

Sterne VI: Endstadien

11. Januar 2007

Laura Baudis, lbaudis@physik.rwth-aachen.de
Physikalisches Institut Ib, RWTH Aachen

Inhalt

- Endstadien: Übersicht
 - Planetarische Nebel
 - Weiße Zwerge
 - Supernovae
 - Supernova-Überreste
 - Neutronensterne
 - Stellare schwarze Löcher
-
- Literatur:
 - Carroll, Ostlie, Kapitel 15/16/17; Weigert, Wendker, Wisotzki, Kapitel 8.4; Unsöld, Baschek, Kapitel 8.3/8.4

Endstadien der Sternentwicklung: Übersicht

Die Endstadien werden immer durch starken Massenverlust via Sternwinde oder thermische Pulse begleitet

- $M_{\text{ZAMS}} \lesssim 0.45 M_{\odot}$: Sterne erreichen nie die Temperatur für das He-Brennen
⇒ Nach dem H-Brennen kontrahieren sie und werden zu entarteten He-Weisse-Zwerg (He-WD).
Dies wurde noch nicht direkt beobachtet, da das H-Brennen ≥ 40 Gyr dauert!
- $M_{\text{ZAMS}} \lesssim 8 M_{\odot}$: Sterne mit $M \gtrsim 0.7 M_{\odot}$ haben kürzere Lebensdauer als die Hubble Zeit (14 Gyr).
Diese entwickeln sich zu Weißen Zwergen mit $M_{\text{WD}} \leq 1.4 M_{\odot}$
- $M_{\text{ZAMS}} \gtrsim 8 M_{\odot}$: Sterne werden zu Neutronensterne ($M_{\text{end}} \lesssim 3 M_{\odot}$) oder zu Schwarzen Löchern ($M_{\text{end}} \gtrsim 3 M_{\odot}$)

Wiederholung: Sternentwicklung

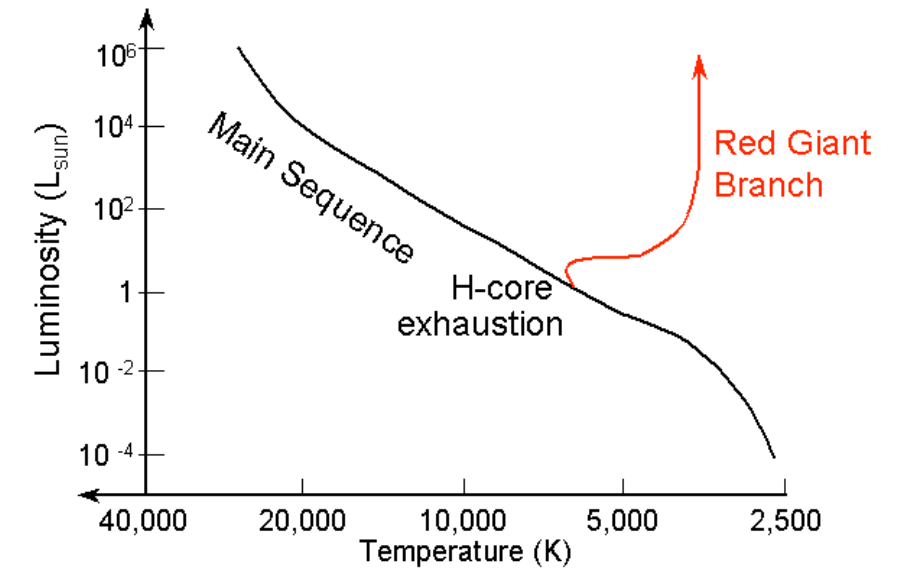
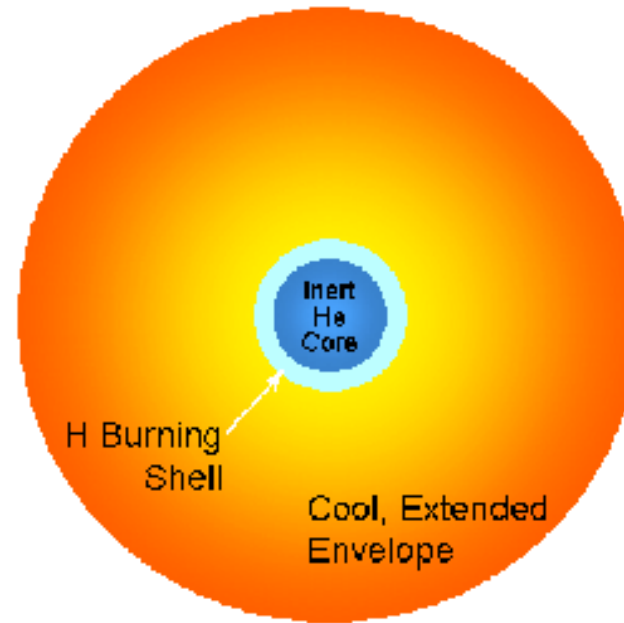
- Wesentliche Phasen:

- Wasserstoffbrennen auf der Hauptreihe des HR-Diagramms
- Wasserstoffbrennen in Schale um He-Kern; Kernkontraktion
- Bildung einer ausgedehnten Hülle => Roter Riese oder Roter Überriese
- Zündung des He-Brennens (für $M \gtrsim 0.45 M_{\odot}$)
 - quasi-explosiv für Sterne mit $M \lesssim 2 M_{\odot}$ ("He-flash", entarteter Kern)
 - hydrostatisch für massereiche Sterne

