

Φυσική των αστέρων

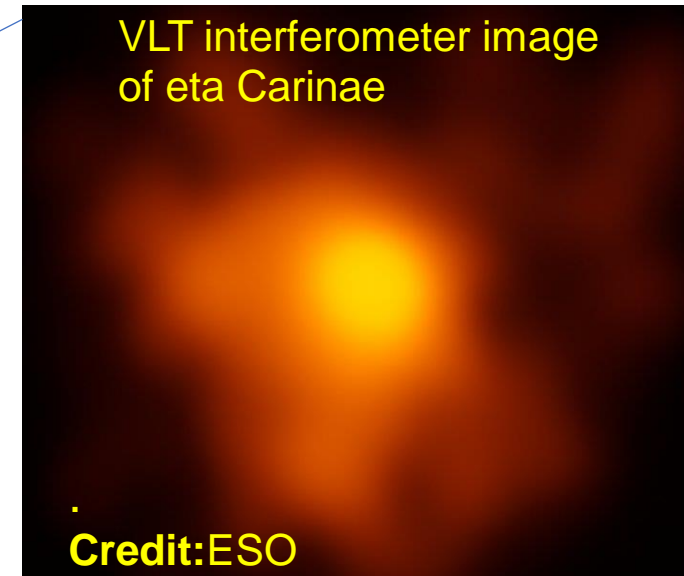
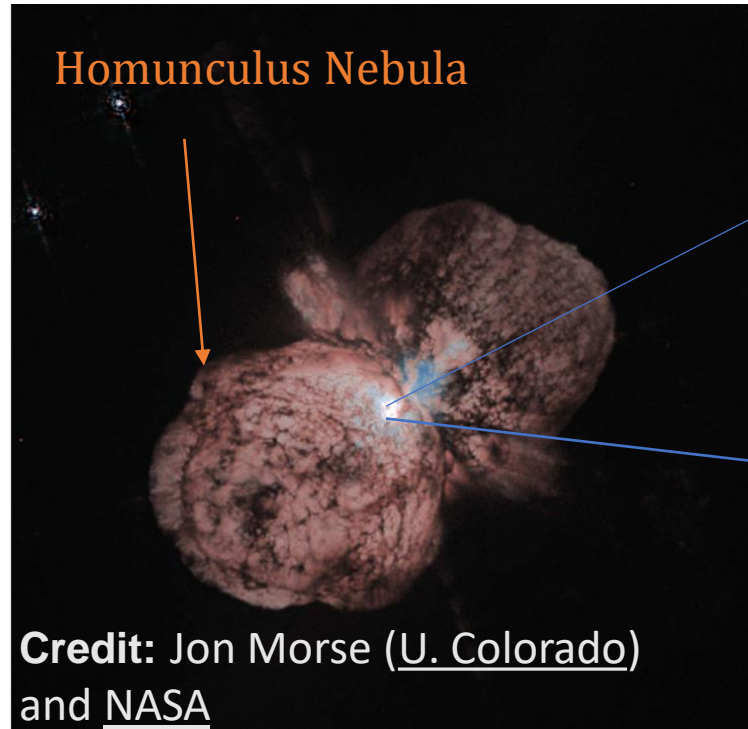
Μάθημα 21

Ύστερη εξέλιξη άστρων μεγάλης
μάζας- υπερκαινοφανείς

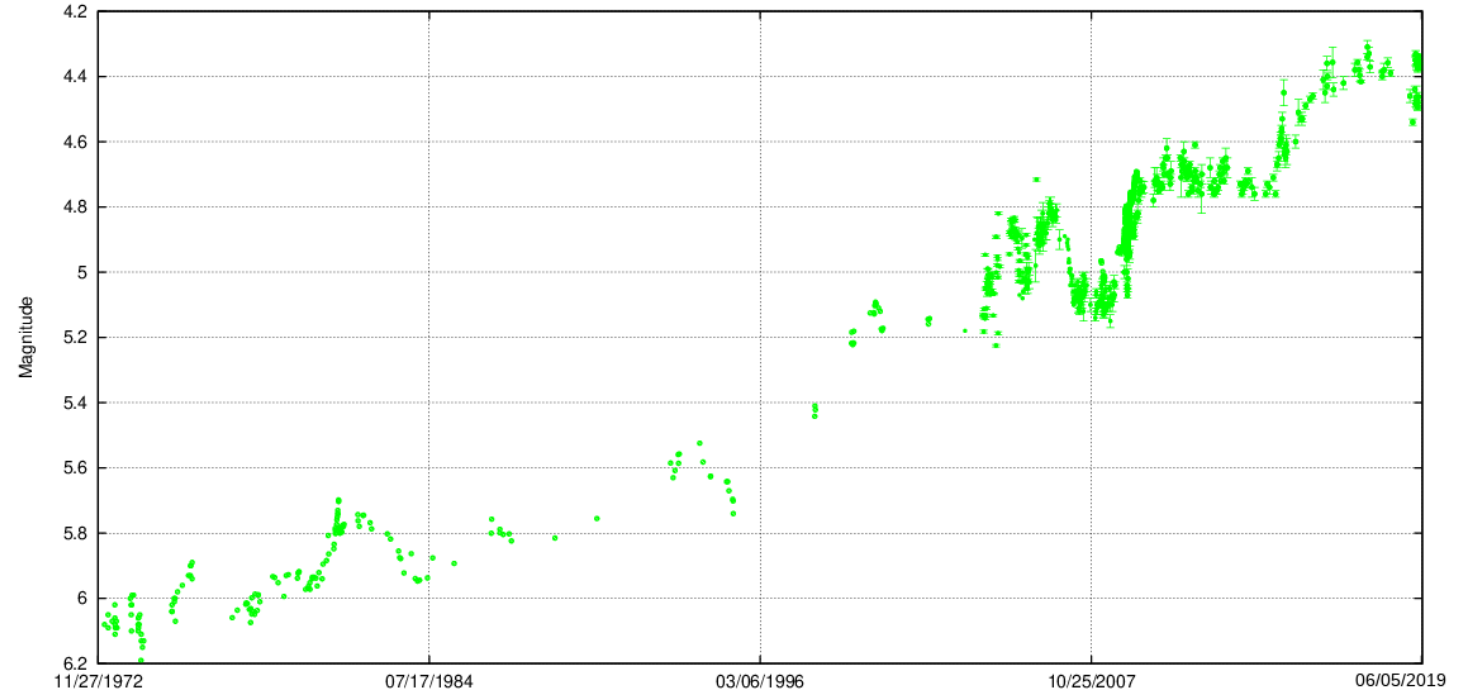
Carroll & Ostlie Κεφ. 10 (15 στην αγγλική έκδοση)

