

**Φυσική των αστέρων**  
**Μάθημα 18+19**

**α. Εξέλιξη άστρων μεγάλης μάζας μετά  
την Κ.Α. -**

**β. Υπερκαινοφανείς**

**Carroll & Ostlie Κεφ. 10 (15 στην αγγλική έκδοση)**

## Ο ρόλος των αστέρων μεγάλης μάζας

- Οι αστέρες μεγάλης μάζας έχουν σημαντική επιρροή στο περιβάλλον σε τοπικό, γαλαξιακό και εξωγαλαξιακό επίπεδο.
- Λόγω της υψηλής φωτεινότητάς τους δίνουν ένα σημαντικό ποσοστό της ιονίζουσας ακτινοβολίας (θεωρούνται ότι έχουν παίξει σημαντικό ρόλο στον επαναϊονισμό του σύμπαντος)
- Ισχυροί ακτινοβολικοί άνεμοι προκαλούν τεράστια απώλεια μάζας και παρέχουν σημαντική κινητική ενέργεια και χημικά στοιχεία που έχουν προκύψει από πυρηνικές αντιδράσεις, στη μεσοαστρική ύλη.
- Στο τέλος της ζωής τους εκρήξεις SN εμπλουτίζουν επιπλέον τη μεσοαστρική ύλη (και ενεργειακά και με στοιχεία που προκύπτουν από μεταγενέστερες θερμοπυρηνικές αντιδράσεις, και άλλα στοιχεία) → χημική εξέλιξη γαλαξιών.

- <1% των αστέρων που γεννιούνται στο τοπικό σύμπαν αναμένεται να είναι αστέρες μεγάλης μάζας
- Ο χρόνος ζωής τους είναι τάξεις μεγέθους συντομότερος από αστέρες μικρής μάζας
  - Σπάνια αντικείμενα
- Σημαντικό ποσοστό των αστέρων μεγάλης μάζας έχουν κοντινούς συνοδούς αστέρες με τους οποίους αλληλεπιδρούν και έτσι επηρεάζεται σημαντικά η εξέλιξή τους (ήδη από τη φάση ΚΑ).
  - Περιπλέκεται η κατανόηση της εξέλιξης των αστέρων αυτών
- Αποτελέσματα της εξέλιξης σε διπλά συστήματα περιλαμβάνουν «απογυμνωμένα» άστρα, αποδέκτες που περιστρέφονται γρήγορα, αστέρες που προήλθαν από συγχώνευση, εξωτικές SN, διπλά συστήματα ακτίνων Χ, διπλά συστήματα με εκφυλισμένα και τα δύο μέλη.
- Παρατηρήσεις άστρων που εμφανίζονται ως μοναχικά μπορεί να «κρύβουν» προηγούμενες αλληλεπιδράσεις. Υποθέτοντας εξέλιξη μοναχικού άστρου, οδηγούμαστε σε λανθασμένα συμπεράσματα.

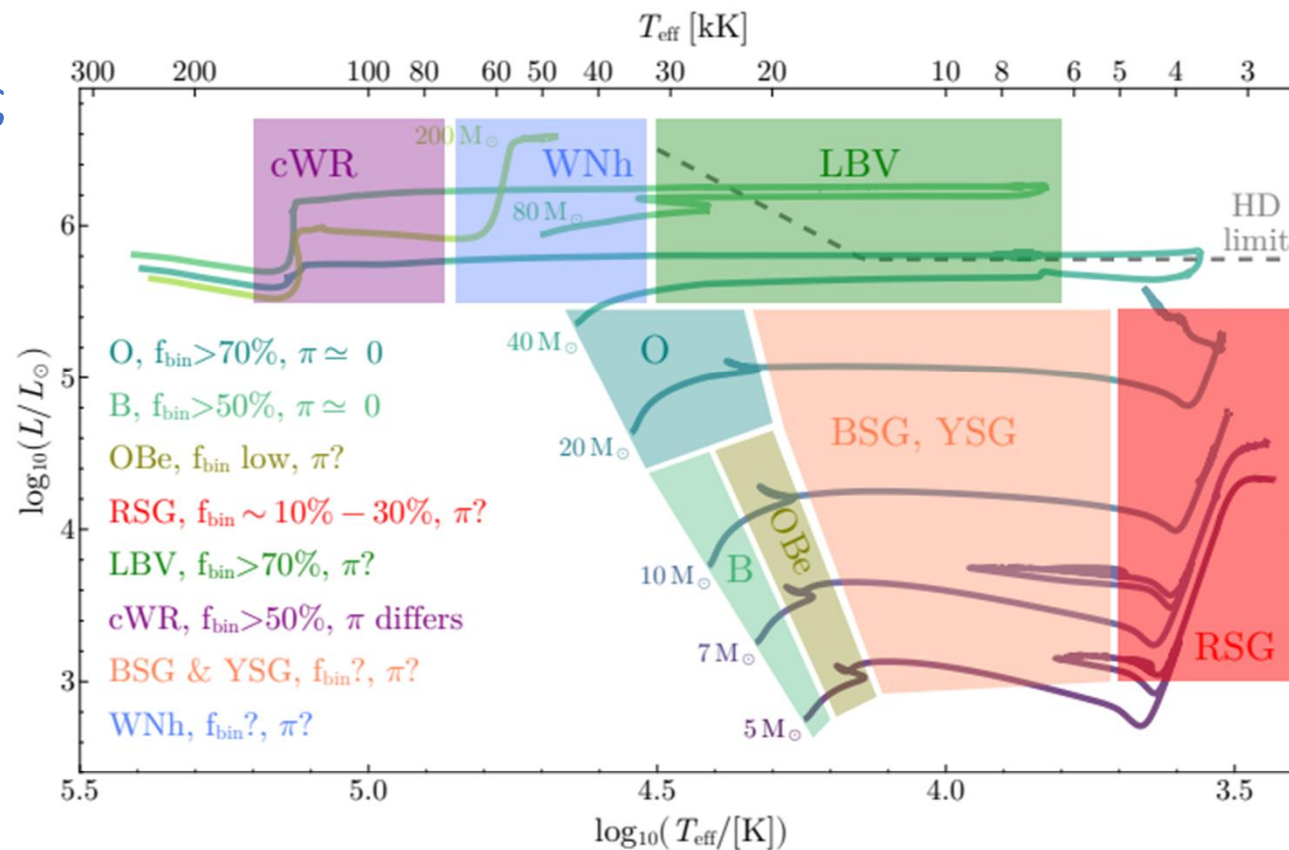
## Βασικές κατηγορίες αστέρων μεγάλης μάζας ( $>10M_{\odot}$ ) μετά την κύρια ακολουθία

- Luminous Blue Variables, **LBV** (very massive stars  $>\sim 85M_{\odot}$  but perhaps there are much lower mass LBVs as well....)
- αστέρες Wolf-Rayet, **WR** ( $>\sim 20M_{\odot}$ )
- Ερυθροί υπεργίγαντες (red supergiants **RSG**) ( $\sim 10-40 M_{\odot}$ )
- Μπλε υπεργίγαντες (blue supergiants **BSG**  $\sim 10-20 M_{\odot}$  )
- Κίτρινοι υπεργίγαντες (yellow supergiants, **YSG**  $\sim 10-20? M_{\odot}$  )

(Σημείωση: πάνω στη κύρια ακολουθία, είναι αστέρες τύπου O, OB, early B, με τα πιο μεγάλης μάζας άστρα να είναι τύπου O και μικρότερης  $\rightarrow$  B)



