

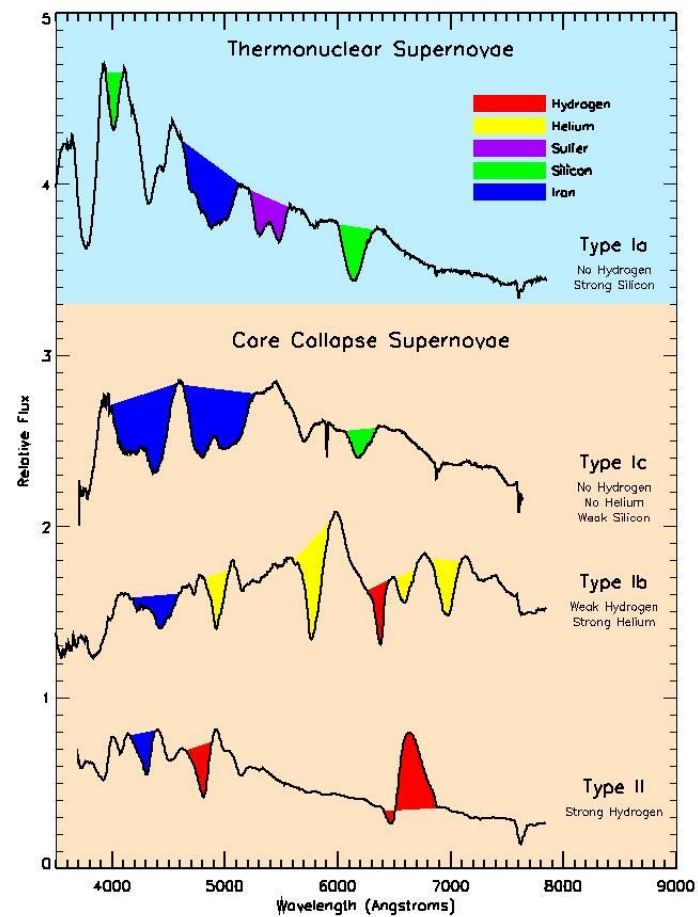
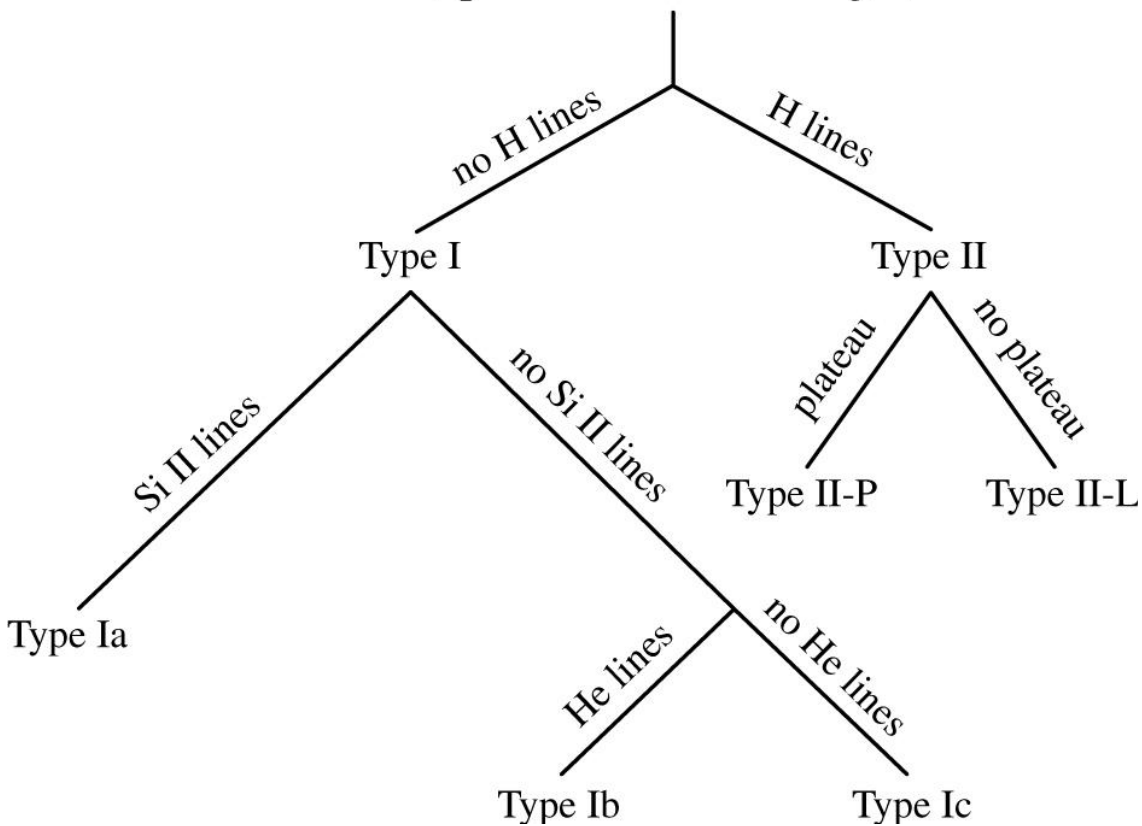
## 3.3 Süpernovalar



# Süpernova Türleri

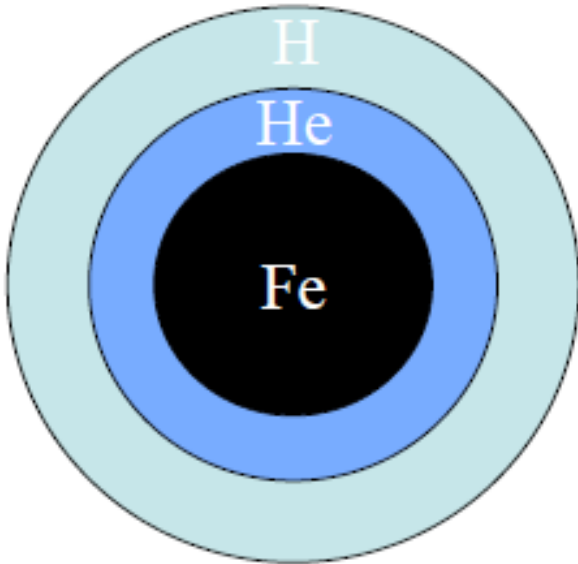
- Süpernovalar son derece nadir olaylardır. Tipik olarak bir galakside yaklaşık 100 yılda bir gerçekleşir. Süpernovaların tayfları ve ışık eğrileri dikkatli bir şekilde çalışıldığında farkına varılır ki, atalarından ve gerçekleşen mekanizmalardan kaynaklanan farklı türden süpernovalar vardır.
  - **Tip I** süpernovaları, ilk olarak, tayflarında hiç hidrojen çizgisi gözlenmemesiyle tarif edildi. Evrendeki en bol element olarak bilinen hidrojenin tayflarında gözlenmemesi bu cisimlerde birşeylerin sıradışı olduğunu ortaya koydu.
  - Buna karşıt olarak, **Tip II** süpernovalarının tayflarında ise güçlü hidrojen çizgileri gözlenir.
  - Tip I süpernovaları, tayflarına göre alt türlere ayrılır. 615 nm de gözlenen güçlü **Si II çizgisini tayflarında barındıranlar Tip Ia** süpernovalarıdır. Diğer alt türler, **tayflarında güçlü helyum çizgileri olan Tip Ib** ve **helyum çizgileri görülmeyenler Tip Ic** süpernovalarıdır.

# Supernova Classification Scheme (spectra at maximum light)

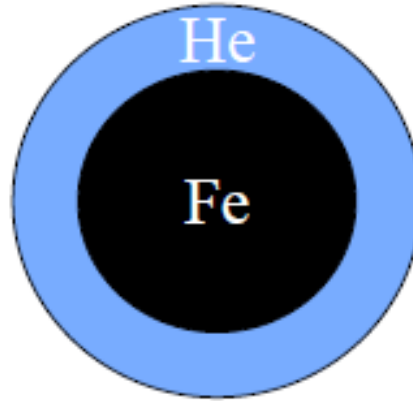


Tip I süpernovalarında hidrojen çizgilerinin eksikliği işaret ediyor ki, ilişkili yıldızların hidrojen zarfları soyulmuş.

Type II



Type Ib

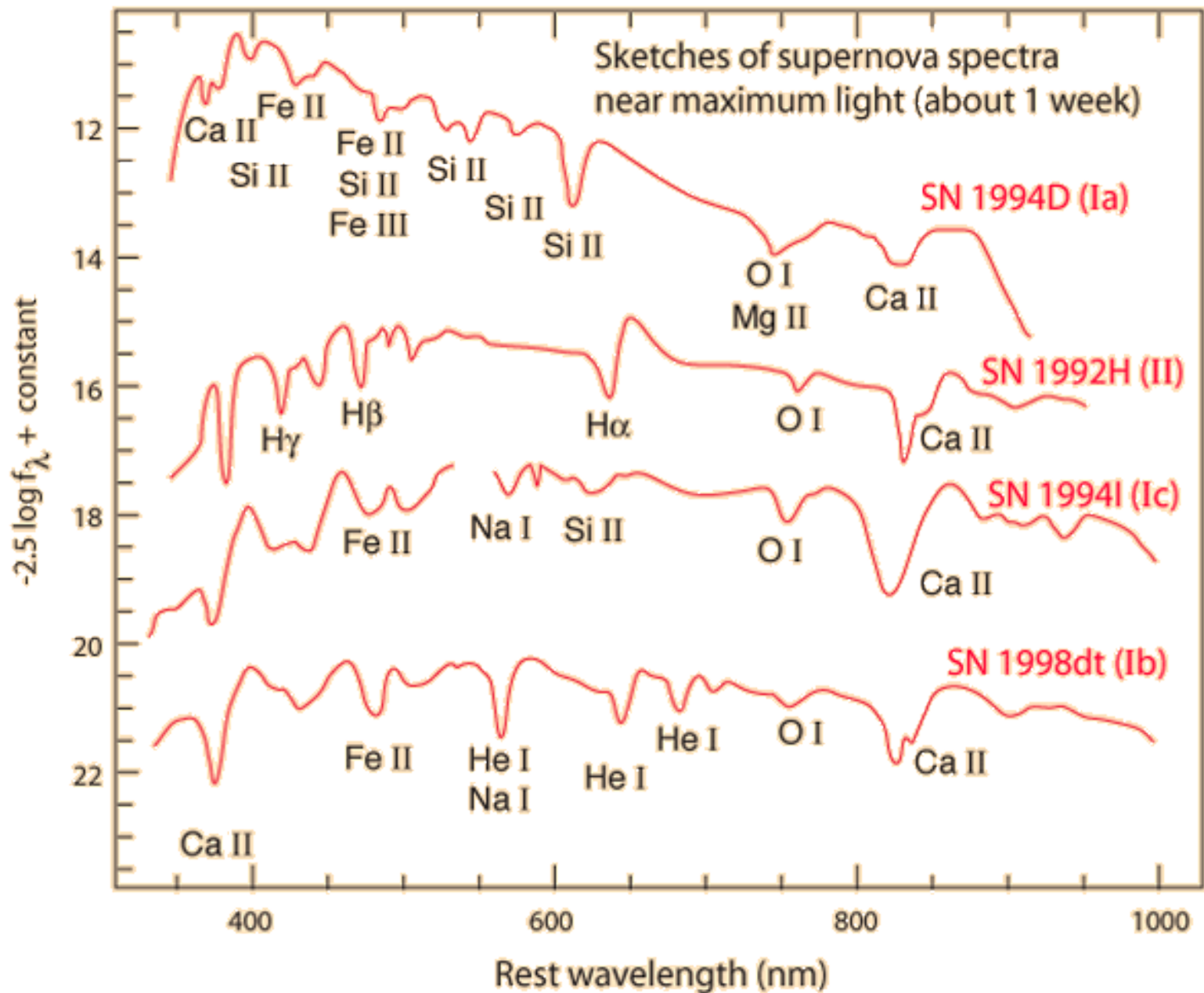


Type Ic



- Tip Ia, Tip Ib ve Tip Ic lerin tayfsal belirteçlerindeki farklılıklar işaret ediyor ki, bu türden cisimlerde farklı fiziksel mekanizmalar vardı.
- Tip Ia süpernovaları tüm galaksi türlerinde bulundu.
- Diğer taraftan, Tip Ib ve Ic yalnızca spiral galaksilerde, yıldız oluşumu sitelerine (HII bölgeleri) yakın görülüyor.