Luminous Blue Variables

Eta Carinae 120 M_{\odot} star

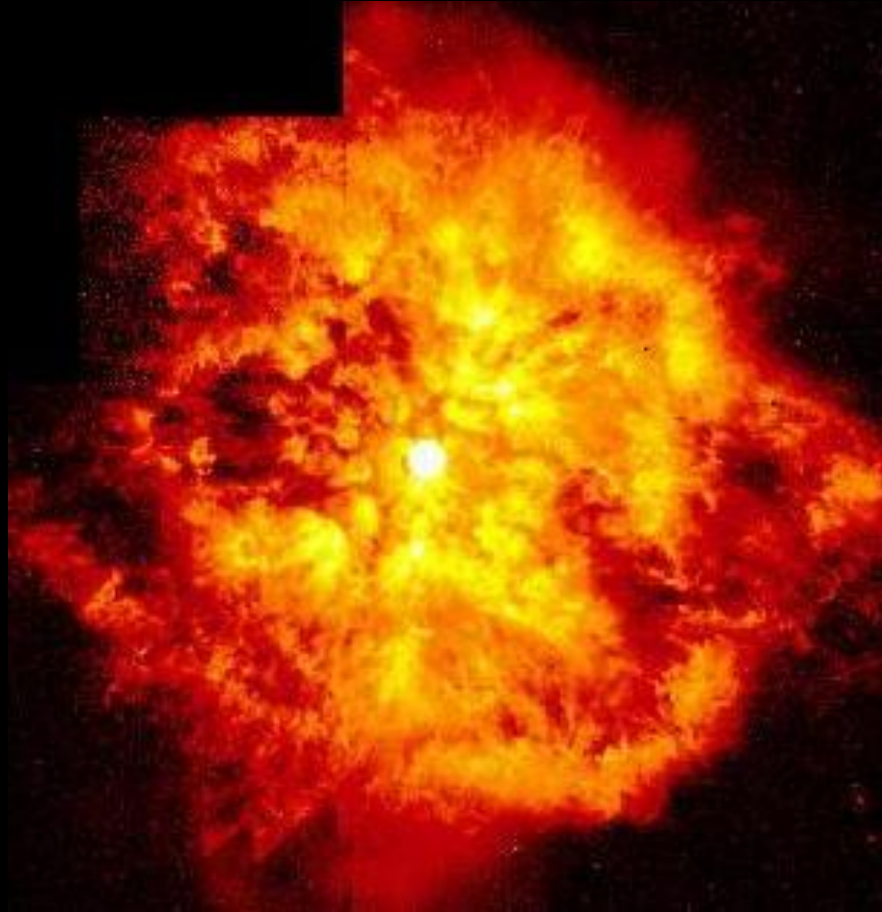


AAVSO DATA FOR ETA CAR - WWW.AAVSO.ORG



Mass 100-120 M_{\odot}
Luminosity (variable) $\sim 4.6 \times 10^6 L_{\odot}$ (μέγιστο)
Eddington Luminosity for 120 $M_{\odot} \sim 4.7 \times 10^6 L_{\odot}$
Current mass loss rate $\sim \text{few } 10^{-2} M_{\odot}/\text{yr}$

Άστρο Wolf-Rayet



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

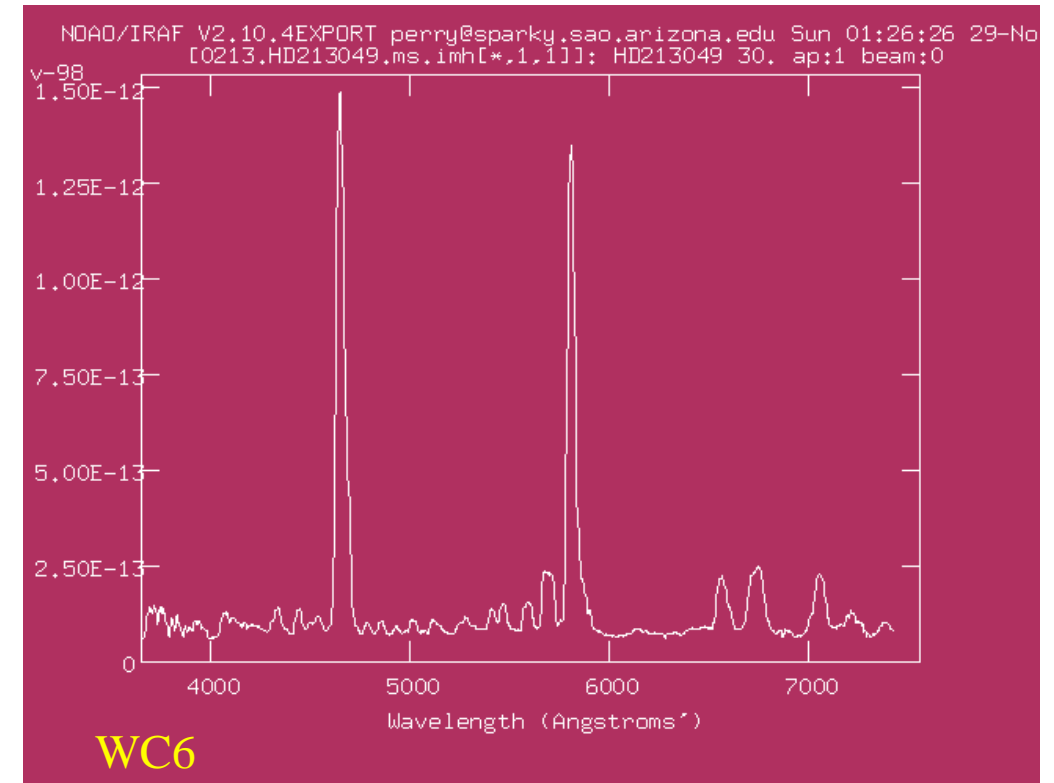
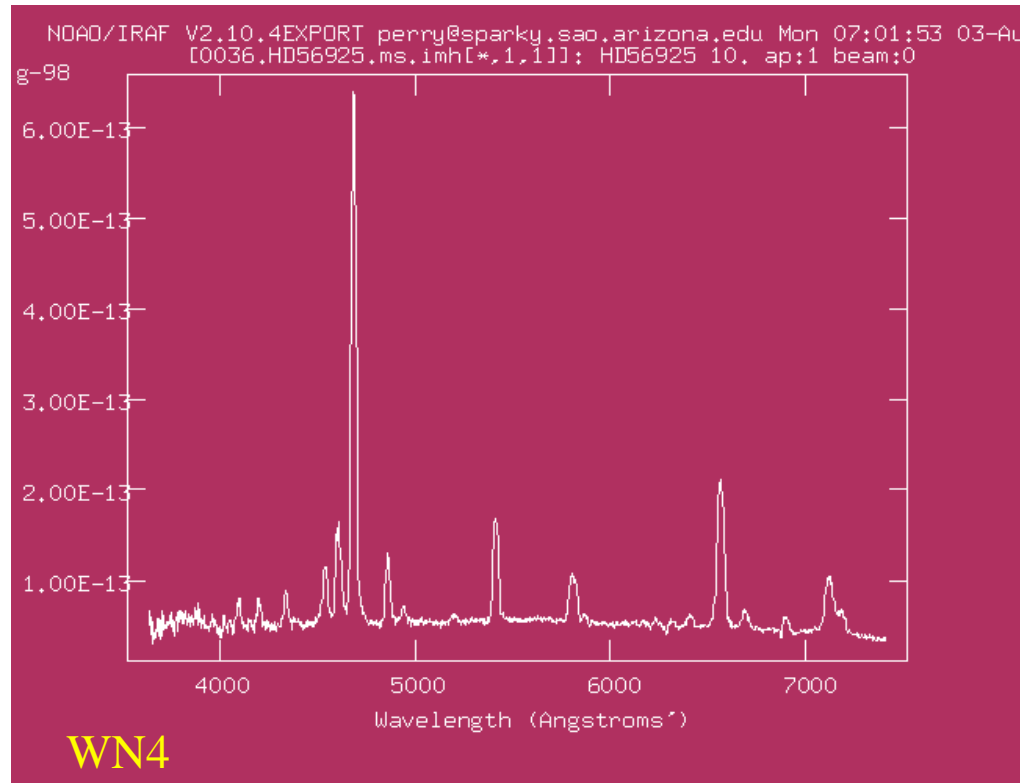


