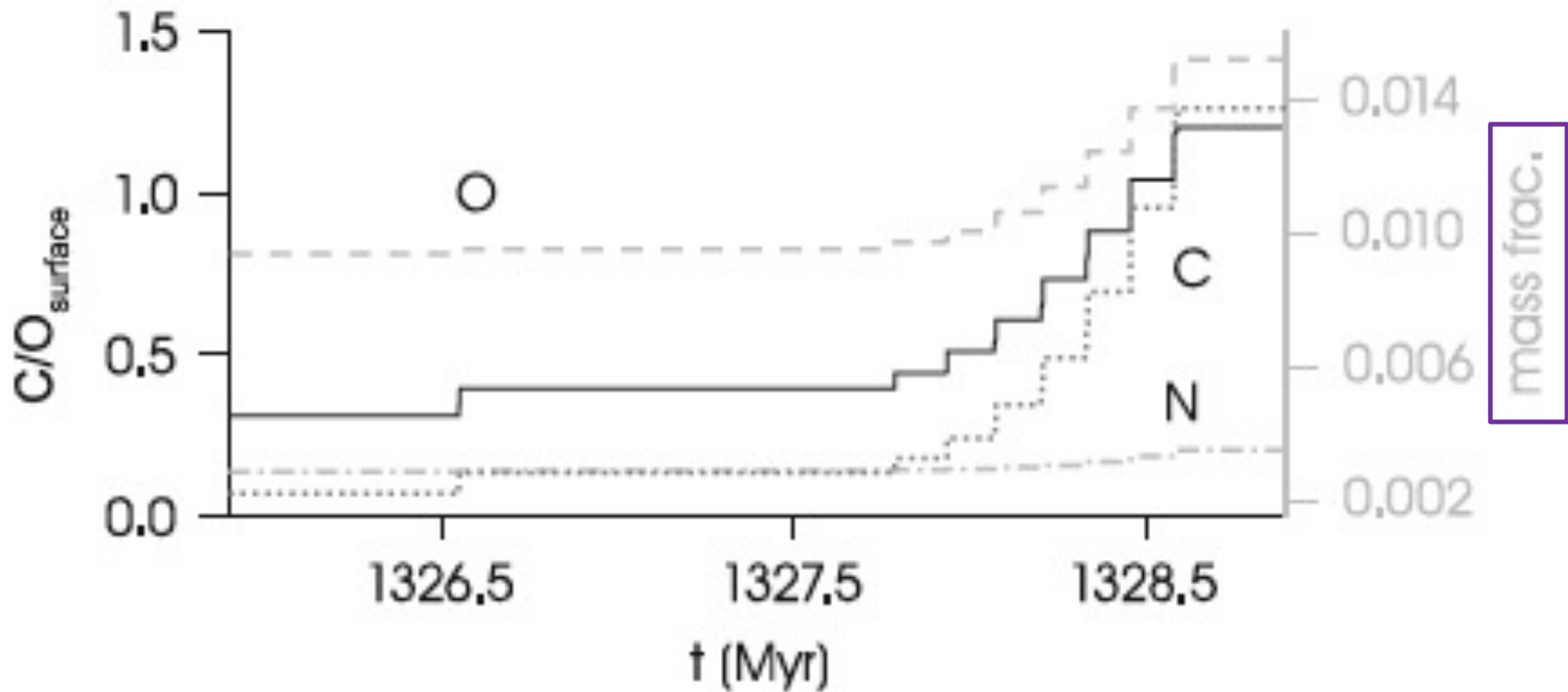


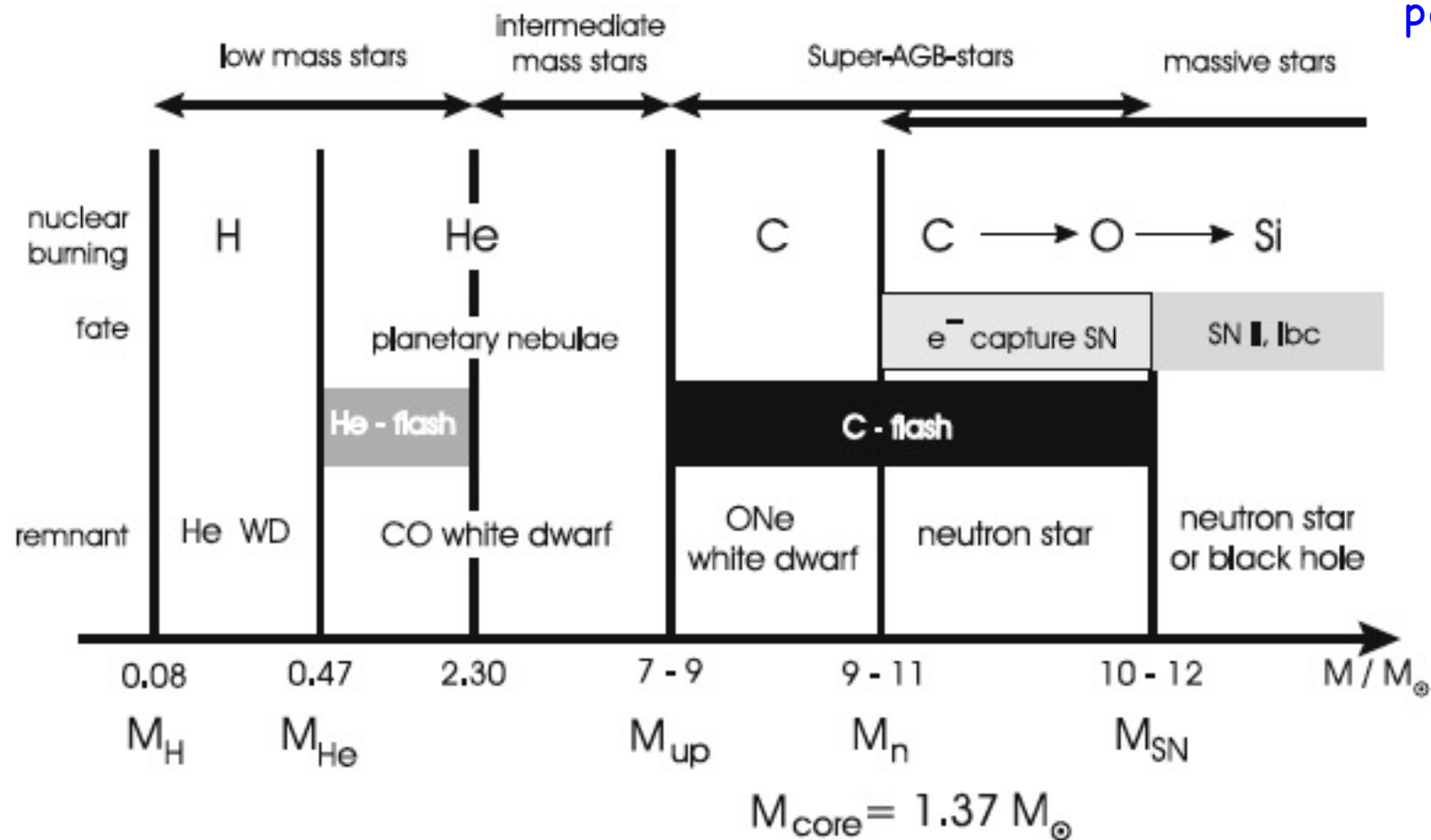
Evolução durante o RAG





Efeito das dragagens





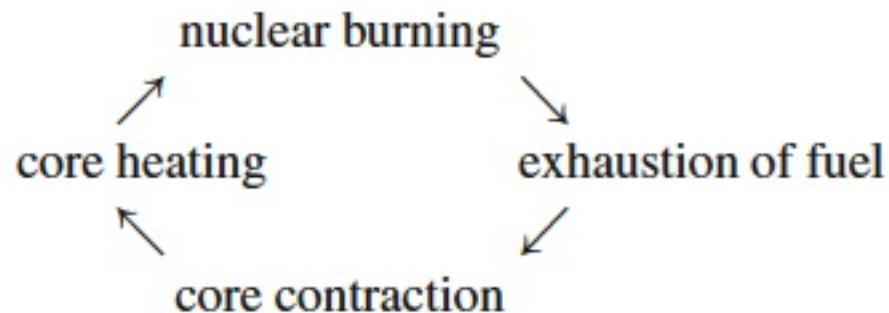
- M_H - minimum initial stellar mass for hydrogen ignition
- M_{He} - minimum initial stellar mass for helium ignition
- M_{up} - minimum initial stellar mass for carbon ignition
- M_n - minimum initial stellar mass for the formation of a neutron star
- M_{SN} - minimum initial stellar mass for the formation of stars undergoing a type II supernova explosion

- ☑ 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 diagrama HR para a esquerda, com aumento correspondente de T_{eff} .
- ☑ Dependendo da temperatura do interior exposto após a fase de perda de massa no RAG, 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
- ☑ Vento intenso (T alta, $v \sim 1000$ km/s) colide com a nebulosa ejetada, comprimindo-a e criando uma onda de choque