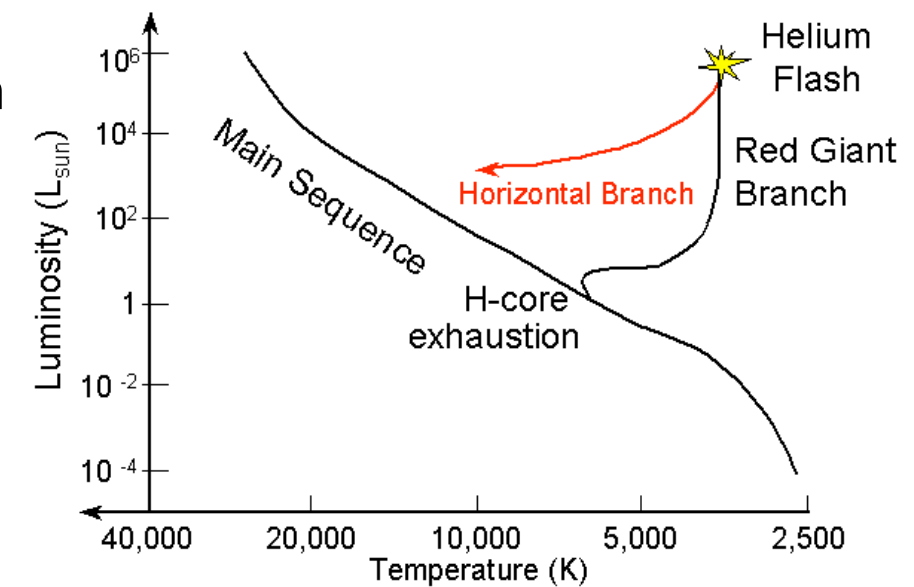
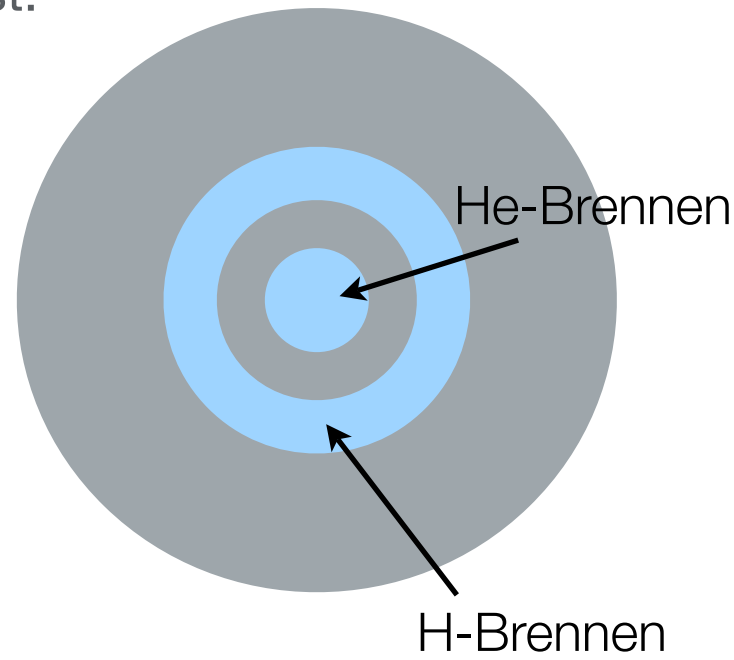
- Weitere Entwicklung hängt stark von der Sternmasse ab

Wiederholung: Entwicklung eines Sterns mit $M = 1M_{\odot}$

- H-Schalenbrennen => Roter Riese

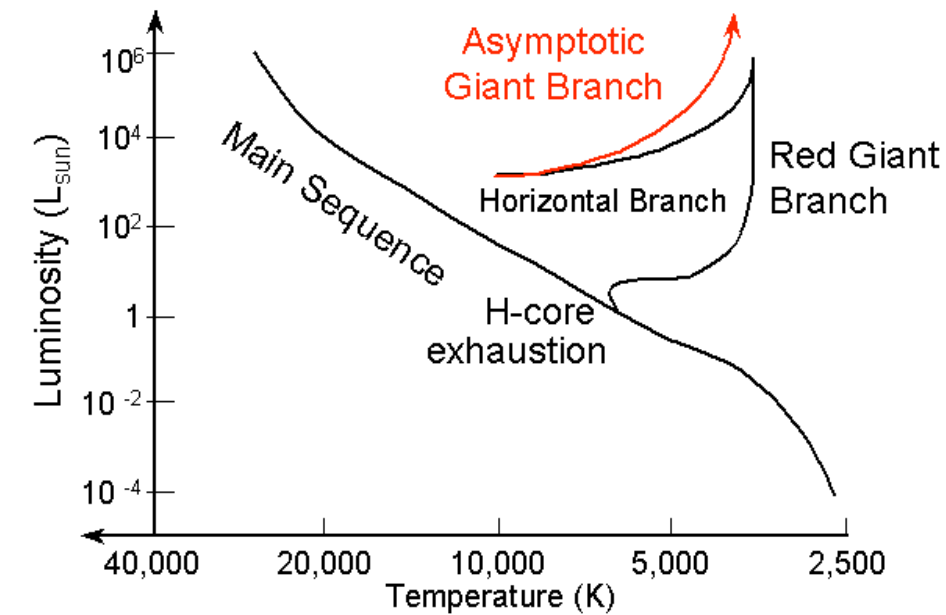
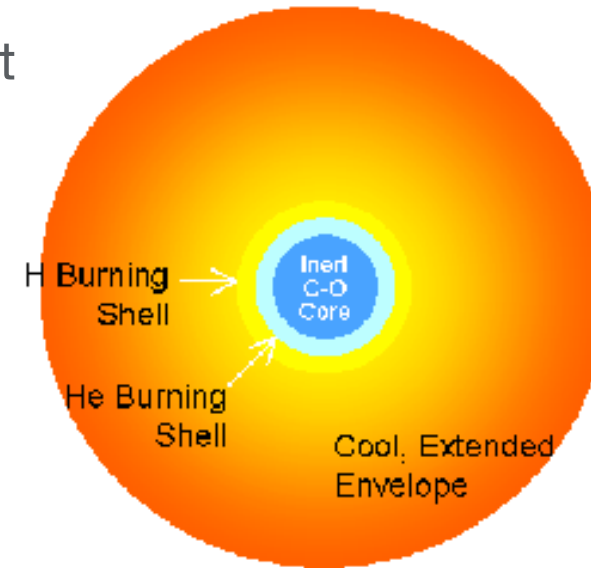


- He-Brennen im Kern => Horizontalast:

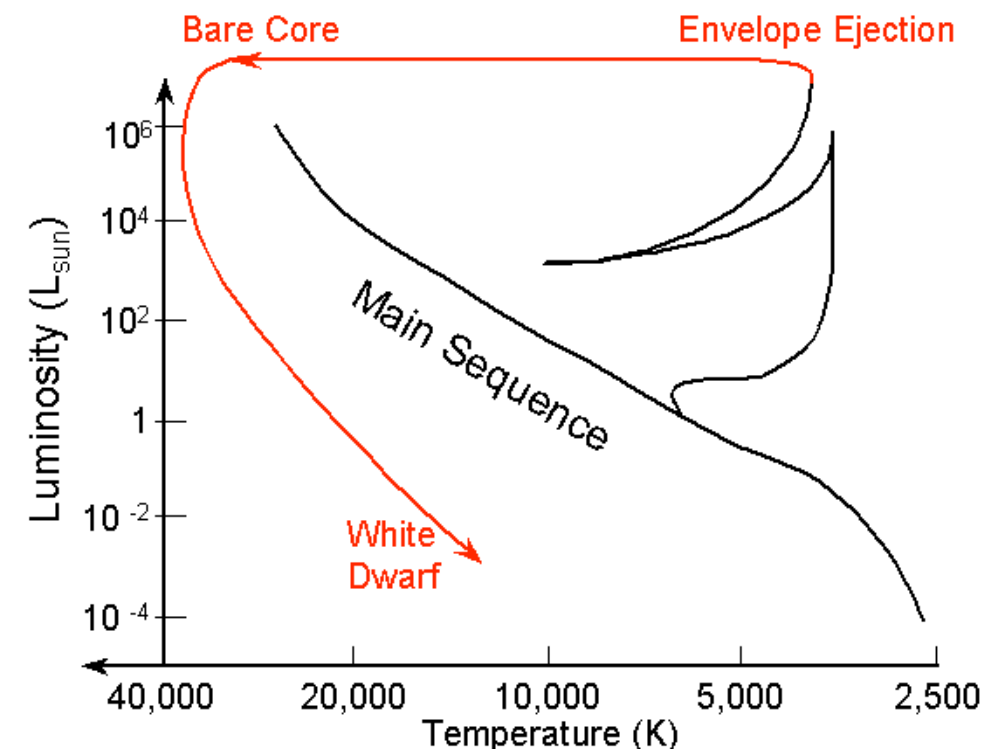


Wiederholung: Entwicklung eines Sterns mit $M = 1M_{\odot}$

- He-Schalenbrennen, C-O-Kern kollabiert
=> asymptotischer Riesenast



- thermische Pulse destabilisieren die Hülle
diese wird abgestoßen => **planetarischer Nebel**
C-O Kern kollabiert weiter => **Weißer Zwerg**



Planetarische Nebel

- **Für Sterne mit $M \lesssim 2 M_{\odot}$**

- das He-Brennen ist nicht stabil, es erfolgt in thermischen Pulsen (in Abstand von $\approx 10^3$ Jahren)
- ausgedehnte kühle Hülle (3000 - 4000 K) des Sterns, angereichert mit schweren Elementen (C, N, O, Si)
- mit jedem thermischen Puls: stark erhöhter Massenverlust, dh Abstoßen eines Teils der ausgedehnten Hülle
- nach einigen 10^6 Jahren auf dem asymptotischen Riesenast: die Hülle wird ganz abgestoßen, der nackte Kern ist von einem [planetarischen Nebel](#) umgeben

- **Für Sterne mit $M \gtrsim 2 M_{\odot}$**

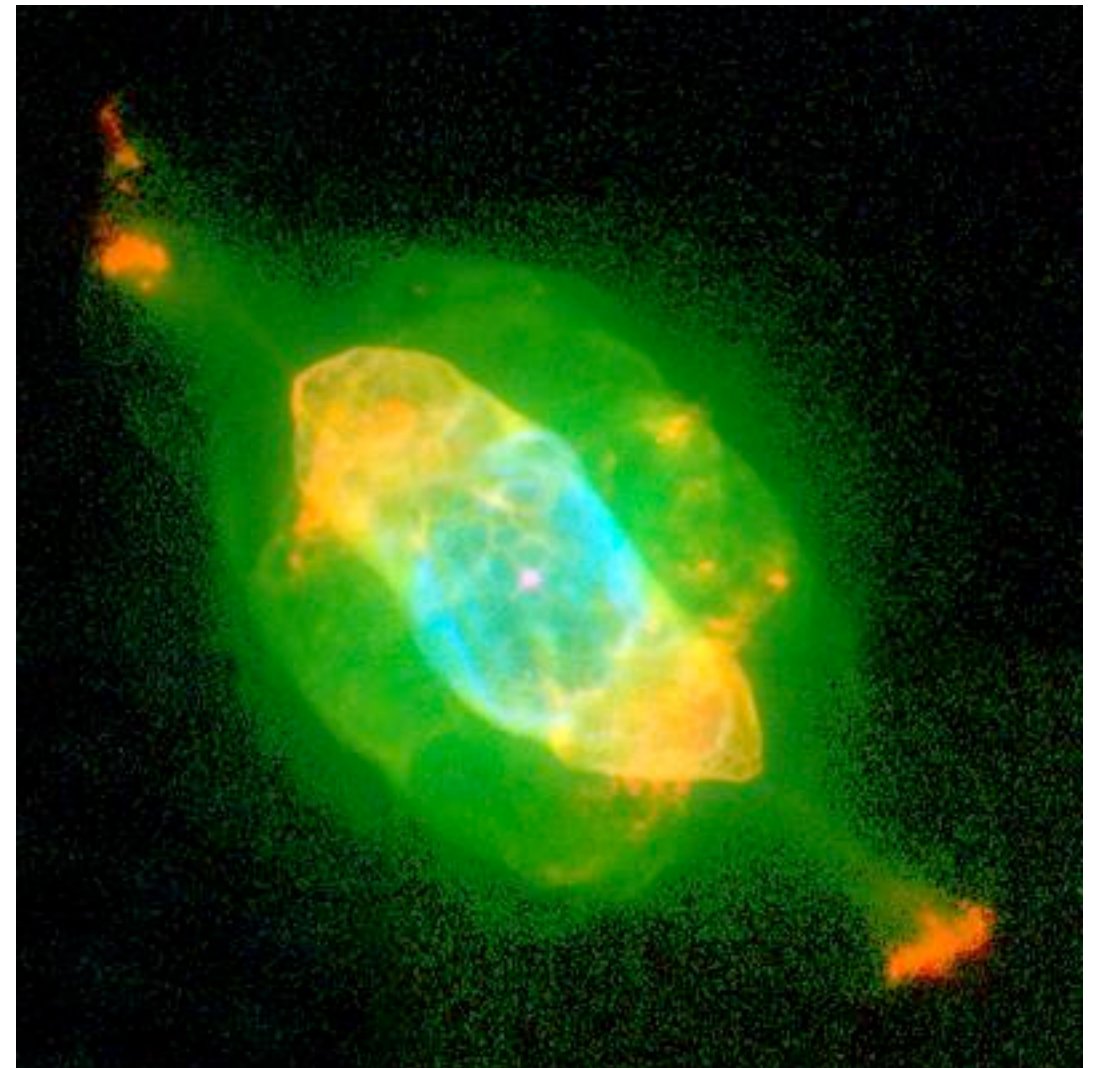
- Stern bewegt sich horizontal im HR-Diagramm und kreuzt den Cepheiden-Bereich
- am Ende der asymptotischen Riesenast-Phase haben die Sterne eine ausgedehnte Hülle um einen kompakten C-O-Kern
- durch H-He-Brennen Instabilitäten: die Hülle wird mit $v \approx 20 \text{ km/s}$ abgestoßen
- der Kern kontrahiert zu einem [Weißen Zwerg](#) mit $T_{\text{eff}} \approx 10^5 \text{ K}$