Ποσοστά διπλών  
 συστημάτων σε διάφορες  
 κατηγορίες αστέρων  
 μεγάλης μάζας

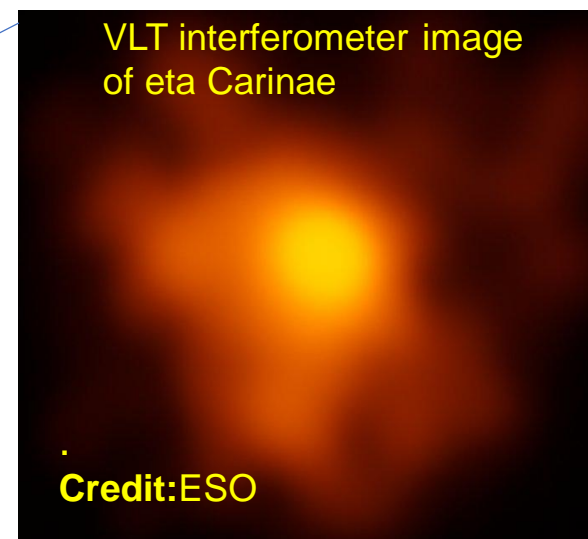
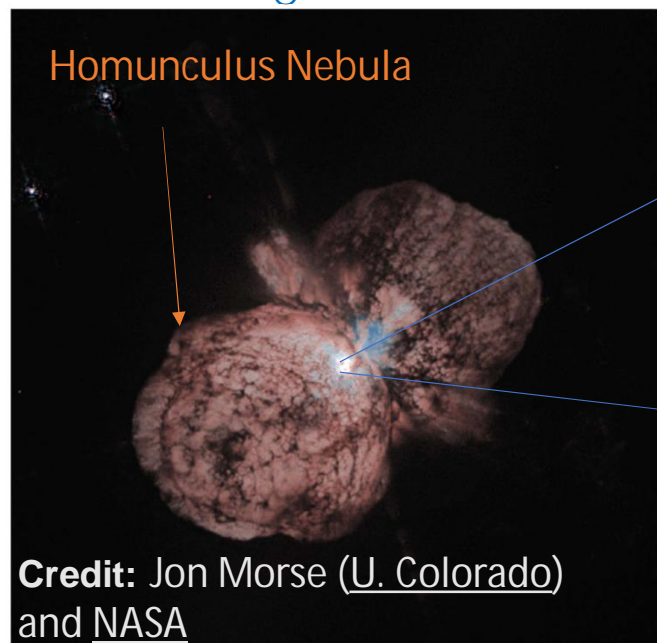


**Figure 1**

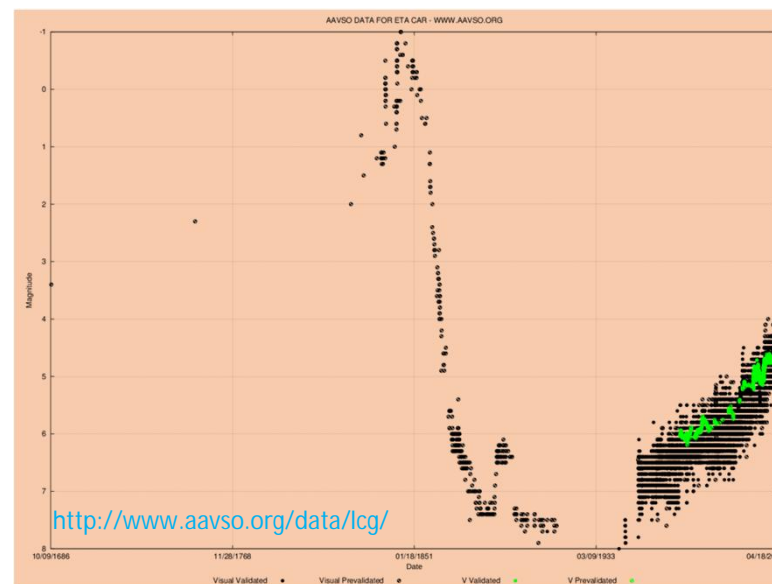
Binary fractions and the index of the period distribution  $\pi$  for different classes of stars and evolutionary stages across the HRD. Stellar evolution tracks of different masses are shown, covering evolution from the zero-age MS until core-carbon depletion (or until just before the hydrogen envelope is removed in the AGB phase for the  $5 M_{\odot}$  and  $7 M_{\odot}$  models). The dashed line indicates the Humphreys-Davidson (HD) limit, above which there is a lack of observed stars (Humphreys & Davidson 1979). See text for references.

# Luminous Blue Variables LBVs

## Eta Carinae 120 $M_{\odot}$ star

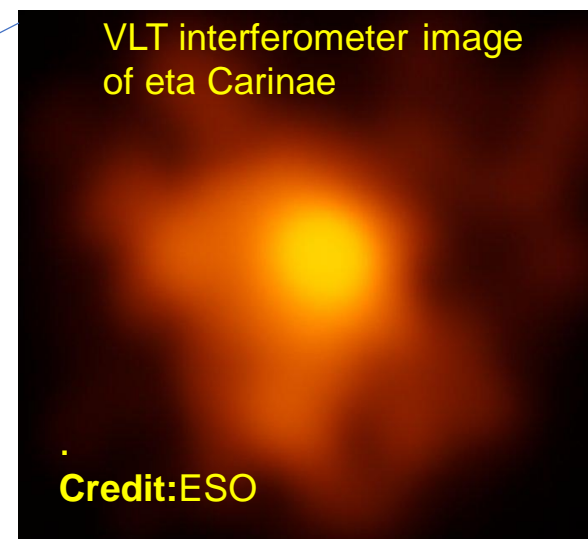
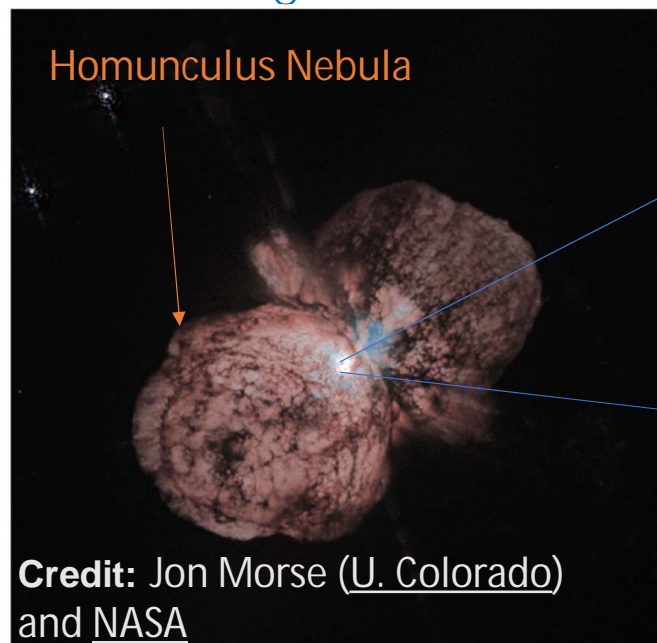


- Μάζα 100-120  $M_{\odot}$
- Φωτεινότητα (μεταβλητή)  $\sim 4.6 \times 10^6 L_{\odot}$   
(στο παρελθόν έχει φτάσει  $\sim 2 \times 10^7 L_{\odot}$ )
- $T_{\text{eff}}$  του κεντρικού αστέρα  $\sim 30000\text{K} \rightarrow \text{UV}$   
 $\rightarrow$  επανεκπομπή από σκόνη (200-1000K) στο υπέρυθρο
- Ρυθμός απώλειας μάζας (σήμερα)  $\sim$  μερικά  $10^{-2} M_{\odot}/\text{yr}$
- Διπολική δομή – κάθε λοβός έχει διάμετρο  $\sim 0.1 \text{pc}$
- Όριο φωτεινότητας Eddington για άστρο 120  $M_{\odot}$   $\sim 4.7 \times 10^6 L_{\odot}$