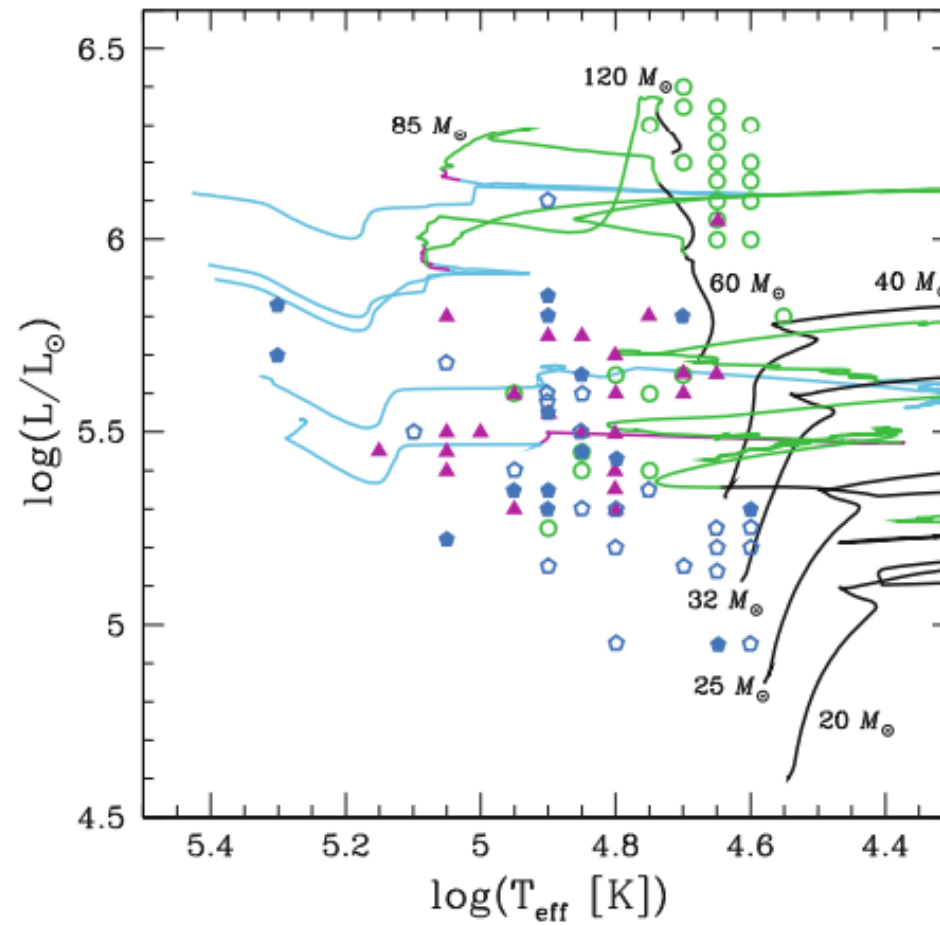
Εικόνα με το HST του άστρου Wolf-Rayet WR 31a.
Credit: NASA / ESA / Hubble / Judy Schmidt.

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 H, 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.





