

SÜPERNOVALAR

Konu başlıkları:

Yıldız evrimi, yıldızın içine çökmesi ve enerji salınımı; şok dalgaları; nötrinolar; şok dalgasının yayılım evreleri; X-ışın tayfi

Giriş

- Süpernovalar (SN) yıldızların hayat evrimlerinin sonunda oluşurlar.
- Çekirdek çökmesi yoluyla oluşan SN II türünün oluşabilmesi için anakol kütlelerinin en az $8 M_{\odot}$ olması gerekir.
- Çekirdek çökmesi yıldızın kendi gravitasyonel kuvveti nedeniyle oluşur.
- Çekirdek çökmesi sonucu açığa çıkan enerji yıldızın dış katmanlarını uzaya fırlatır.
- Çöken çekirdekte geriye yoğun maddeden oluşan (NS, BH) bir artık kalır.

Nükleer bağlanma

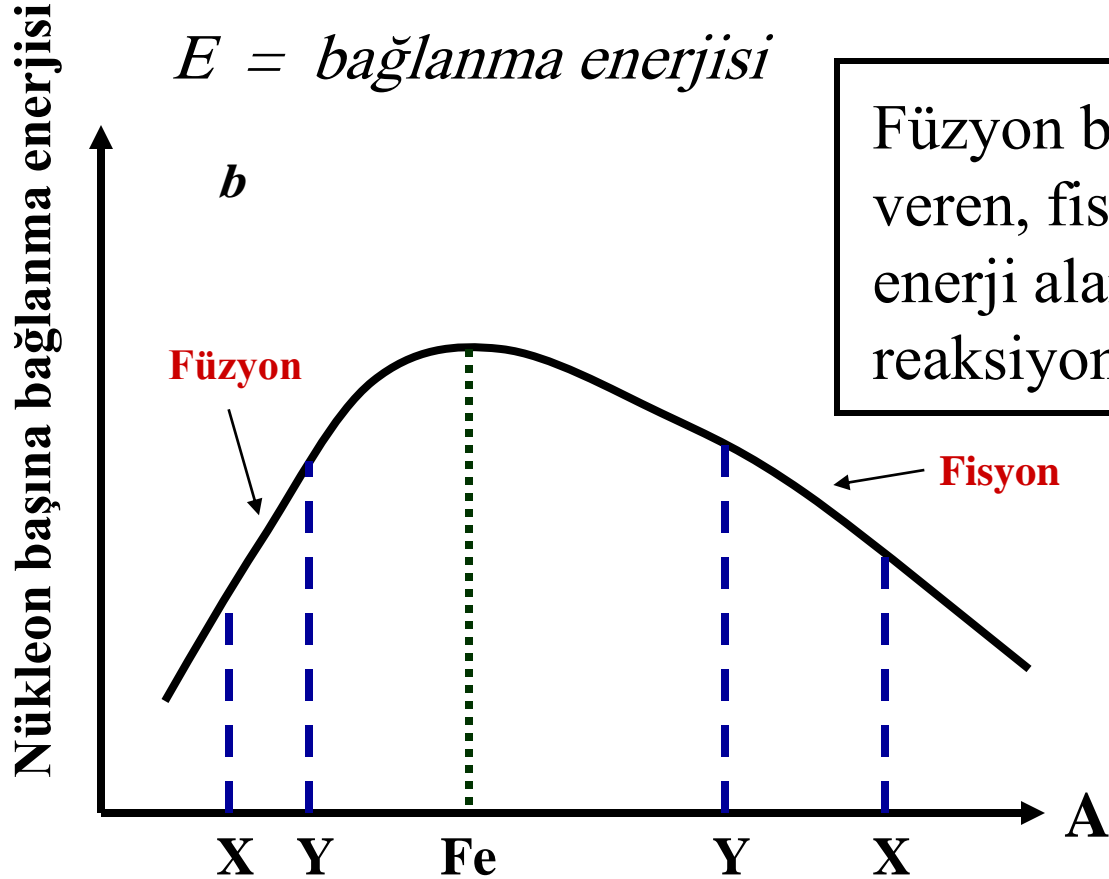
- $M_{\text{Nük.}}(A, Z) < ZM_{\text{P}} + (A - Z)M_{\text{N}} \rightarrow$ kütle açığı
- $M_{\text{Nük.}}(A, Z) = ZM_{\text{P}} + (A - Z)M_{\text{N}} - (E_{\text{b}}/c^2)$
- Bir yıldızın ömrünü, çekirdeğinde süregelen bir dizi nükleer reaksiyon belirler.
- İç gaz basıncı ve üretilen ışınım basıncı , kütle çekim kuvvetine karşı koyarak yıldızın çökmesini engeller.

Bağlanma enerjisi ve kayıp kütle

$A =$ atom kütle numarası

$Z =$ atom numarası

$E =$ bağlanma enerjisi



Füzyon bölgesinde enerji veren, fisyon bölgesinde enerji alan çekirdek reaksiyonları olur.

Yıldız evrimi ve süpernovalar

- Yıldız evrimi demek aslında bir seri füzyon reaksiyonu ve bunların yıldızdaki yansımaları anlamına gelir.
H => He => C => Ne => O => Si
- Bu sürecin ileri aşamalarında yıldız yüzeyi genişler ve nispeten soğuk bir kabuk oluşur (“kırmızı dev” evresi).
- Sonunda, Si => Fe füzyonu ile en güçlü çekirdek bağı (Fe) oluşur
- Bunun ötesindeki füzyon reaksiyonlarınının oluşması için çevreden enerji alması gerekir. Bu nedenle Fe den sonraki çekirdekler yıldız çekirdeğinde füzyon ile oluşamaz.
- Çekirdekteki bu son yakıt (Si) ateşlendikten sonra yıldız çöker. SN patlaması !

Yıldız evrim aşamaları

Büyük kütleli ($M > 8 M_{\odot}$) yıldızlar için:

1. $H \rightarrow He$ füzyonu \Rightarrow kırmızı dev / kabukta H-füzyonu

2. $He \rightarrow C$ füzyonu \Rightarrow “ “ / “ He- “

3. $C \rightarrow Ne$ füzyonu \Rightarrow “ “ / “ C- “

[$M < 8 M_{\odot}$ için \rightarrow C-flaşı]

4. $Ne \rightarrow O$ füzyonu \Rightarrow “ “ / “ Ne- “

5. $O \rightarrow Si$ füzyonu \Rightarrow “ “ / “ O- “

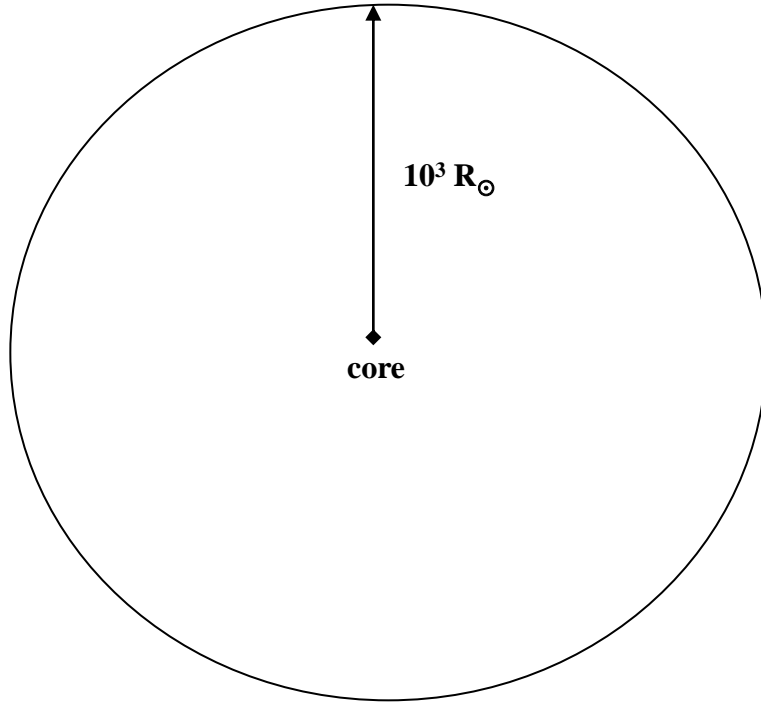
6. $Si \rightarrow Fe$ füzyonu \Rightarrow “ “ / “ Si- “

[atık durumda Fe'den oluşmuş çekirdek!]