Planetarische Nebel

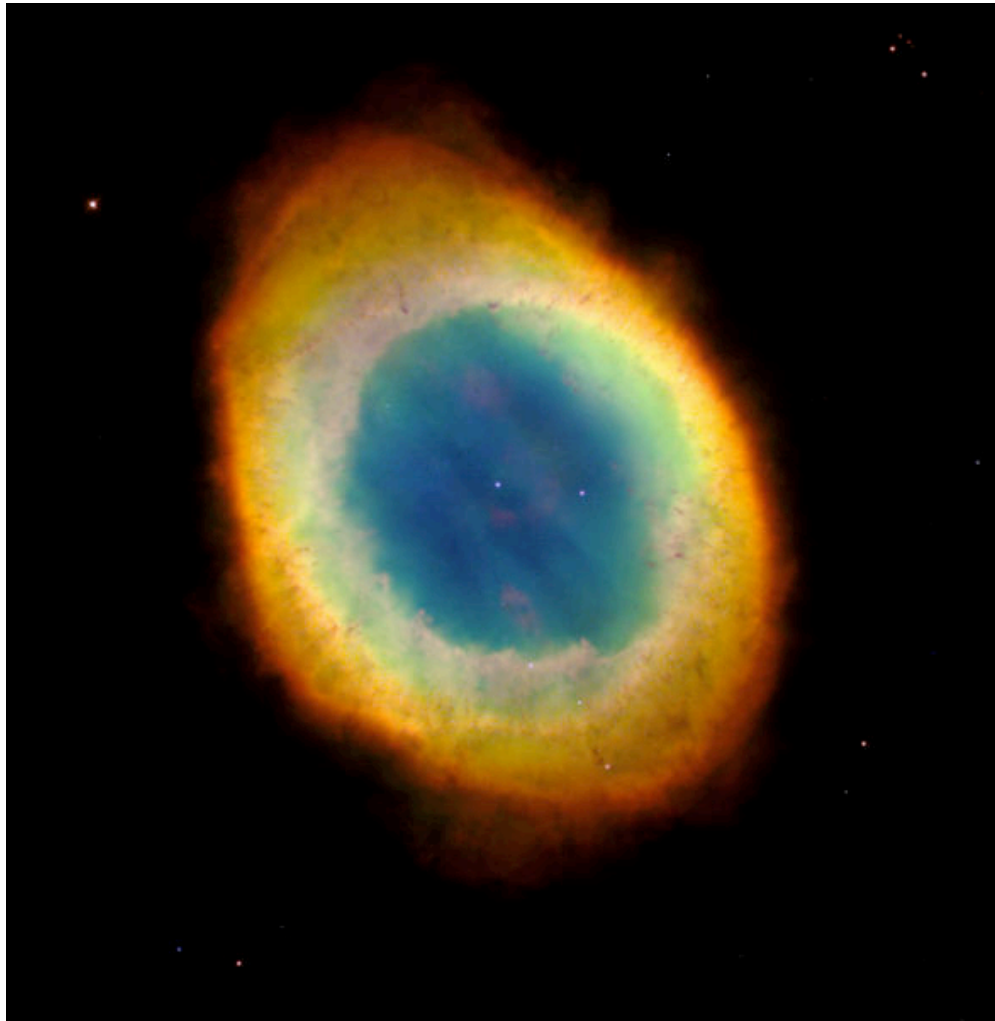
- Stern kontrahiert $\Rightarrow T_{\text{eff}}$ steigt
- T_{eff} wird hoch genug, um die abgestoßene Hülle zu ionisieren und zum Leuchten anzuregen
- Aus der Struktur des PNs
 \Rightarrow Rekonstruktion des Abstoßens der Hülle:
- v_{exp} messbar: $v_{\text{exp}} \approx 10\text{-}30 \text{ km/s}$
- Radien erreichen: $r = 0.3 \text{ pc}$
 \Rightarrow typische Zeitskala für die Expansion:

$$\tau = \frac{r}{v_{\text{exp}}} \approx 10^4 \text{ yr}$$

\Rightarrow sehr klein verglichen mit der Lebensdauer eines Sterns!