■ 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

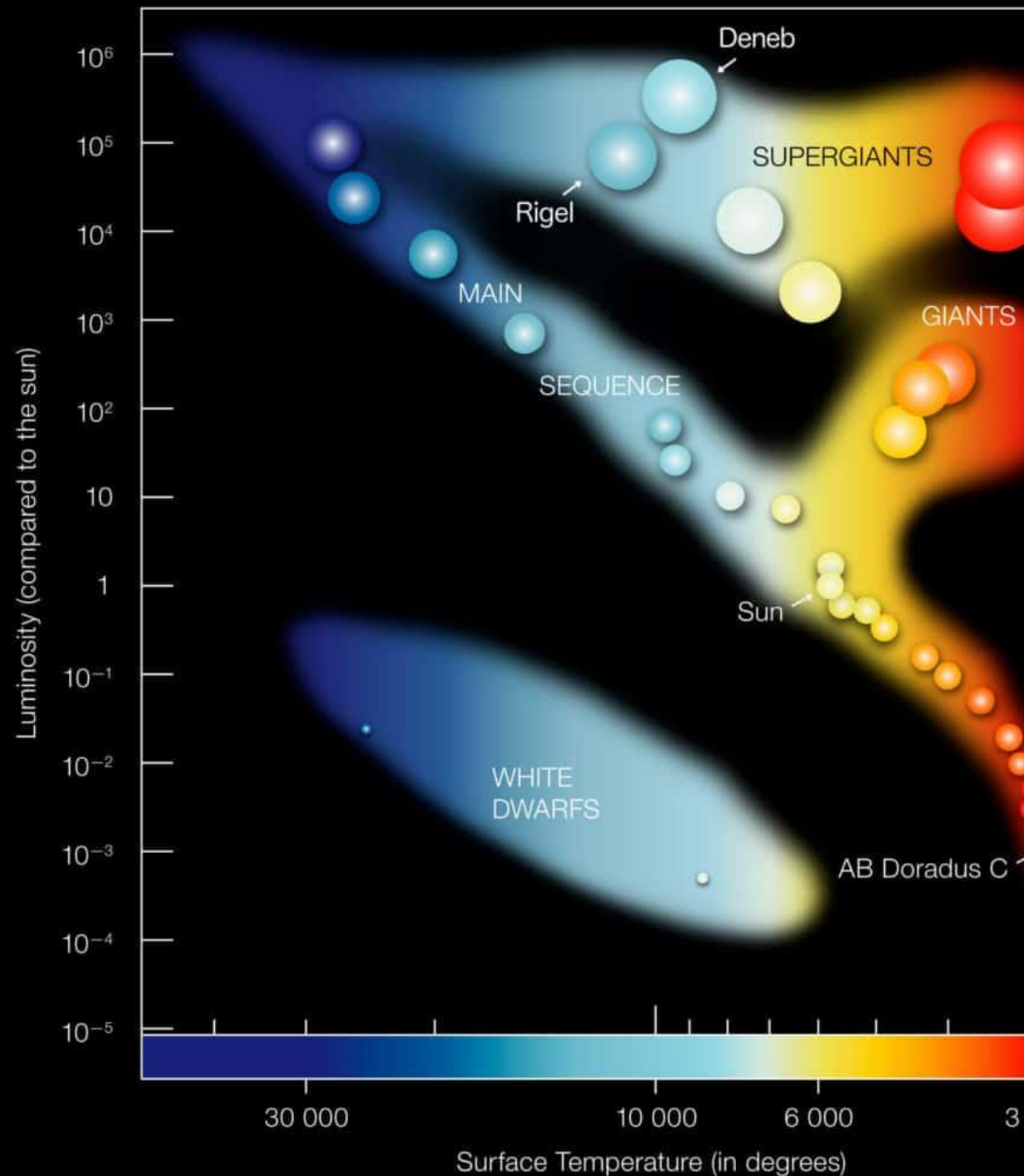
From “The Evolution of High-Mass Stars”, by Geraldine J. Peters · Raphael Hirschi, in “Planets, Stars and Stellar Systems Volume 4: Stellar Structure and Evolution”, Springer, 2013.

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 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).



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

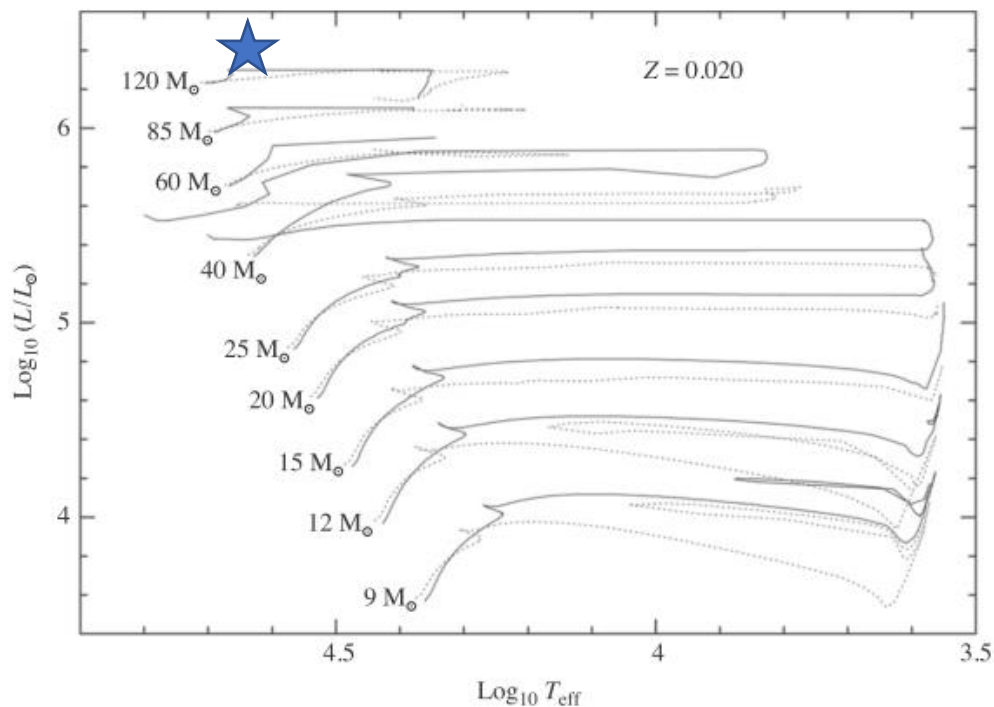
$40 M_{\odot} < M < 85 M_{\odot} : O \rightarrow Of \rightarrow WN \rightarrow WC \rightarrow SN$