Fases finais de evolução do núcleo

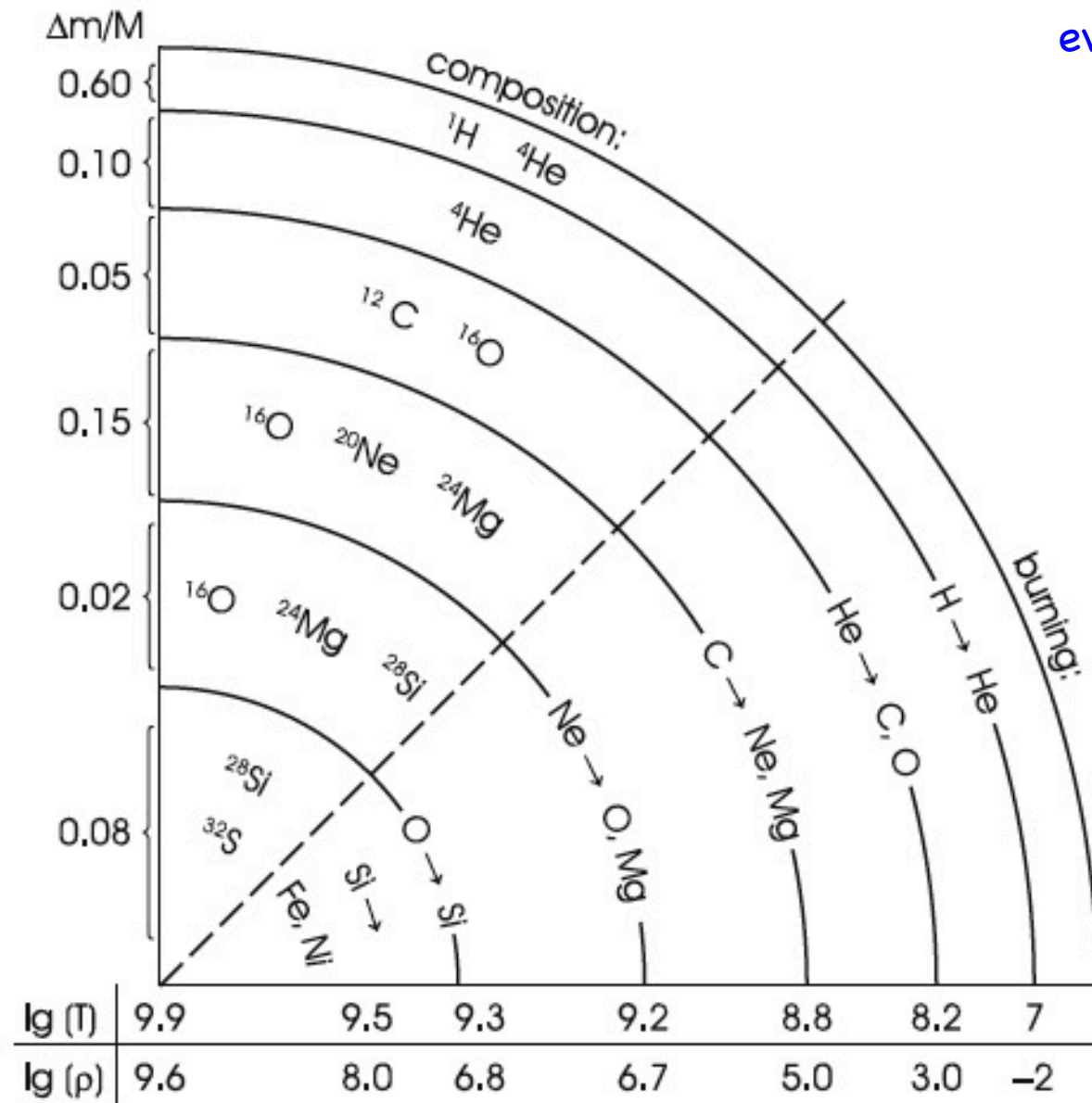
- ✓ Após a queima de He no núcleo, estrelas de massa suficientemente alta ($M > 9 - 11 M_{\text{Sol}}$) devem seguir um ciclo simples de queima nuclear, com perda de massa intensa e trajetória simples no diagrama HR



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



Fases finais de evolução do núcleo





- ☑ 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!”



Evolução do núcleo

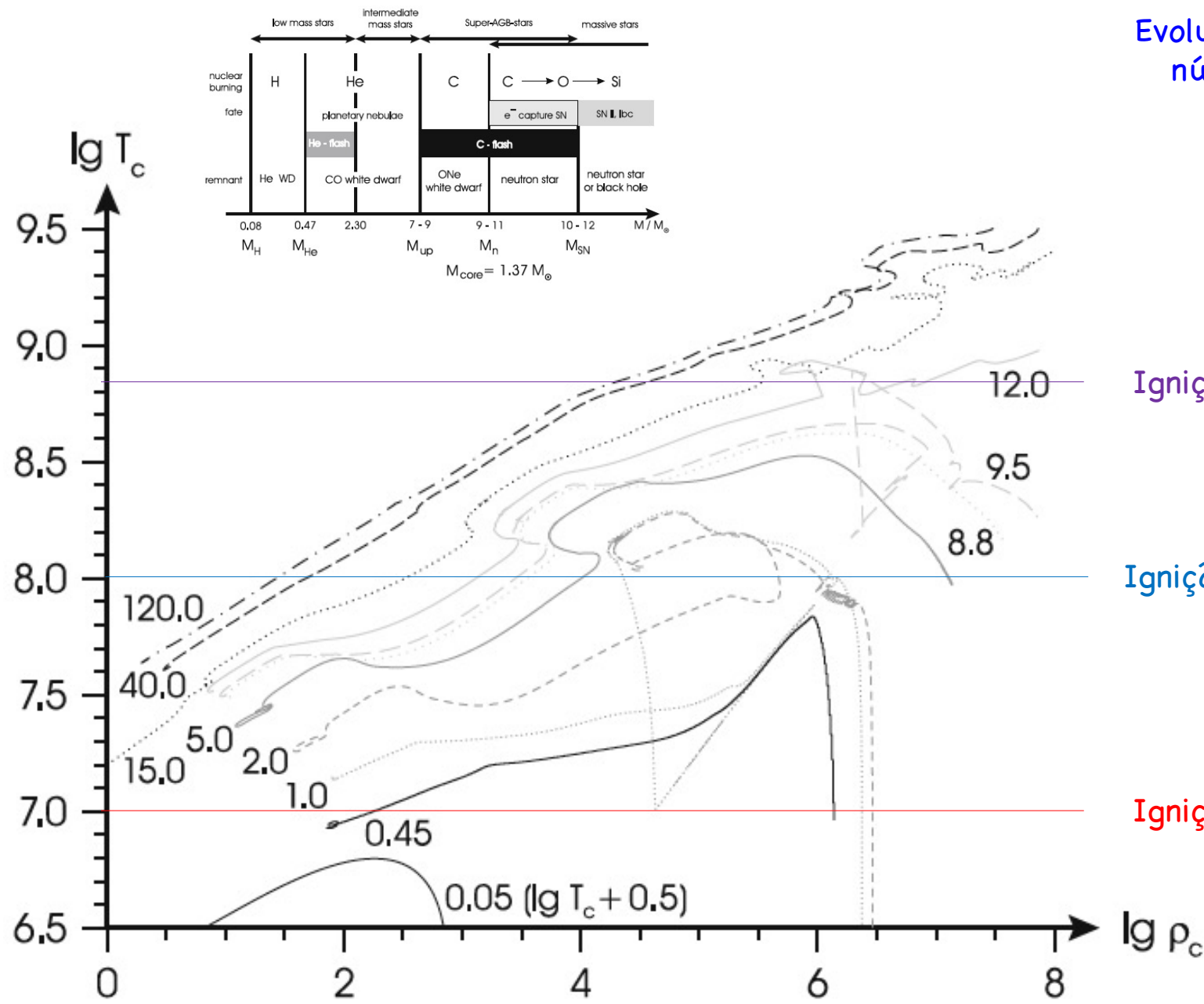
- ✓ Tipicamente, o par (T_c, ρ_c) cresce ao longo da evolução estelar, desde que o núcleo não entre num estágio degenerado ($T \propto \rho^{1/3}$)
- ✓ Ao chegar no estágio degenerado, T_c não aumenta mais via contração – eventualmente permanece constante até chegar ao estágio de anã branca
- ✓ Os ciclos nucleares que a estrela completa antes de desenvolver um núcleo degenerado depende da evolução de sua massa e, em última análise, de sua massa inicial!



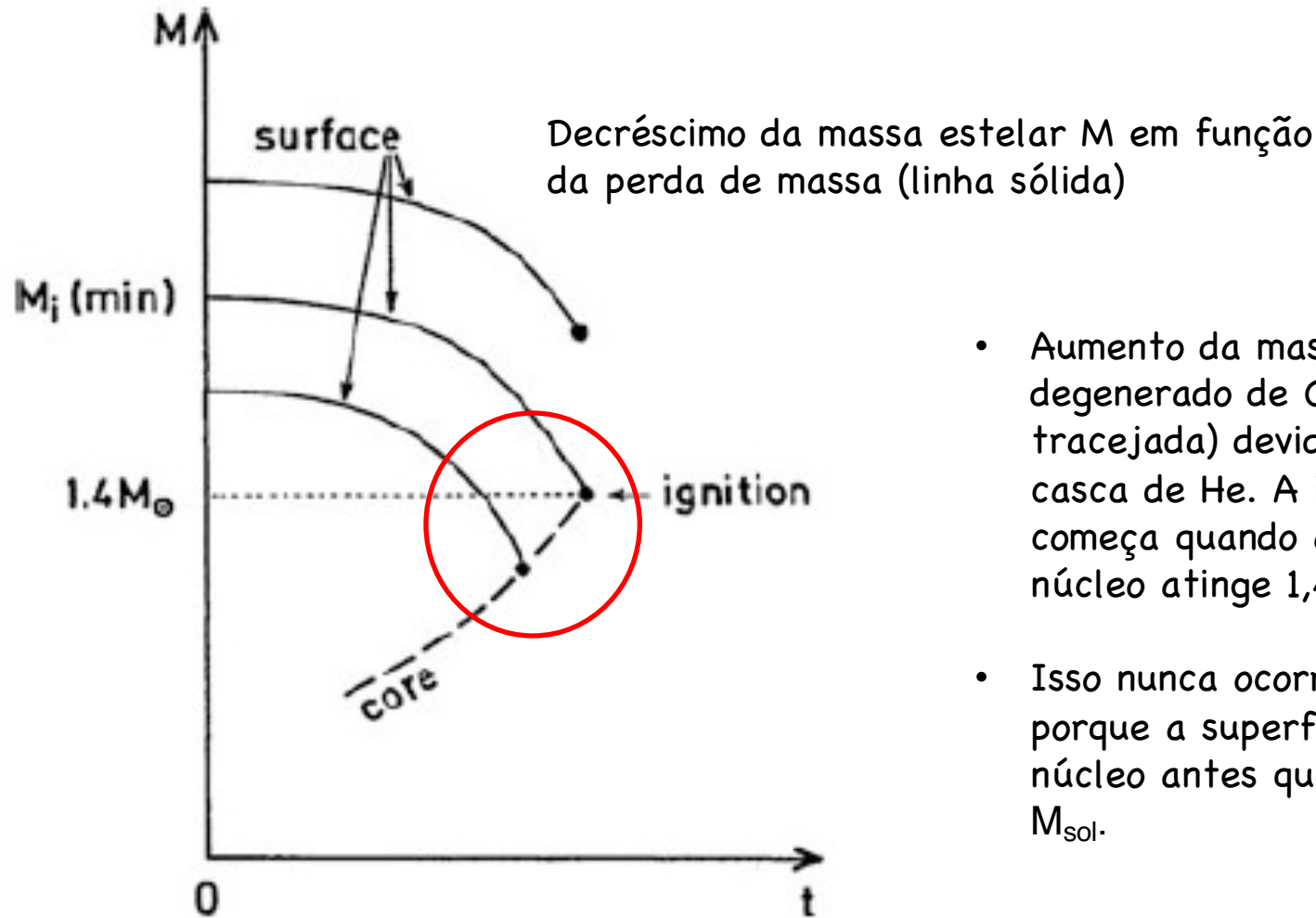
- ☑ Modelos padrão de evolução estelar, com composição química “comum”, sem overshooting ou perda de massa, prevêm os seguintes casos, após a queima do H central:
 - ✓ Após queima do H central (estrelas de pequena massa) com $M < M_1(\text{He}) \approx 2,3 M_{\text{Sol}}$ desenvolvem núcleos degenerados de He
 - ✓ Após queima do He central (estrelas de massa intermediária) com $M < M_1(\text{CO}) \approx 9 M_{\text{Sol}}$ desenvolvem núcleos degenerados de CO
 - ✓ Após queima do CO central (estrelas de grande massa) com $M > M_1(\text{CO})$ **NUNCA** desenvolvem núcleos degenerados
- ☑ Resfriamento por perda de neutrinos é **IMPORTANTE**