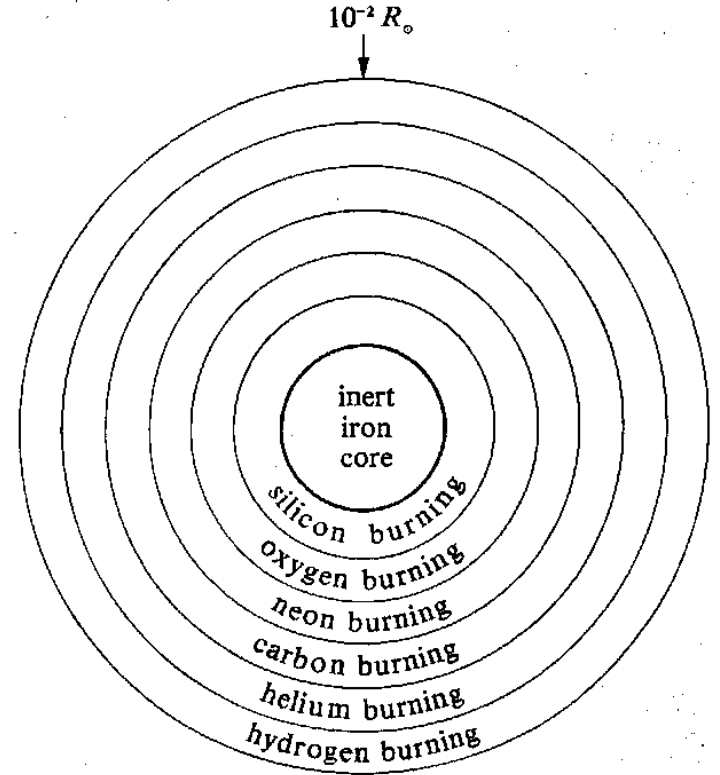
Sonraki gelen elemental bolluğun az olması nedeniyle her bir çevrim adımını bir öncekinden daha kısadır.

Şematik yıldız evrimi

Kırmızı bir
süperdev



Fe çekirdeğe kadarki
nükleosentez



SN için yıldız kütle aralıkları

- mümkün olasılıklar:

$$2.0 < M_* < 10 M_{\odot}$$
$$1.4 < M_{\text{çekir.}} < 1.9 M_{\odot}$$

→ Tür I SN
(eğer çift sistem ise!)

$$10 < M_* < 20 M_{\odot}$$
$$M_{\text{çekir.}} > 1.9 M_{\odot}$$

→ Tür II SN
(NS)

$$M_* > 20 M_{\odot}$$

→ Tür II SN
(BH)

- Eğer tek yıldız $< 10 M_{\odot}$ ya da çekirdek $< 1.4 M_{\odot}$ ise sakin bir çöküş evresi geçirerek beyaz cüceye (WD) dönüşür.

Tür I: $8 - 10 M_{\odot}$ arasında C-yanması evresi oluşur. Flaş sonrası yıldız çekirdeği dağılır, dış katmanlar uzaya yayılmaya başlar (PN evresi).

$8.0 < M_* < 10 M_{\odot} \rightarrow$ flaş sonrası çekirdek dağılır. Geriye WD kalır. Eğer WD, çift sistem üyesi ise, yoldaştan akan maddenin Chandrasekhar limitini aşmasıyla Tür I SN patlaması söz konusu olabilir.

Type II: Daha kütleli yıldızlar Si-yanmasını başlatabilir. Hızlı çekirdek çökmesi sonucunda Tür II SN patlaması verir.

$10 < M_* < 20 M_{\odot} \rightarrow$ Nötron yıldızı

$20 M_{\odot} < M_* \rightarrow$ Kara delik

Süpernova'da salınan enerji

- Yıldızın dış katmanlarını SN olarak uzaya atabilmesi için gereken enerji $>10^{44}$ J dür. Peki çekirdek çökmesi patlamayı nasıl tetikler?
- Çekirdek yoğunluğu 10^{17} - 10^{18} kg m⁻³ ulaştığında, nükleonların direnci ile çökme durur.
- Çekirdekten şok dalgaları yayılır, bu aşamadan sonra dış katmanların uzaya atıldığı patlamayla sonuçlanır.

Süpernovada yayılan şok dalgaları

- Madde akışı sırasında hız ve yoğunlukta süreksizlikler / kesiklilikler görülür.
- Ses dalgasının tersine, ortamda kalıcı değişikliklere neden olur.
- Şok hızı \gg ses hızı'dır, ve 30,000 - 50,000 km/s.
- Eğer çekirdekler nükleonlara ayrışırlarsa şok dalgası durabilir.
- n arttığından dolayı basınç (nkT) yükselmesine rağmen, bu olay çok enerji tüketir.

Nötrinoların önemi

- Nötrinolar yıldızın nükleosentez (füzyon) sırasında oluşan iç enerjisini dışarıya taşıyan, etkileşimi çok zayıf, atom altı bir parçacıklardır.
- Dışarı atılan maddeye çarpışmalar yoluyla momentum aktarırlar. Yıldız maddesi bu yolla ısınarak genişler.
- Nötrinolar çok küçük kütleyle sahiptir ve soğurulmaksızın çok büyük derinlikleri katedebilir. Hatta tipik yıldız çekirdek yoğunluklarında bile ($\rho > 10^{15} \text{ kg m}^{-3}$) soğurulmadan ilerleyebilir.

- Dolayısıyla durmuş bir şok dalgası nötrino ısıtması ile tekrar canlandırılabilir.
- ~150 km'lik sınır tabakasının;
 - içinde → madde çekirdeğe doğru düşerken
 - dışında → madde dışarı atılır.
- Dış katmanların atılmasından sonra, kalan çekirdek;
 - Ya nötron yıldızı ($M_{\text{çekirdek}} < 2.5 M_{\odot}$) ya da
 - Kara deliğe dönüşür.
- Nötrino dedektörleri derin maden yataklarına veya tünellere yerleştirilir ki kozmik ışınların etkisinden korunabilsin diye.