Bu işaret ediyor ki, **kısa yaşam süresine sahip büyük kütleli yıldızlar muhtemelen Tip Ib ve Ic ile ilişkili Tip Ia ile değil!**



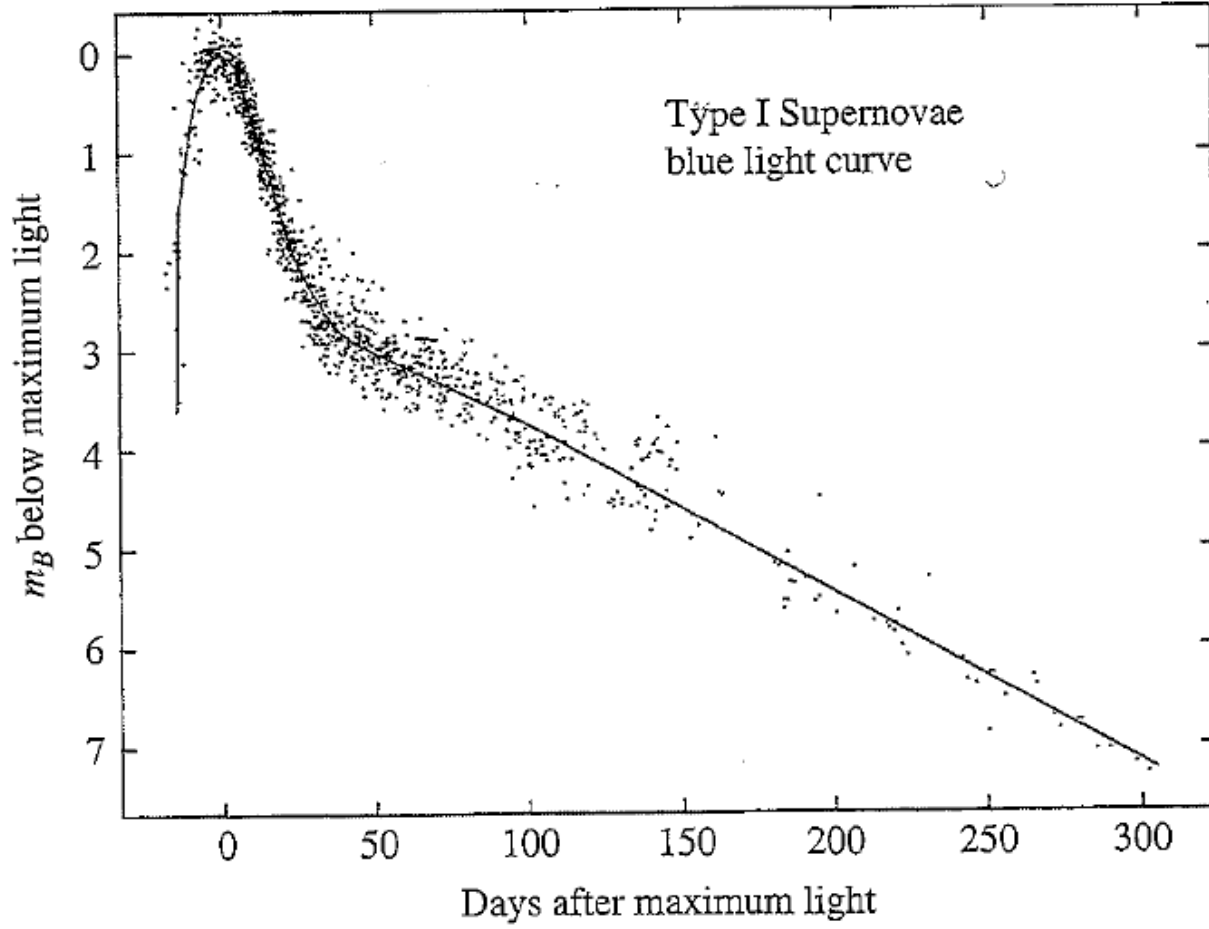
Sketches of spectra from Carroll & Ostlie, data attributed to Thomas Matheson of National Optical Astronomy Observatory.

- Bir Tip Ia süpernovasının tipik pik parlaklığı  $M_B = -18.4$  iken Tip Ib ve Ic ler mavi ışıktaki parlaklıkları 1.5-2 kadar daha sönük yada benzerdirler.
- Tüm Tip I süpernovaları maksimum parlaklıktan sonra benzer oranlarda sönükleşirler,
  - yaklaşık 20 gün boyunca, günde  $0.065 (\pm 0.007)$  kadar kadar,
  - yaklaşık 50 günden sonra, sönükleşme oranı azalır ve sonrasında sabitlenir (Tip Ia ların sönükleşmesi diğerlerinden %50 daha hızlı olur).



Süpernova 1987a

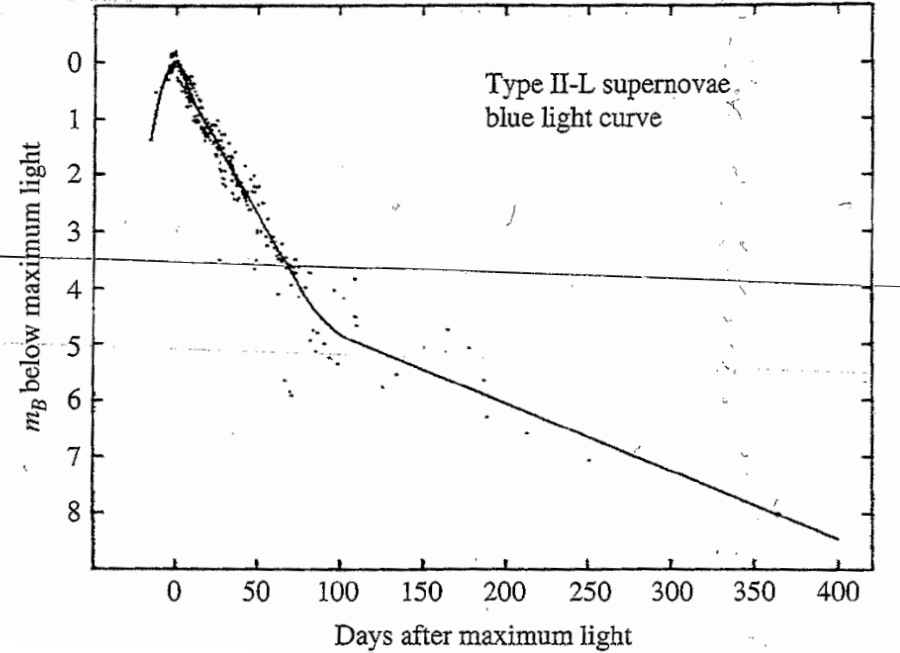
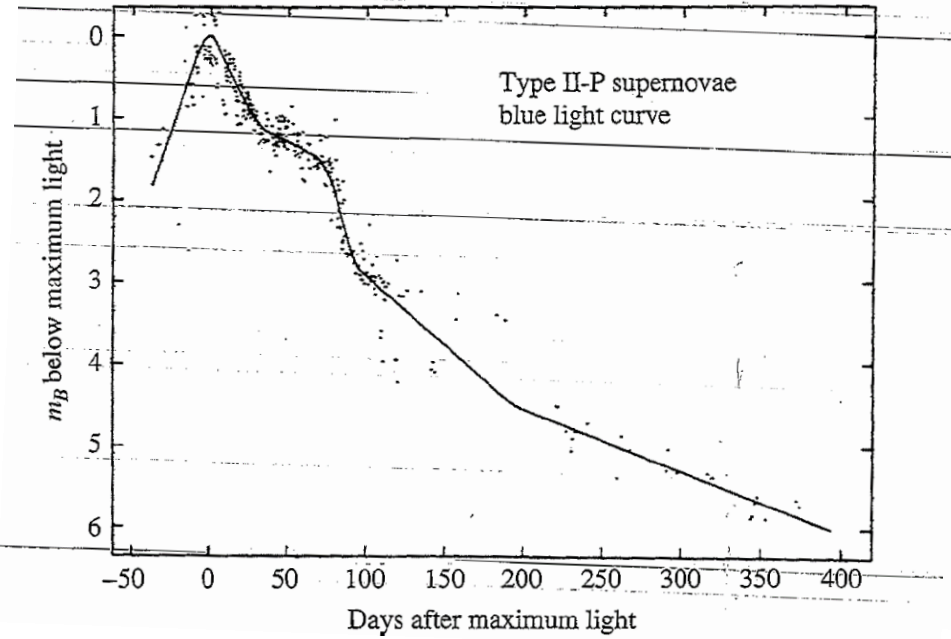




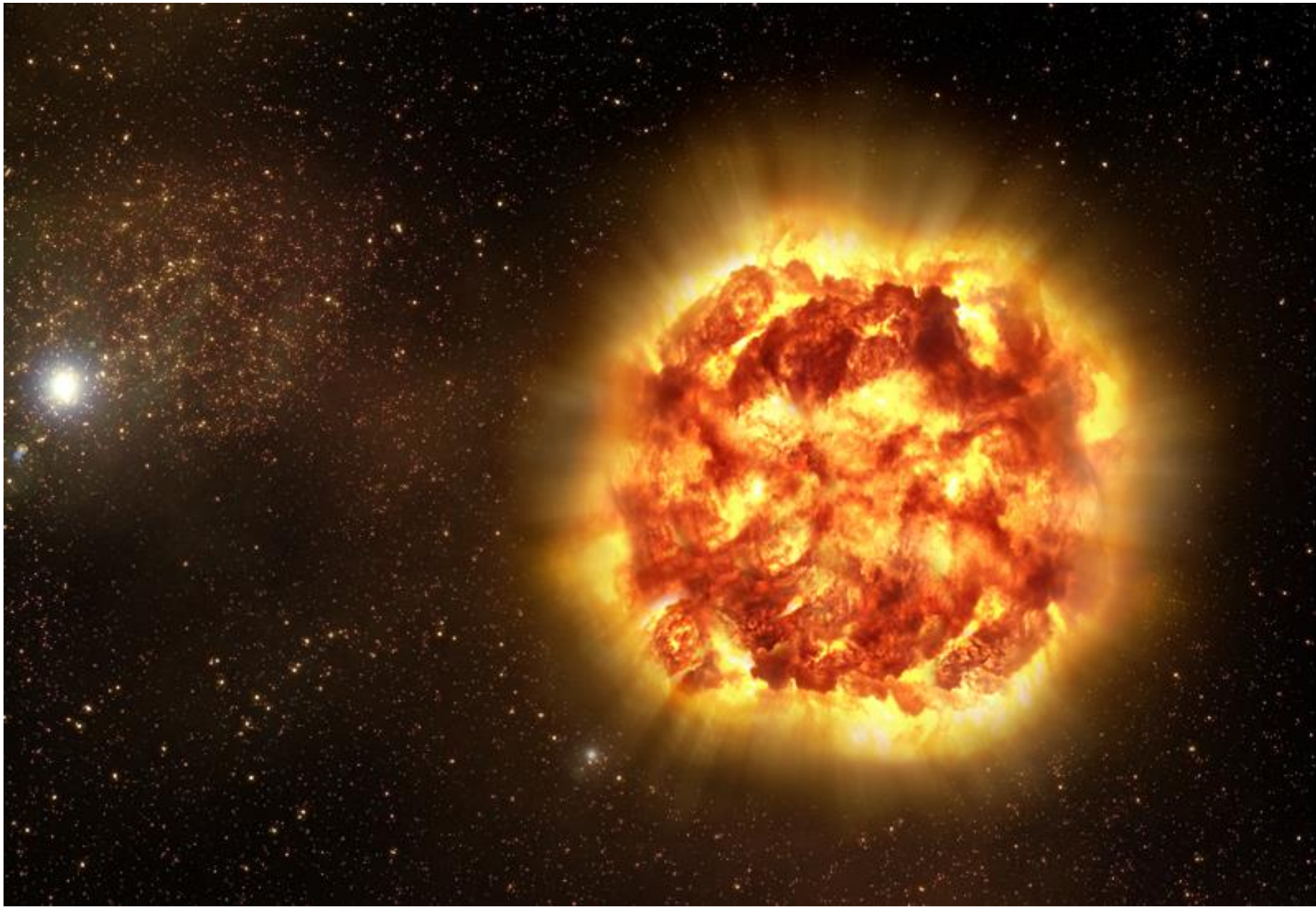
Şekilde Tip I süpernovaları için mavi dalgaboylarında alınmış kompozit bir ışık eğrisi görülmekte.