Evolução do núcleo



Para núcleos de CO



- Aumento da massa do núcleo degenerado de CO (linha tracejada) devido à queima na casca de He. A ignição do C começa quando a massa do núcleo atinge $1,4 M_{\text{sol}}$.
- Isso nunca ocorre se $M_i < M_i(\text{min})$, porque a superfície atinge o núcleo antes que ele atinja $1,4 M_{\text{sol}}$.

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	1.31×10^7	4.88×10^6	2.80×10^6
He	9.27×10^5	3.82×10^5	2.96×10^5
C	3.25×10^3	1.86×10^2	3.62×10^1
Ne	6.67×10^{-1}	1.34×10^{-1}	6.56×10^{-2}
O	3.59×10^0	1.59×10^{-1}	2.57×10^{-2}
Si	6.65×10^{-2}	1.47×10^{-3}	3.63×10^{-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)

Cerca de 3 horas



Explosão final e colapso

- ☑ Após o final da queima de He, a evolução do núcleo de C-O depende da massa naquele momento
 - ✓ 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)



Caso 1 - $M_c < M_{\text{crit}} \sim M_{\text{Ch}}$

- ☑ Envelope massivo o suficiente para manter $M_c < M_{\text{Ch}}$
 - ✓ Núcleo torna-se degenerado
 - ✓ Estrela esfria \Rightarrow 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_{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!!!!



Caso 1 - $M_c < M_{\text{crit}} \sim M_{\text{Ch}}$

- ☑ Envelope massivo o suficiente para manter $M_c < M_{\text{Ch}}$
 - ✓ Núcleo torna-se degenerado
 - ✓ Estrela resfria \Rightarrow 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_{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

Supernovas Ia: sempre causadas por runaway termonuclear causado pelo flash do CO

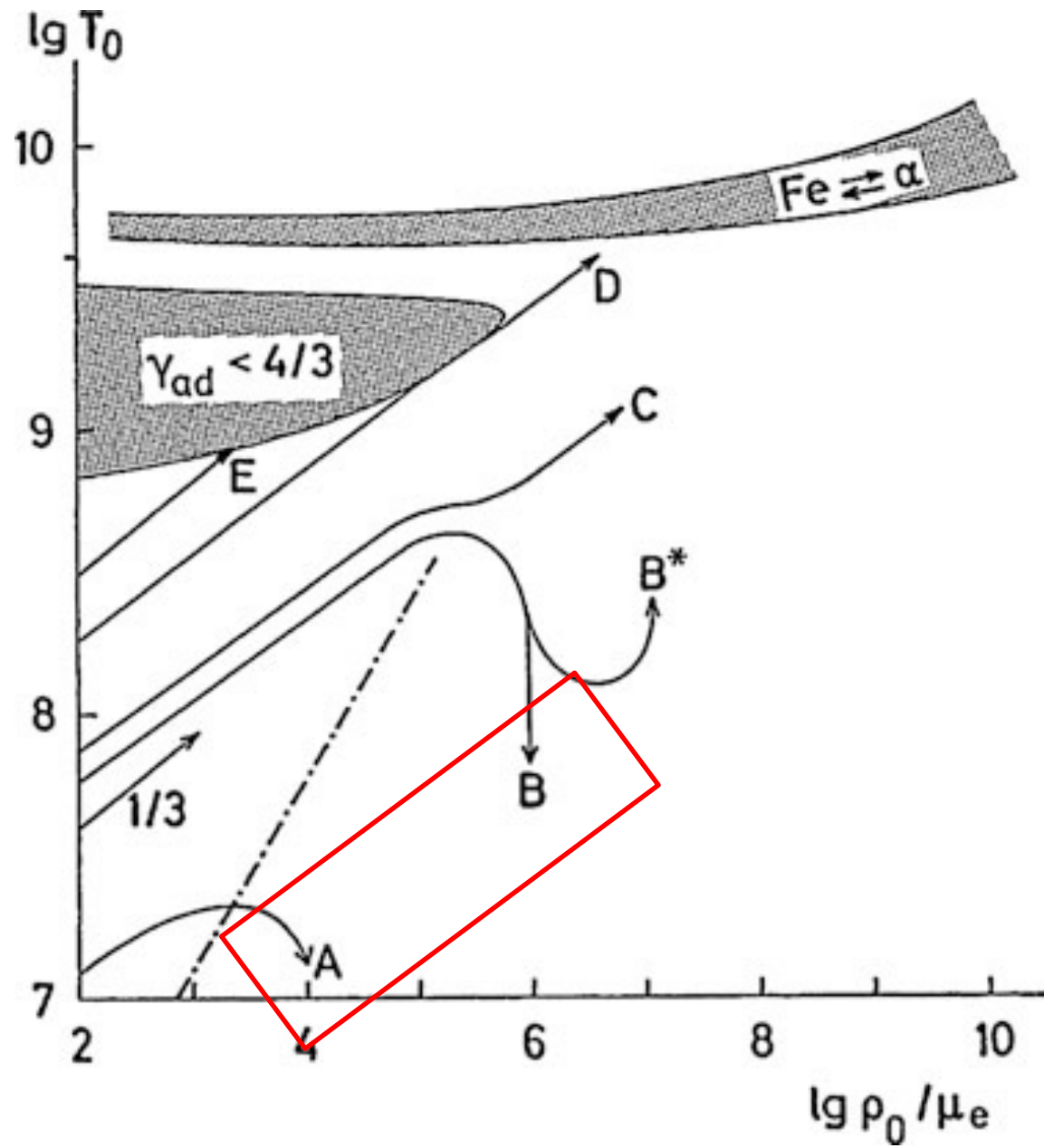




Fig. 28.1 - Kippenhahn (2012)

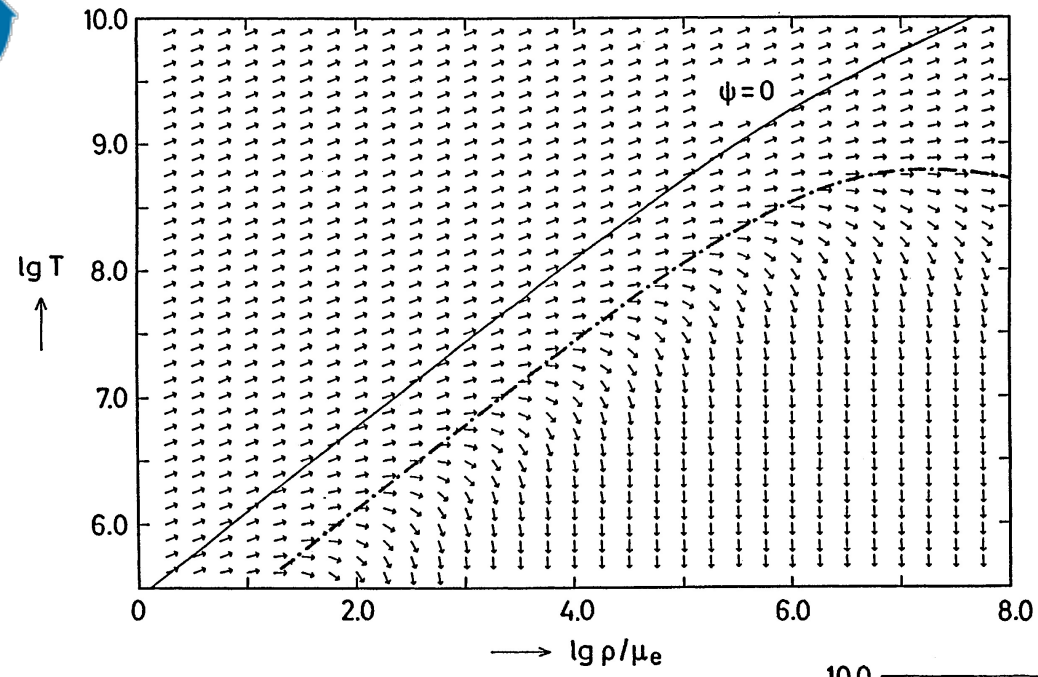
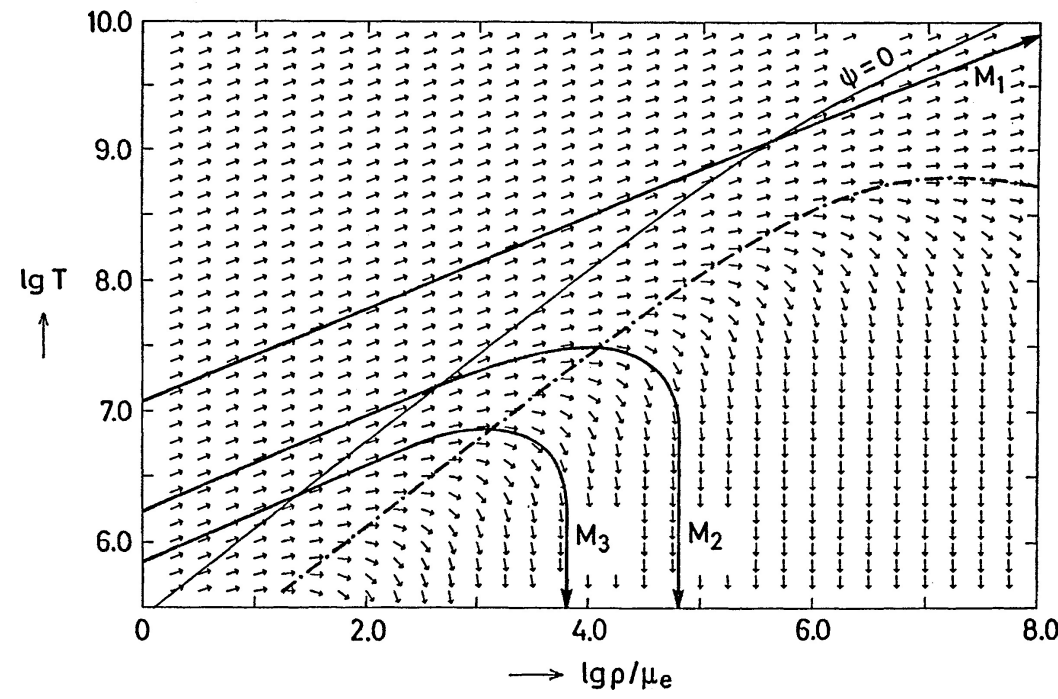