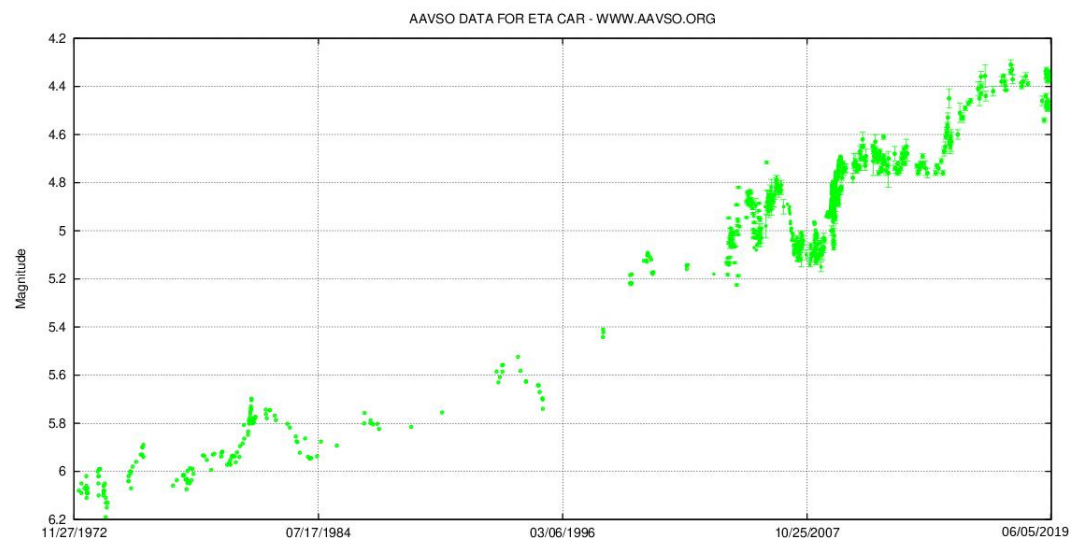


# Luminous Blue Variables LBVs

## Eta Carinae 120 $M_{\odot}$ star



- Μάζα 100-120  $M_{\odot}$
- Φωτεινότητα (μεταβλητή)  $\sim 4.6 \times 10^6 L_{\odot}$   
(στο παρελθόν έχει φτάσει  $\sim 2 \times 10^7 L_{\odot}$ )
- $T_{\text{eff}}$  του κεντρικού αστέρα  $\sim 30000\text{K} \rightarrow \text{UV}$   
 $\rightarrow$  επανεκπομπή από σκόνη (200-1000K) στο υπέρυθρο
- Ρυθμός απώλειας μάζας (σήμερα)  $\sim$  μερικά  $10^{-2} M_{\odot}/\text{yr}$
- Διπολική δομή – κάθε λοβός έχει διάμετρο  $\sim 0.1 \text{pc}$
- Όριο φωτεινότητας Eddington για άστρο 120  $M_{\odot}$   $\sim 4.7 \times 10^6 L_{\odot}$



<http://www.aavso.org/data/lcg/>

➤ Σύντομη φάση  $\sim 10^4$  yr αμέσως μετά τη ΚΑ  
(Hydrogen shell burning, Helium burning stars)

➤ Οι LBV είναι:

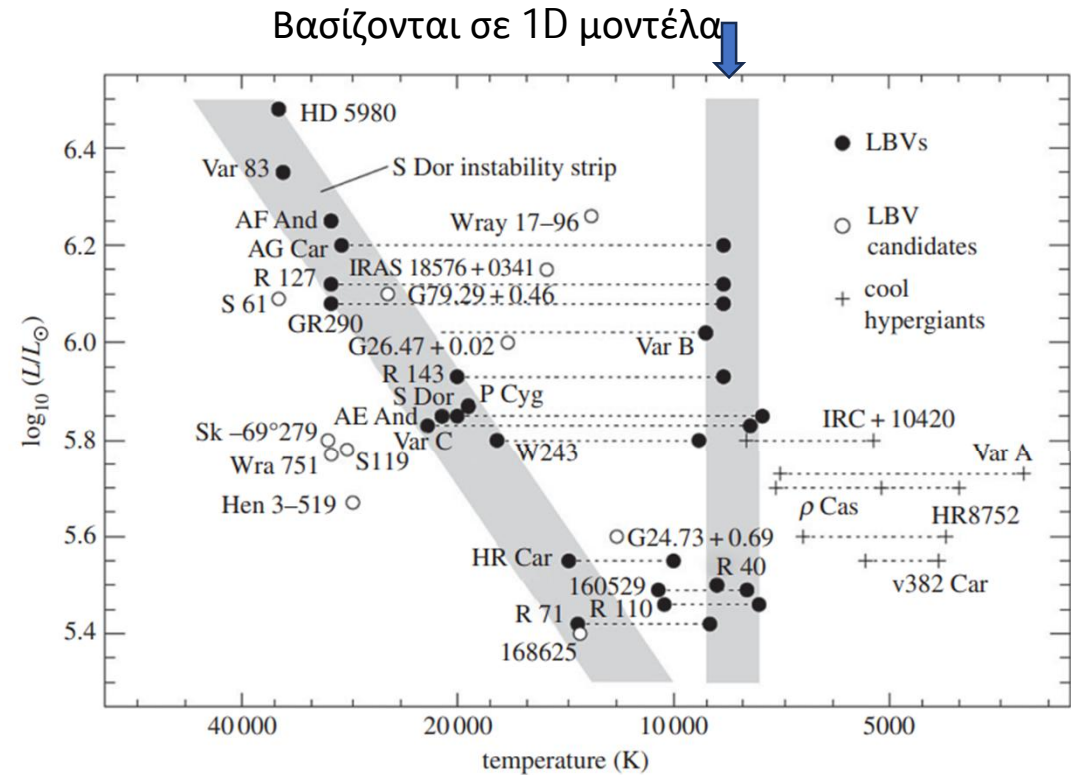
➤ είτε στην «ήρεμη φάση» - υψηλή ενεργός θερμοκρασία- όπου τα άστρα κείνται στην (διαγώνια στο διπλανό σχήμα) ζώνη αστάθειας S Dor

➤ είτε στην «ψυχρή» κατάσταση, οπότε κείνται στη  $\sim$ κατακόρυφη ζώνη στο διπλανό σχήμα. Αυτή η κατάσταση οφείλεται στη ψευδο-φωτόσφαιρα που αναπτύσσεται στον οπτικά πυκνό άνεμο, στην ίδια περίπου θερμοκρασία, ανεξαρτήτως φωτεινότητας.

➤ Εκρηκτική απώλεια μάζας  $\rightarrow$  χάνεται ο φλοιός H

Π.χ. η-Car έχασε  $10 M_{\odot}$  σε 10yr! (σε εξωγαλαξιακά αντικείμενα SN impostors)

➤ Όπως θα δούμε αργότερα, εξαιτίας ακριβώς της μεγάλης απώλειας μάζας δεν καταφέρνουν ποτέ να γίνουν ερυθροί υπεργίγαντες



**Figure 1.** LBVs on the HR diagram, from Smith *et al.* [13], showing the standard locations of the quiescent S Doradus instability strip and the constant temperature strip of LBVs at their maximum light phase in S Dor variations.