- Gözlemsel olarak Tip II süpernovaları, Tip Ia süpernovalarından 1.5 kadir daha sönük bir maksimum parlaklığa ulaşarak, ışınım gücünde hızlı bir artışla karakterize edilirler.
- Maksimum ışıktan sönükleşmeleri, yılda 6-8 kadir düşerek, kararlı bir şekilde olur.
- Tayflarında hidrojen ve ağır elementlerle ilişkilendirilen çizgiler görülür. Dahası, bir çok çizgide hızlı genişlemenin bir belirteci olan P Cygni profilleri yaygındır.

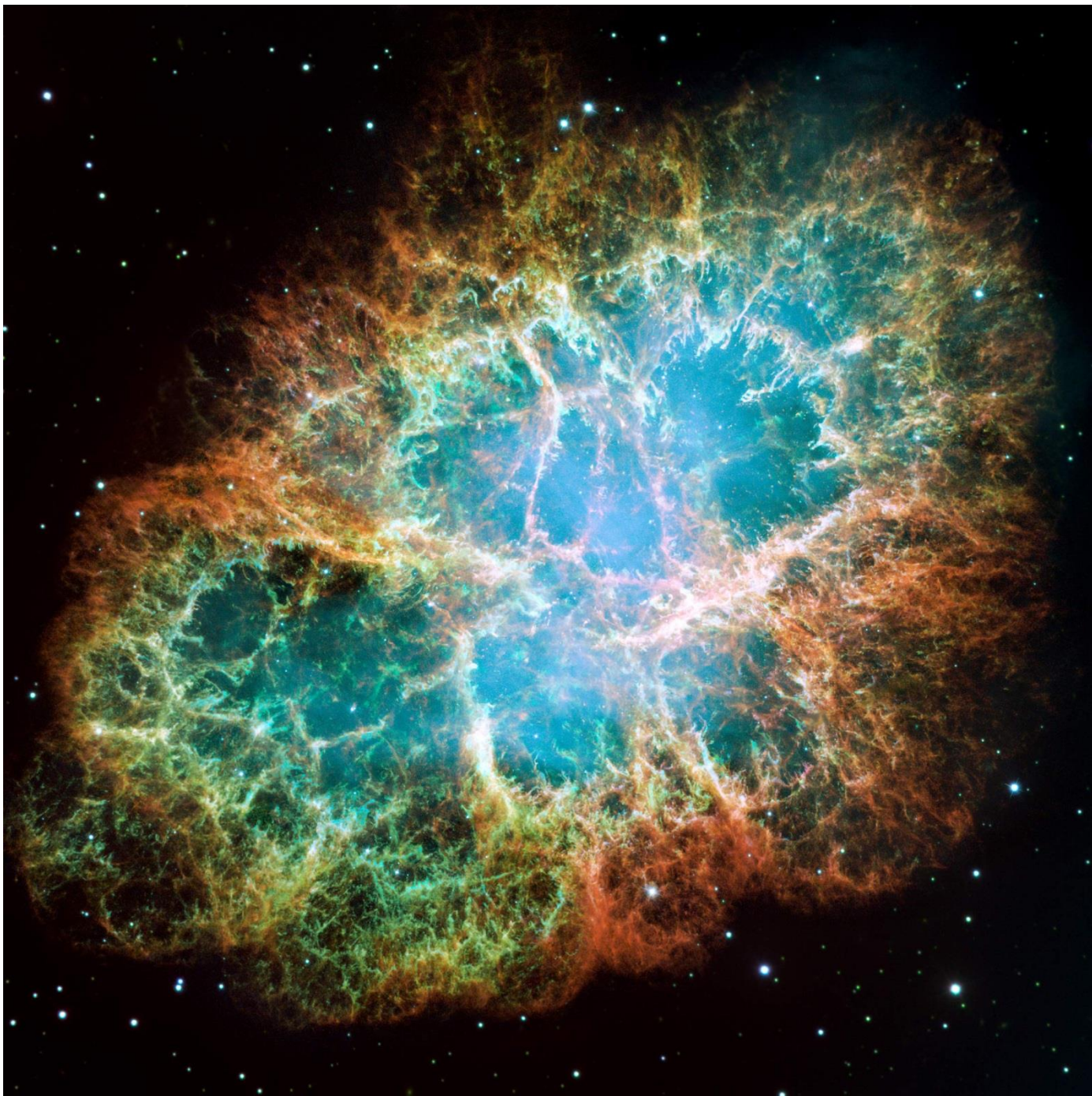
- Tip II süpernovalarının ışık eğrileri ya Tip II-P (plateau) yada Tip II-L (linear) olarak sınıflandırılabilir.



- Tip II-P süpernovalarında, maksimum ışıktan sonra, 30-80 gün arasında belirgin bir düzlük görülmekte.
- Tip II-P süpernovalarının gerçekleşme sıklığı, Tip II-L süpernovalarınıninkinden yaklaşık 10 kat daha fazla.

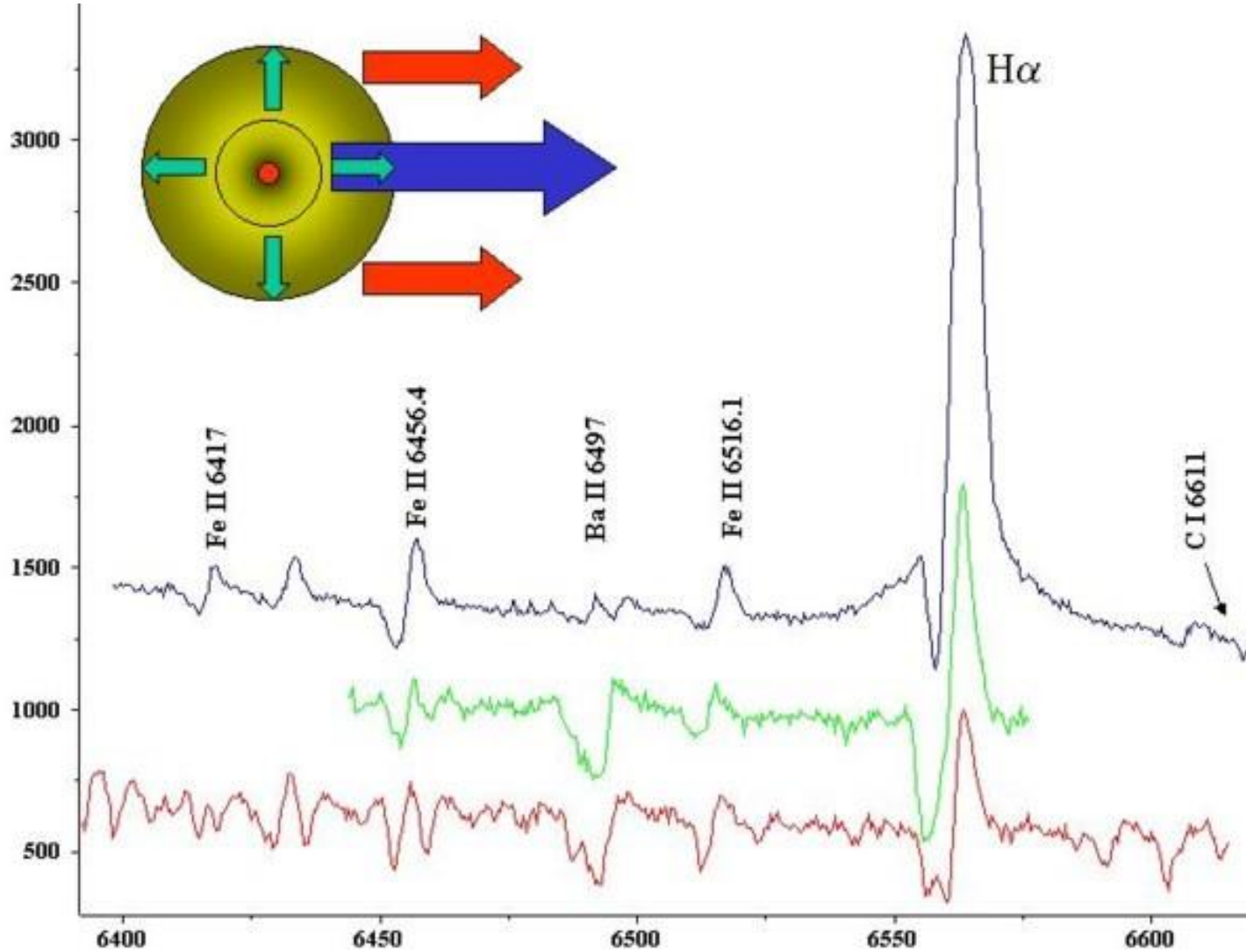


**Tip II-P Süpernovası**



Crab (Yengeç)  
Süpernova  
Kalıntısı

Yengeç  
süpernovası  
(SN1054) ve  
SN 1987A Tip  
II türünden  
süpernovalar  
dır.

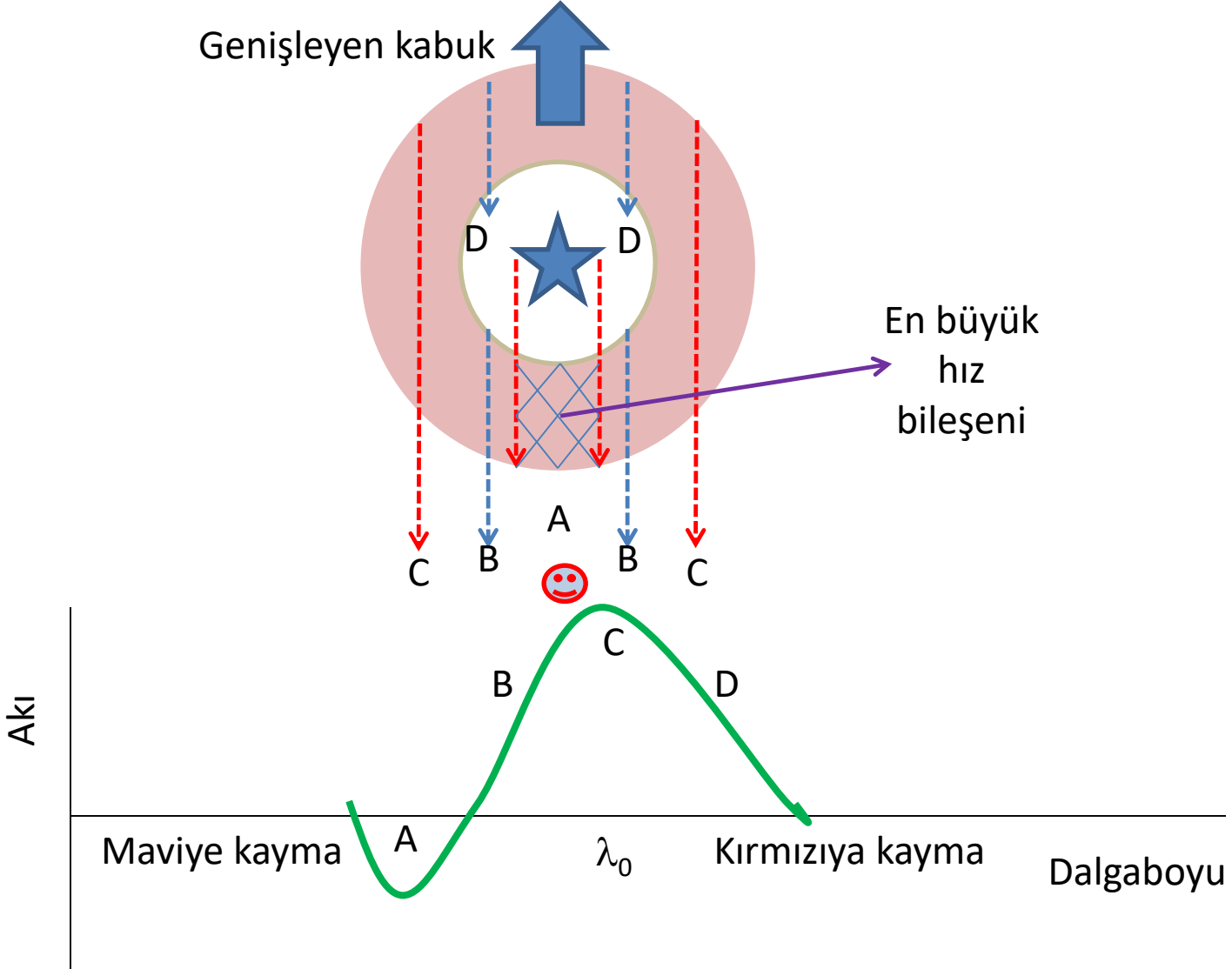


**Yüksek çözünürlüklü tayflar, 7 Şubat 2002 UT 18:57 (mavi), 19 Şubat 2002 UT 21:15 (yeşil), 8 Mart 2002 UT 20:15 (kırmızı) elde edildi.**