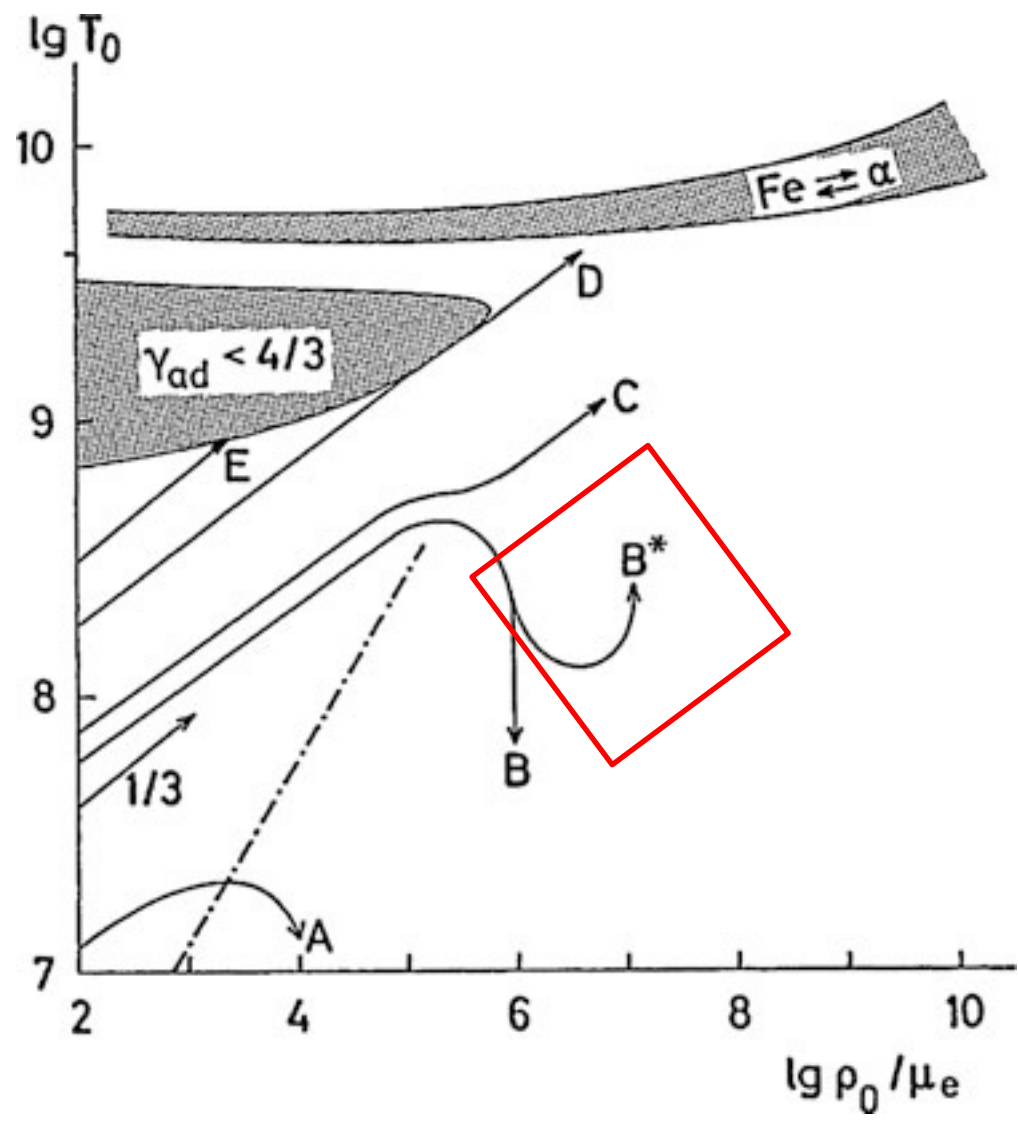
Fig. 28.2 - Kippenhahn (2012)





Caso 2 - $M_c < M_{crit}$

- ☑ 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 $4 - 8 M_{sol}$, 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 *thermal runaway* (SN Ia), esses eventos são chamados de SN 1,5 (mas não se sabe ainda se eles existem)