# Ο ρόλος της φωτεινότητας Eddington

Στο όριο Eddington, η πίεση ακτινοβολίας ισούται με τη πίεση λόγω της βαρυτικής έλξης που δρα στα επιφανειακά στρώματα του αστέρα.

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

Σε φωτεινότητες μεγαλύτερες από αυτό το όριο, ο αστέρας είναι ασταθής.

Αν υποθέσουμε ότι η αδιαφάνεια οφείλεται σε σκέδαση από ελεύθερα ηλεκτρόνια (για πλήρως ιονισμένο αέριο), τότε δεν εξαρτάται από τη θερμοκρασία. Το όριο Eddington είναι τότε:

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

Όμως η αδιαφάνεια μπορεί να έχει και μία συνιστώσα που εξαρτάται από τη θερμοκρασία και που σχετίζεται, πιθανόν με γραμμές σιδήρου, που μπορεί να γίνεται σημαντική καθώς ο αστέρας εξελίσσεται προς τα δεξιά στο διάγραμμα H–R.

Καθώς η θερμοκρασία μειώνεται και η αδιαφάνεια αυξάνεται, η φωτεινότητα Eddington μειώνεται κάτω από την πραγματική φωτεινότητα του αστέρα, γεγονός που σημαίνει ότι η πίεση της ακτινοβολίας υπερिशύει της βαρύτητας, **με συνέπεια την απώλεια μάζας από το περίβλημα του αστέρα.**

➤ Ρόλος μη γραμμικών αναπάσεων

- Ίσως αναπτύσσονται στους LBVs ταλαντώσεις μεγάλους πλάτους που μπορεί να οδηγούν στην απώλεια μάζας από τα κελύφη που «ανασηκώνονται» από την επιφάνεια κατά τη διάρκεια των κύκλων της ανάπασης.
- Τέτοιου είδους αναπάσεις είναι πολύ πιθανό να είναι εξαιρετικά ακανόνιστες σε μία χαλαρά δέσμια αστρική ατμόσφαιρα.

➤ Ρόλος της σημαντικής περιστροφής (ορισμένων) LBVs

- Η ταχεία περιστροφή οδηγεί σε μείωση της «ενεργού» βαρύτητας στον ισημερινό αυτών των αστέρων (λόγω φυγόκεντρης δύναμης)
- Ύλη της ατμόσφαιρας των ισημερινών περιοχών διαφεύγουν ευκολότερα από την επιφάνεια του αστερά → ισημερινός δίσκος (π.χ. η- Car)

➤ Ρόλος της εξέλιξης LBV σε διπλά συστήματα αστέρων

$$\text{O star} \rightarrow \begin{cases} \text{WN} \rightarrow \text{WC} \rightarrow \text{SN Ibc} & (\text{donor}) \\ \text{LBV/B[e]} \rightarrow \text{SN IIn} & (\text{gainer}). \end{cases}$$

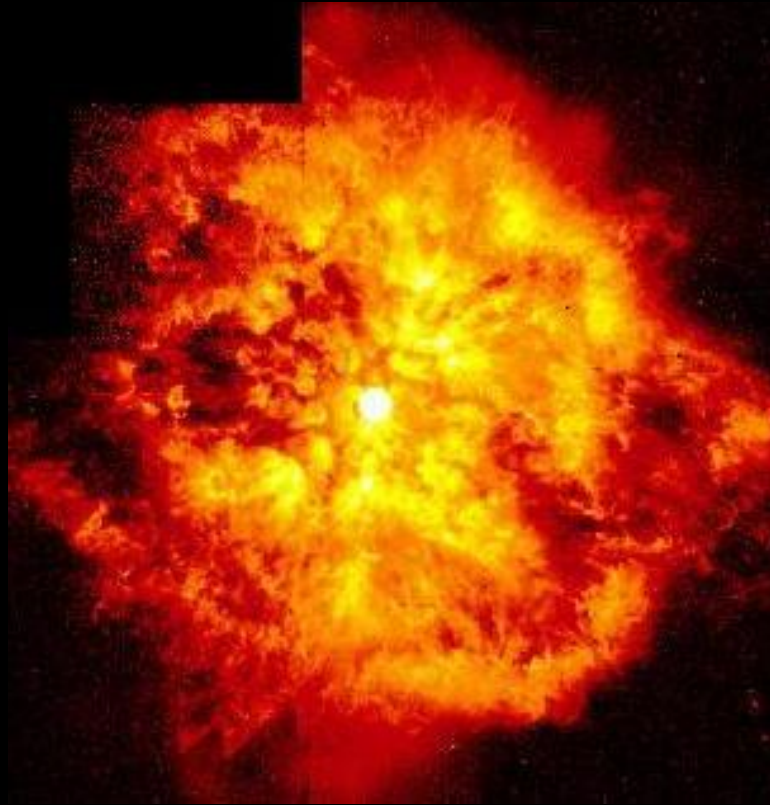
## 3D μοντέλα

- Υπάρχουν σημαντικές διαφοροποιήσεις στην κατανόηση των LBVs όταν χρησιμοποιηθούν 3D μοντέλα αντί 1D.
- Π.χ. η πρόσφατη δουλειά των [Yan-Fei Jiang et al. \(2018\) Nature, 561, 498](#) έδειξε ότι σημαντικό ρόλο στις εκρήξεις των LBVs παίζει η αδιαφάνεια του He.
- Στα ίδια 3D μοντέλα βρέθηκαν για πρώτη φορά υπερηχητικές τυρβώδεις κινήσεις που εμφανίζονται στο αστρικό περίβλημα πριν από το outburst.



<https://news.ucsb.edu/2018/019169/luminous-blue-variable-star>

# Άστρα Wolf-Rayet



Εικόνα με το HST του άστρου Wolf-Rayet WR 124  
Credit: Yves Grodidier, Anthony Moffat (U. Montreal),  
G. Joncas (U. Laval), A. Acker (Strasbourg), STScI, and NASA