**Fe II ve H $\alpha$  salma çizgisindeki P-Cyg profilinin evrimi görülmektedir.**

# P Cygni Profili

Oldukça genişlemiş bir salma çizgisinin mavi kanadına binmiş dar bir soğurma çizgisi olarak tanımlanır. Bu yapı, çevresinde yaygın halde ve hızla genişleyen madde bulunduran yıldızların tayfında görülen bir özelliktir.



# Büyük Kütleli Yıldızlar İçin Genel Evrim Şeması

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

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

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

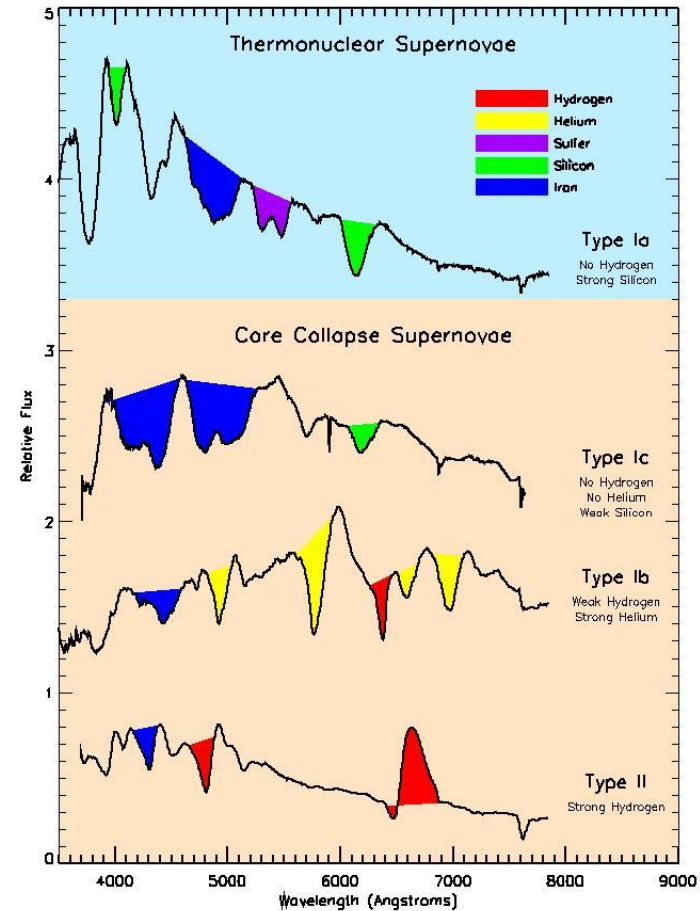
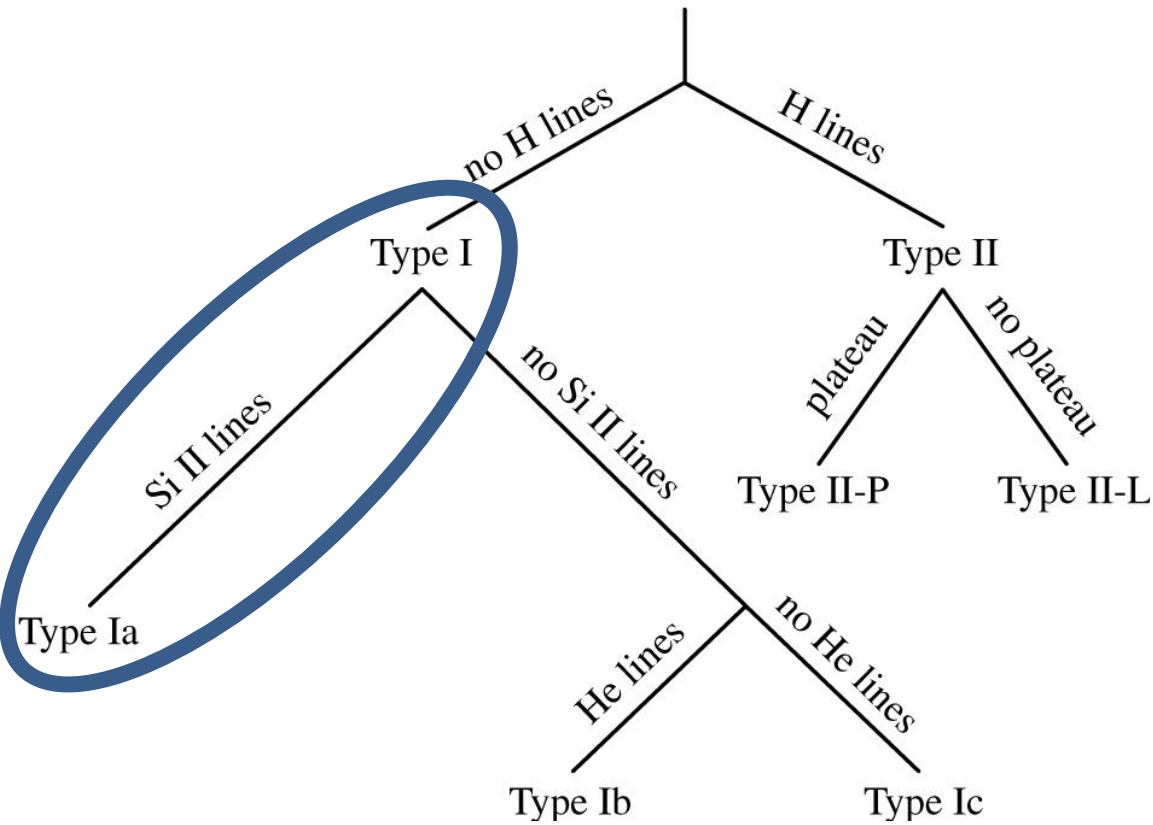
$20M_{\odot} < M < 25M_{\odot}$  : O-RSG-WN-SN

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



# Süpernova Sınıflama Şeması

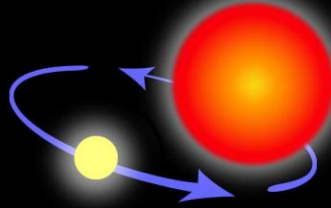
Supernova Classification Scheme  
(spectra at maximum light)



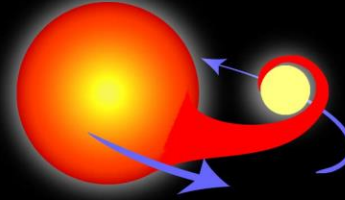
# The progenitor of a Type Ia supernova



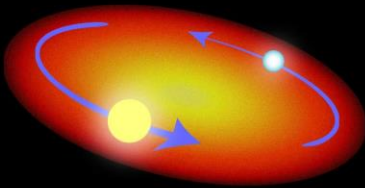
Two normal stars are in a binary pair.



The more massive star becomes a giant...



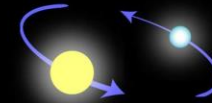
...which spills gas onto the secondary star, causing it to expand and become engulfed.



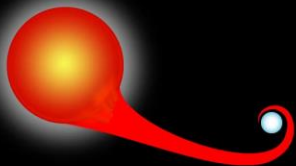
The secondary, lighter star and the core of the giant star spiral inward within a common envelope.



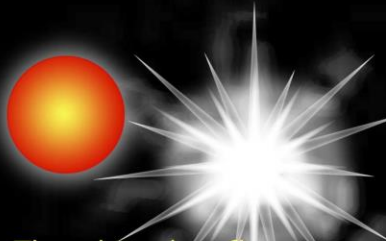
The common envelope is ejected, while the separation between the core and the secondary star decreases.



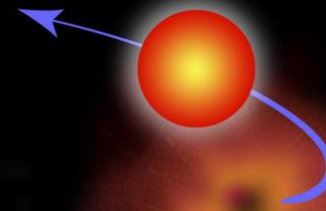
The remaining core of the giant collapses and becomes a white dwarf.



The aging companion star starts swelling, spilling gas onto the white dwarf.



The white dwarf's mass increases until it reaches a critical mass and explodes...



...causing the companion star to be ejected away.

# Tip Ia süpernovalarında salınan enerji yaklaşık olarak $10^{44}$ J

Yaklaşık 10 s içinde, kalıntı bırakmayan patlama gerçekleşir. Parlaklık haftalarca devam eder, çünkü patlamada üretilen radyoaktif nikel, kobalt ve demire bozular.