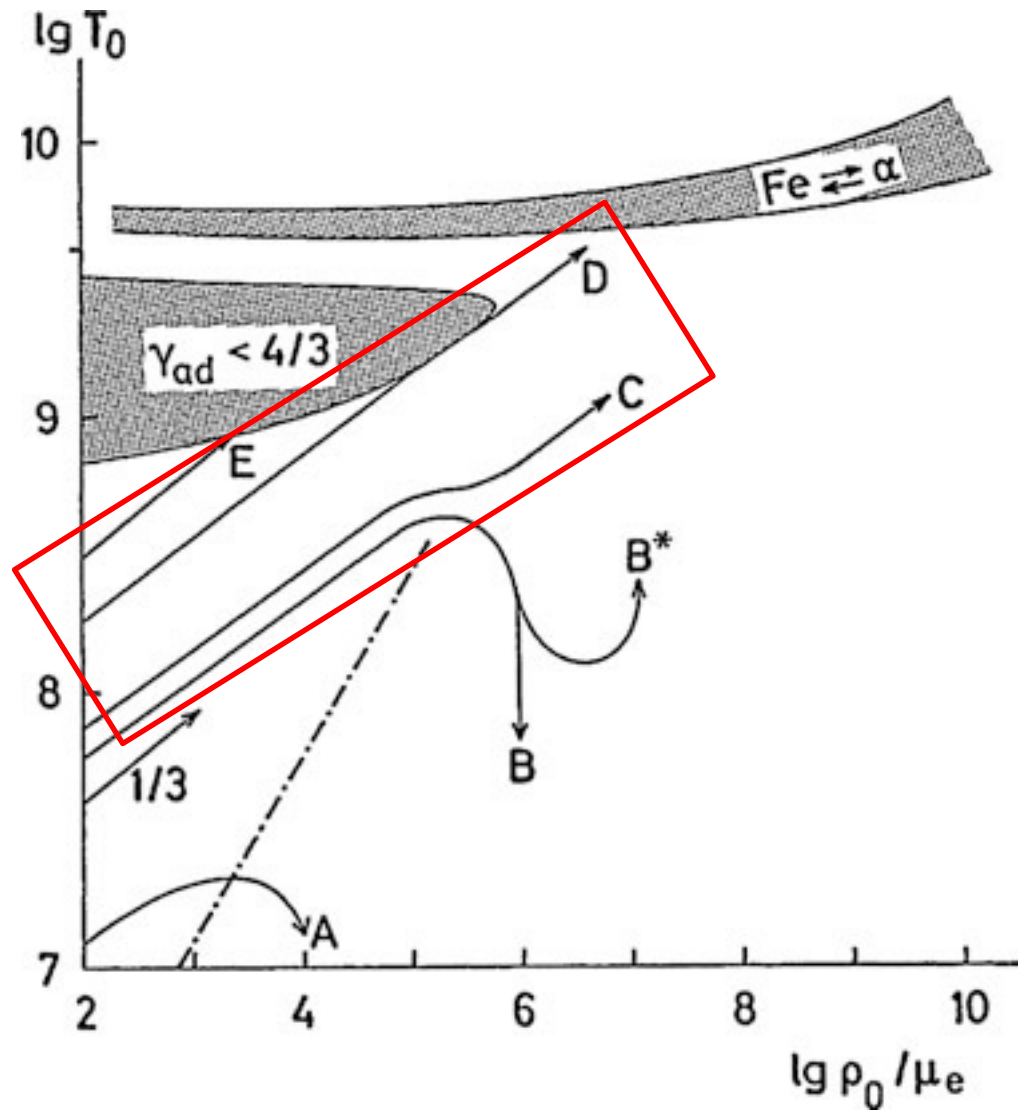


Núcleo ganha massa após tornar-se degenerado e passa pelo flash do C



Caso 3 $M_c < M_{\text{crit}} \leq 40 M_{\text{Sol}}$

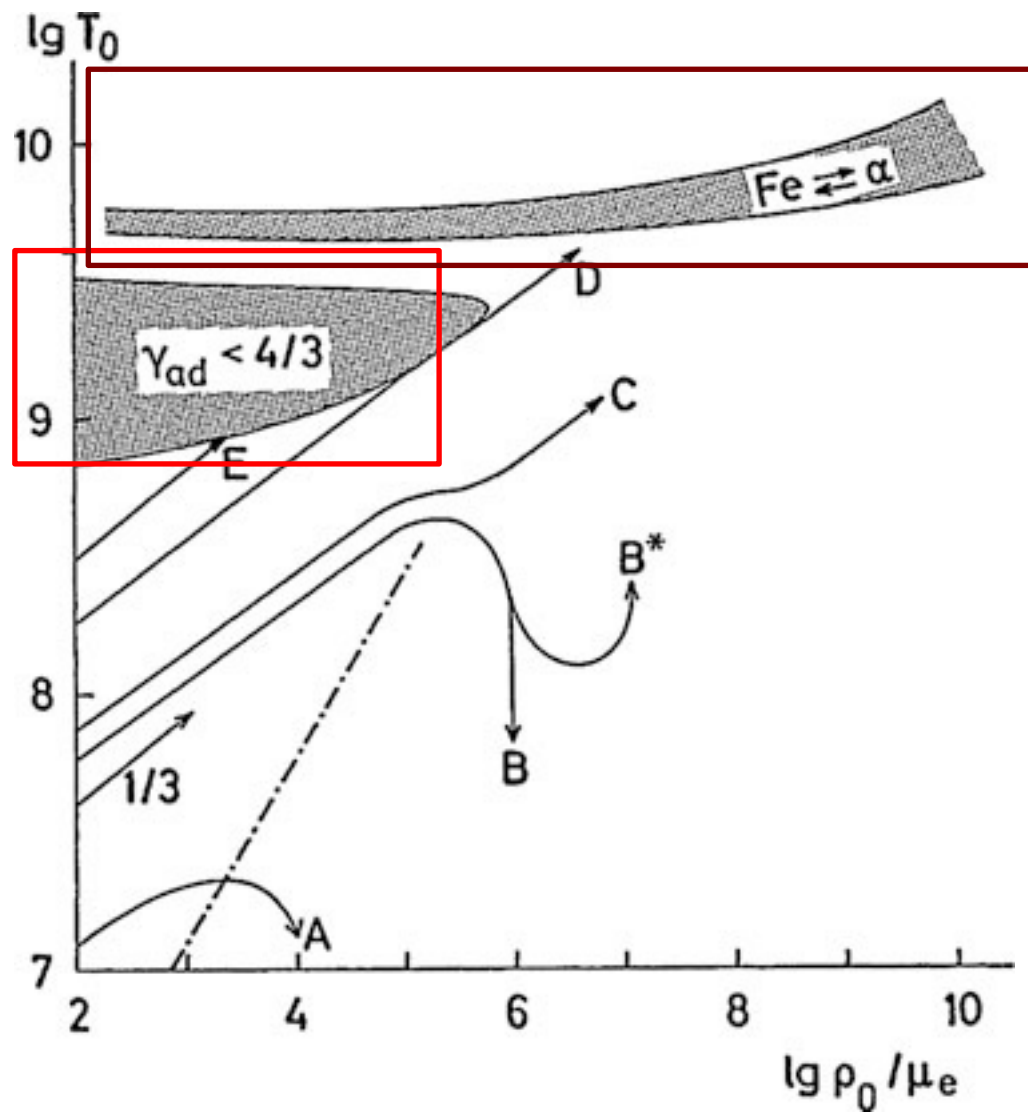
- ☑ Trajetória não passa pela região de degenerescência NR
- ☑ Queima sucessiva de C
- ☑ Captura eletrônica sucessiva por Mg, Na e Ne reduzem a pressão, criando condições de colapso
- ☑ Pode ocorrer em estrelas pós-AGB
- ☑ Massas típicas para o núcleo: 2 até pouco mais de $4 M_{\text{Sol}}$
- ☑ Processo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





Caso 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.





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_{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 (ν)
- ✓ Aumento gradativo de T_c ou de T_{shell} leva à ignição do C (no centro ou na casca de máxima temperatura)

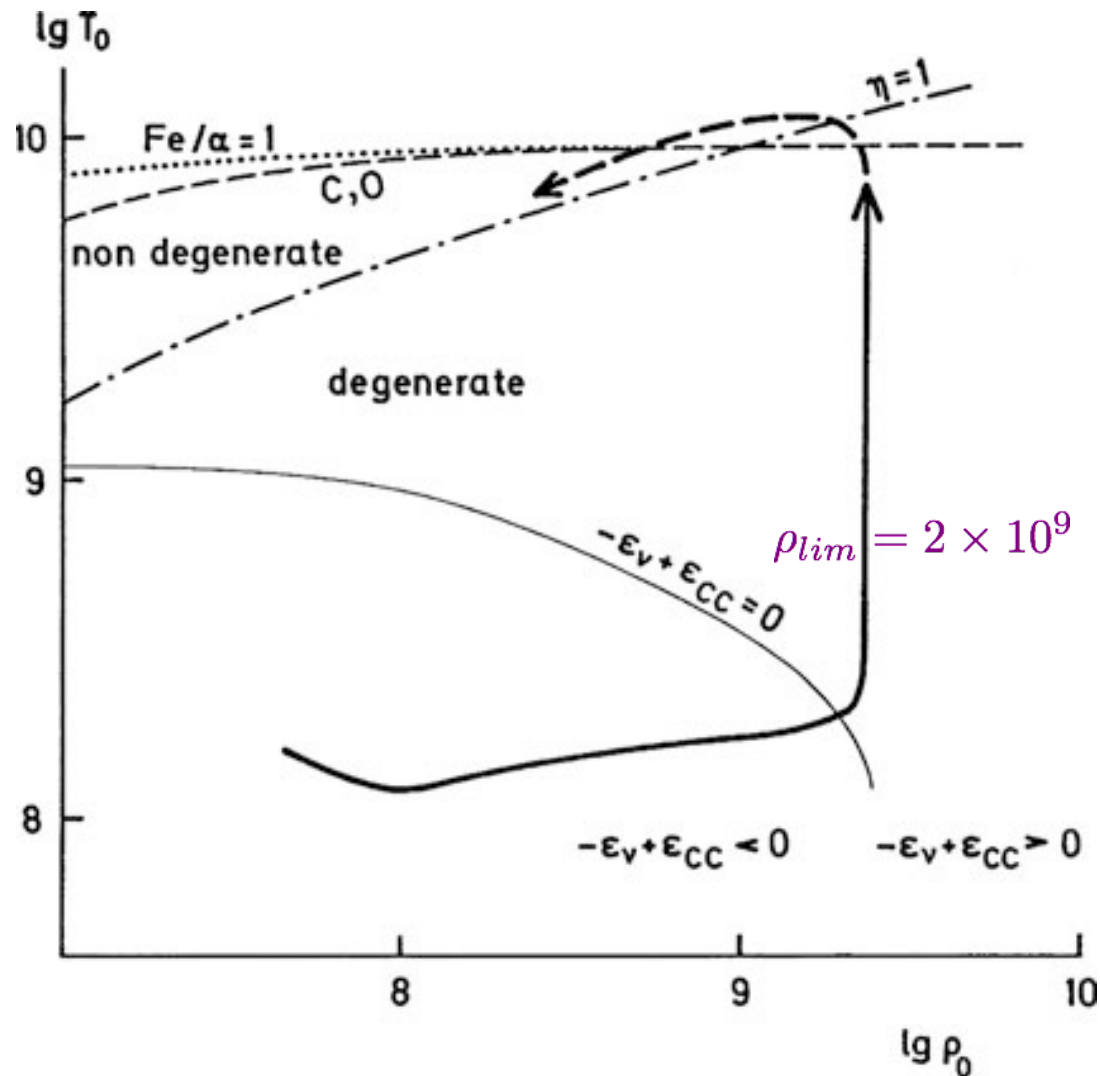


- ✓ Flash do C
- ✓ Balanço de energia depende de como neutrinos carregam a energia liberada para fora do núcleo

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

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

- ✓ Processo semelhante ao flash do He \Rightarrow aquecimento a ρ constante \Rightarrow saída da degenerescência





Ajuste convectivo/hidrostático

- ✓ Flash do C libera energia \Rightarrow queima de O subsequente
- ✓ Remoção da degenerescência \Rightarrow aumento de pressão interna \Rightarrow expansão do núcleo

Escalas de tempo envolvidas:

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

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

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

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

$$\tau_\epsilon = \frac{c_P T}{\epsilon_{CC}} \quad 4$$

$$\tau_{hidro} \approx G\rho^{-1/2} \quad 5$$

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

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

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

$$\tau_{conv} = l_m / v_s \quad 6$$



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



Esta é a sua vida – $M < 0,7 M_{\text{Sol}}$

- ✓ 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

$$\tau = M / L \sim M^{-2} X$$

7

- ✓ 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, conseqüentemente, a luminosidade L



- ☑ Envelope já convectivo => estrela próxima à zona (proibida) de Hayashi => 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 $T_{\text{nuc}} > 10^8 \text{ K}$, causando o início do ciclo 3α
- ☑ 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



Esta é a sua vida – $M \sim 5 M_{\text{Sol}}$

- ✓ 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 ρ em torno da casca aumenta até que a queima de H na casca se inicia
- ✓ Diferença importante: T_{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_{eff} caindo
- ☑ Queima da casca de H em cima do núcleo inerte de He => 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 $P = nkT$, sem flash do He).
- ☑ 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_{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_{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