Beispiele: planetarische Nebel



Ringnebel M57



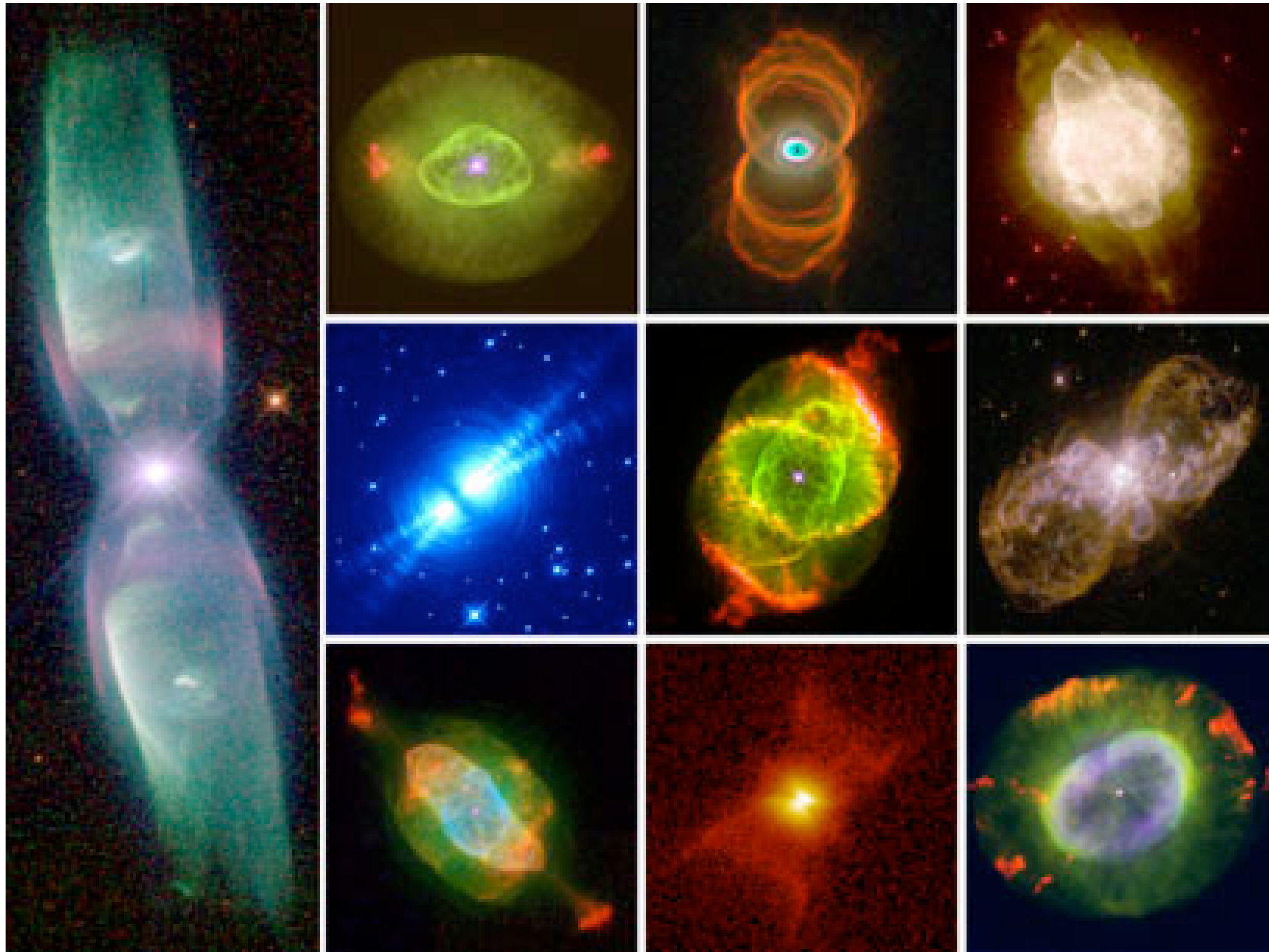
NGC 6543

- planetarische Nebel leuchten wegen der UV-Emission des heißen Zentralsterns
- die UV-Photonen werden vom Gas des Nebels absorbiert, dabei werden die Atome angeregt oder ionisiert => sichtbare Photonen werden emittiert
- charakteristische Temperaturen: $T \approx 10^4$ K (\sim Ionisationstemperatur des H)

Abell 39



Beispiele: planetarische Nebel



Planetarische Nebel

- **chemische Zusammensetzung durch Spektroskopie:**
 - die Emission der Nebel ist durch die verbotenen Linien des doppelt ionisierten Sauerstoffs OIII dominiert
(Linien wurden erstmal einem neuen Element, "Nebulum", zugeordnet, und später als O⁺⁺ -Linien identifiziert)
- da dies ein Quadrupol-Übergang ist, ist die **Lebensdauer des Zustandes ≈ 0.01 s**
 - ⇒ die Dichte des emittierenden Gases:

$$n \approx 4 \times 10^3 \text{ cm}^{-3}$$

- viele PN: zeigen eine bipolare Asymmetrie, Ursache noch nicht genau bekannt (Rotationsachse des Sterns?)
- PN löst sich nach einigen **10^5 Jahren im interstellaren Medium auf**
- > 1600 PN in der Milchstraße bekannt (Gesamtzahl wird auf $\approx 5 \times 10^4$ geschätzt)