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

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

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

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

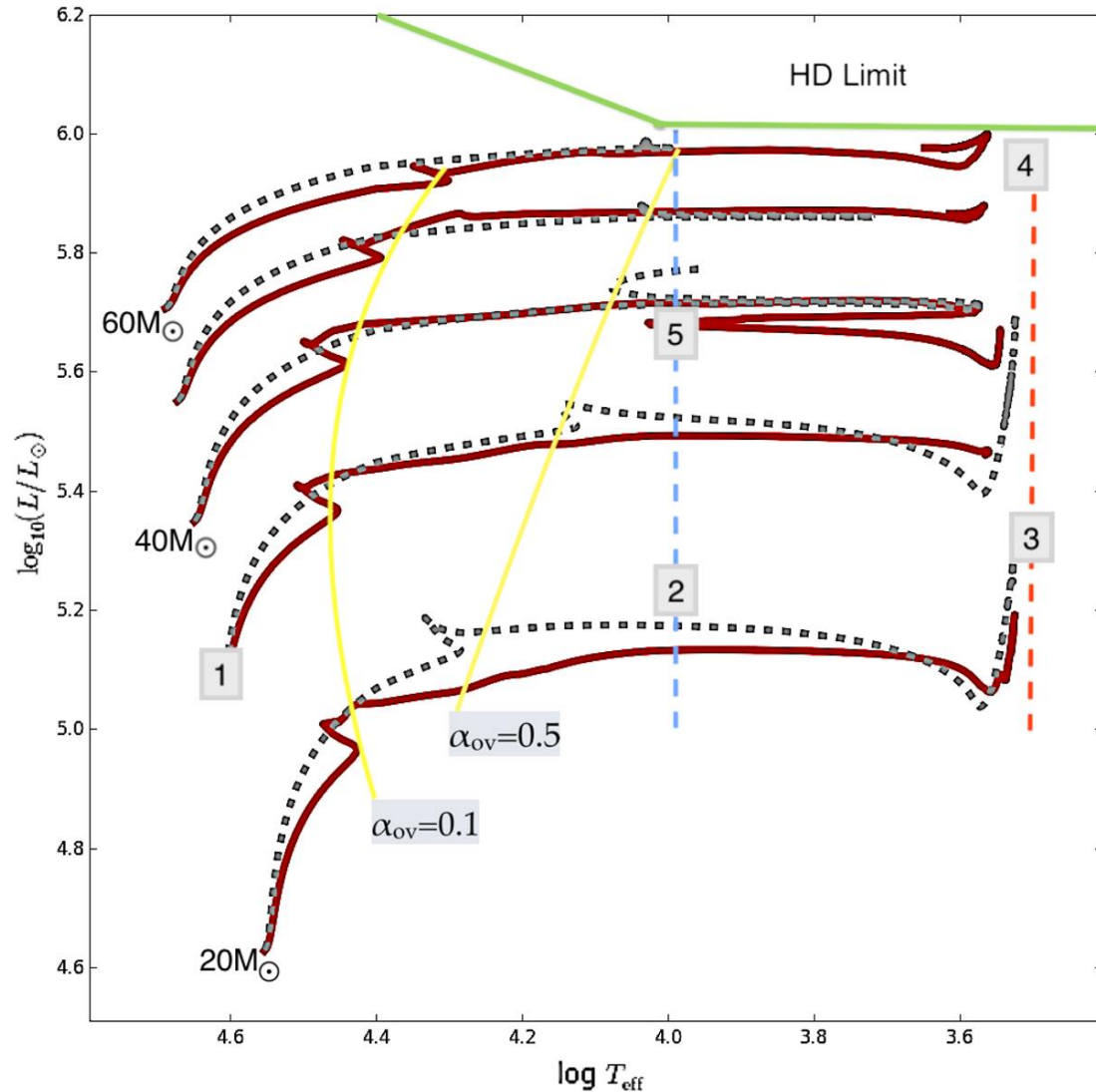


Αυτές οι εξελικτικές διαδρομές των αστέρων μεγάλης μάζας υποδηλώνουν ότι τα πλέον μαζικά από τα αστέρια δεν φθάνουν ποτέ στην περιοχή των ερυθρών υπεργιγάντων του διαγράμματος H-R → **όριο φωτεινότητας Humphreys-Davidson** για ερυθρούς υπεργίγαντες

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 km/s^{-1} , ενώ οι στικτές 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.)

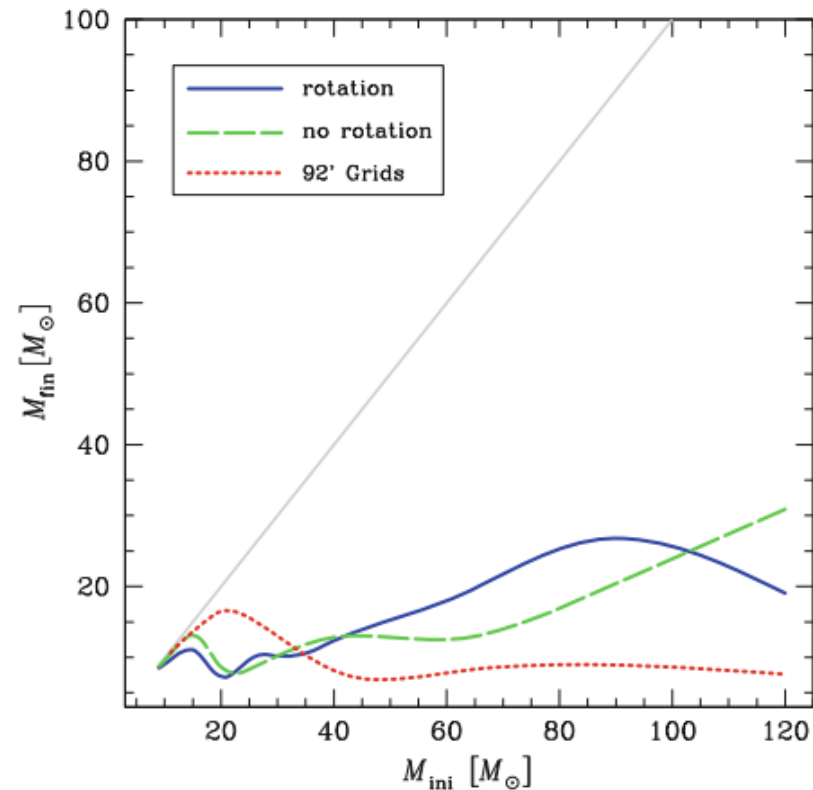
Humphreys-Davidson limit



Higgins and Vink, 2020, A&A

Evolutionary models for 20–60 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.

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.

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)

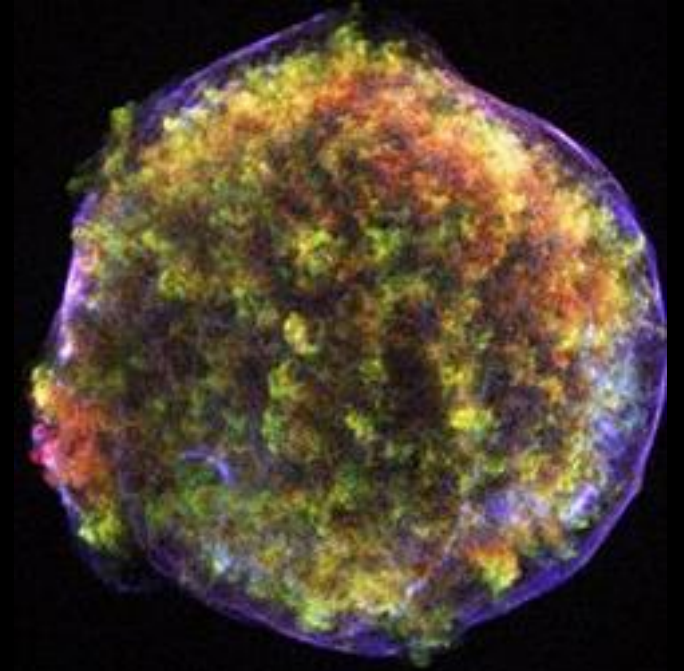
Supernovae

Historic SNe
in the MW,
LMC

SNR Crab nebula, SN1054



SNR, SN1572 (Tycho)