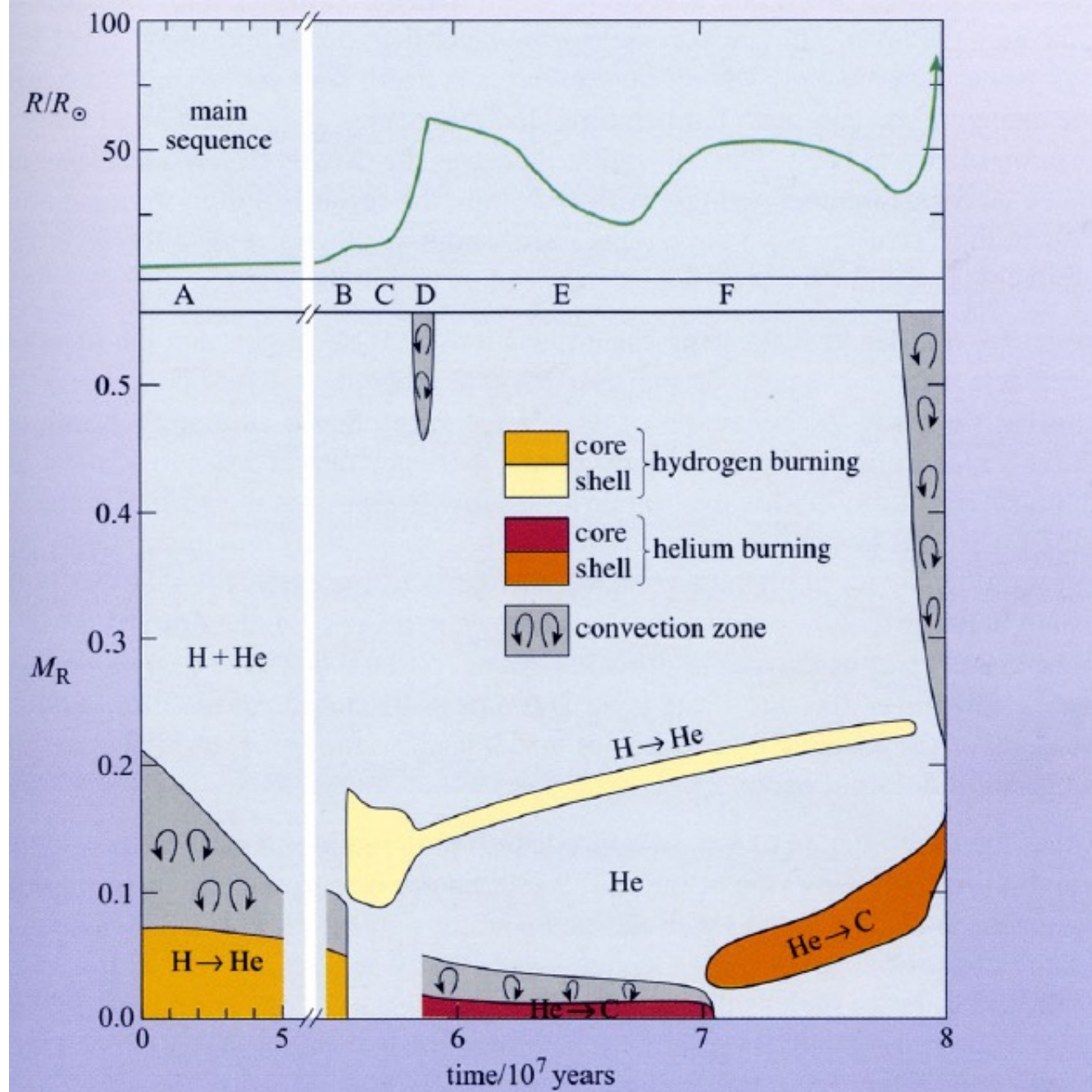


Evolução pós-SP

- ✓ Estrela com queima instável nas duas camadas pode exceder L_{Edd}
- ✓ Consequências: 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 6×10^7 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.



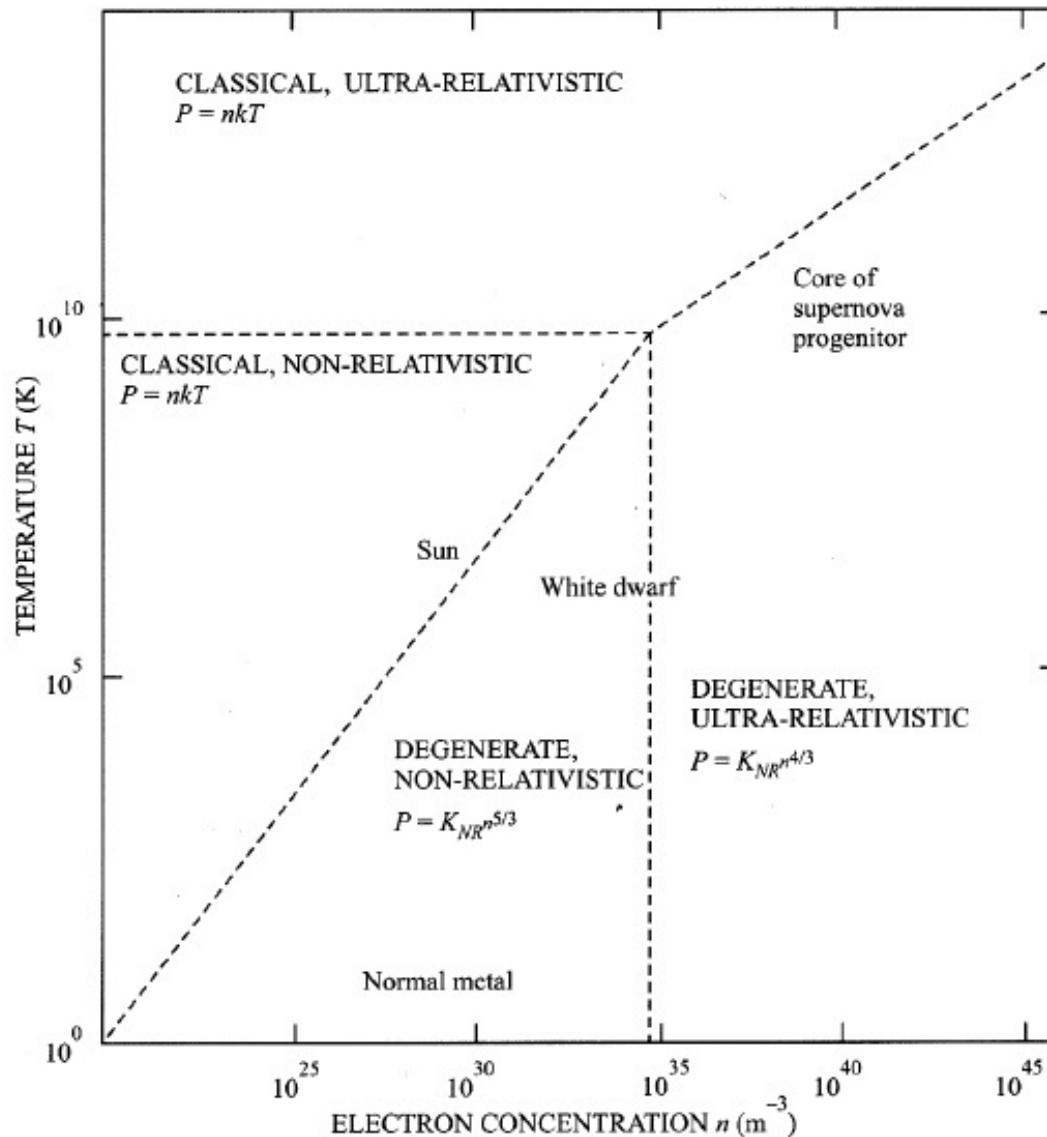


Fig. 2.2 Equation of state regimes for an ideal electron gas at a temperature T and at a density of n electrons per cubic metre. Typical values are shown for the temperature and density for electrons in a normal metal, in the sun, in a white dwarf and in the iron core of an evolved star just prior to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

Fonte: Prialnik (2010)

Um slide show de nebulosas planetárias

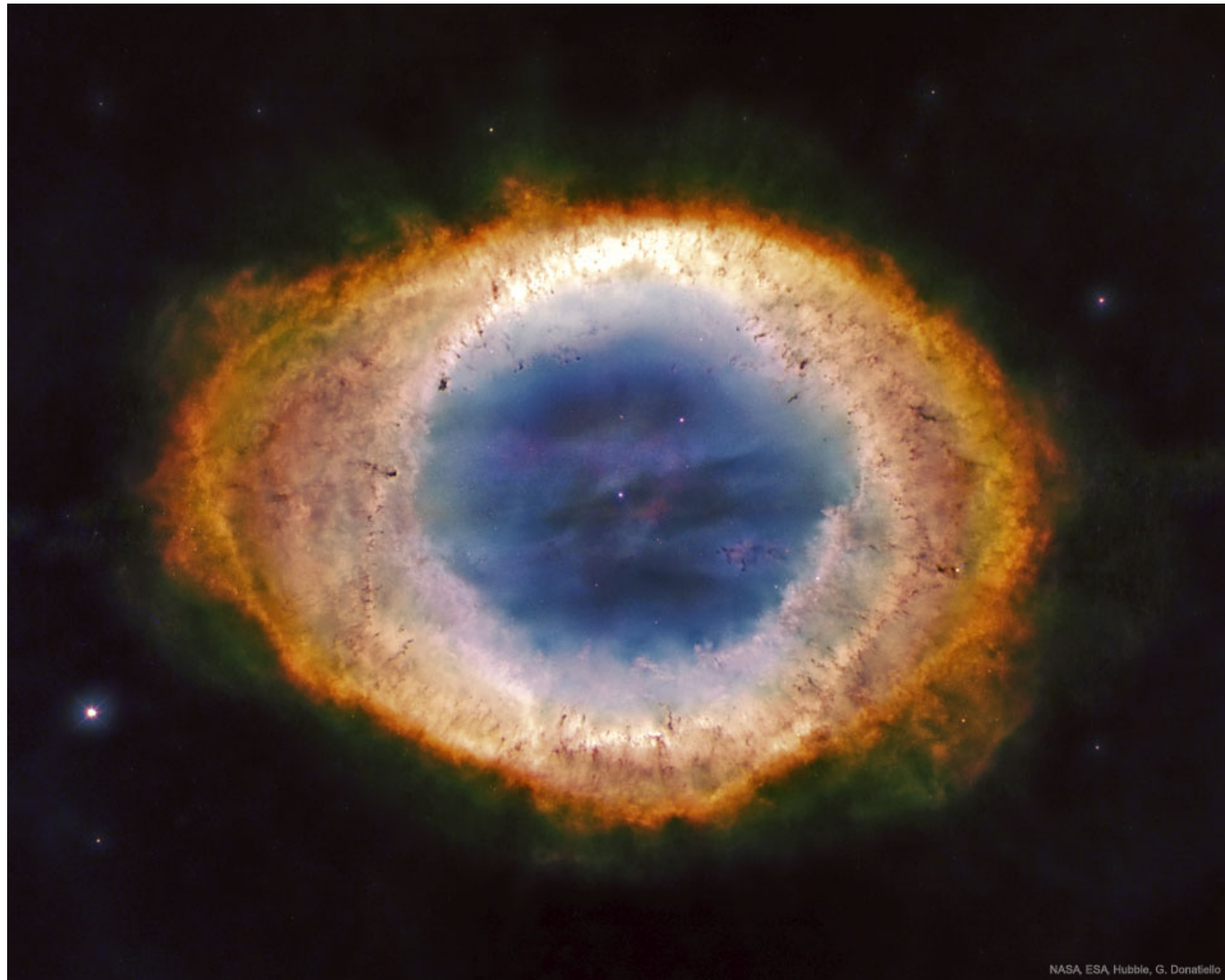


Cat's Eye



Ring Nebula

Um slide show de
nebulosas planetárias





Butterfly Nebula

Um slide show de
nebulosas planetárias





NGC 7027



NASA, ESA, and J. Kastner (RIT)