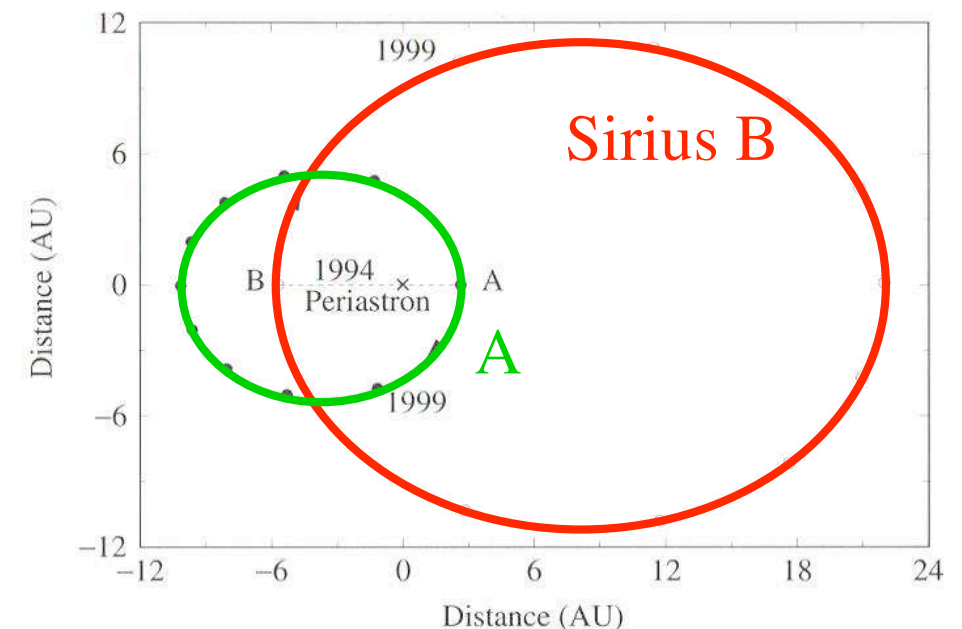
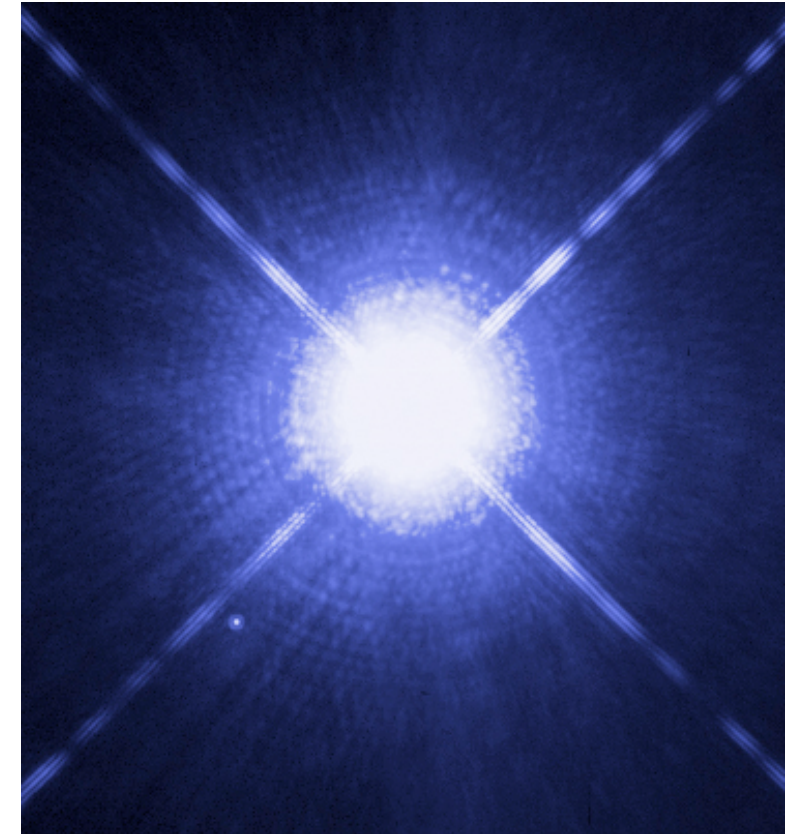


Weißer Zwerge

- **1838:** Friedrich Wilhelm Bessel (1784-1846) bestimmt die Parallaxe von Sirius, der hellste Stern am Himmel $p''=0.379'' \Rightarrow d = 2.64 \text{ pc}$
 - er fand auch, dass der Pfad des Sterns von einer geraden Linie abweicht => in **1844** kam er zur Schlußfolgerung, dass Sirius ein Doppelsternsystem ist, mit $P = 50 \text{ yr}$ (moderner Wert 49.9 yr)
 - Bessel konnte den Begleiter nicht direkt nachweisen, sagte jedoch die Position vorher
- **1862:** der Stern wird von A.G. Clark bei der vorhergesagten Position beobachtet (mit 18'' Refraktor)
- **Sirius A: $M = 2.3 M_{\odot}$, Sirius B: $M = 1.0 M_{\odot}$**
- Sirius B: recht kleine Leuchtkraft im V-Bereich

$$L_B = 0.03 L_{\odot} = \frac{1}{80} L_A$$

=> es wurde ein kalter, roter Stern erwartet



Weißer Zwerge

- **1915:** Walter Adams (am Mt. Wilson Observatory) zeigt durch spektroskopische Messungen, dass Sirius B ein **heisser, blau-weißer Stern** ist, der im UV-Bereich emittiert; $T_{\text{eff,B}} = 27000 \text{ K}$ ($T_{\text{eff,A}} = 9910 \text{ K}$)
- mit dem Stefan-Boltzmann Gesetz folgt:

$$R = \sqrt{\frac{L}{4\pi\sigma T^4}} = 5.5 \times 10^3 \text{ km} \approx 0.008 R_{\odot}$$

⇒ Masse der Sonne, in einem Volumen < als die Erde!