Süpernovalar

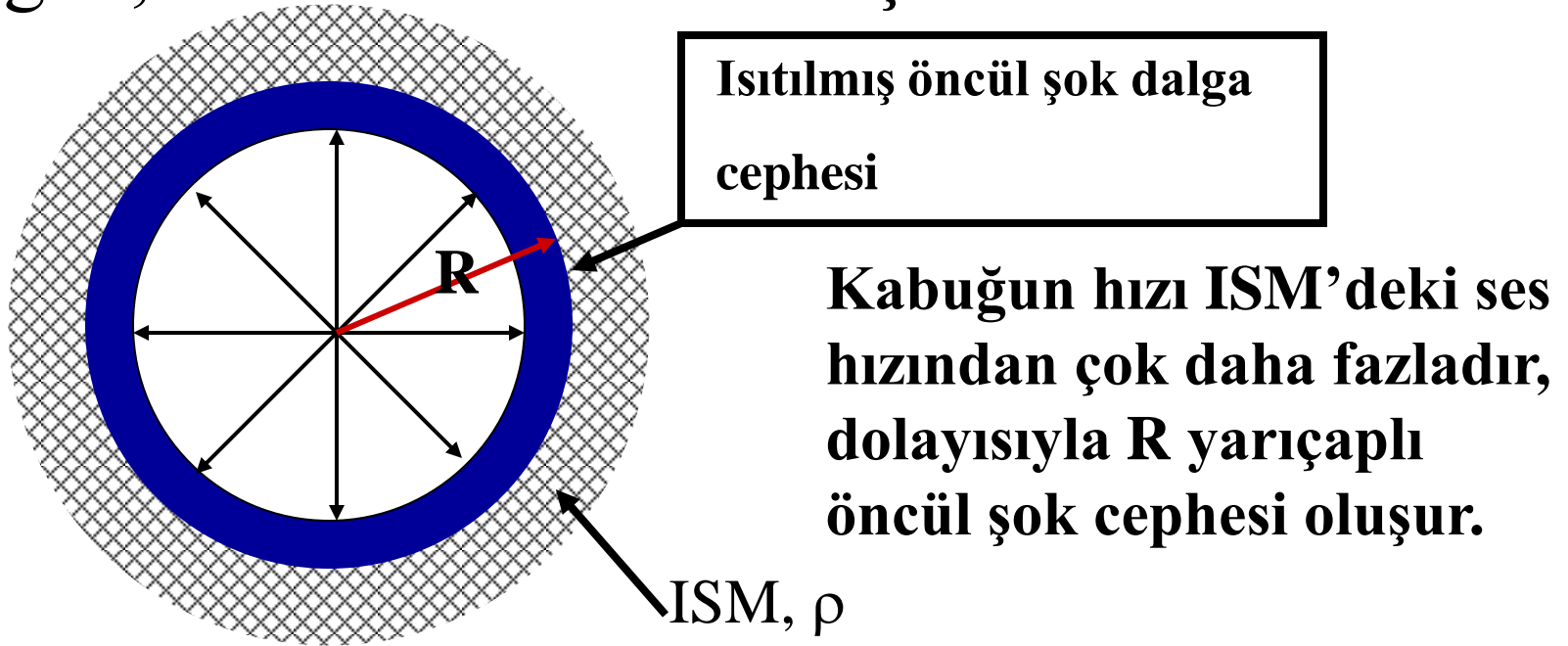
- Tür I ve II SN larda salınan enerji $\leq 10^{45}$ J dür.
- Bu enerji değeri $v > 10,000$ km/s olan Süpernova artığının (SNR) genişleyen kabuk hızını sağlar.
- Optik bölgede “yıldız” birkaç saat içinde 10 kadir’den fazla parlar, sönümlenmesi haftalar, aylar sürer.

Patlama sonrası yayılan nükleosentez malzemesi:

- Yaklaşık $\sim 1 M_{\odot}$ lik radyoaktif çekirdekler, birkaç ayda süren $^{56}\text{Ni} \rightarrow ^{56}\text{Co} \rightarrow ^{56}\text{Fe}$ bozunmasını verir.
- Bu bozunmada açığa çıkan enerji, gözlenen optik ışık eğrisi ile uyumludur ($\tau \sim 50 - 100$ d içerisinde oluşan üstel azalma şeklindedir)

Şok genişlemesi

- $t=0$ anında atılan gazın kütlesi m_0 , hızı v_0 ve toplam enerjisi E_0 olsun .
- Bu gaz yoğunluğu ρ_0 olan düşük yoğunluklu, soğuk, ISM madde ile etkileşir.



- Birim zamanda yayılan ışınım enerjisi $(dE/dt)_{ışın}$ ve $E_0 \sim 10^{41-45}$ J olur.

Süpernova artıkları (SNR)

SNR'nın gelişimi geçirdiği şu 3 evre ile tanımlanır:

<u>Evre</u>	<u>I</u>	<u>II</u>	<u>III</u>
Süpürülen kütle (M_{\odot})	0.2	180	3600
Hız (km/s)	3000	200	10
Yarıçap (pc)	0.9	11	30
Zaman (yıl)	90	22,000	100,000

Evre IV artığın gözden kaybolma evresidir

SNR genişleme evrelerinin özeti

- I. $m_o \gg M_{\text{ISM}}$
- II. $m_o < M_{\text{ISM}}$ – şok dalgasının ısıttığı sıcak gaz adyabatik'tir
- III. $m_o \ll M_{\text{ISM}}$ – sabit momentuma sahip gaz ışınım yaparak soğur

SNR gelişimi – evre I

- Şok dalgasının önünde süpürülen kabuğun kütlesinde önemli bir artış olmaz.
- R yarıçaplı küre içerisindeki ISM kütlesi hala küçüktür.

$$m_0 \gg \frac{4\pi}{3} \rho_0 R^3(t) \quad (1)$$

- Momentum korunduğundan:

$$m_0 v_0 = \left(m_0 + \frac{4\pi}{3} \rho_0 R^3(t) \right) \cdot v(t) \quad (2)$$

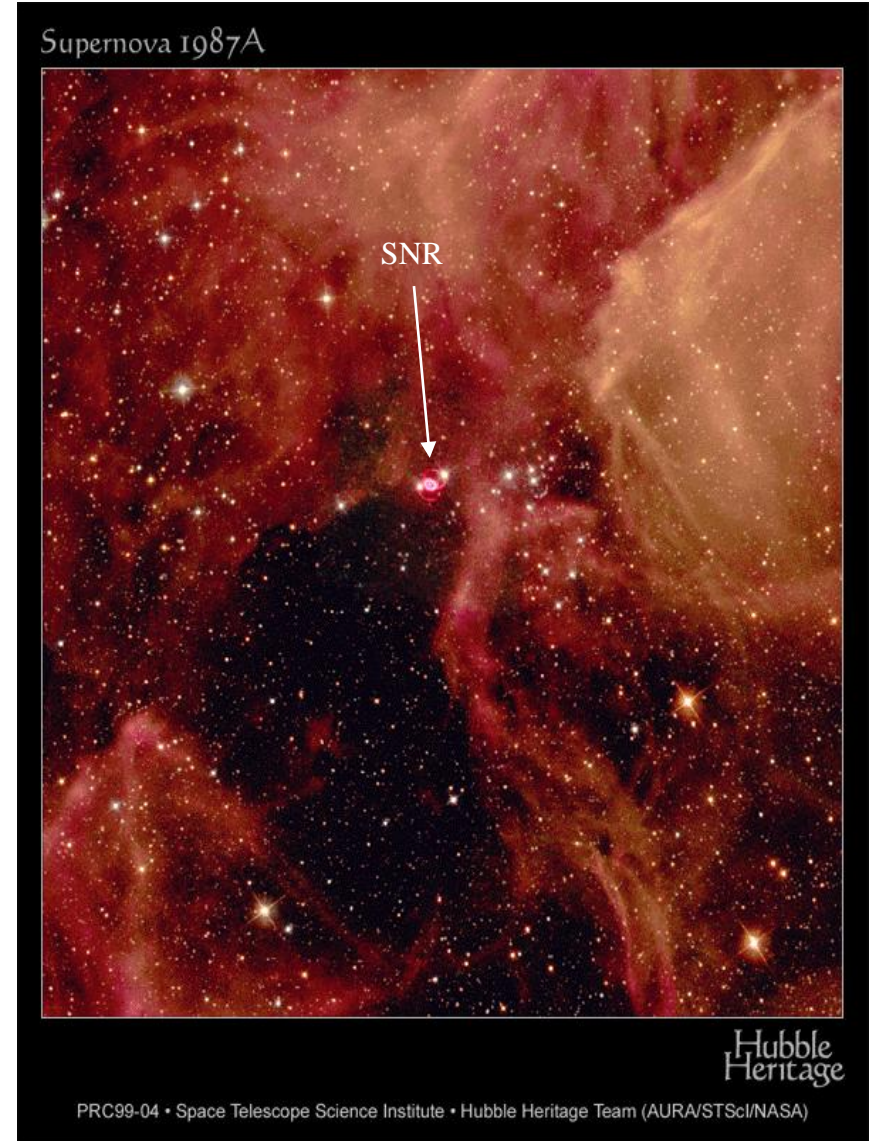
- (1) eşitliğini (2) içerisine dahil edersek öncül şok dalgasının hızının sabit olduğu görülür:

$$\mathbf{v}(t) \sim \mathbf{v}_0$$

$$\mathbf{R}(t) \sim \mathbf{v}_0 t$$

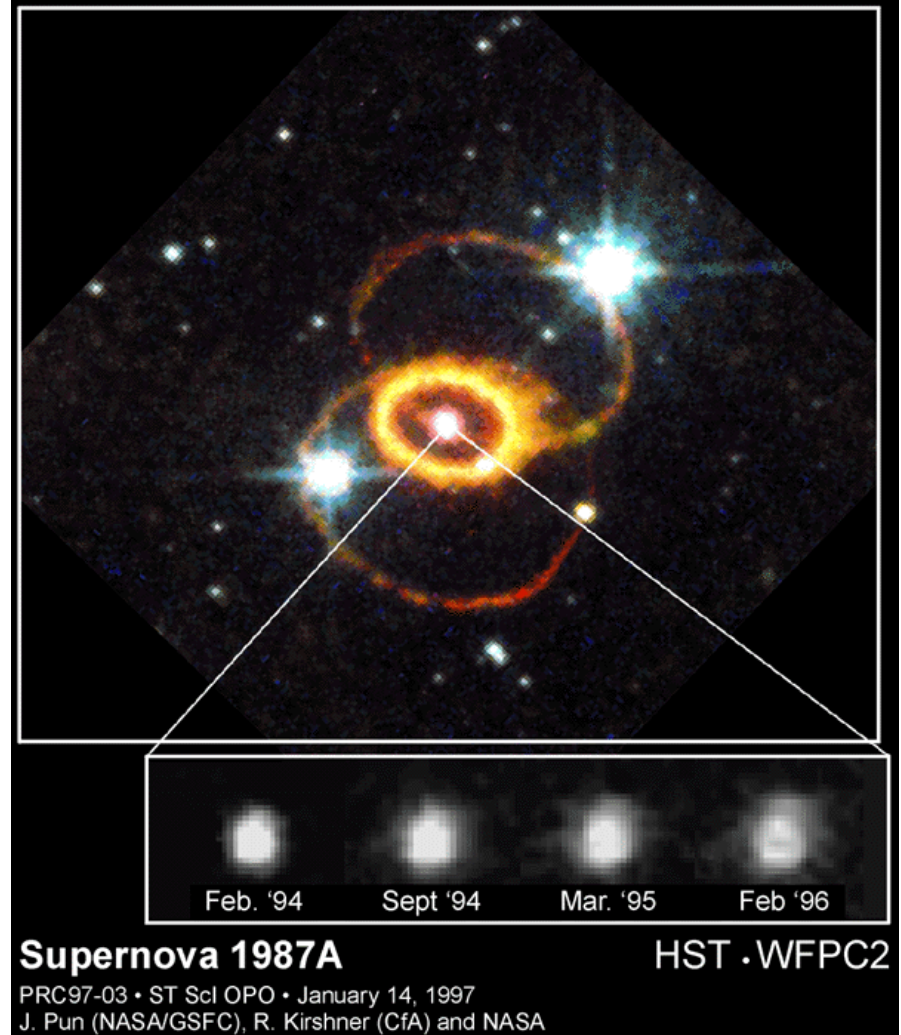
Süpernova 1987A

- Şubat 1987'de LMC'de bir B3 I yıldızı patladı.
- şimdilerde şok dalgaları yıldızdan ~ 0.13 parsek uzaktadır ve $v_0 \sim 3,000$ km/s hızla genişlemektedir.

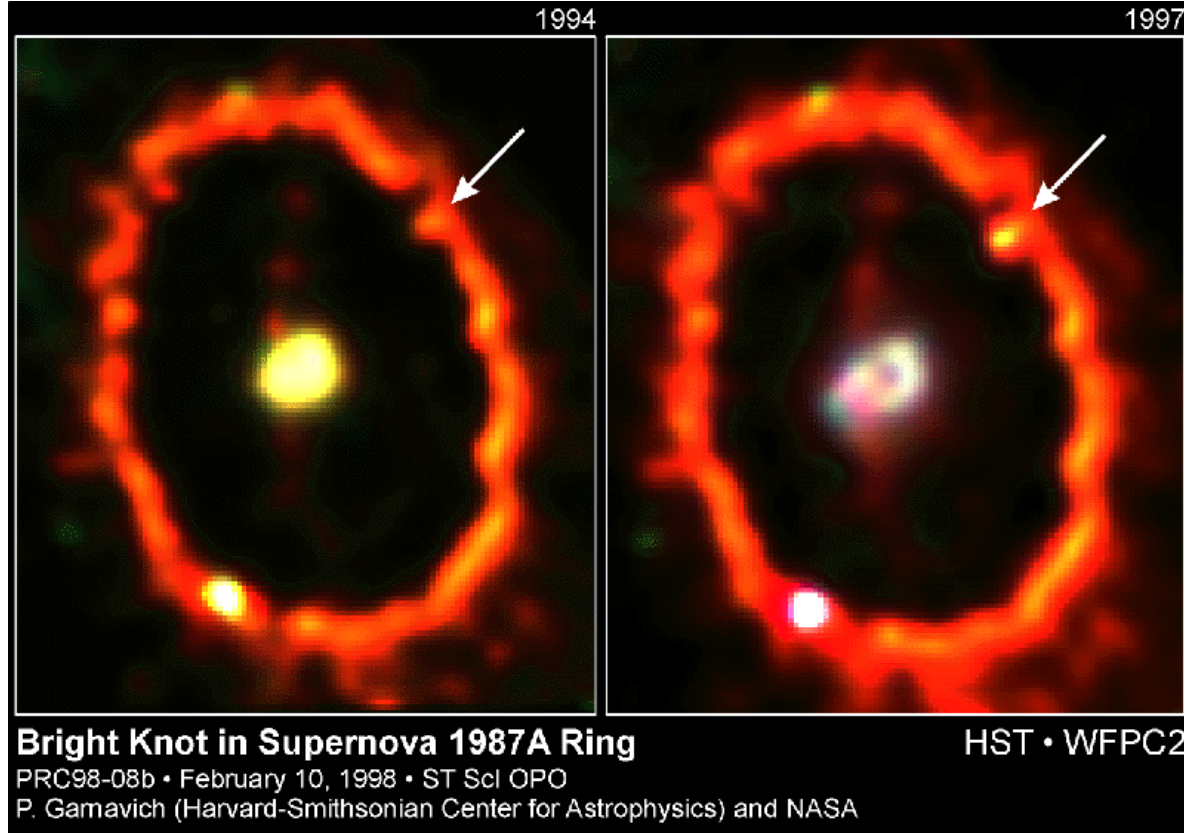


Oluşan gaz-toz halkalarının ışınımı

- Büyük kütleli ata yıldızın fırlattığı tozlu gaz şeklinde 2 adet halka ile çevrelendi.
- Bu halkalar patlamanın ilk aşamalarında görünür durumda değildi.