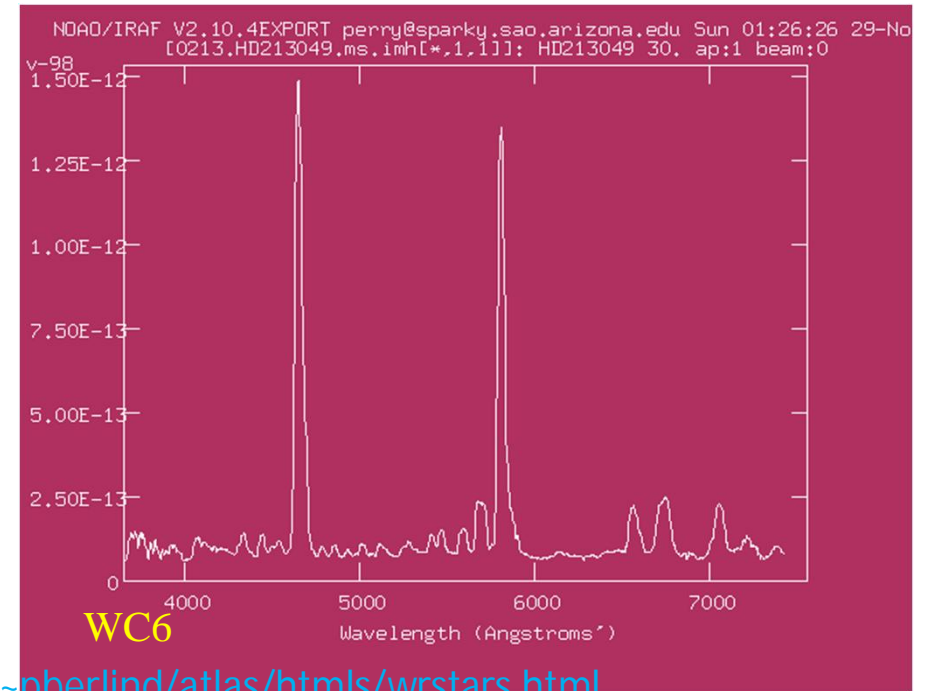
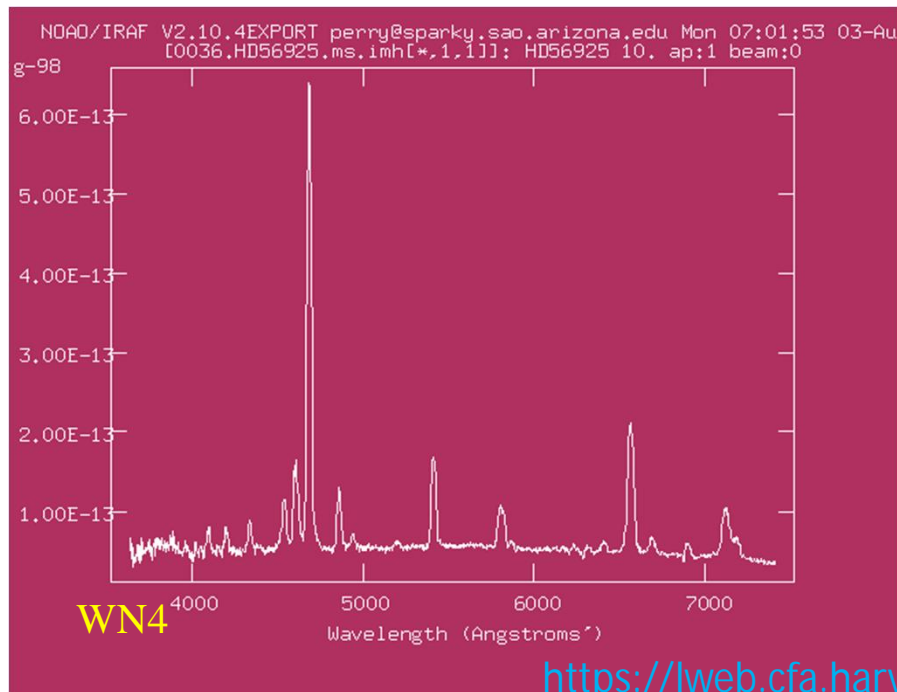
Εικόνα με το HST του άστρου Wolf-Rayet WR 31a.  
Credit: NASA / ESA / Hubble / Judy Schmidt.



**WN:** φαρδιές γραμμές εκπομπής στο ορατό από H, NIII (4640Å), NIV, NV, HeI, HeII, and from CIV at 5808Å και στο UV από NII, NIII, NIV, NV, CIII, CIV, HeII, OIV, OV, and SiV.

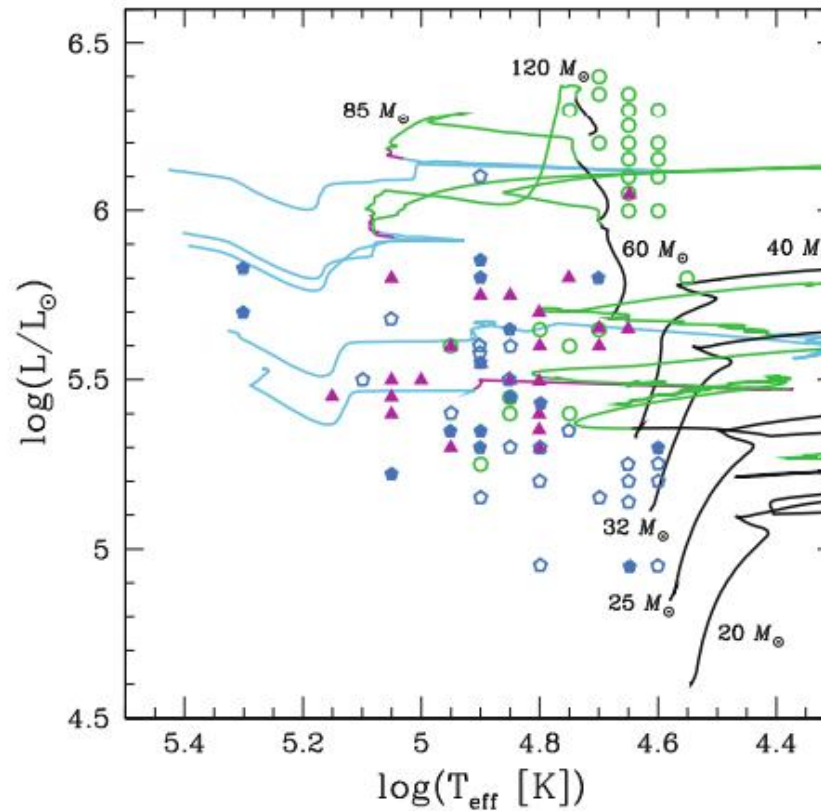
**WC:** φαρδιές γραμμές εκπομπής στο ορατό από CII, CIII (5696Å), CIV (5805Å), OV (5592Å), HeI, and HeII. Δεν υπάρχουν γραμμές N. Στο UV, γραμμές εκπομπής CII, CIII, CIV, OIV, OV, SiIV, HeII, FeIII, FeIV, and FeV.

**WO:** πολύ πιο σπάνιοι από τους WN και WC. Γραμμές εκπομπής οξυγόνου, με κάποιες συνεισφορές προερχόμενες από πληθυσμούς στοιχείων με υψηλό βαθμό ιονισμού.



<https://web.cfa.harvard.edu/~pberlind/atlas/htmls/wrstars.html>

- $T_{\text{eff}} \sim 25000\text{-}100000\text{K}$
- Γρήγορη περιστροφή (300km/s στον ισημερινό)
- Απώλεια μάζας  $\sim 10^{-5} M_{\odot}/\text{yr}$
- Ταχύτητα ανέμου 800- $\rightarrow$ 3000km/s



■ Fig. 9-14

Positions of observed WN and WC stars in the HRD as given by Hamann et al. (2006) and Sander et al. (2012), respectively. The *empty circles* are WNL stars, and the *full triangles* are WNE. The WC stars are represented by *pentagons*, *filled* when the distance is known and *empty* when it is unknown. Evolutionary tracks of rotating models calculated by Georgy et al. (2012) are superposed