NGC 2392

Um slide show de
nebulosas planetárias



NASA, ESA, Hubble
Processing & License: Judy Schmidt



Um slide show de
nebulosas planetárias



Helix Nebula





Dumbbell Nebula



Spirograph Nebula

Um slide show de
nebulosas planetárias



Red Spider Nebula

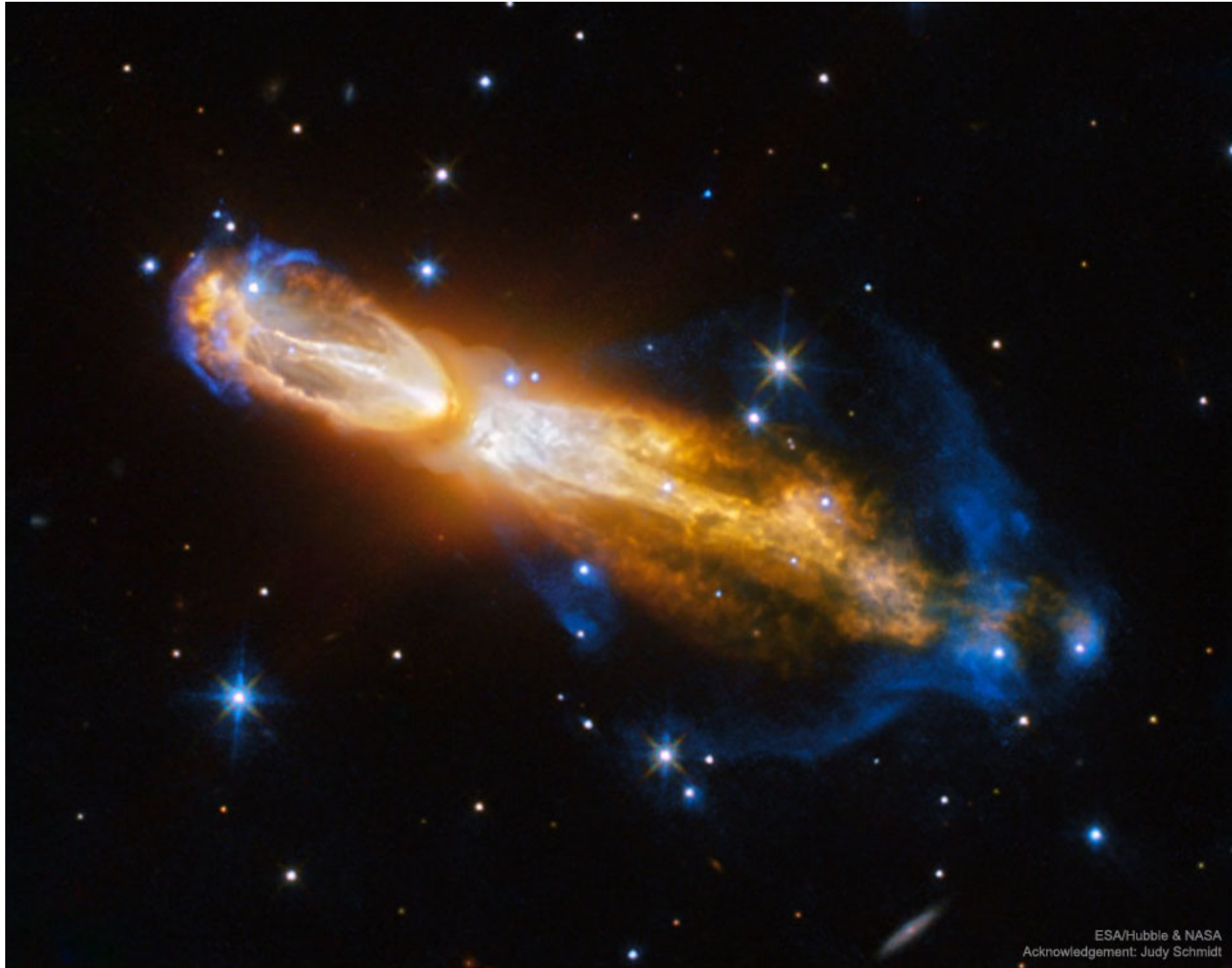
Um slide show de
nebulosas planetárias





Calabash Nebula

Um slide show de
nebulosas planetárias





Butterfly Nebula

Um slide show de
nebulosas planetárias



Ant Nebula

Um slide show de
nebulosas planetárias



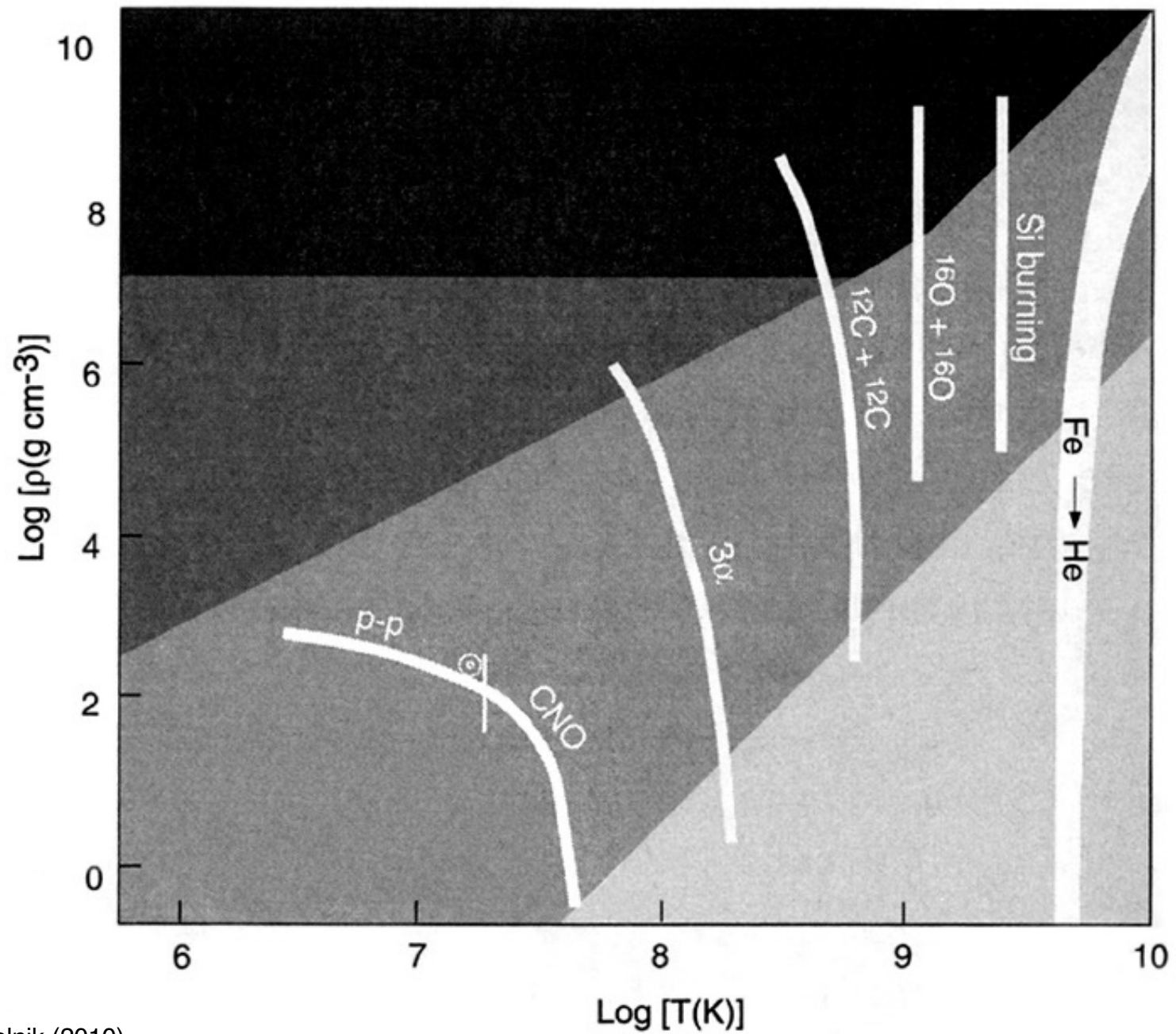


Esta é a sua vida – $M \geq 10 M_{\text{Sol}}$

- ☑ Diferenças importantes na evolução das estrelas mais massivas são evidentes em comparação com suas contrapartes menos massivas
- ☑ Na sequência principal, suas luminosidades estão muito perto, ou já atingiram, a luminosidade 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