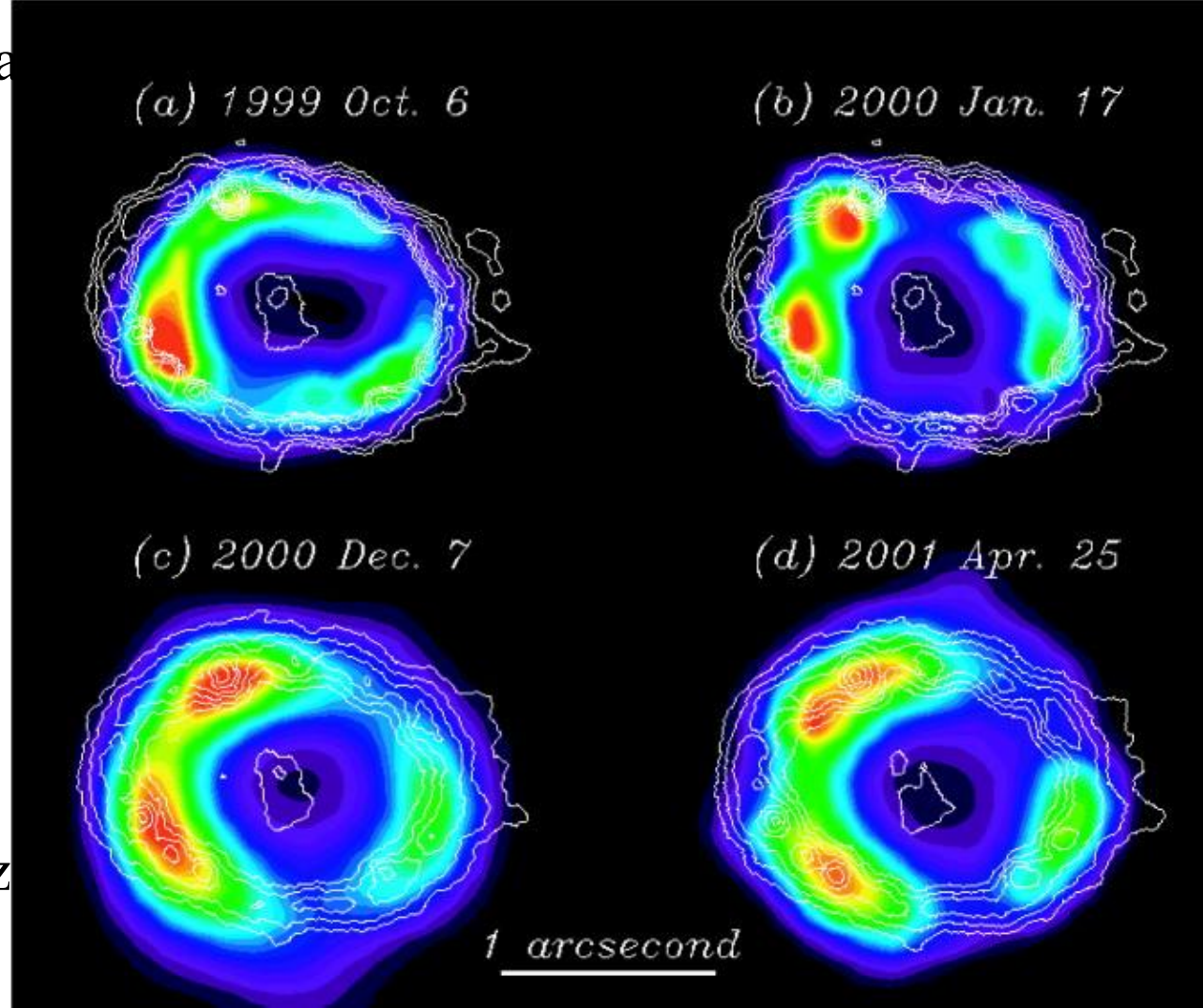
Şok iç halkaya çarptı



20,000 km/s hızındaki şok dalgası iç gaz-toz halkaya çarptı ve 160 milyar km genişliğindeki halkada parlak bir nokta oluştu.

Chandra X-ışın görüntüleri

- X-ışın (0.5 – 8.0 keV) renkle; HST H α görüntüsü ise konturlarla çizilmiş
- düşük enerjili X-ışınla halkadaki optik noktalarla ilişkili.
- yüksek enerjili X-ışınları ise radyo ışınımıyla ilişkilidir.
- merkezi pulsar'a dair hiçbir bulgu henüz yoktur.



Evre II – adyabatik genişleme

Radyatif kayıplar bu evrede önemli değildir
çünkü çevre ile hiçbir ısı alışverişi yoktur.

Büyük oranda ISM süpürülür:

$$m_0 \ll \frac{4\pi}{3} \rho_0 R^3(t) \quad (3)$$

Bu durumda (2) eşitliği:

$$m_0 v_0 = \frac{4\pi}{3} \rho_0 R^3(t) v(t) \quad m_0 \text{ küçük old. dan}$$

$$= \frac{4\pi}{3} \rho_0 R^3(t) \frac{dR(t)}{dt} \quad (4)$$

İntegre ederek:

$$m_0 v_0 t = \frac{\pi}{3} \rho_0 R^4(t) \quad (5)$$

(5) Eşitliğinde (4) yerine konulursa

$$\begin{aligned} R(t) &= 4v(t).t \\ v(t) &= R(t)/4t \end{aligned}$$

- $\gamma = 5/3$ olan gaz içerisinde adyabatik şok dalgasının etkisini şöyle hesaplarız:

$$R(t) = 1.17 \left(\frac{E_0}{\rho_0} \right)^{\frac{1}{5}} t^{\frac{2}{5}} \quad \text{ve} \quad v(t) = 0.4 \frac{R(t)}{t}$$

- şok dalgasının arkasındaki sıcaklık ($T \propto v^2$) yüksektir yani soğuma küçüktür.

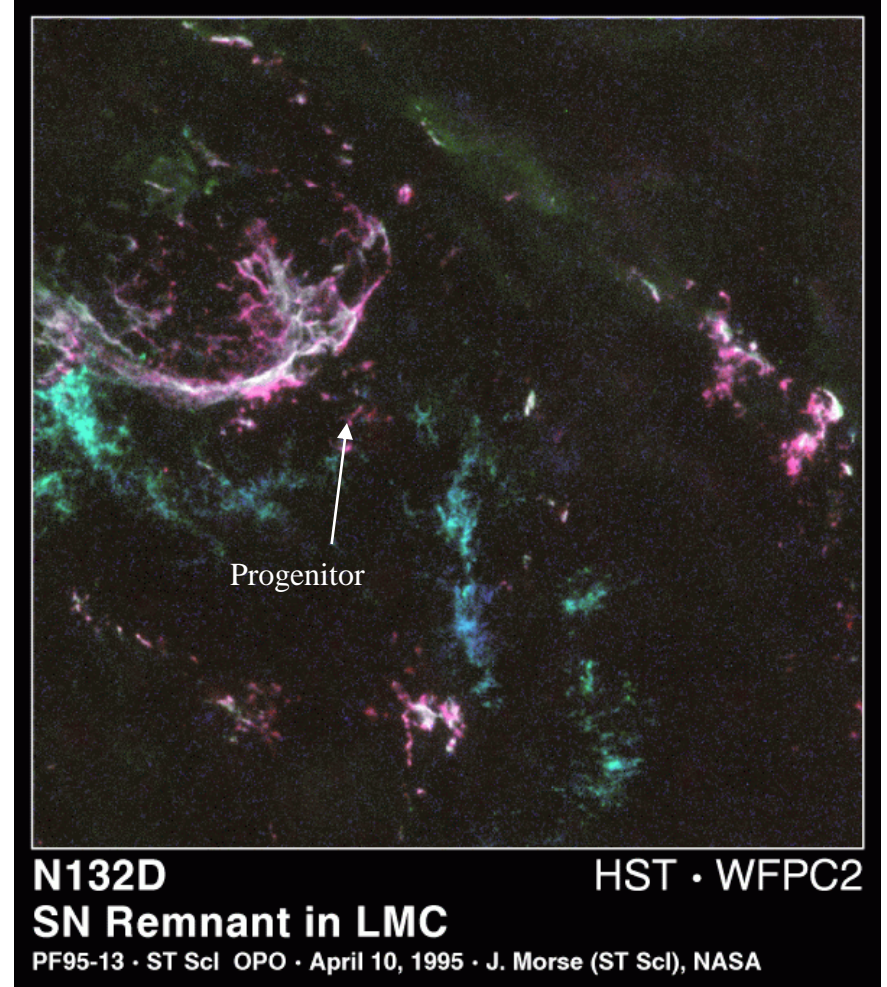
$$T \cong \frac{3}{16} \frac{\bar{m}}{k} v^2$$