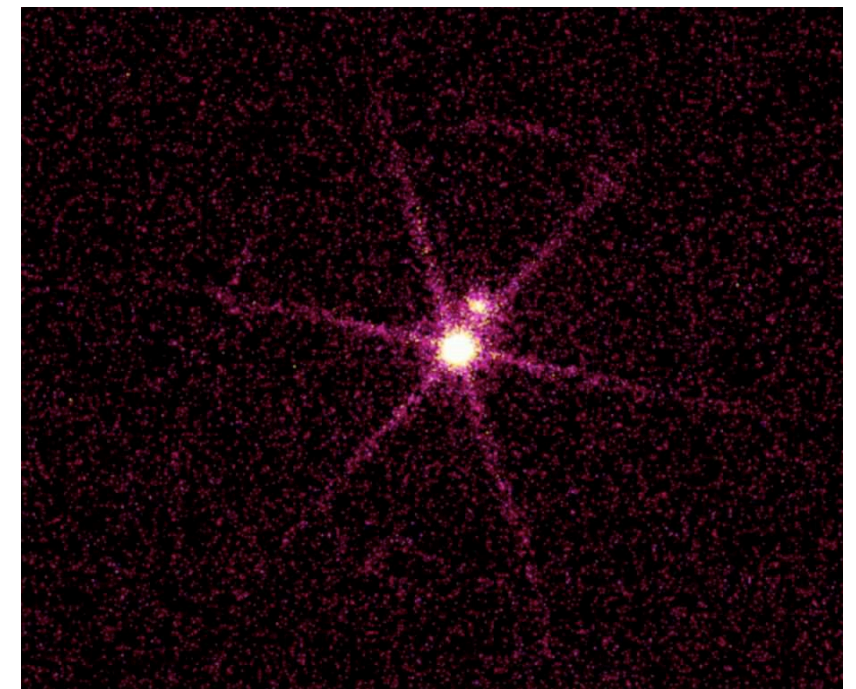
- die mittlere Dichte und Schwerebeschleunigung:

$$\rho_B = 3.0 \times 10^9 \text{ kg m}^{-3}$$

$$g_B = 4.6 \times 10^6 \text{ m s}^{-2}$$

- ein Teelöffel dieses Materials würde auf der Erde über 16 t wiegen!

⇒ **Sirius B ist ein Weißer Zwerg**



Sirius B im Röntgenbereich

Weißer Zwerge

- für **Weißer Zwerge** wird der Zentraldruck durch das hochgradig entartete Elektronengas geliefert

$$P_c \approx P_{e^-} \approx \rho_c^{5/3} \quad \text{nicht relativistischer Fall}$$

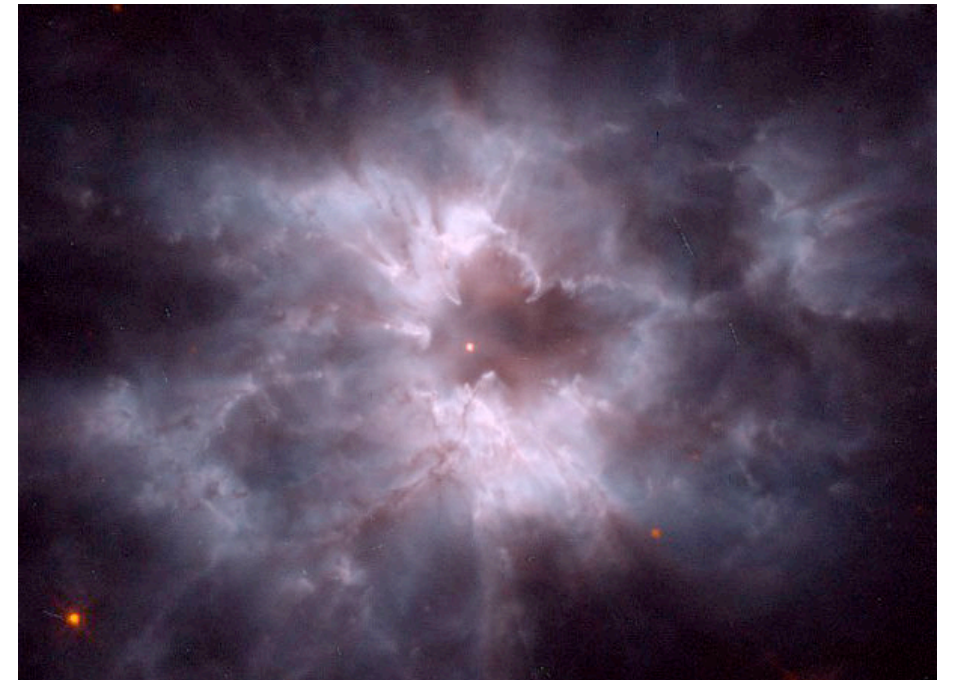
- mit den Mittelwerten über den ganzen Stern:

$$P_c \propto \frac{M^2}{R^4} \quad \text{und} \quad \rho_c \propto \frac{M}{R^3}$$

- ergibt sich:

$$\rho_c^{5/3} \propto \frac{M^{5/3}}{R^5} \propto \frac{M^2}{R^4}$$

$$\Rightarrow R \propto M^{-1/3} \quad \text{R ist unabhängig von T}$$



⇒ die genäherte Masse-Radius-Beziehung für Weißer Zwerge

massereichere Weißer Zwerge sind kleiner!

Weißer Zwerge

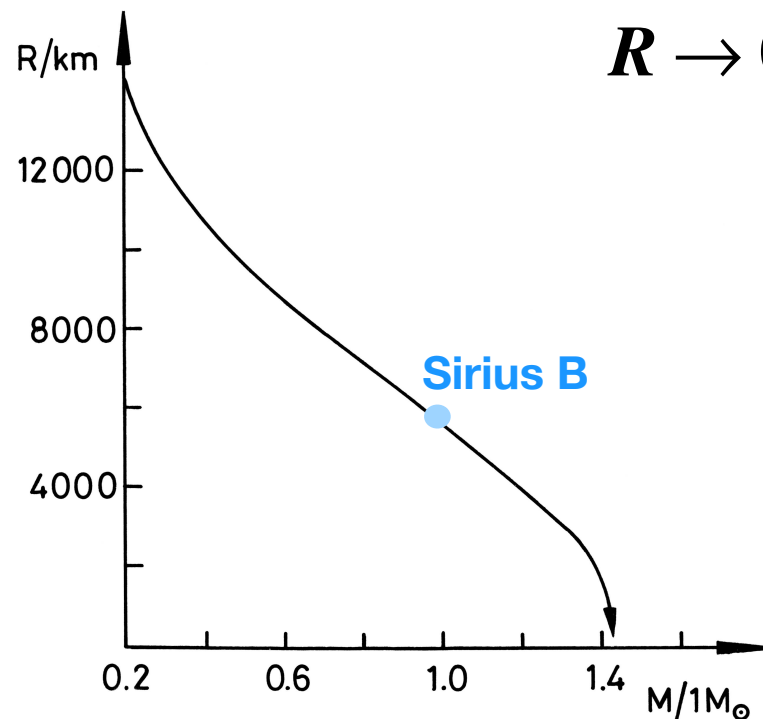
- wenn die Masse des **Weißer Zwergs** größer wird, wird der Radius kleiner

$$R \rightarrow 0 \text{ bei } M = M_{crit} \quad (\text{Chandrasekhar Masse})$$

- genauere Rechnung für **M-R-Beziehung**: wenn M wächst, steigt ρ soweit, dass das Elektronengas relativistisch wird

$$P_c = A\rho_c^{4/3} (1 - B\rho_c^{-2/3}) \quad \text{Zentraldruck für den relativistischen Fall}$$

