



AGA0293 Astrofísica Estelar

Profa. Jane Gregorio-Hetem

Capítulo 15

Evolução de Estrelas Massivas

15.1 Evolução das estrelas massivas após a Sequência Principal

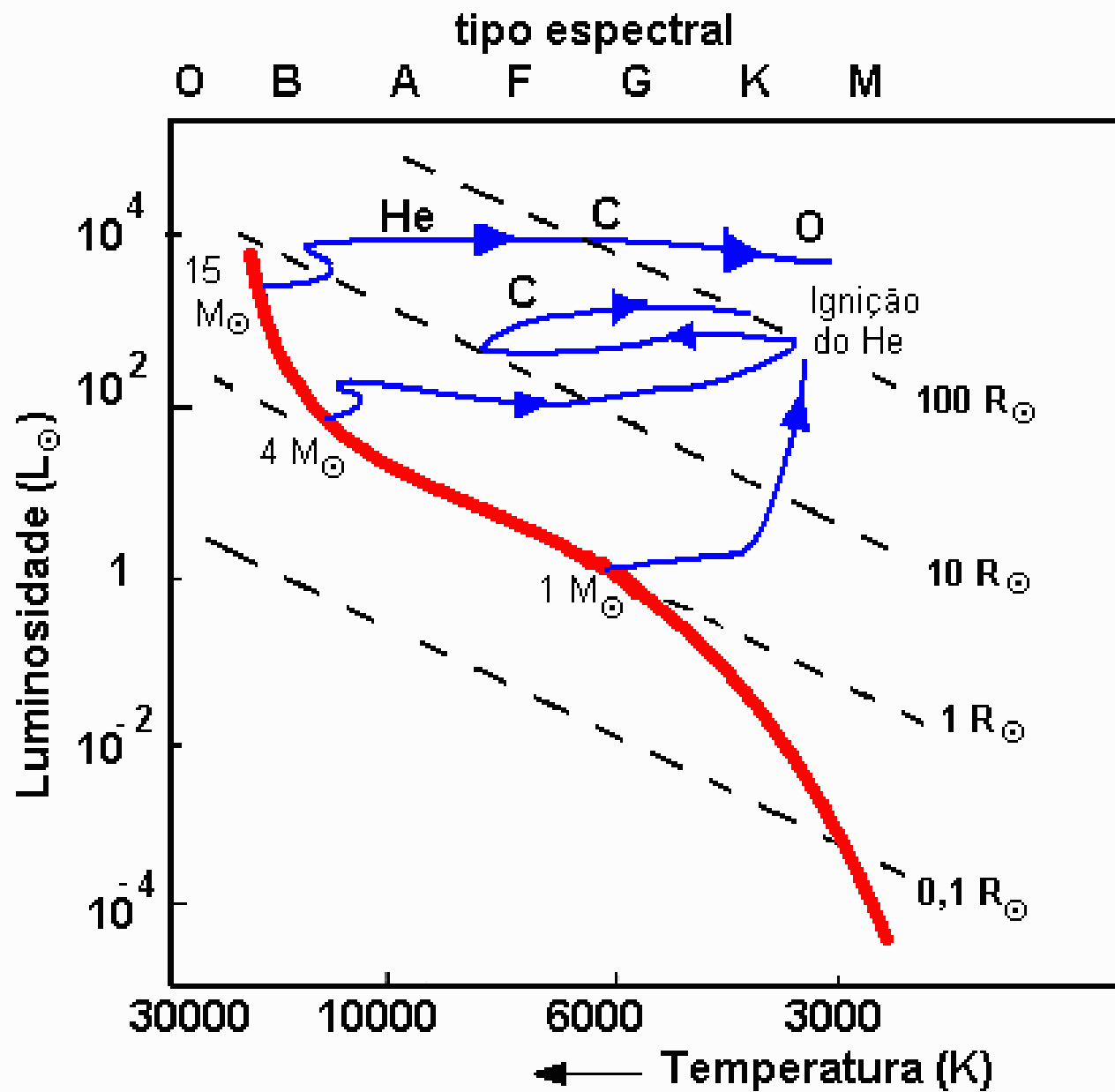
15.2 Classificação de Supernovas

15.3 Supernovas de colapso de *core*

15.4 *Gamma ray bursts*

Evolução de Estrelas com altas massas

- Todas estrelas saem da SP quando termina o H do núcleo central $\Rightarrow$ seguem para região das gigantes vermelhas $\Rightarrow$ diferentes caminhos.
- Para estrelas com $M > 8M_{\odot}$ a temperatura central é alta o suficiente para queima de elementos pesados até o Fe.
- O núcleo de estrelas massivas se desenvolve muito rapidamente. Várias etapas da fusão ocorrem sem que a estrela sofra alterações drásticas.