SNR SN1006

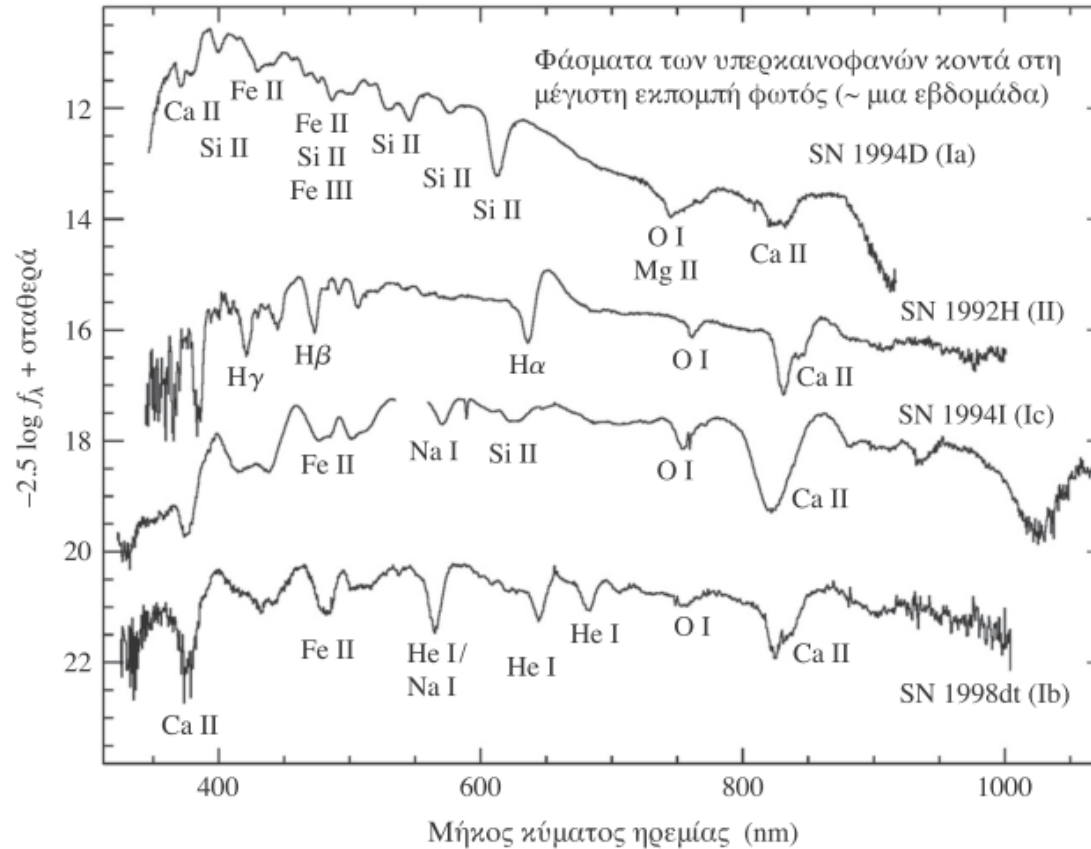


SNR SN1604 (Kepler)



SNR - SN1987a (LMC)

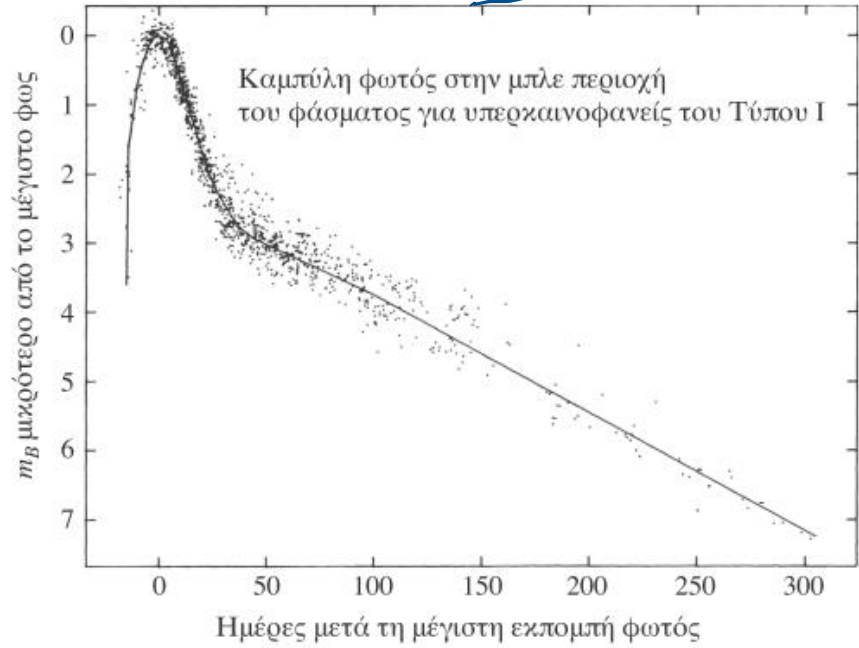
Φάσματα διαφορετικών τύπων SN



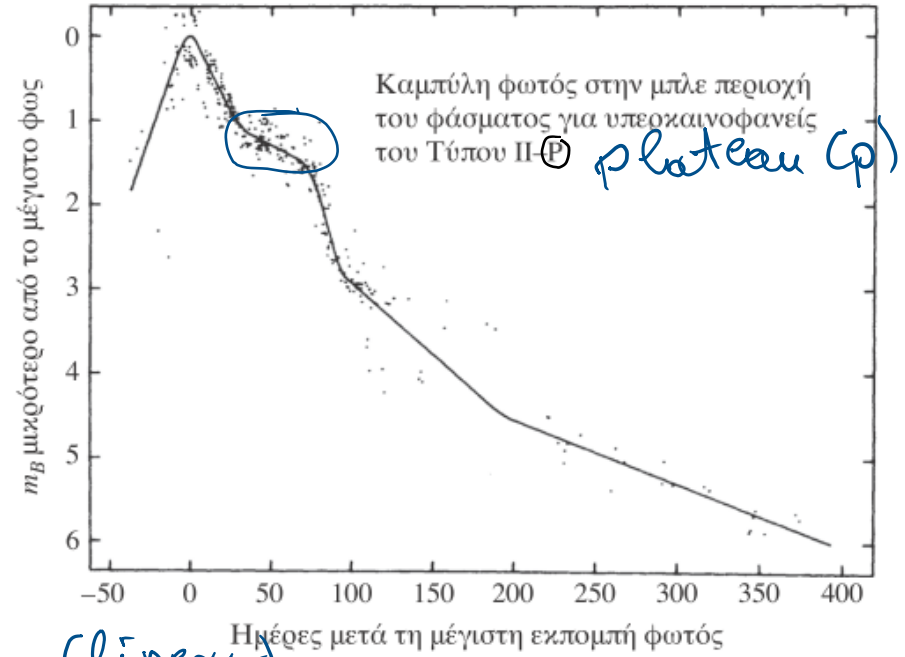
Σχήμα 10.6

Αντιπροσωπευτικά φάσματα των τεσσάρων τύπων, Ia, Ib, Ic και II, υπερκαινοφανών αστερών. Αξίζει να σημειωθεί ότι αν και ο υπερκαινοφανής SN 1987A (που είναι Τύπου Ic) εμφανίζει μια ασθενή γραμμή απορρόφησης Si II, αυτή είναι πολύ λιγότερο εμφανής σε σχέση με τις γραμμές Si που υπάρχουν στα φάσματα των υπερκαινοφανών του Τύπου Ia. Η λαμπρότητα σημειώνεται σε αυθαίρετες μονάδες ροής. (Τα φάσματα είναι προσφορά του Thomas Matheson από το National Optical Astronomy Observatory)