- Evre II'nin tipik özelliği

$$\int \left(\frac{dE}{dt} \right)_{RAD} dt \ll E_0$$

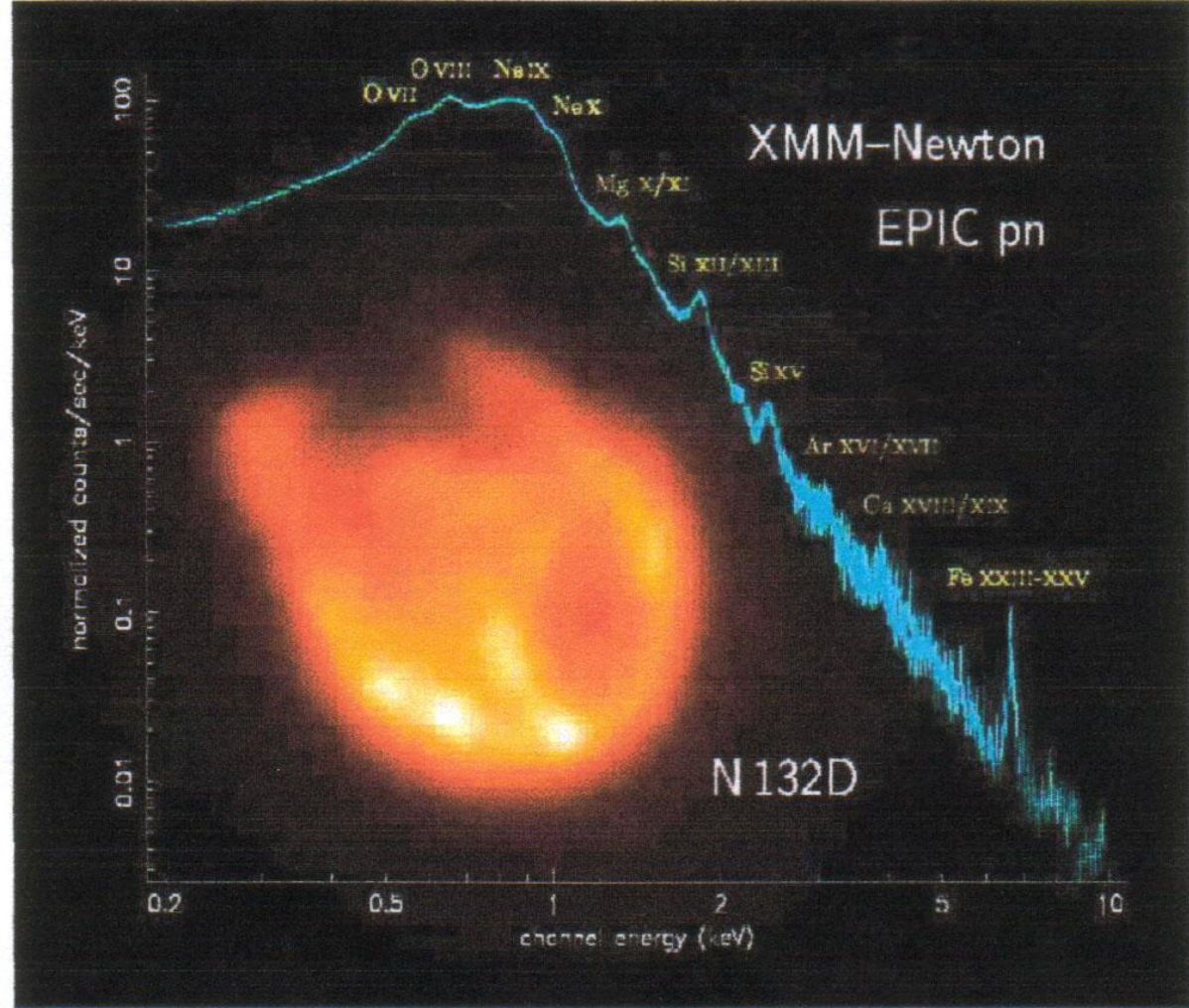
LMC'deki N132D

- SNR yaşı ~ 3000 yıl
- SN'dan atılan madde ISM'a 2,000 km/s hızla çarpar, bu ise şok cephesi oluşturur.
- Yoğun ISM bu şok ile ısıtılır.



SNR N132D ait XMM-Newton görüntüsü ve tayfı

- SNR'nin X-ışın görüntüsünün uyumlu bir yapıya sahip olduğu görülmektedir.
- Kenardan alınan tayflardaki NVII, CVI'e ait iyonizasyon çizgileri, $T \sim 5$ MK sıcaklığında gaz olduğunun kanıtıdır.
- Daha yüksek iyonizasyon (Fe XXV) çizgileri ise, $T \sim 40 - 50$ MK sıcaklıkta olan gaz bölgelerin göstergesidir.



Evre III – hızlı soğuma

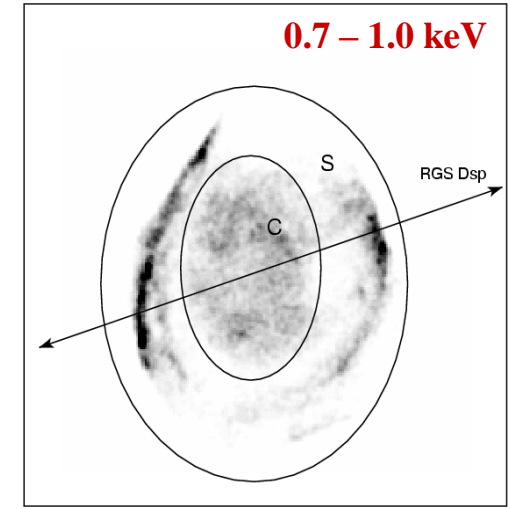
- SNR soğudukça onu dışarı doğru genişleten basınç ortadan kalkar.
- Şok cephesi şu koşulu sağlar;

$$\frac{4}{3} \pi R^3 \rho_0 v = \text{sabit}$$

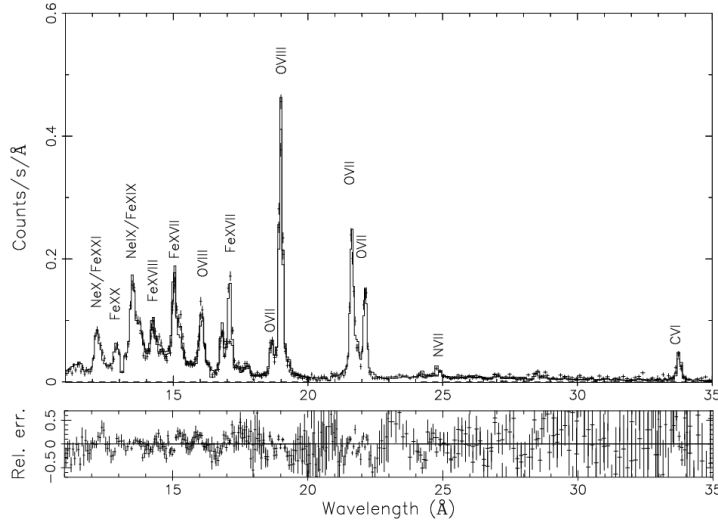
- Malzemenin çoğu, yoğun ve soğuk olan kabuk içerisine süpürülmüştür.
- İç kısımlarda kalan artık gaz zayıf X-ışını yayar.