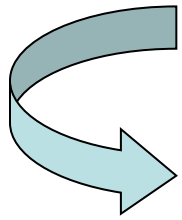


Períodos entre equilíbrio e instabilidade

- temperatura aumenta,
- reações nucleares se aceleram
- energia sustenta o colapso gravitacional.

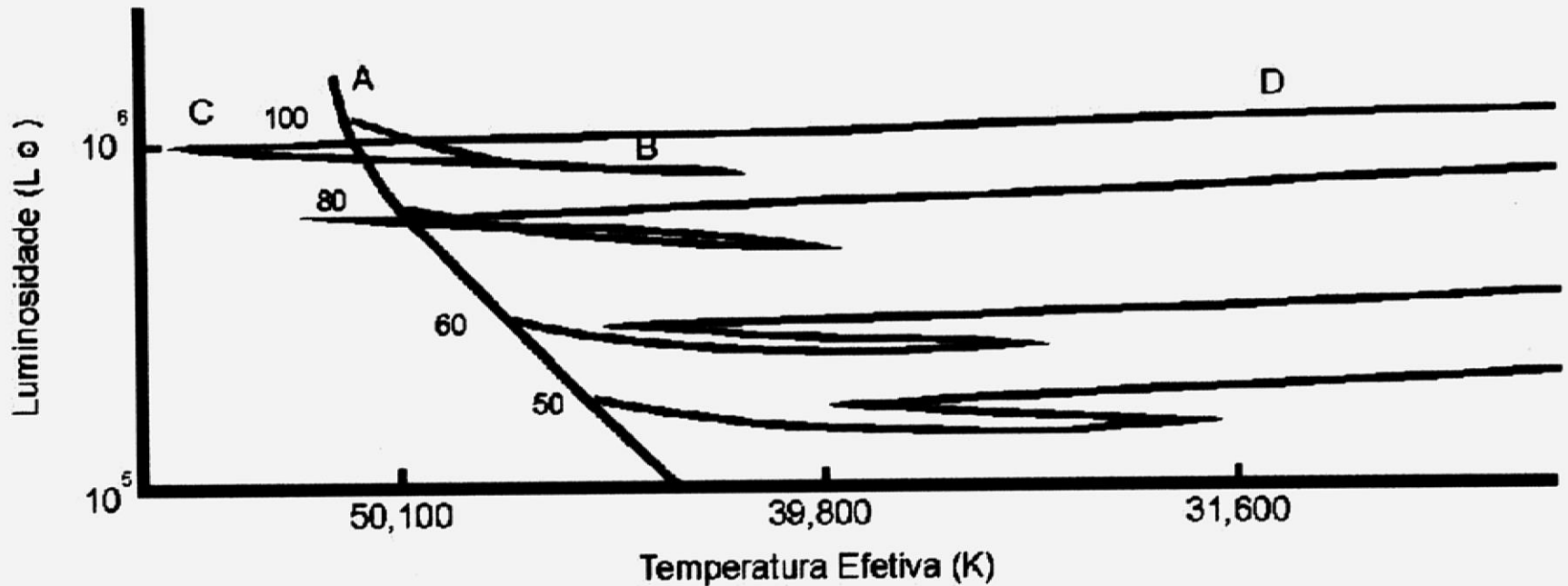
A duração desses eventos é cada vez mais curta.

Para $M=20M_{\odot}$



{ H queima durante 10^7 anos; He (10^6 anos);
C (10^3 anos); O (1 ano); Si (1 semana),
Fe (*core* formado em 1 dia).

ESTRELAS DE ALTAS MASSAS ($M > 50 M_{\odot}$)



Ao longo das trajetórias, as massas diminuem devido a fortes ventos estelares: 10^{-6} a $10^{-7} M_{\odot}/\text{ano}$.