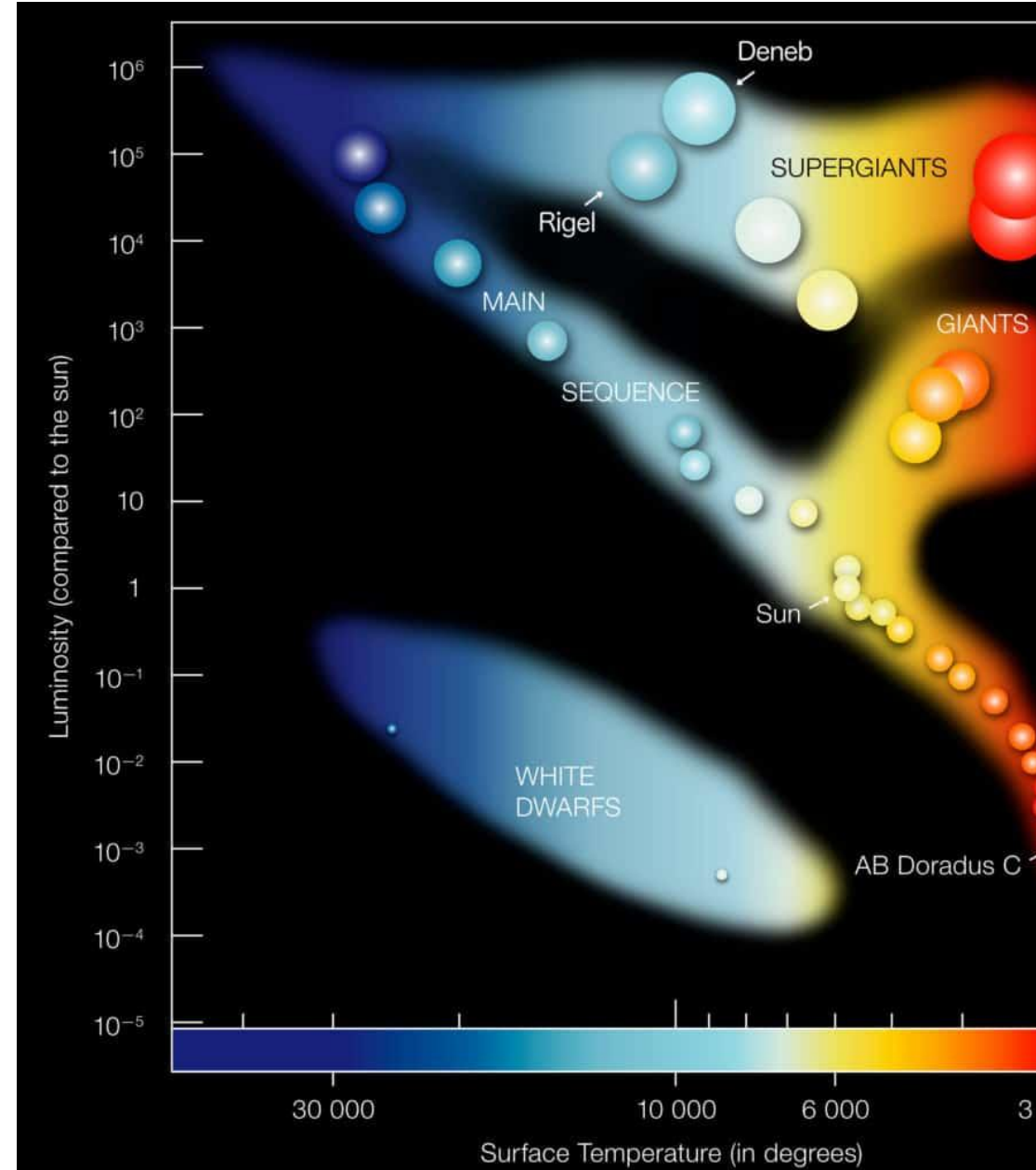
From "The Evolution of High-Mass Stars", by Geraldine J. Peters · Raphael Hirschi, in "Planets, Stars and Stellar Systems Volume 4: Stellar Structure and Evolution", Springer, 2013.

## Ένα Γενικό Εξελικτικό Σχήμα των Αστέρων Μεγάλης Μάζας

- Οι αστέρες του τύπου WN έχουν απωλέσει ουσιαστικά όλο το περίβλημα στο οποίο κυριαρχεί το υδρογόνο, αποκαλύπτοντας έτσι το υλικό που συντίθεται από πυρηνικές αντιδράσεις CNO στον πυρήνα τους. Τα ρεύματα μεταφοράς στον πυρήνα αυτών των αστέρων φέρνουν υλικό που έχει υποστεί επεξεργασία σύμφωνα με τον κύκλο CNO στην επιφάνεια.
- Επιπλέον απώλεια μάζας έχει ως αποτέλεσμα την εκτόξευση του υλικού που έχει υποστεί την επεξεργασία σύμφωνα με τον κύκλο CNO, οπότε αποκαλύπτεται το υλικό που παράγεται από την καύση του ηλίου σύμφωνα με την διεργασία 3α.
- Στη συνέχεια, και εφόσον ο αστέρας επιζήσει για αρκετά μεγάλο χρονικό διάστημα, θα παραμείνει μόνο το O από τα προϊόντα της διαδικασίας 3α.

## Υπεργίγαντες

Πέραν των φωτεινών μπλε μεταβλητών αστέρων και των αστέρων Wolf-Rayet, το ανώτερο τμήμα του διαγράμματος H-R περιλαμβάνει επίσης τους μπλε υπεργίγαντες (blue supergiants), τους κίτρινους υπεργίγαντες (yellow supergiants) και τους ερυθρούς υπεργίγαντες (red supergiant stars), και τα αστέρια Of (πρόκειται για O υπεργίγαντες με έντονες γραμμές εκπομπής).





Πορεία εξέλιξης για μοναδικά (single) άστρα μεγάλης μάζας  
(αυτό το εξελικτικό σχήμα βασίζεται σε μονοδιάστατα μοντέλα  
μοναχικών άστρων)

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

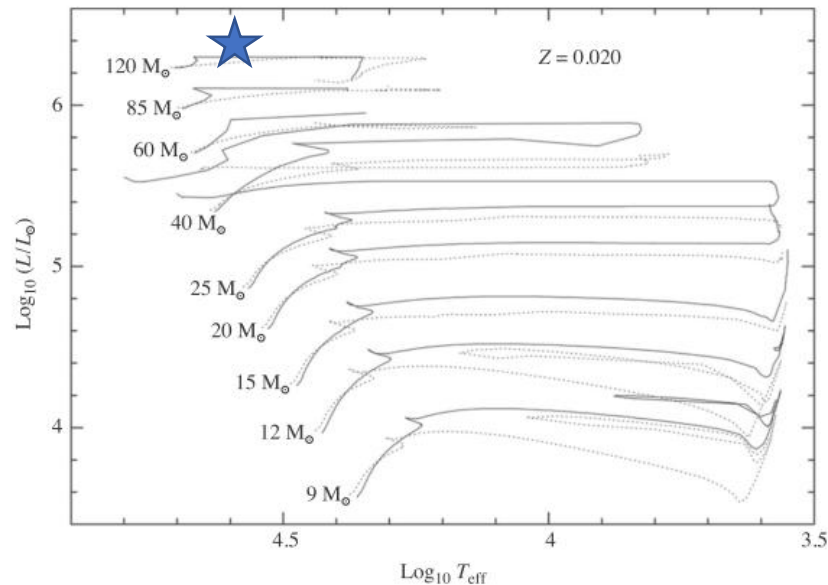
$$40 M_{\odot} < M < 85 M_{\odot} : O \rightarrow Of \rightarrow WN \rightarrow WC \rightarrow SN$$