Before Explosion  
← 0.1 Astronomical Units



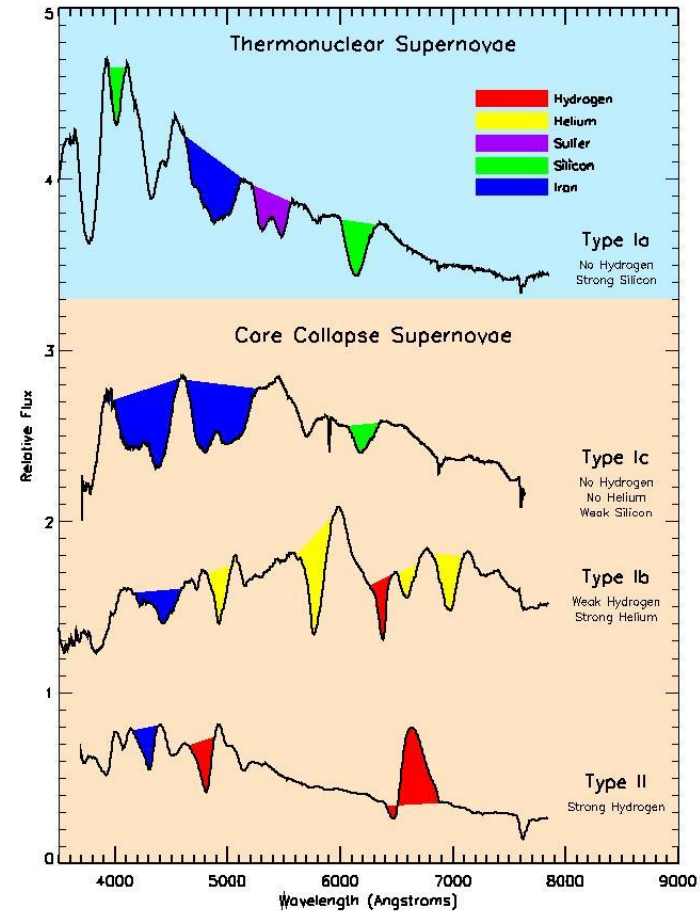
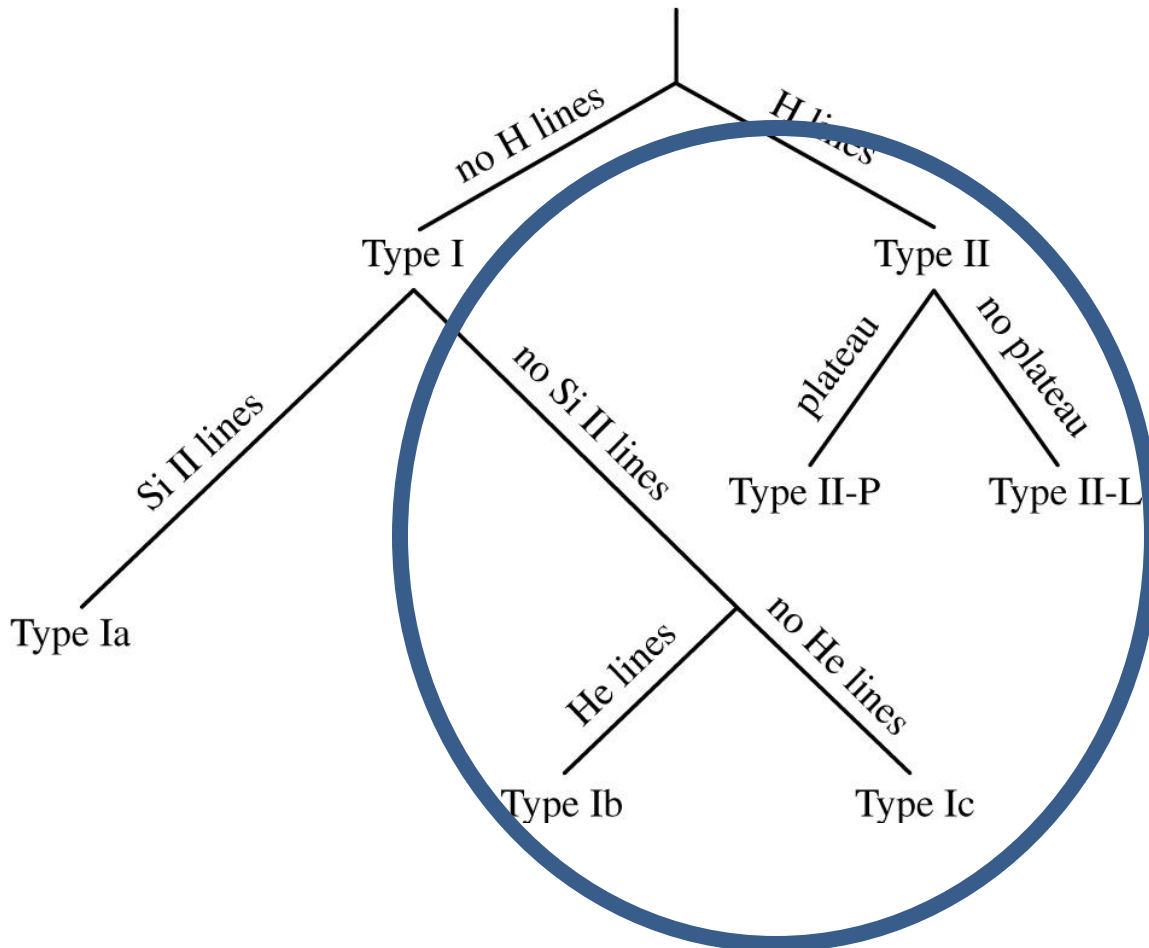
20 Days After Explosion  
← 50 Astronomical Units

SN 2006X, before and after the Type Ia Supernova Explosion  
(Artist Impression)



# Süpernova Sınıflama Şeması

Supernova Classification Scheme  
(spectra at maximum light)



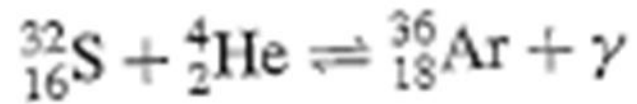
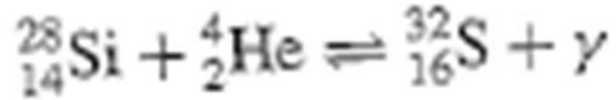
# Çekirdeği Çöken (ing. core collapse) Süpernovalar

- Üretilen süpernovalarda gerçekleşen fiziksel süreçlerin anlaşılması uzun süredir devam eden bir güçlük.
- Bir süpernova olayında salınan enerjinin tamamı şaşırtıcı derecede fazladır.
- Tipik bir Tip II süpernovası  $10^{46}$ J enerji salar, bunun
  - %1 i atılan materyalin kinetik enerjisi,
  - %0.01 den daha azı muhteşem görüntüler üreten fotonlarla serbest kalır.
  - Kalan enerji ise, nötrino formunda salınıyor.
- Tip Ib ve Tip Ic süpernovaları içinde benzer değerler sözkonusu.

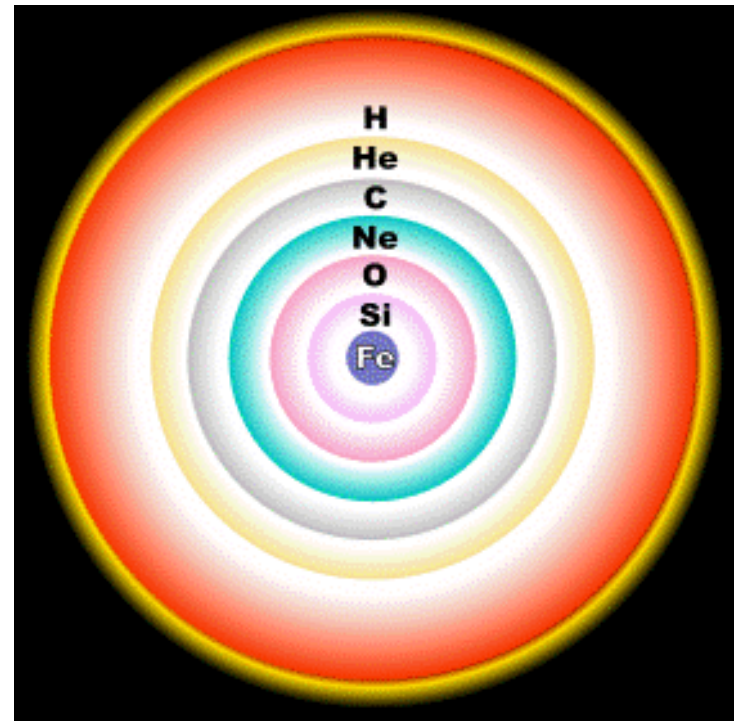
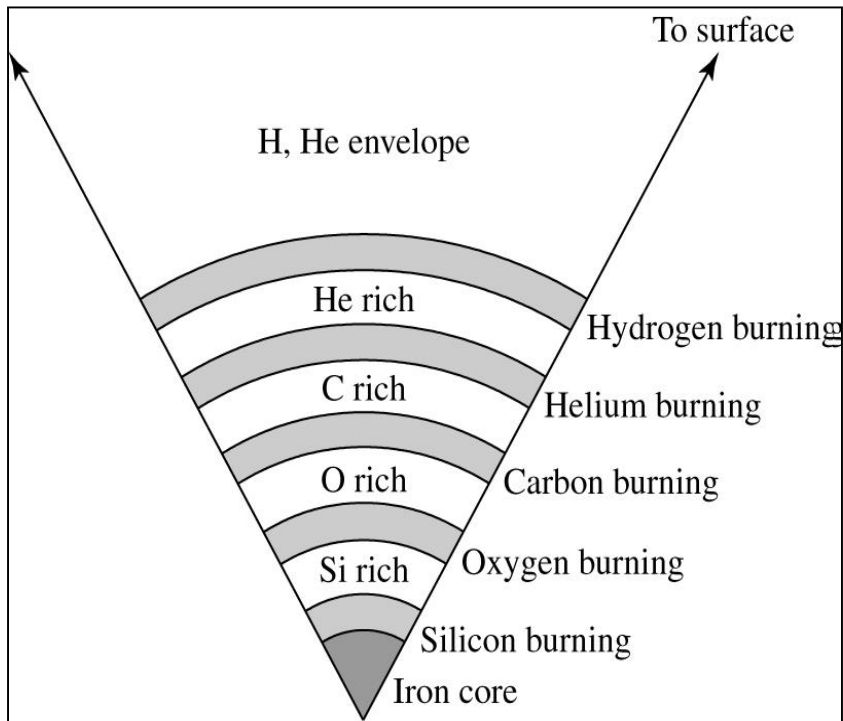
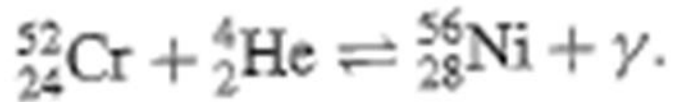
# Çekirdeği Çöken Süpernova Mekanizması

- $8M_{\odot}$  den daha büyük kütleli yıldızların anakol sonrası evrimleri daha önce bahsedilenden farklı bir yolla olmaktadır. Anakolda hidrojenin helyuma dönüşmesini takip eden sürecin C-O çekirdeğin oluşmasını sağlayan helyum yanması olmasına karşın, büyük kütleli bir yıldızın çekirdeğinde çok yüksek sıcaklıklarda C ve O de yanabilir. Bunun sonucu, yıldızın bir gezegenimsi bulutsu oluşturmasından ziyade, **bir süpernova patlamasının** meydana gelişidir.
- *Tip Ib, Tip Ic ve Tip II süpernovalarının nasıl oluştuğu henüz net olarak bilinmemektedir. Ancak bu üç tip birbirleriyle yakın bir şekilde ilişkilidir. Hepsi evrimleşmiş bir yıldızın çekirdeğinin çöküşüyle meydana gelir. Bu sebeple bu **Tip Ib, Tip Ic ve Tip II süpernovalarına çekirdeği çöken süpernovalar** adı verilir.*