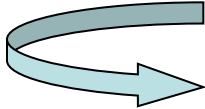
$M=100 M_{\odot}$

A $\rightarrow$ B: $L \downarrow$; $T \downarrow$ (em $2,8 \times 10^6$ anos a estrela perde $\sim 57 M_{\odot}$)

B $\rightarrow$ C: $T \uparrow$ (a estrela perde $\sim 42 M_{\odot}$)

C $\rightarrow$ D: $T \downarrow$ (ate início da queima de He $\sim 3 \times 10^6$ anos)

Estágios Finais de Estrelas Massivas

- Como a fusão do Fe não é exotérmica,
 fim da energia → colapso gravitacional

$T \sim 10^9 \text{ K} \Rightarrow$ fotodesintegração do Fe em elementos mais leves até $\Rightarrow$ prótons e nêutrons.



absorve energia $\Rightarrow$ estrela esfria e entra em colapso acelerado

(não pode ser sustentado pela pressão de e^- degenerados)

Explosão de supernovas

$P \uparrow \quad T \uparrow \quad \longrightarrow$ material é transformado em nêutrons



Número de $e^- \downarrow \quad \rho \sim 10^{15} \text{ kg m}^{-3}$

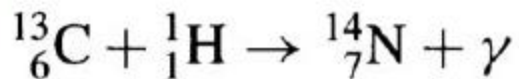
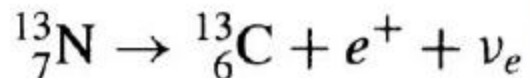
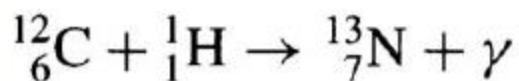
Degenerescência de nêutrons pode conter o colapso, mas a contração “rebate” $\Rightarrow$ expansão violenta $\Rightarrow$ camadas externas ejetadas $\Rightarrow$ **supernova***.

(*) Cap. 15.2 Tipos de SN

Lobes are
expanding at
about 650 km/s

η Car

Homunculus is
depleted in C and
O, while is
enriched in He
and N (processing
by CNO cycle)



Present:
mass loss =
 $10^{-3} M_{\text{Sol}}/\text{yr.}$
 $L = 5 \times 10^6 L_{\text{Sol}}$

During great
eruption:
mass loss =
 $10^{-1} M_{\text{Sol}}/\text{yr.}$
 $L = 2 \times 10^7 L_{\text{Sol}}$

FIGURE 15.1 η Carinae is a luminous blue variable that is estimated to have a mass of $120 M_{\odot}$ and is rapidly losing mass. Each lobe has a diameter of approximately 0.1 pc. [Courtesy of Jon Morse (University of Colorado) and NASA.]

Luminous blue variables (LBVs)



$$T_e \sim 15\,000 - 30\,000\text{ K}$$
$$L \sim 10^6 L_{\text{Sol}}$$

$$\text{Masses} > 85 M_{\text{Sol}}$$

$$\frac{L_{\text{Ed}}}{L_{\odot}} \simeq 3.8 \times 10^4 \frac{M}{M_{\odot}}$$

$$L_{\text{Ed}} = \frac{4\pi Gc}{\bar{\kappa}} M$$

Binarity in LBVs?



For η Car, 5,54 years periodicity,
Prof. Augusto Damineli (IAG)

Luminosidade limite de Eddington: máxima luminosidade radiativa para a estrela se manter em equilíbrio hidrostático

LBVs → composição e fenômenos de ejeção → pós-sequência principal → região de instabilidade no Diagrama H-R → comportamento transiente.

- Estrelas no topo da sequência principal encontram-se próximas do limite de Eddington → pressão de radiação é igual (ou supera) a força gravitacional nas camadas superficiais da estrela:

$$L_{Ed} = \frac{4\pi G c}{\bar{\kappa}} M \left\{ \begin{array}{l} \bar{\kappa} = 0,02(1+X)m^2kg^{-1} \quad (\text{Eq. 9.27}) \\ \frac{L_{Ed}}{L_{Sol}} = 3,8 \times 10^4 \frac{M}{M_{Sol}} \quad \text{para } X=0,7 \end{array} \right.$$

(Eq. 10.114)