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

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

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

## Εξέλιξη άστρων μεγάλης μάζας (με $Z=0.02$ )



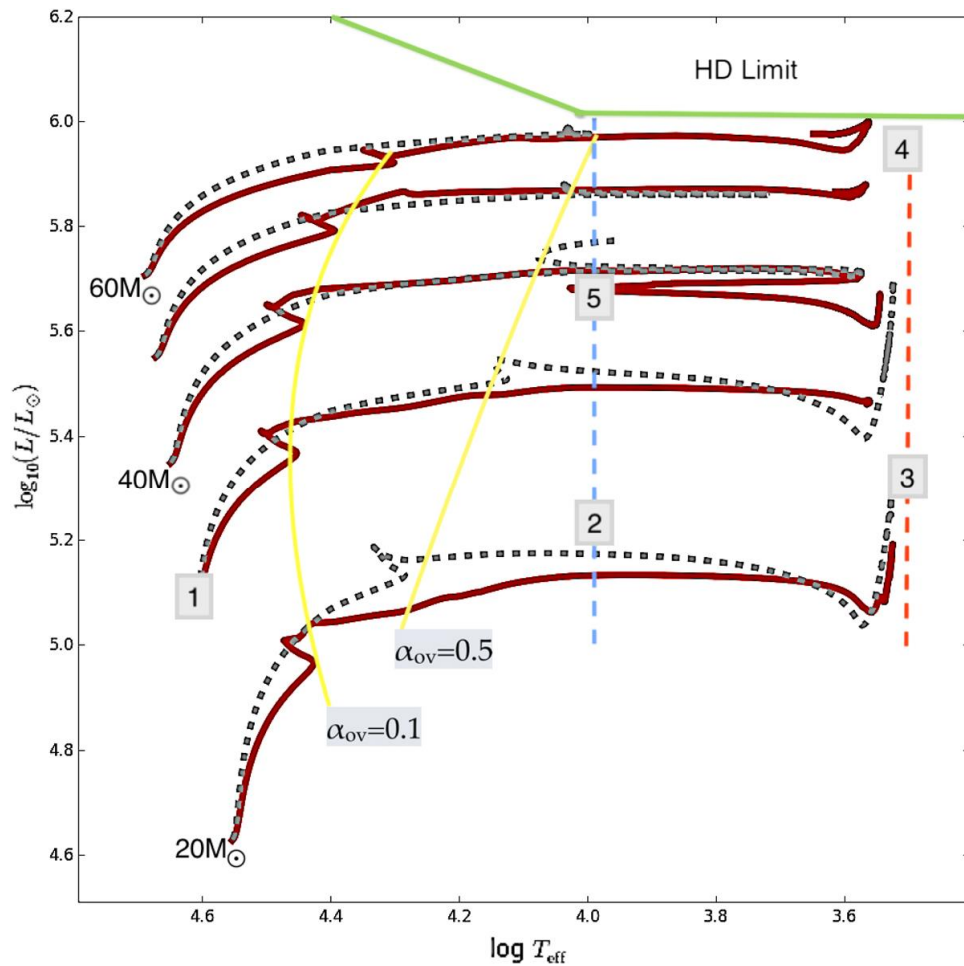
Σχήμα 10.3

Η εξέλιξη των αστέρων μεγάλης μάζας με  $Z = 0.02$ . Οι συνεχείς γραμμές είναι οι εξελικτικές διαδρομές όπως υπολογίζονται με αρχική ταχύτητα περιστροφής ίση με  $300 \text{ km/s}^{-1}$ , ενώ οι σπικτές γραμμές είναι οι εξελικτικές πορείες που ακολουθούν οι αστέρες χωρίς την παρουσία περιστροφής. Οι απώλειες μάζας έχουν συμπεριληφθεί στα μοντέλα αυτά και επιδρούν σε σημαντικό βαθμό στην εξέλιξη των αστέρων. (Το διάγραμμα προέρχεται από την εργασία των Meynet και Maeder, *Astron. Astrophys.*, 404, 975, 2003.)

Αυτές οι εξελικτικές διαδρομές των αστέρων μεγάλης μάζας υποδηλώνουν ότι τα πλέον μαζικά από τα αστέρια δεν φθάνουν ποτέ στην περιοχή των ερυθρών υπεργιγάντων του διαγράμματος H-R → (εμπειρικό) **όριο φωτεινότητας Humphreys-Davidson** για ερυθρούς υπεργίγαντες

(ακόμα δεν είναι σαφές τι προκαλεί το HD limit. : ένας πιθανός μηχανισμός φαίνεται να είναι η εξάρτηση της απώλειας μάζας από τη μεταλλικότητα, αλλά δεν φαίνεται να επιβεβαιώνεται από παρατηρήσεις.)  
e.g. Higgins & Vink 2020, A&A 635, A175

# Humphreys-Davidson limit



Higgins and Vink, 2020, A&A

Evolutionary models for  $20\text{--}60 M_{\odot}$  in HRD form, with TAMS positions shown for  $\alpha_{\text{ov}} = 0.1, 0.5$ . Evolutionary phases are highlighted by number with RSGs at the red dashed line, **BSGs at the blue dashed line**, and the MS before the yellow lines, with the HD limit shown in green. Position 1 shows MS objects, and positions 2 and 5 are post-MS BSGs that may be pre or post-RSGs. Position 3 represents the majority of observed RSGs, while position 4 illustrates the most luminous RSGs.

$a_{\text{ov}}$  quantifies the amount of convective overshooting

ZAMS Zero Age Main Sequence

TAMS Terminal Age Main Sequence

# Η τεράστια απώλεια μάζας στα άστρα μεγάλης μάζας

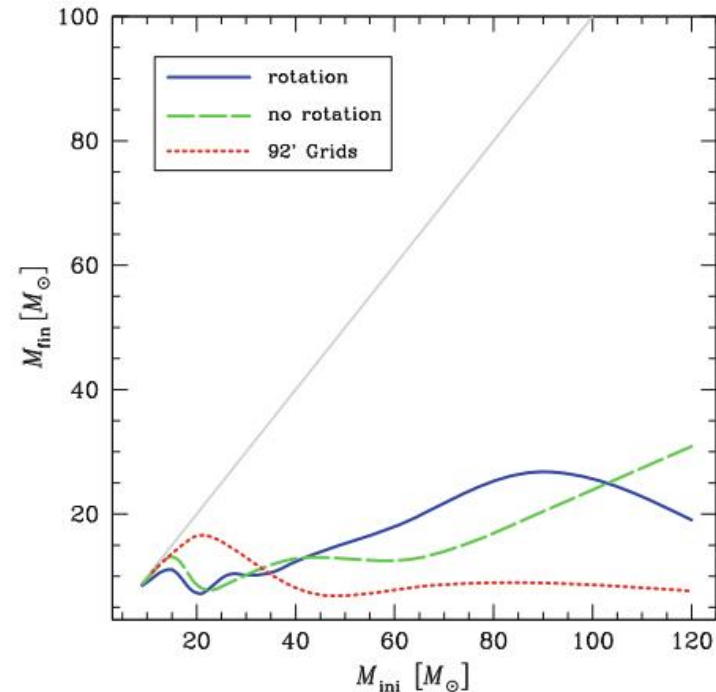
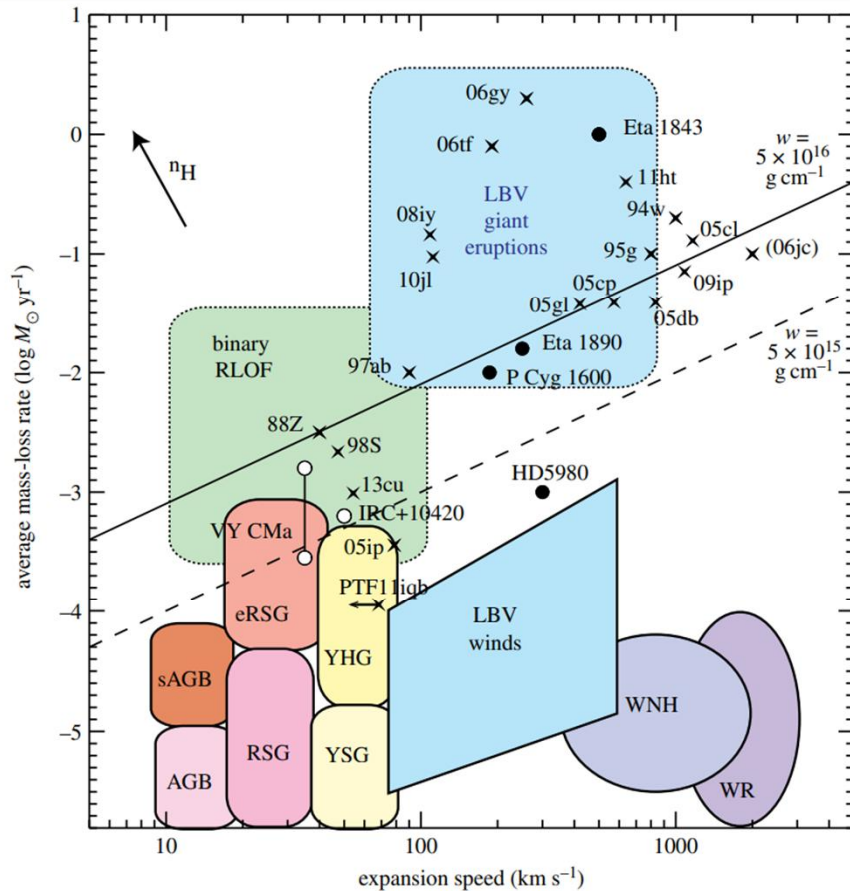