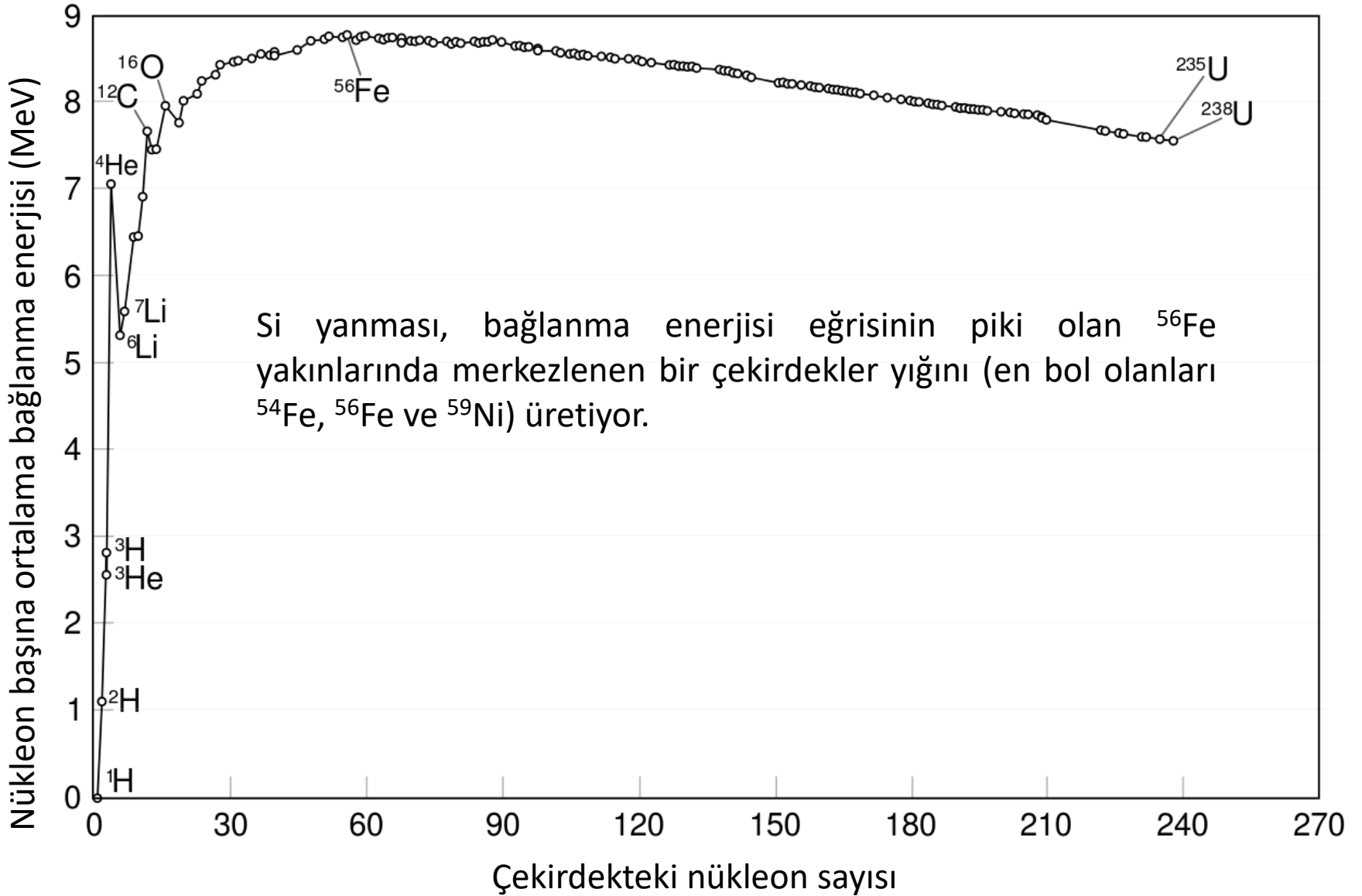
- Helyum yakan kabuk küllerini C-O çekirdeğe eklemeye ve çekirdek büzölmeye devam devam ettiğinden, sonunda carbon ateşlenir ve  $^{16}\text{O}$ ,  $^{20}\text{Ne}$ ,  $^{23}\text{Na}$ ,  $^{23}\text{Mg}$  ve  $^{24}\text{Mg}$  gibi elementler üretilir.
- Her bir reaksiyonun dizisinin dengeye ulaştığı farzedilirse, yıldızın içinde soğan benzeri bir kabuk yapısı gelişir. Karbon yanmasını takiben, ortaya çıkan Ne-O çekirdekdeki oksijen ateşlenir ve  $^{28}\text{Si}$  in baskın olduğu yeni bir çekirdek üretilir. Sıcaklık  $3 \times 10^9$  K a ulaştığında bir reaksiyon dizisiyle Si yanması başlar,



$\vdots$







- Bunlardan daha ileri reaksiyonlar, yani  $^{56}\text{Fe}$  dan daha ağır çekirdek üreten reaksiyonlar, endotermiktir ve yıldızın ışınım gücüne katkıda bulunamaz. Tüm ürünleri gruplayarak diyebiliriz ki, Si yanması demir çekirdek üretir.
- C, O ve Si yanması, bağlanma enerjisi eğrisinin demir pikine yaklaşan kütleli çekirdekler ürettiği için, yakıtın birim kütlesi başına üretilen enerji giderek azalır. **Sonuç olarak, devam eden her bir reaksiyon zinciri için zaman ölçeği daha kısa olur.**

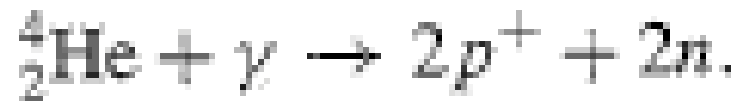
Core-burning nuclear fusion stages for a 25-[solar mass](#) star

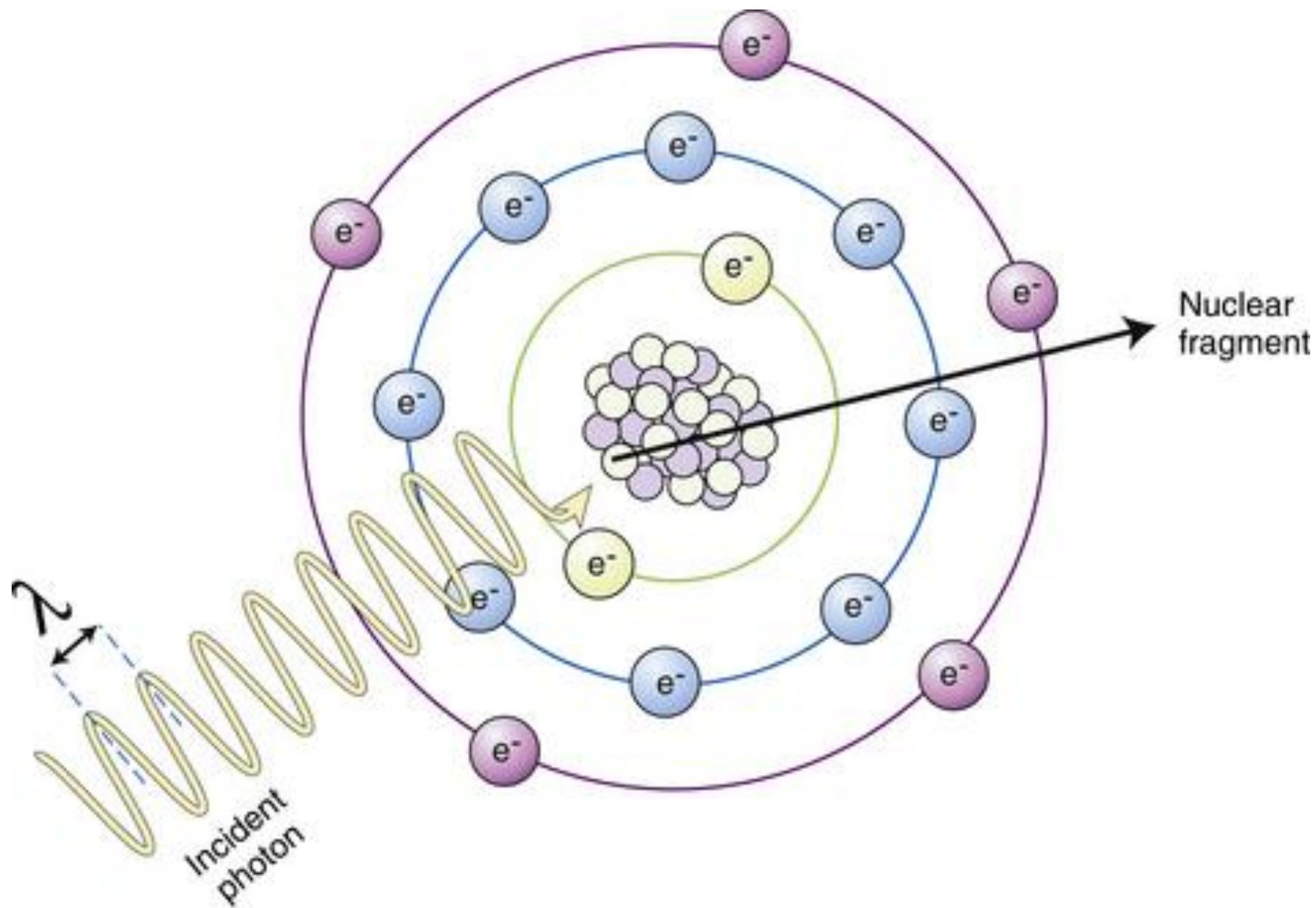
25  $M_{\odot}$  star<sup>[5]</sup>

Process	Main fuel	Main products	Temperature ( <a href="#">Kelvin</a> )	Density ( $\text{g/cm}^3$ )	Duration
<a href="#">hydrogen burning</a>	<a href="#">hydrogen</a>	<a href="#">helium</a>	$7 \times 10^7$	10	$10^7$ years
<a href="#">triple-alpha process</a>	<a href="#">helium</a>	<a href="#">carbon</a> , <a href="#">oxygen</a>	$2 \times 10^8$	2000	$10^6$ years
<a href="#">carbon burning process</a>	<a href="#">carbon</a>	<a href="#">Ne</a> , <a href="#">Na</a> , <a href="#">Mg</a> , <a href="#">Al</a>	$8 \times 10^8$	$10^6$	$10^3$ years
<a href="#">neon burning process</a>	<a href="#">neon</a>	<a href="#">O</a> , <a href="#">Mg</a>	$1.6 \times 10^9$	$10^7$	3 years
<a href="#">oxygen burning process</a>	<a href="#">oxygen</a>	<a href="#">Si</a> , <a href="#">S</a> , <a href="#">Ar</a> , <a href="#">Ca</a>	$1.8 \times 10^9$	$10^7$	0.3 years
<a href="#">silicon burning process</a>	<a href="#">silicon</a>	<a href="#">nickel</a> (decays into <a href="#">iron</a> )	$2.5 \times 10^9$	$10^8$	5 days

# Fotoparçalanma (ing. photodisintegration)

Şimdi, çekirdekte çok yüksek sıcaklık görülür ve bu sıcaklıklarda fotonlar ağır çekirdeği imha etmek için gereken enerjiye sahip olur. Bu süreç 'fotoparçalanma' olarak bilinir.





- Büzülen demir çekirdeğin kütlesi yeterince büyük ve sıcaklık yeterince yüksek olduğunda, fotoparçalanma, çok kısa bir sürede, yıldızın tüm hayatı boyunca gerçekleştirmeye çalıştığı ne varsa geri alabilir. Demirin proton ve nötronlara kadar ayrıldığı bu süreç elbette hayli endotermiktir, termal enerji gazdan atılır (aksi taktirde bu yıldızın çekirdeğini desteklemek için gereken basıncın oluşmasına sebep olurdu). Bu sürecin gerçekleştiği çekirdek kütlesi,
  - $10M_{\odot}$  li bir ZAMS yıldızı için  $1.3M_{\odot}$  den,
  - $50M_{\odot}$  için  $2.5M_{\odot}$  e değişir.

- Artık mevcut olan ekstrem koşullar (merkezi sıcaklık ve yoğunluk sırasıyla 8 milyar K ve  $10^{13}\text{kg/m}^3$ ) altında, **dejenerasyon basıncı ile yıldızın çökmesini engelleyen serbest elektronlar** ağır çekirdekler ve fotoparçalanma ile üretilen protonlar tarafından yakalanır ( $p^+ + e^- \rightarrow n + \nu_e$ ).
- Yıldızdan kaçan enerjinin çok büyük kısmı nötrino formunda olur.
  - $20M_{\odot}$  kütleli bir yıldız modeli için, silikon yanması boyunca foton ışınım gücü  $4.4 \times 10^{31}$  W iken nötrino ışınım gücü  $3.1 \times 10^{38}$  W olur.
- **Demirin fotoparçalanması boyunca elektron dejenerasyon basıncı formundaki çekirdek** (protonlar ve ağır çekirdekler tarafından yakalanan elektronlarla birleştirilen) **desteğinin çoğu aniden kaybolur ve çekirdek son derece hızlı bir şekilde çökmeye başlar.**

# Yıkıcı çöküş (ing. catastrophic collapse);

Çekirdeğin iç kısmında, çöküş homejendir ve çöküşün hızı yıldızın merkezinden olan uzaklıkla orantılıdır.