Estrelas Wolf-Rayet

$$T_e \sim 25\,000 - 100\,000\text{ K}$$

$$\text{mass loss} > 10^{-5} M_{\text{Sun}}/\text{yr.}$$

$$\text{winds} \\ 800 - 3000\text{ km/s}$$

$$\text{Rotation } 300\text{ km/s}$$

$$\text{Masses} > 20 M_{\text{Sun}}$$



HST

FIGURE 15.2 The nebula M1-67 around the Wolf-Rayet star WR 124. The surface temperature of the star is about 50,000 K. Clumpiness is clearly evident in the nebula, and the mass of each blob is about $30 M_{\oplus}$. WR 124 is at a distance of 4600 pc in Sagittarius. [Courtesy of Yves Grossdidier]

Wolf Rayet: WN, WC, WO

Two Wolf-Rayet Stars

The spectral types of the two Wolf-Rayet stars were determined by Sanford and Wilson (ApJ 90, 237, 1939).

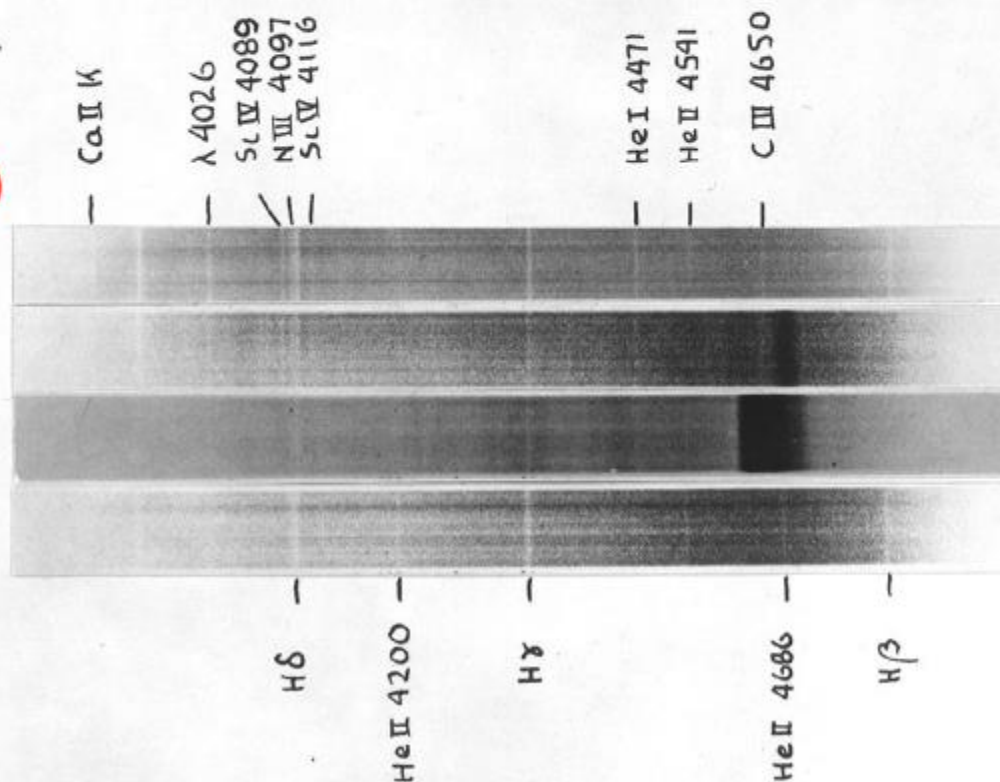
Wolf Rayet stars
have ejected their
outermost layers
O → WN → WC → WO