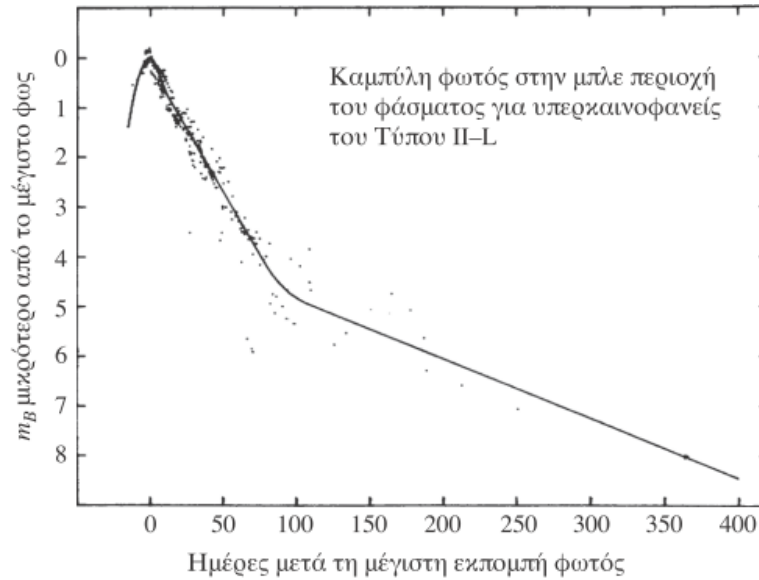
I



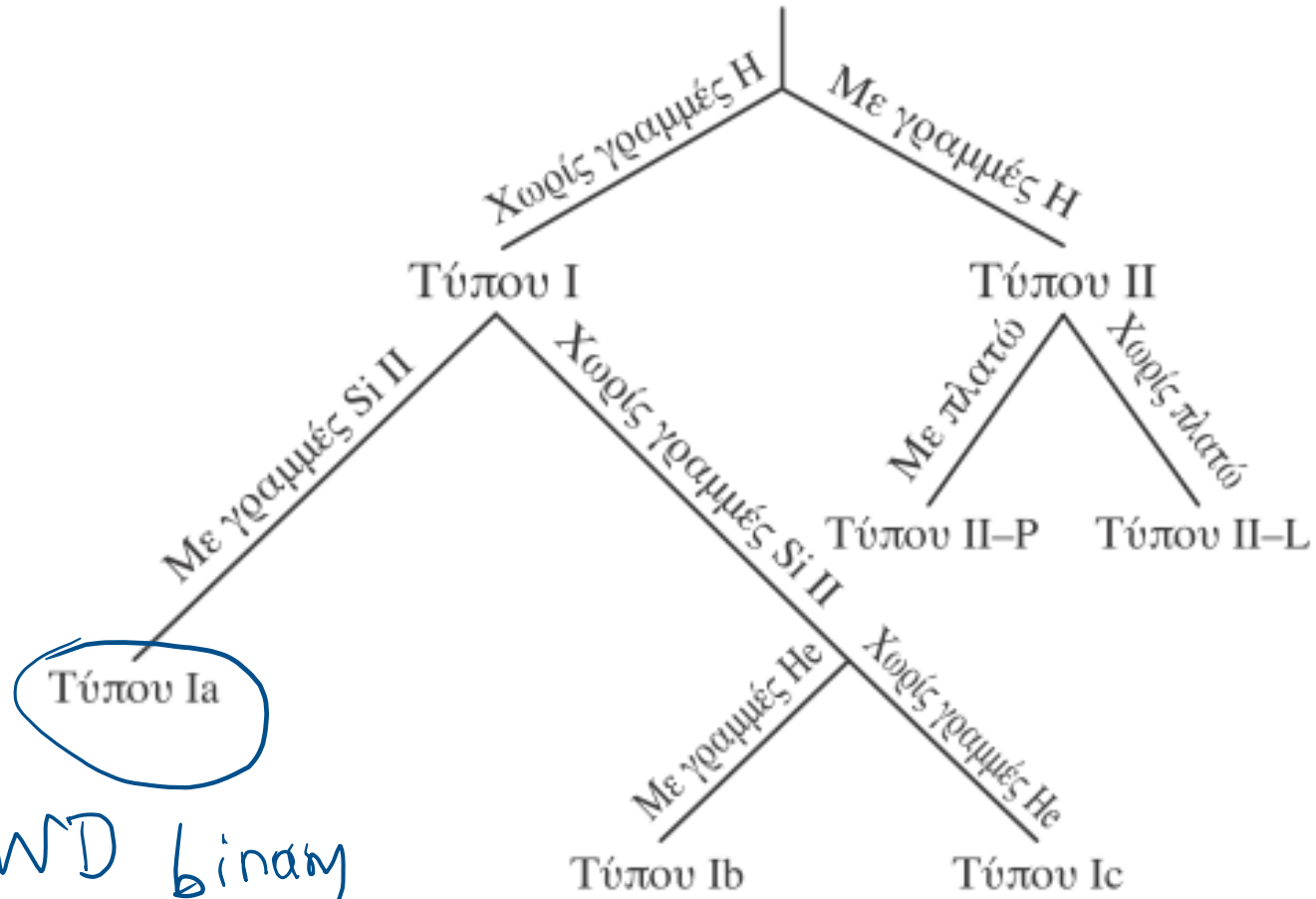
II-P



II-L (lineair)



Σχήμα Ταξινόμησης των Υπερκαινοφανών
(φάσματα στο μέγιστο φως)



Σχήμα 10.9

Η ταξινόμηση των υπερκαινοφανών με βάση τα φάσματά τους που παρατηρούνται στη μέγιστη εκπομπή φωτός και την παρουσία ή απουσία πλατώ στις καμπύλες φωτός των υπερκαινοφανών του Τύπου II.