XMM X-ışın gözlemleri: SNR DEM L71

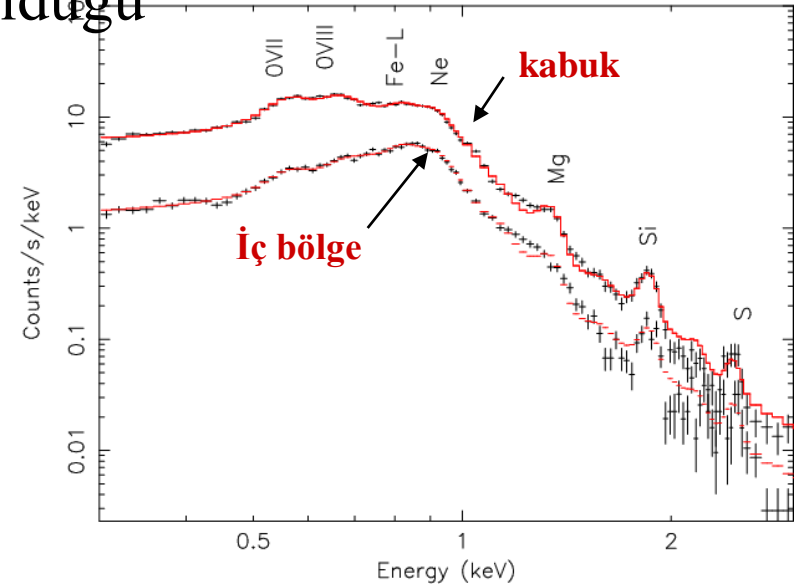
- Artık LMC yer almaktadır:
d = 52 kpc; çap → 10 pc; yaş → 10^4 yr
- Evre III'e yeni giriyor :
 $V_{\text{şok}} \sim 500$ km/s; $T_{\text{iç}} \sim 15$ MK, $T_{\text{kabuk}} \sim 5$ MK
- kabuğun ışınımı daha baskındır (XMM tayfı)
- XMM RGS ile alınan salma tayfindan:
 - plazmanın ısısal yapıda olduğu
 - element bolluğunun LMC ile uyumlu olduğu



Chandra X-ışın resmi: kabuk & merkez



XMM Yansıtımlı Izgaralı Tayfçeker (RGS) tayfı



XMM CCD tayfı

Evre IV - Ortadan kaybolma

- ISM, $\langle v \rangle \sim 10$ km/s olan rastgele hıza sahiptir.
 - SNR'nin de hızı ~ 10 km/s olduğunda, artık tamamen ISM ile birleşir ve gözden kaybolur.
-

- **Evre 4 IV'ü en basit olarak şöyle temsil edebiliriz:**
 - manyetik alan, ISM'de homojen olmayan yapıda görülür
 - kozmetik ışınlarla etkileşir
 - şok IS bulutlarıyla etkileşir

Bu evrede hız ve sıcaklık azalırken ışınım artar.

Bir örnek – Cygnus Loop’unun doğası

- Evre II’nin sonunu geçmiştir
- Enerjisinin büyük bir kesrini yaymaktadır

$$R_{\text{şimdi}} \sim 20\text{pc}$$

$$V_{\text{şimdi}} \sim 115 \text{ km/s} \quad (\text{H}\alpha \text{ filamentlerinden})$$

$$\text{Ömrü } t \sim 0.4 \frac{R_{\text{şimdi}}}{v_{\text{şimdi}}} \cong \frac{20 \times 3 \times 10^{16} \times 0.4}{1.15 \times 10^5} \text{ s}$$

$$= 2 \times 10^{12} \quad \text{saniye} = 65,000 \text{ yıl}$$

$$v_0 = 7 \times 10^3 \text{ km/s}$$

$$\rho_0 = 2 \times 10^{21} \text{ kg m}^{-3} \text{ varsayarak;}$$

(5) Eşitliğinden $m_0 \sim 10 M_\odot$ buluruz

Şokun gerisindeki yoğunluk $4\rho_0$ ulaşabilir.

Burada ρ_0 şokun önündeki ISM'nin yoğunluğudur.

Şoka uğrayan madde sıcaklığına çıkar.

$$T \cong \frac{3}{16} \frac{\bar{m}}{k} v^2$$

Tamamen iyonize olmuş plazma (65% H; 35% He) için;

$$T \cong 1.45 \times 10^{-5} v^2 \quad (6)$$

Cygnus Loop: $v_{\text{şimdi}} \sim 10^5 \text{ m/s} \rightarrow 100 \text{ km/s}$

$\Rightarrow T \sim 2 \times 10^5 \text{ K}$ ((6) eşitliğinden)

Ancak X-ışın gözlemleri $T \sim 5 \times 10^6 \text{ K}$ olduğunu gösteriyor bu ise 600 km/s hızına karşı gelir.

Dolayısıyla H α filamentleri SNR'nın yapısındaki maddeden daha yoğun ve daha yavaştır.

Genç SNR'ler

- Genç SNR'lerde göze çarpan özellikler:
- İki sıcaklıklı termal plazma modeli uygundur
 - düşük - $T < 5 \text{ keV}$ (*tipik değer 0.5 - 0.6 keV*)
 - yüksek - $T > 5 \text{ keV}$ ($T = 1.45 \times 10^5 v^2 \text{ K}$)
- düşük-T - şokun gerisinde soğuyan madde
- yüksek-T – sıcak gazdan yayılan bremsstrahlung'dan gelir