218915

190918

193793

164794



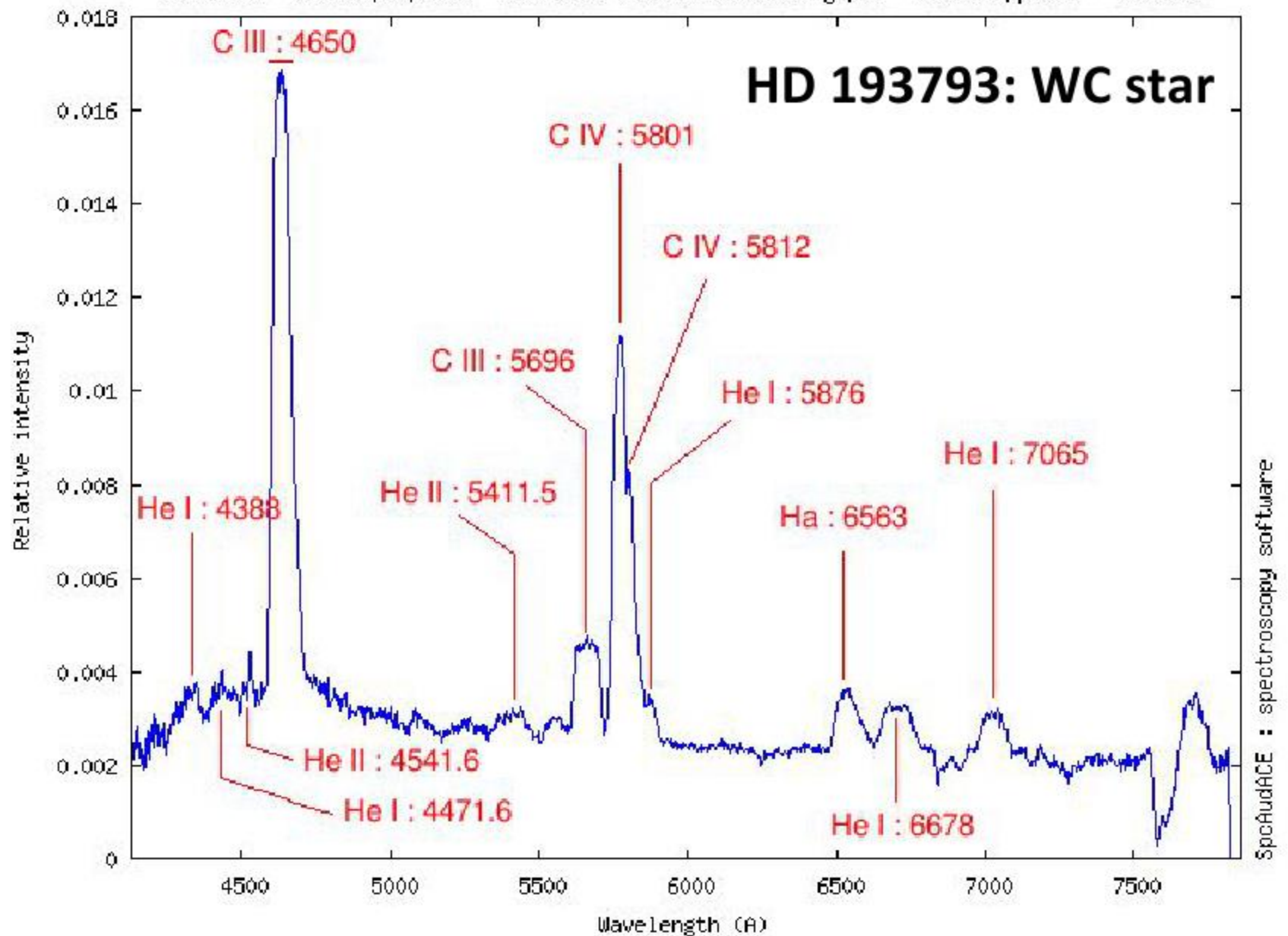
09 I

WN 5

WC 6

05

HD193793 - 19.756/12/2006 - SCT 0.3m + LHIRES#073 150 gr/mm - 2.993 Å/pixel - 7x120 s



Outras estrelas do topo do Diagrama H-R:

BSG: supergigantes azuis

RSG: supergigantes vermelhas

Of: supergigantes tipo O com linhas de emissão pronunciadas

Esquema geral evolutivo de estrelas massivas

$M > 85 M_{\odot} : O \rightarrow Of \rightarrow LBV \rightarrow WN \rightarrow WC \rightarrow SN$

$40 M_{\odot} < M < 85 M_{\odot} : O \rightarrow Of \rightarrow WN \rightarrow WC \rightarrow SN$