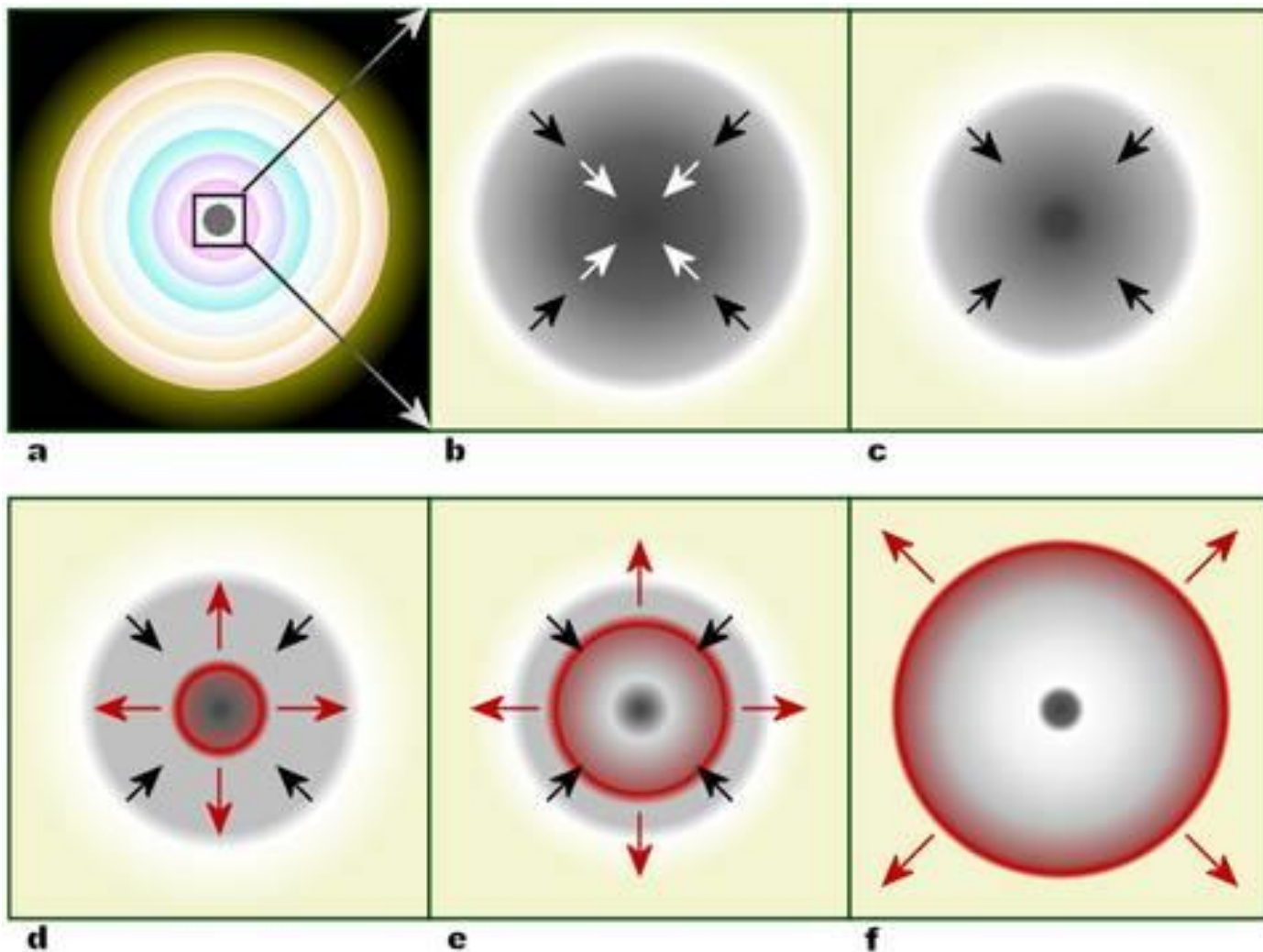
- Hızın, yerel ses hızını aştığı bir yarıçapta çöküş homojen kalmaz ve daha iç çekirdek süpersonik dış çekirdekten ayrılır.
- Çöküş boyunca, dış çekirdekteki hız  $70,000\text{km/s}$  ye ulaşabilir ve yaklaşık 1 s içerisinde Dünyanın hacmi gibi bir büyüklükten 50 km lik bir yarıçapa sıkışır.



- Mekanik bilgi yıldız içinde yalnızca ses hızıyla yayılacağından ve çekirdek çöküşü çok hızlı olacağından, dış katmanların içerde neler olduğunu anlamak için yeterli zamanı yoktur.
- Dış zarfın yanısıra, O, C ve He kabukları içeren dış katmanlar yıkıcı şekilde çöken çekirdeğin üstünde hemen hemen asılı olarak riskli bir pozisyonda kalır.
- Daha iç çekirdeğin homojen çöküşü yoğunluk  $8 \times 10^{17} \text{kg/m}^3$  (bu değer atomik bir çekirdeğin yoğunluğunun yaklaşık 3 katıdır)ü aşana kadar devam eder.
  - Bu noktada, daha iç çekirdekte üretilen nükleer materyal sertleşir çünkü genellikle çekici olan *güçlü kuvvetler* aniden itme eğiliminde olur.

- Sonuç olarak, daha iç çekirdek, dışarı doğru, yani daha dış çekirdekten düşen materyalin içine, basınç dalgaları göndererek birazcık seker.
- Basınç dalgalarının hızı ses hızına ulaştığında, onlar dışarı doğru hareket eden bir şok dalgası oluşturur.
- Bu şok dalgası içe doğru düşen daha dış demir çekirdeklerle karşılaştığında, çekirdek şok dalgasının enerjisinin çoğunu çalarak daha yüksek sıcaklıklı olur ve bu yüksek sıcaklık daha ileri fotoparçalanmaya sebep olur.
  - $0.1M_{\odot}$  kütleli her bir demirin proton ve nötronlarına ayrılması için, şok dalgasının kaybettiği enerji  $1.7 \times 10^{44}$  J dir.
- Şok dalgaları nötrino etkileşimlerinden dolayı yeniden güçlenir ve çevreleyen materyal dışarı atılır, ardında dejenere bir kalıntı bırakarak...

- Tarif edilen olayların çekirdeği çöken süpernovaları üreten genel mekanizma olduğuna inanılıyor.
- Tip II süpernovaları Tip Ib ve Ic den daha yaygındır ve RSG yıldızların yıkıcı çekirdek çökmesi ile meydana gelir.
- Tip Ib ve Ic ler ise infilaktan önce çeşitli miktarlarda zarflarını kaybetmişlerdir.
- İnanılıyor ki, patlayan WR yıldızlarının ürünleridir Tip Ib (WN lerin infilakı) ve Ic (WC lerin infilakı) ler.

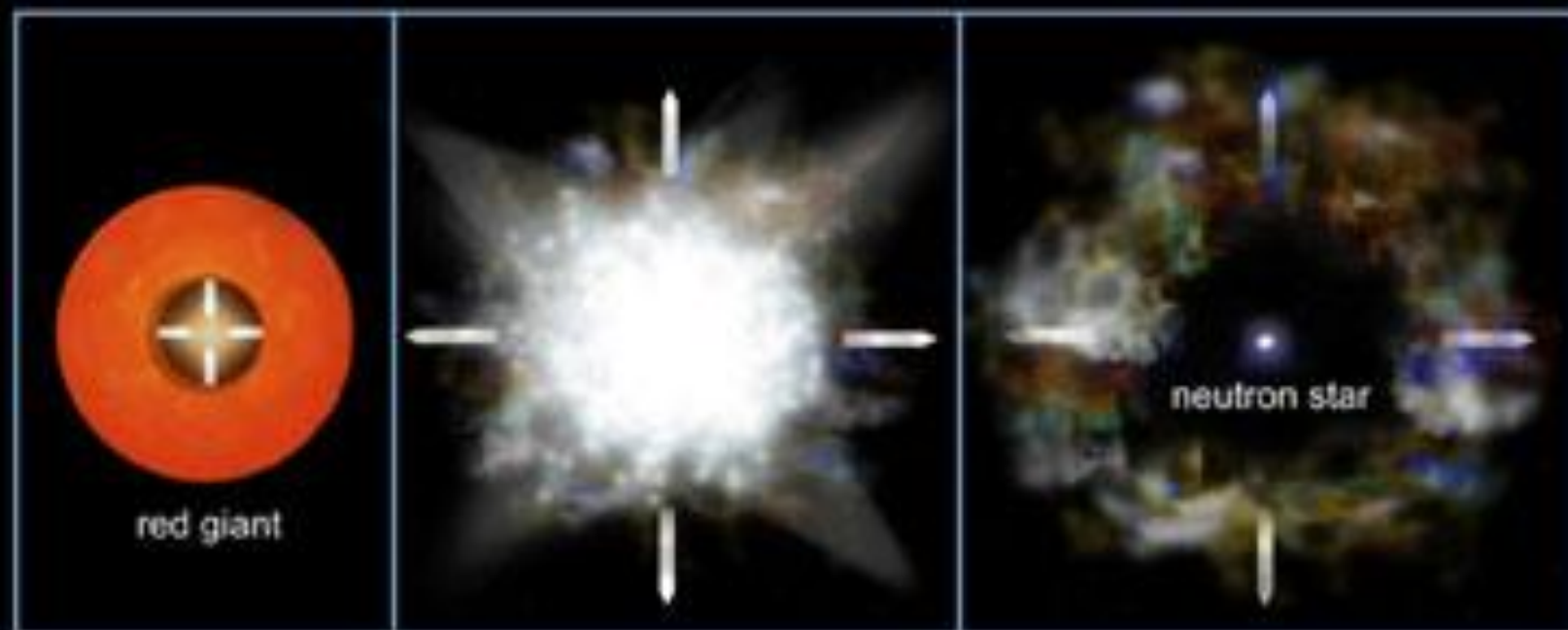


Within a massive, evolved star (a) the onion-layered shells of elements undergo fusion, forming an iron core (b) that reaches Chandrasekhar-mass and starts to collapse. The inner part of the core is compressed into neutrons (c), causing infalling material to bounce (d) and form an outward-propagating shock front (red). The shock starts to stall (e), but it is re-invigorated by neutrino interaction. The surrounding material is blasted away (f), leaving only a degenerate remnant.

- Anakoldaki yıldızın başlangıç kütlesi çok büyük değilse ( $M_{ZAMS} < 25M_{\odot}$ ), daha iç çekirdekteki kalıntı dengelenecek ve dejenere nötron basıncı ile desteklenen bir nötron yıldızı haline gelecek (yıldızın metalce zengin olması önemli, etkin bir şekilde metalce zengin ise nötron yıldızı oluşabilir, kütlesi  $25M_{\odot}$  den daha büyük olsa bile).
- Ancak yıldızın başlangıç kütlesi çok daha büyükse, dejenere nötron basıncı bile çekime karşı kalıntıyı destekleyemiyorsa, çöküş bir karadelik üreterek sonlanır.
- Her durumda bu ekzotik cisimlerin oluşumu, bir nötron yıldızının bağlanma enerjisi mertebesinde bir toplam enerji ile uzaya kaçan (yaklaşık  $3 \times 10^{46}$  J) aşırı miktardaki nötrino üretimiyle yönetilir. Bu Güneş'in anakol yaşamı boyunca ürettiği enerjiden yaklaşık 100 kat daha fazladır.