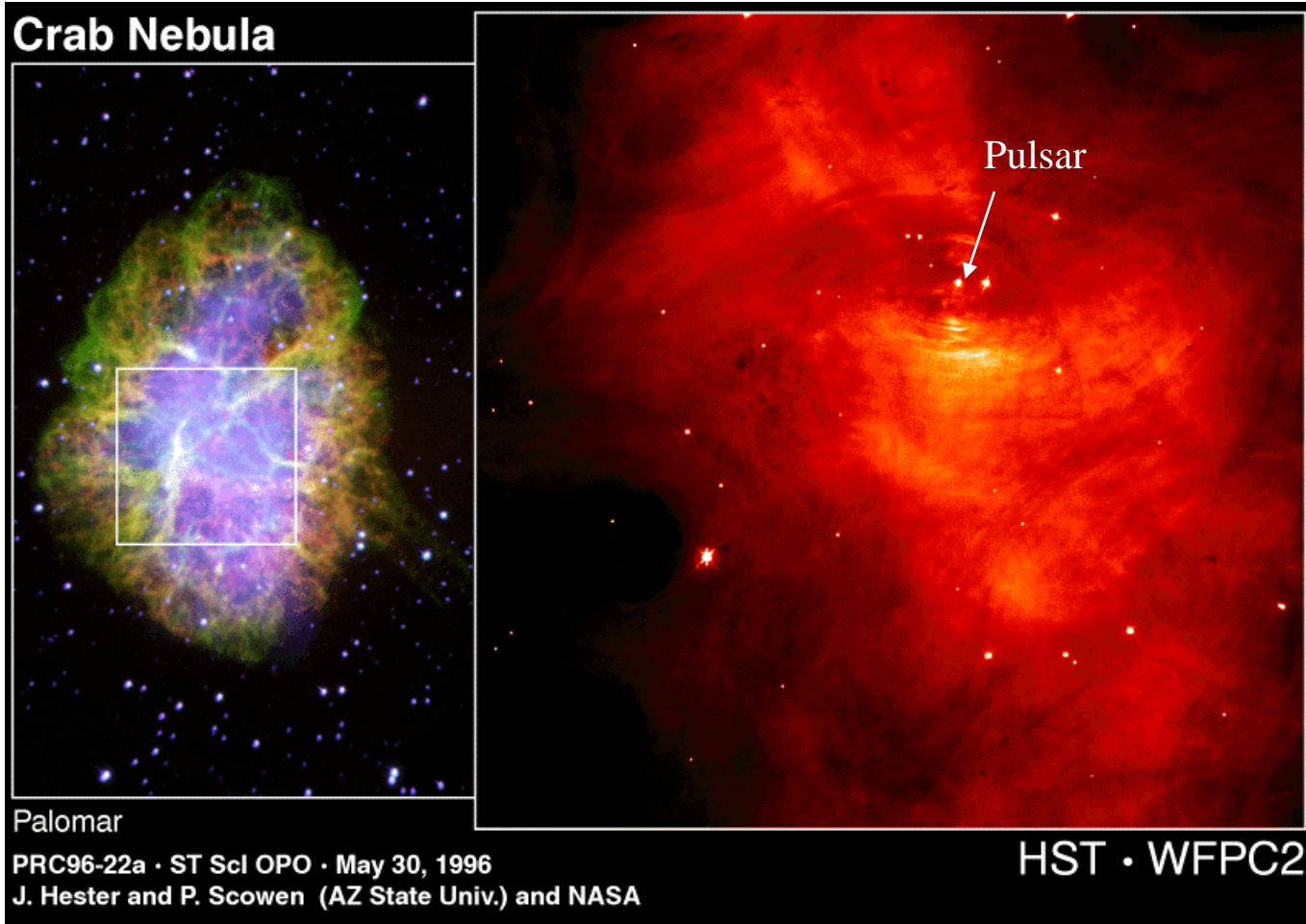
Yaşlı SNR'ler

- $t \geq 10000$ yıl olan yaşlı SNR'ler X-ışın kaynağıdır.
- Çapları daha büyüktür (20 pc ve üzeri)
- X-ışınımı düşük sıcaklık verir
 - tüm X-ışınımı için $kT < 2$ keV.
- Örnekler : Puppis A, Vela, Cygnus Loop

Crab Nebula

- Kozmik X-ışın kaynağı olarak tanımlanan ilk görsel / radyo cisimidir.
- 1964'teki Ay örtmesi gözlemleri ile boyutları belirlendi
- İyi çalışılmış bir X-ışın kalibrasyon kaynağıdır (iyi tanımlanmış, sabit bir kuvvet yasası tayfi verir)

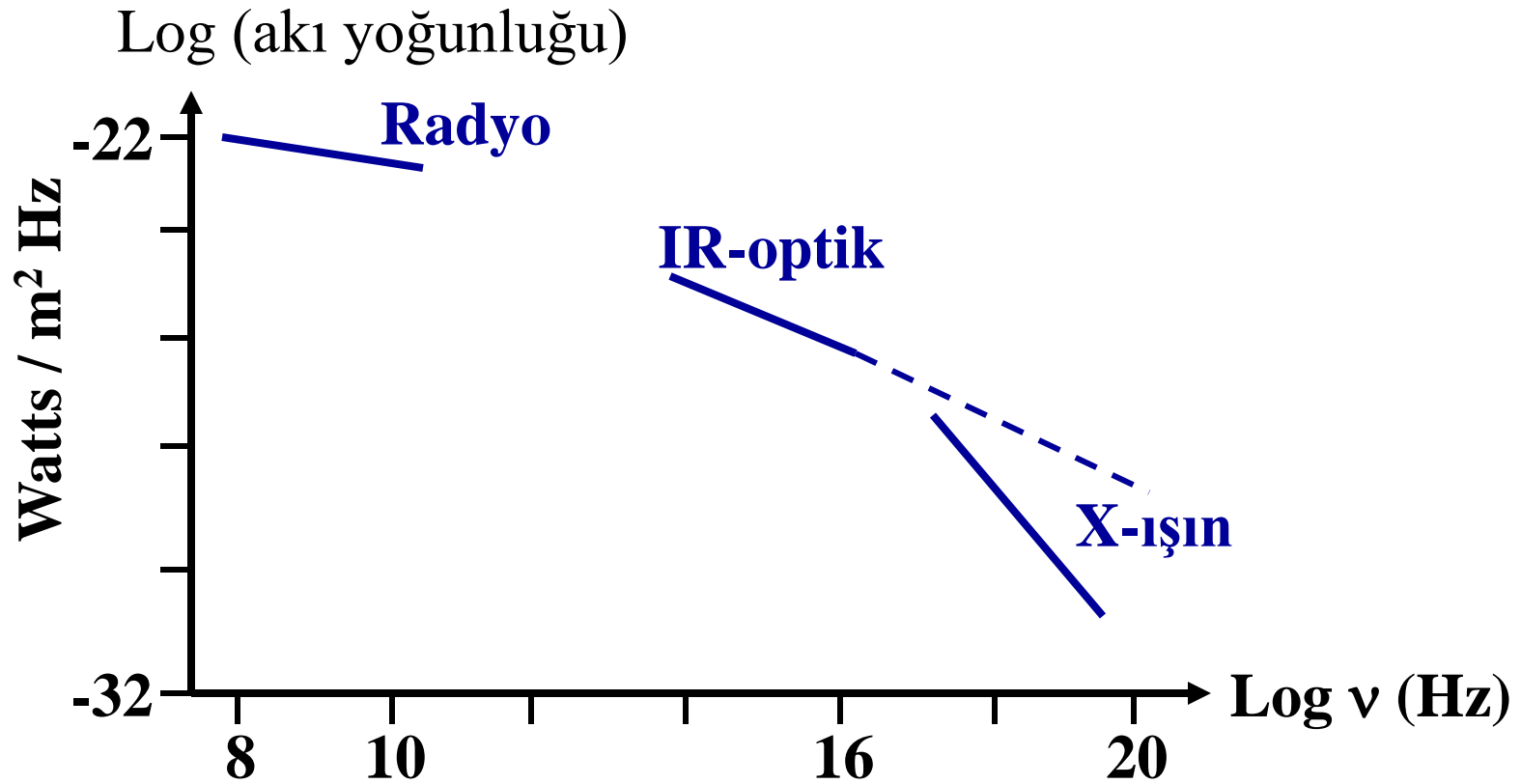
Crab Nebula



~950 yıl önce patlamıştır, 10 ışık yılı çapa sahiptir

- Isısal ışınımına dair hiçbir belirtisi yoktur
- SNR'nin enerji kaynağı nötron yıldızının dönme enerjisidir
(dönme enerjisi => ışınım)
- Pulsar yaydığı elektronlarla nebulanın ışınımını kontrol eder
- Elektronlar manyetik alanla etkileşerek sinkrotron ışınımı üretir.

Crab Nebulasının tayfı



2.5×10^{11} eV enerjiye kadar γ -ışınları yaymaktadır