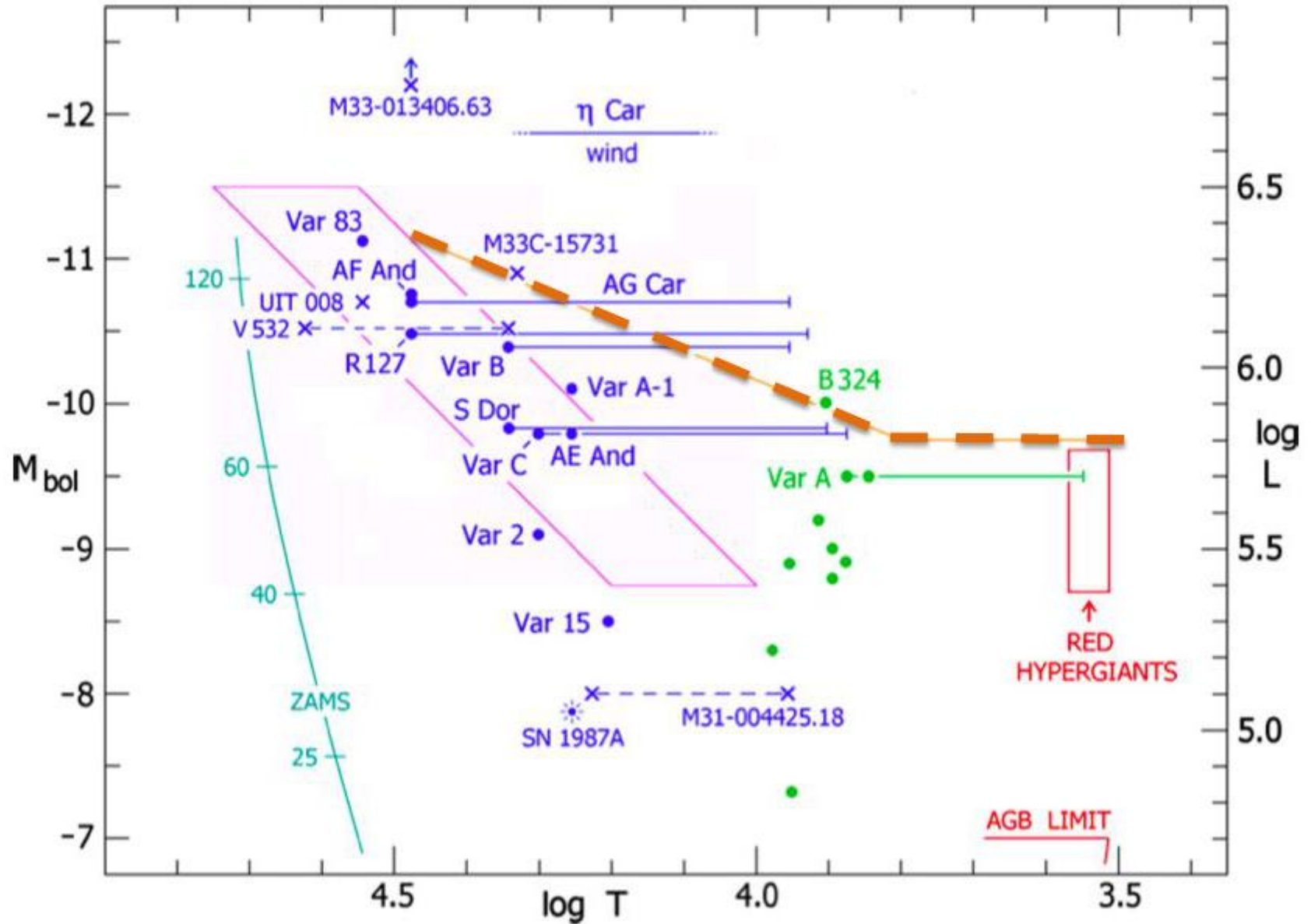
$25 M_{\odot} < M < 40 M_{\odot} : O \rightarrow RSG \rightarrow WN \rightarrow WC \rightarrow SN$

$20 M_{\odot} < M < 25 M_{\odot} : O \rightarrow RSG \rightarrow WN \rightarrow SN$

$10 M_{\odot} < M < 20 M_{\odot} : O \rightarrow RSG \rightarrow BSG \rightarrow SN$

Estrelas muito massivas nunca evoluem para a região das supergigantes vermelhas no Diagrama H-R