Fig. 9-7

Final mass versus initial mass for models from 9 to 120  $M_{\odot}$ . Comparison between Ekström et al. (2012) nonrotating models (dashed green line) and rotating models (solid blue line), and the earlier grid of models from Schaller et al. (1992) (dotted red line). The gray line corresponds to a hypothetical case without mass loss ( $M_{fin} = M_{ini}$ ) (Figure taken from Ekström et al. 2012)

From "The Evolution of High-Mass Stars", by Geraldine J. Peters · Raphael Hirschi, in "Planets, Stars and Stellar Systems Volume 4: Stellar Structure and Evolution", Springer, 2013.

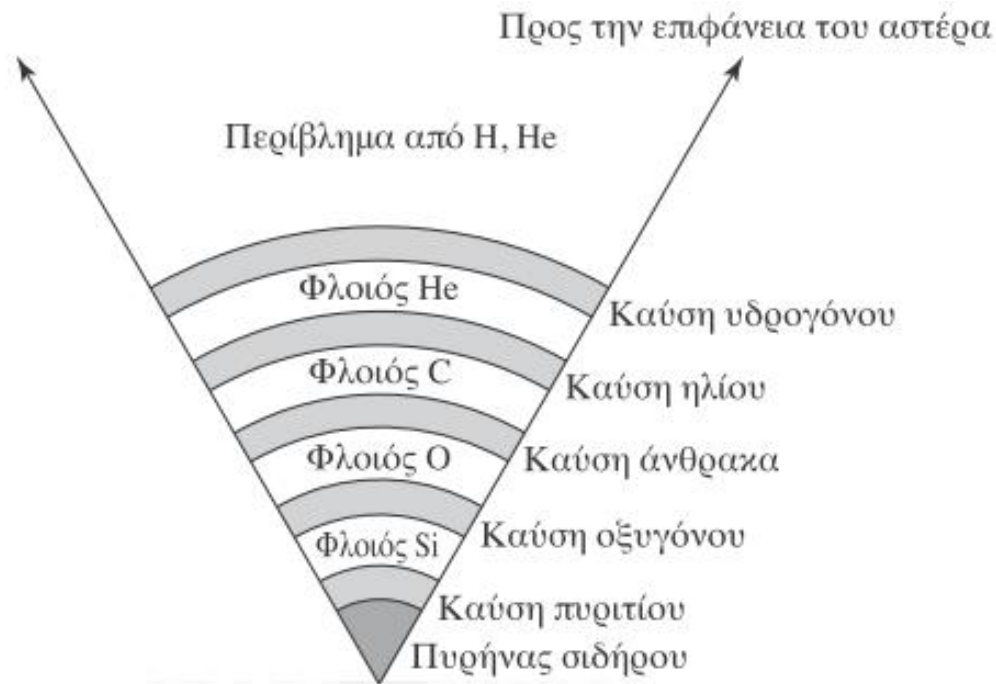




**Figure 6.** Plot of mass-loss rate as a function of wind velocity, comparing values for interacting SNe to those of known types of stars. The solid coloured regions correspond to values for various types of evolved massive stars taken from Smith [1], corresponding to asymptotic giant branch (AGB) and super-AGB stars, red supergiants (RSGs) and extreme RSGs (eRSG), yellow supergiants (YSG), yellow hypergiants (YHG), LBV winds and LBV giant eruptions, binary Roche-lobe overflow (RLOF), luminous WN stars with hydrogen (WNH) and H-free WN and WC Wolf-Rayet (WR) stars. A few individual stars with well-determined very high mass-loss rates are shown with circles (VY CMa, IRC+10420,  $\eta$  Car's eruptions and P Cyg's eruption). Also shown with 'x's are some representative examples of SNe IIa (and one SN Ibc) that have observational estimates of the pre-shock CSM speed from the narrow emission component as measured in moderately high-resolution spectra as well as estimates of the progenitor mass loss required, taken from the literature. The diagonal lines are wind density parameters ( $w = \dot{M}/V_{\text{CSM}}$ ) of  $5 \times 10^{16}$  and  $5 \times 10^{15} \text{ g cm}^{-1}$ , which are typically the lowest wind densities required to make a SN IIa. Note that in some cases, an observationally derived value for the mass of the CSM has been converted to a mass-loss rate with a rough estimate of the time elapsed since ejection (figure from [51]). (Online version in colour.)

Μετά το He, το άστρο συνεχίζει να καίει στον πυρήνα όλο και βαρύτερα στοιχεία, με επιταχυνόμενο ρυθμό.

Το άστρο ακολουθεί οριζόντιες διαδρομές στο HR διάγραμμα, χωρίς να προλαβαίνει να έρθει σε υδροστατική ισορροπία.



Το εσωτερικό ενός αστέρα μεγάλης μάζας με τη δομή που μοιάζει με αυτή ενός κρεμμυδιού.

Οι αδρανείς ζώνες του υλικού που έχει υποστεί πυρηνική επεξεργασία βρίσκονται ανάμεσα σε φλοιούς από πυρηνικό υλικό που ακόμα καίγεται.

Αυτές οι αδρανείς περιοχές υπάρχουν επειδή η θερμοκρασία και η πυκνότητα δεν είναι ικανές να ξεκινήσουν πυρηνικές αντιδράσεις με βάση τη συγκεκριμένη σύσταση

Επειδή η καύση άνθρακα, οξυγόνου και πυριτίου παράγει πυρήνες με μάζες που προοδευτικά προσεγγίζουν την κορυφή της καμπύλης της ενέργειας σύνδεσης στην οποία βρίσκεται ο σίδηρος, ολοένα και λιγότερη ενέργεια παράγεται ανά μονάδα μάζας καυσίμου.

Αυτό έχει ως αποτέλεσμα, η κλίμακα χρόνου για κάθε επόμενη σειρά αντιδράσεων να γίνεται μικρότερη ( $t \sim \frac{\Delta E}{L}$ )

Π.χ. για ένα άστρο μάζας  $25 M_{\odot}$  η καύση των διαφόρων στοιχείων στον πυρήνα έχει διάρκεια:

$7 \times 10^6$  y για  $H \rightarrow He$

$0.5 \times 10^6$  y για  $He \rightarrow C, O$

600y για  $C \rightarrow Ne, Mg$

1y για  $Ne \rightarrow Mg, S, I$

0.5y για  $O \rightarrow Si, S, Ar, Ca$

1d για  $Si \rightarrow Fe, Ni$



Έκρηξη supernova (ένα είδος)