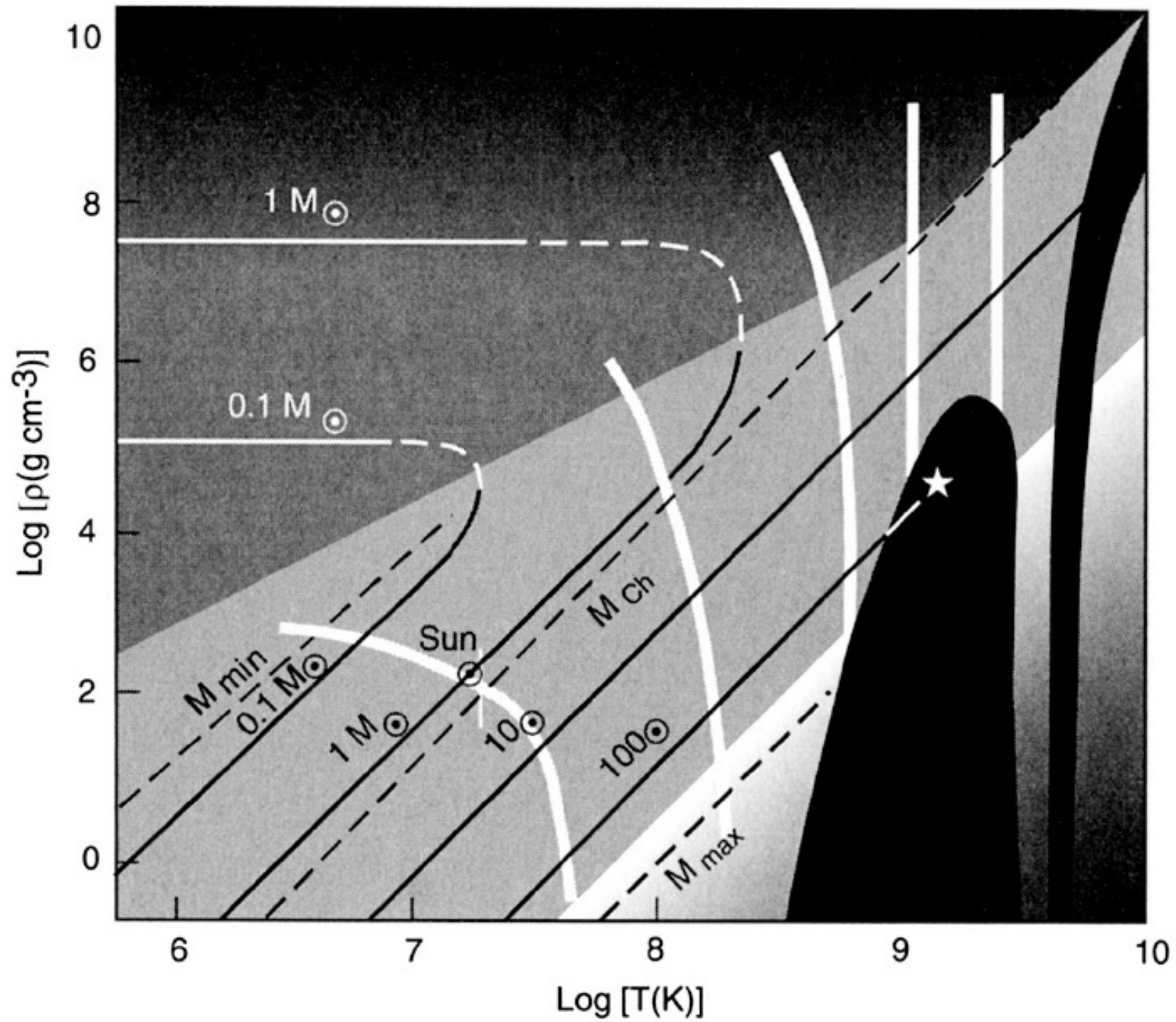


- ☑ A temperatura no núcleo das estrelas massivas é tão alta que o núcleo não se torna degenerado até os estágios finais da evolução
- ☑ A queima nuclear vai processando, sucessivamente, elementos com massa cada vez maior
 - ✓ H queima no núcleo via ciclo CNO
 - ✓ Queima de He no núcleo, queima de H 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



Fonte: Prialnik (2010)

C. A. Wuensche (2021)





- ☑ 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 fotodesintegração



- ☑ 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 fotodesintegração



- ☑ 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 $\sim 10^{-3}$ 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 fotodesintegração

Supernovas serão tratadas na próxima aula



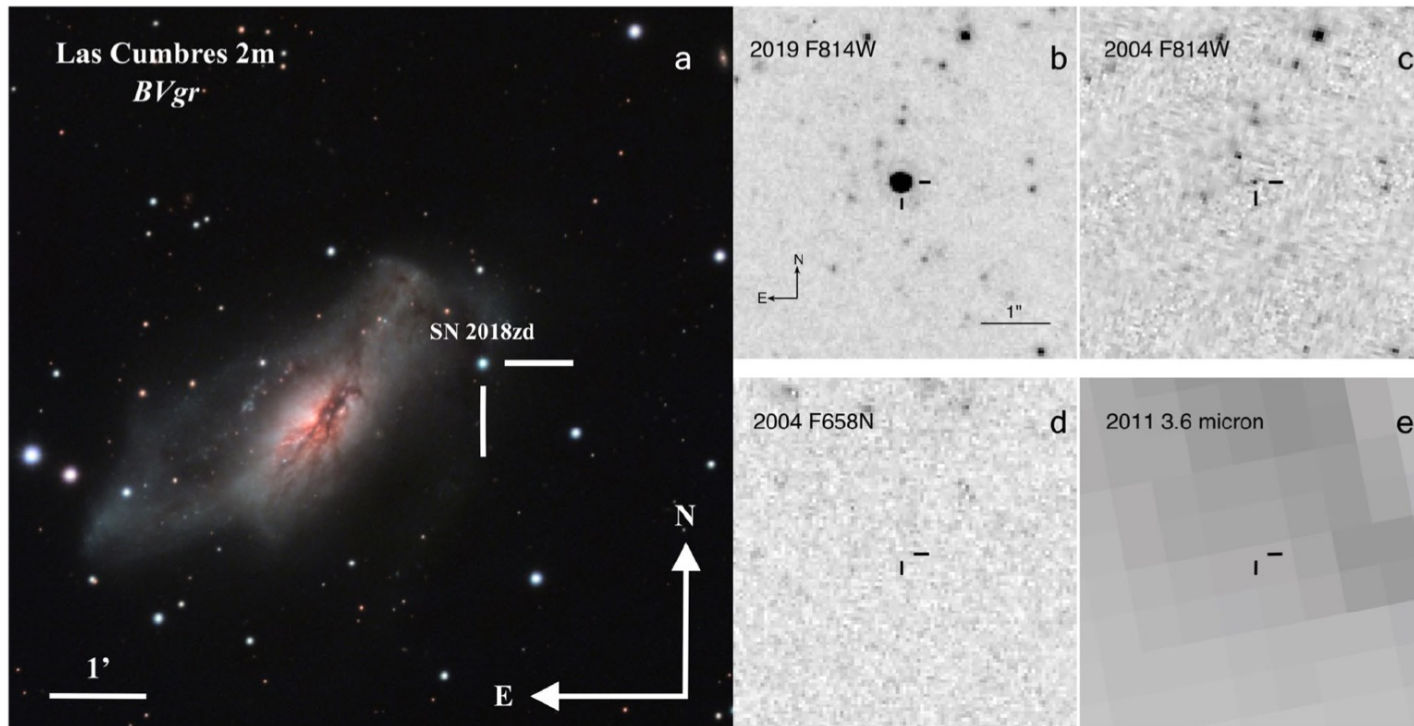
Electron-capture supernovae



Fonte: https://www.sciencenews.org/article/supernova-electron-capture-space-astronomy-physics?fbclid=IwAR0TQVQstdazB4mXj0gw5VmoRYjAxOLhQiW56CL3uD9tqPjr1rY_yYePGkl



- ☑ Criada a partir de estrelas no super-AGB, com um núcleo degenerado de O + Ne + Mg core
- ☑ Captura eletrônica por núcleos de Ne e Mg podem iniciar o colapso
- ☑ Hiramatsu e colaboradores apresentam 6 indicadores de uma electron capture supernova (ECS) e mostram que a SN 2018zd é a única SN consistente com os 6: identificação da progenitora, material circunstelar, composição química, energia da explosão, curva de luz e nucleossíntese
- ☑ Evidências:
 - ✓ Progenitora super-AGB (imagens pré-explosão)
 - ✓ Material circunstelar enriquecido (revelado por espectroscopia UV)
 - ✓ Morfologia da curva de luz e linhas de emissão da envoltória podem ser explicadas pela baixa energia liberada na explosão e a nucleossíntese enriquecida por captura de nêutrons produzidas por uma ECS



Extended Data Fig. 1 | The host galaxy and post- and pre-explosion images of SN 2018zd. **a**, Las Cumbres 2 m *BVgr*-composite image of SN 2018zd and the host starburst galaxy NGC 2146 (Supplementary Information), courtesy of Peter Iláš. At the assumed luminosity distance of 9.6 Mpc, 1' corresponds to 2.8 kpc. SN 2018zd is on a tidal stream which was likely ejected during a galaxy merger event. **b**, Portion of an *HST* WFC3/UVIS F814W mosaic obtained on 2019 May 19, 443.7 d after the explosion of SN 2018zd (indicated by the tick marks). **c**, Portion of an *HST* ACS/WFC F814W mosaic from 2004 April 10; the SN site is similarly indicated by tick marks. This mosaic consists of a single exposure, so to remove a number of cosmic-ray hits in the image, we use a masked mean filter to smooth any pixels that have a score of 0.001 or higher from our deep-learning model (Methods). The pixels associated with the progenitor candidate had scores $< 4 \times 10^{-5}$, so are not affected. **d**, Same as panel (c), but with F658N on the same epoch. **e**, Portion of a *Spitzer* IRAC 3.6 μm mosaic obtained on 2011 November 15, with the SN site again indicated by tick marks. All panels (b)–(e) are shown to the same scale and orientation, with north up and east to the left. The progenitor candidate is identified only in the single *HST* ACS/WFC F814W image (c).

Hiramatsu, D., Howell, D.A., Van Dyk, S.D. *et al.* The electron-capture origin of supernova 2018zd. *Nat Astron* (2021). <https://doi.org/10.1038/s41550-021-01384-2>



FIM DA AULA 7