----- Limite de Humphreys-Davidson



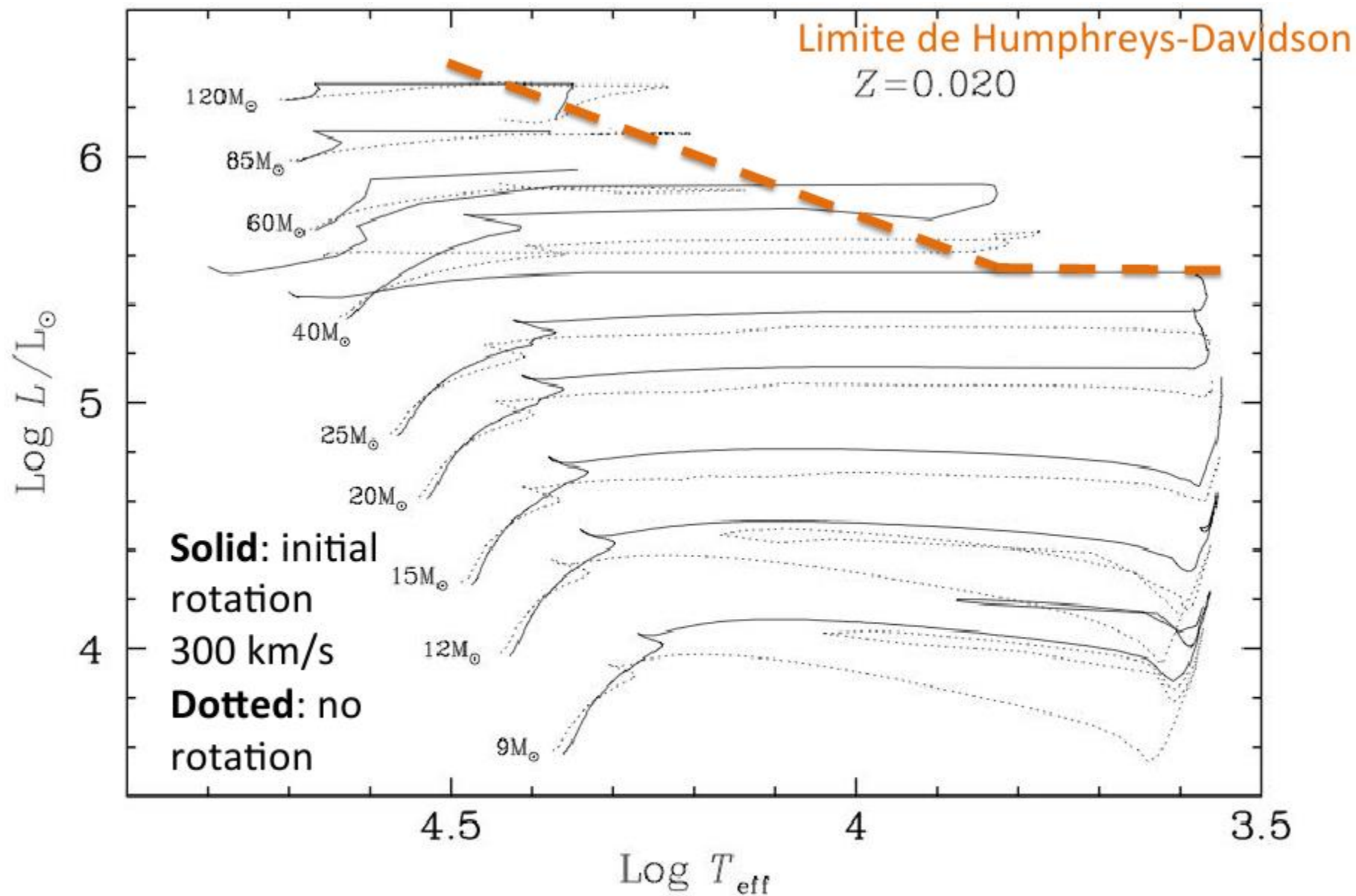


FIGURE 15.3 The evolution of massive stars with $Z = 0.02$. The solid lines are evolutionary tracks computed with initial rotation velocities of 300 km s^{-1} , and the dotted lines are evolutionary tracks for stars without rotation. Mass loss has been included in the models and significantly impacts the evolution of these stars. (Figure from Meynet and Maeder, *Astron. Astrophys.*, 404, 975, 2003.)

Próxima aula

15.2 Classificação de Supernovas

15.3 Supernovas de colapso de *core*

15.4 *Gamma ray bursts*