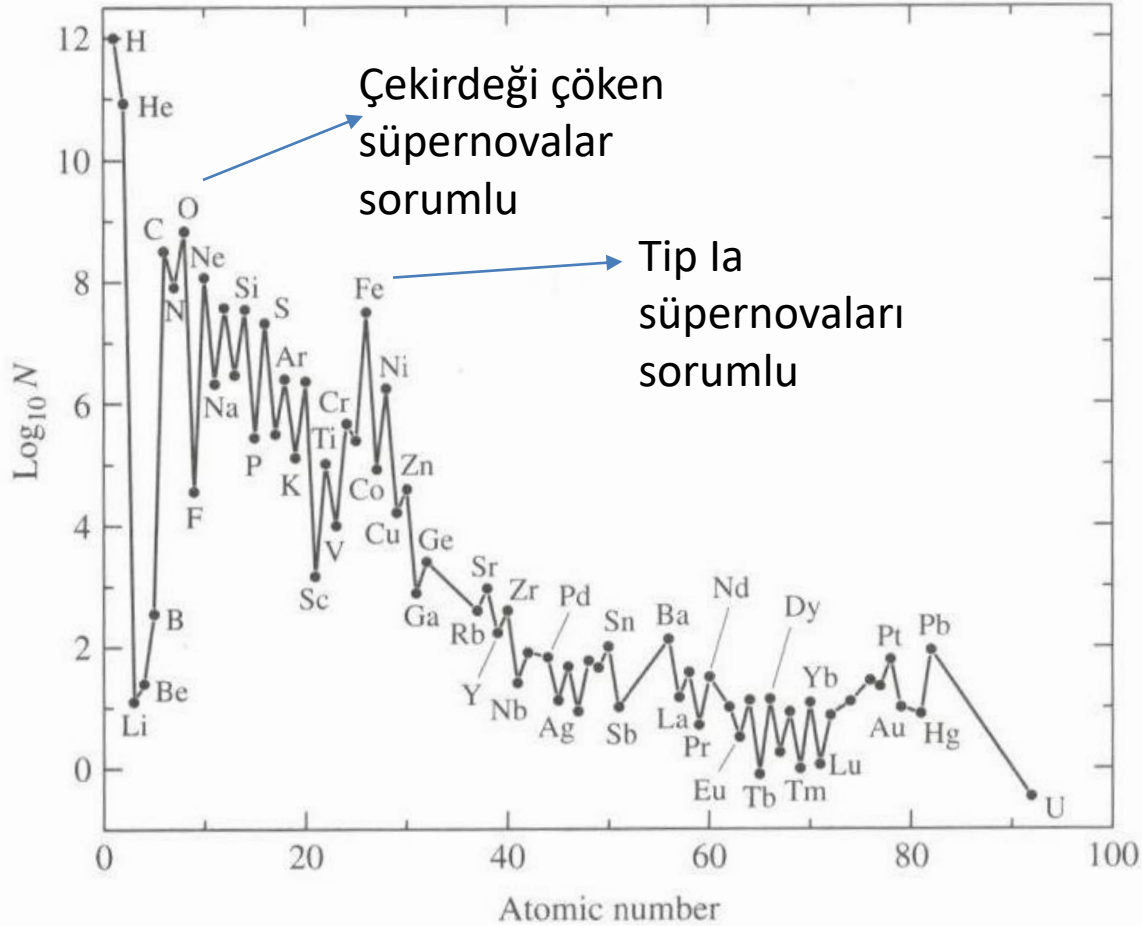
## Birth of a Neutron Star and Supernova Remnant

(not to scale)



Core Implosion  $\longrightarrow$  Supernova Explosion  $\longrightarrow$  Supernova Remnant

# Güneşteki göreceli bolluklar



H ve He ya göre  
Li, Be ve B  
oldukça az.

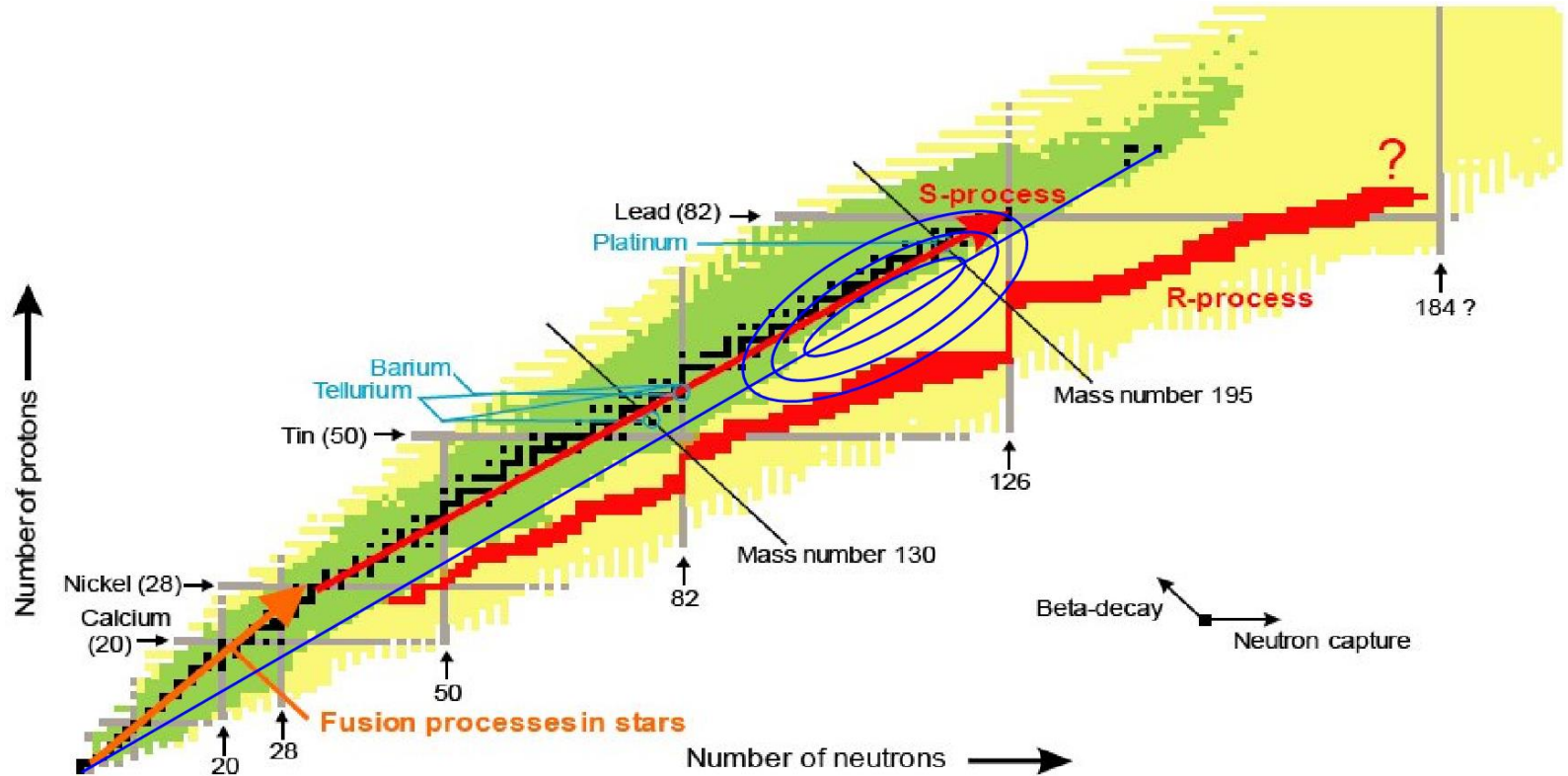
(Tüm bolluklar  $10^{12}$  hidrojen atomuna göre normalize edildi, Grevesse & Sauval 1998)

# s-süreci ve r-süreci nükleosentezi

- s-süreci (bakınız Bölüm 2)
- r-süreci; beta bozunma zamanı nötron yakalama zamanından uzun olduğunda, gerçekleşen nötron yakalama sürecine **hızlı nötron yakalama süreci** denir.
- s-süreci reaksiyonları yıldız evriminin normal evrelerinde meydana gelme eğiliminde iken, r süreci bir süpernova boyunca meydana gelebilir. Çünkü bu reaksiyonun gerçekleşmesi için gereken nötron akısı bir süpernova patlamasında mevcuttur.
- Bu süreçlerin hiçbiri enerji üretiminde önemli rol oynamaz,  $A > 60$  olan çekirdeklerin bolluk oranlarında gözönüne alınırlar.



# s ve r süreci yolları



# Süpernovaların Önemi

- Ağır elementler büyük kütleli yıldızlarda üretilir ve süpernova olayları ile galaksi boyunca yayılır...
  - Ağır element üretiminin bir kısmı süpernova patlamasından önce gerçekleşen termonükleer füzyon ile olur.
  - Demirin ötesindeki ağır elementlerin üretimi ise, şok dalgaları yıldız maddesini ısıttığı için patlama boyunca olur.
  - Kanımızdaki demirin kaynağıdır.
- Süpernova patlamalarından üretilen şok dalgaları yıldız oluşumunu tetiklemede önemli rol oynar.

# Supernovae / mass-metallicity

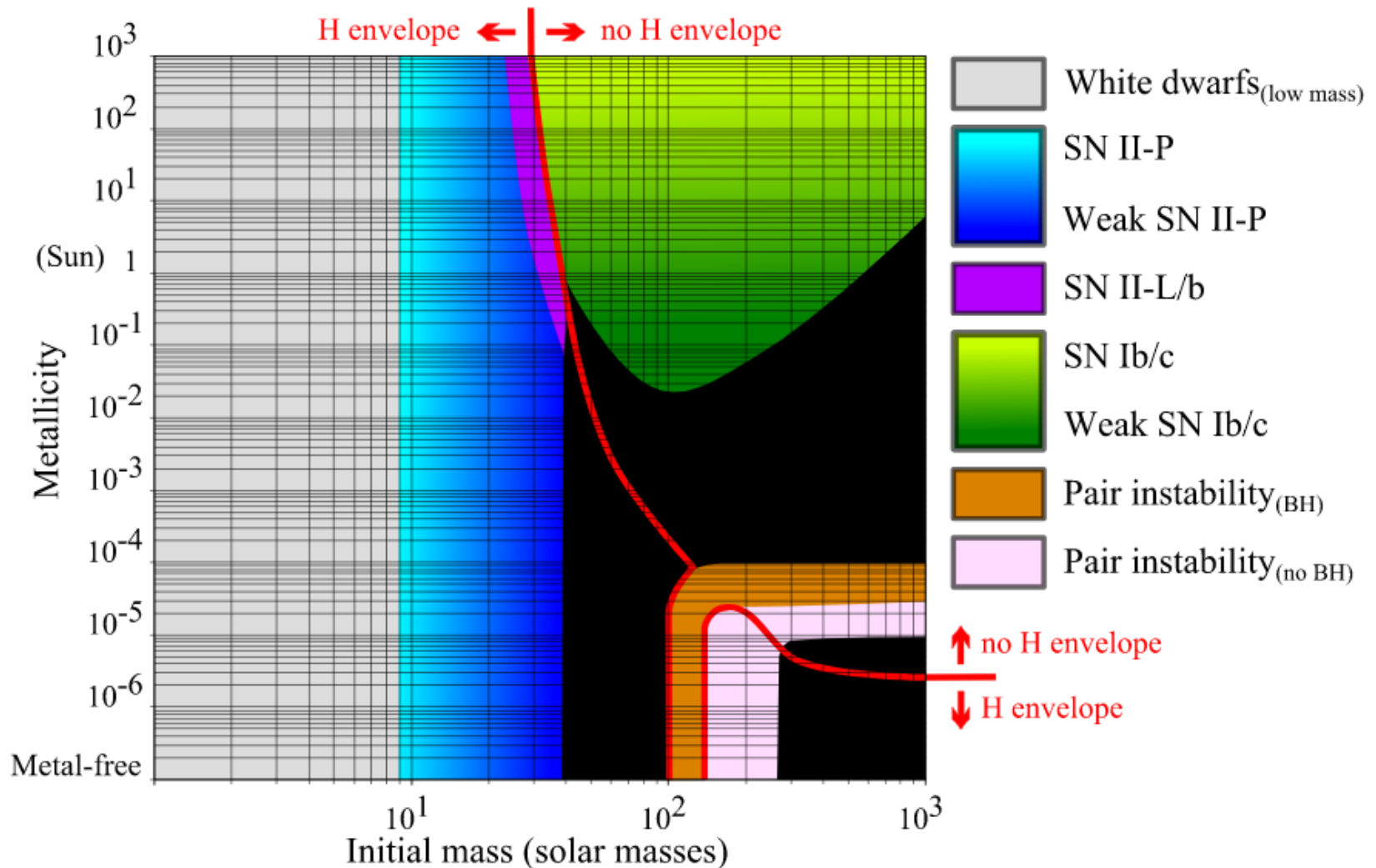


Image courtesy of Wikipedia user Fulvio 314 under [the Creative Commons Attribution-Share Alike 3.0 Unported license](https://creativecommons.org/licenses/by-sa/3.0/). The graph is based on the graph in Fig. 1 of Heger et al. 2003.