WD binary

↳ όρο Chandrasekhar
Τδία καμπύλη φωτός →

Type Ia Supernovae

- WD σε close binary system
- Μεταφορά μάζας από τον συνοδό (ή συγχώνευση 2 WD)
- → όριο Chandrasekhar
- Θερμοκρασία αρκετή για τη πυρηνική καύση βαρύτερων στοιχείων
- Παραγωγή ενέργειας μεγαλύτερης από τη βαρυτική δυναμική ενέργεια του άστρου → έκρηξη
- Ραδιενεργοί πυρήνες Ni και Co → LC

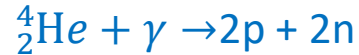
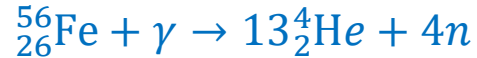
Core-collapse SNe

Τι γίνεται με την κατάρρευση του πυρήνα Fe

1. Φωτο-διάσπαση των πυρήνων :

Πολύ υψηλές θερμοκρασίες \rightarrow ακτίνες $\gamma \rightarrow$ φωτοδιάσπαση (photodisintegration)

Οι σπουδαιότερες αντιδράσεις φωτοδιάσπασης είναι οι:



Οι αντιδράσεις αυτές είναι **ενδόθερμες**, δηλ. ο πυρήνας του άστρου **χάνει ενέργεια** (δηλ. Δίνει ενέργεια για να γίνουν οι παραπάνω αντιδράσεις), οπότε η πίεση μειώνεται και συνεχίζει η κατάρρευση.

2. Στις ακραίες συνθήκες που επικρατούν στον πυρήνα ($T \sim 8 \times 10^9 \text{K}$, $\rho \sim 10^{13} \text{kg m}^{-3}$) τα ελεύθερα ηλεκτρόνια που βοηθούσαν στην υποστήριξη του άστρου μέσω της πίεσης εκφυλισμού, συλλαμβάνονται από τους βαρείς πυρήνες και από τα πρωτόνια που παράγονται μέσω της φωτοδιάσπασης, π.χ. $p + e^- \rightarrow n + \nu_e$, **παράγοντας νετρίνα**, τα οποία απομακρύνουν ενέργεια πολύ αποτελεσματικά. Έτσι, χάνει κι άλλη ενέργεια ο πυρήνας και επιταχύνεται κι άλλο η κατάρρευση.

3. Στο εσωτερικό τμήμα του πυρήνα, η κατάρρευση είναι ομόλογη και η ταχύτητα της κατάρρευσης είναι ανάλογη με την απόσταση από το κέντρο του αστέρα.

Στην τιμή της ακτίνας στην οποία η ταχύτητα υπερβαίνει την τοπική ταχύτητα του ήχου, η κατάρρευση παύει πλέον να είναι ομόλογη και ο εσωτερικός πυρήνας διαχωρίζεται από τον πλέον υπερηχητικό εξωτερικό πυρήνα, που εκτελεί σχεδόν ελεύθερη πτώση.

Θυμηθείτε: Όσο μεγαλώνει η πυκνότητα τόσο μειώνεται ο χαρακτηριστικός χρόνος free fall ($t_{ff} \propto \rho^{-\frac{1}{2}}$)

- Η «πληροφορία» στα ρευστά μεταδίδεται με τη ταχύτητα του ήχου. Ο πυρήνας καταρρέει υπερηχητικά, οπότε τα ανώτερα στρώματα του άστρου «αργούν να το καταλάβουν» και είναι σαν να αιωρούνται πάνω από τον πυρήνα που καταρρέει.
- Η ομόλογη κατάρρευση του εσωτερικού πυρήνα συνεχίζεται έως ότου η πυκνότητα να υπερβεί την τιμή των $8 \times 10^{17} \text{ kg/m}^3$, που είναι περίπου τρεις φορές μεγαλύτερη από την πυκνότητα του πυρήνα των ατόμων.
- Τότε, το πυρηνικό υλικό από το οποίο αποτελείται τώρα ο εσωτερικός πυρήνας του αστέρα γίνεται πιο δύσκαμπτο εξαιτίας της ισχυρής πυρηνικής δύναμης, που, ενώ είναι συνήθως ελκτική, ξαφνικά γίνεται απωστική λόγω της απαγορευτικής αρχής του Pauli για τα νετρόνια.
- Το αποτέλεσμα είναι ότι ο εσωτερικός πυρήνας “αναπηδά” στέλνοντας έτσι κύματα πίεσης με κατεύθυνση προς τα έξω, τα οποία θα συναντήσουν την ύλη του εξωτερικού πυρήνα που πέφτει προς το κέντρο. Όταν η ταχύτητα αυτών των κυμάτων πίεσης φθάσει την ταχύτητα του ήχου, τότε αναπτύσσεται ένα κρουστικό κύμα το οποίο ξεκινά να κινείται προς τα έξω.

- Καθώς αυτό το κρουστικό κύμα συναντά τον εξωτερικό πυρήνα από σίδηρο που πέφτει προς το κέντρο, οι υψηλές θερμοκρασίες που αναπτύσσονται προκαλούν περαιτέρω φωτοδιάσπαση, αφαιρώντας έτσι το μεγαλύτερο μέρος της ενέργειας του κρουστικού κύματος.
- Δηλ. το κρουστικό κύμα σχεδόν ακινητοποιείται, με το υλικό που πέφτει από έξω να συσσωρεύεται πάνω του → κρουστικό κύμα προσαύξησης.
- Κάτω από το κρουστικό κύμα αναπτύσσεται μια νετρινόσφαιρα μέσω των μηχανισμών της φωτοδιάσπασης και της σύλληψης ηλεκτρονίων. Επειδή το υπερκείμενο υλικό είναι πολύ πυκνό, μέρος της ενέργειας των νετρίνων (~ 5%) θα αποθεθεί στην ύλη που βρίσκεται ακριβώς πίσω από το κρουστικό κύμα.
- Αυτή η επιπλέον ενέργεια θερμαίνει την ύλη και επιτρέπει στο κρουστικό κύμα να ξεκινήσει και πάλι την πορεία του προς την επιφάνεια του αστέρα → **έκρηξη με εκτίναξη του εξωτερικού περιβλήματος**
- Αν το φαινόμενο αυτό δεν συμβεί αρκετά γρήγορα, το υλικό που αρχικά κινείται προς τα έξω θα ξαναπέσει στον πυρήνα, γεγονός που σημαίνει ότι δεν θα συμβεί η έκρηξη.