- mit dieser Beziehung



$$R \rightarrow 0 \text{ bei } M_{crit} \approx 1.44 M_\odot \quad (\text{Chandrasekhar Masse = maximale Masse für weiße Zwerge})$$

für $M > M_{crit} \Rightarrow$ der weiße Zwerg kollabiert
 \Rightarrow **SN Ia Explosion**

Supernovae

- **Sterne mit $M \gtrsim 8 M_{\odot}$** : mehrere Phasen des nuklearen Brennens, bis die Energiequelle erschöpft ist

⇒ “Zwiebelschalenstruktur”, mit einer Reihe von brennenden Schalen

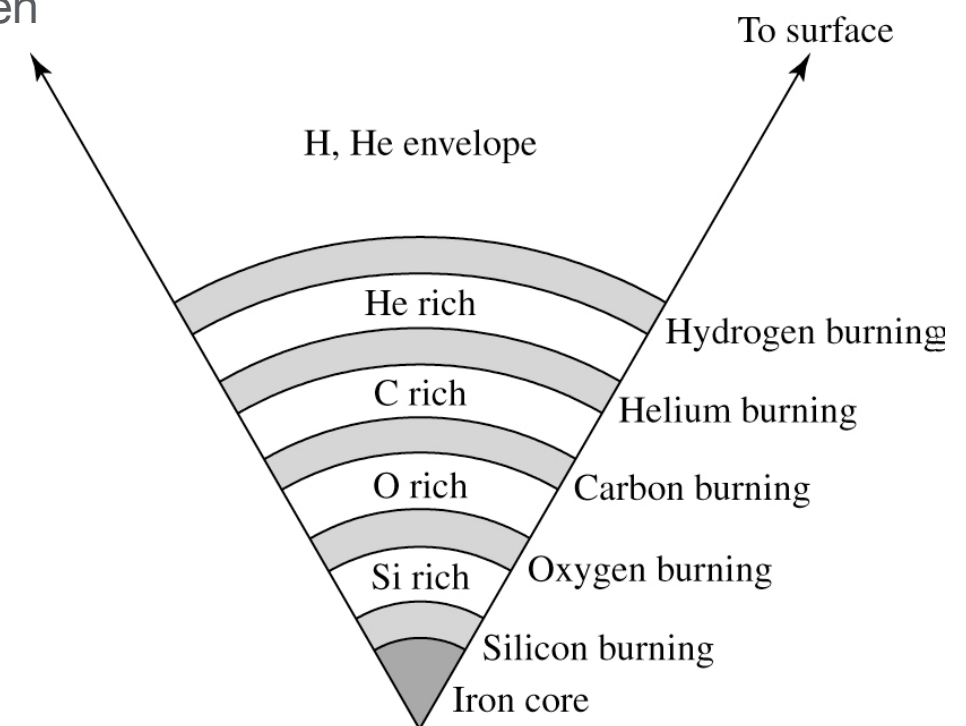
die innerste: Si-Brennen, mit Kernreaktionen, die zu Elementen der Fe-Gruppe führen (alle folgenden Reaktionen wären endotherm)

⇒ Bildung eines Fe-Kerns

⇒ Annäherung an Maximum der Bindungsenergie

⇒ immer weniger Energie pro Gramm Material wird frei

⇒ Zeitskalen des Brennens werden **zunehmend kürzer**



Carroll & Ostlie

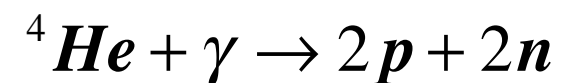
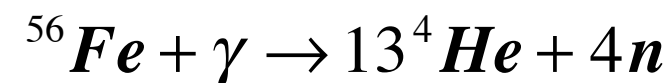
- **Beispiel: Stern mit $M = 20 M_{\odot}$** :

Lebenszeit auf der HR	$\sim 10^7$ yr
He-Brennen im Kern	$\sim 10^6$ yr
C-Brennen im Kern	~ 300 yr
O-Brennen	~ 200 Tage
Si-Brennen	~ 2 Tage !

Supernovae

- Da keine Energieproduktion durch Fusion mehr möglich ist, wird die Gravitation größer als der Gas- und Strahlungsdruck => **Kern kontrahiert**

⇒ $T_c \approx 10^9 - 10^{10}$ K: bei diesen hohen Temperaturen sind die Photonen so energiereich, dass sie schwere Kerne durch Photodissoziation zerstören können, zB:



komplette Zerstörung des Eisens in seine Bestandteile

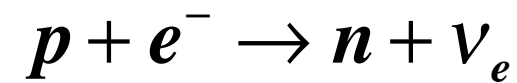
- In kürzester Zeit zerstört Photodissoziation das, was der Stern sein ganzes Leben zu tun versuchte: Bildung der Elemente schwerer als H und He
- dies ist ein **extrem endothermer Prozess**: thermische Energie, die zur Stabilisierung des Kerns gebraucht wird, wird entzogen
- Masse des Fe-Kerns für die obige Prozesse stattfinden können:

von $M_{\text{Fe-Kern}} = 1.3 M_{\odot}$ bei $M_{\text{ZAMS}} = 10 M_{\odot}$

bis $M_{\text{Fe-Kern}} = 2.5 M_{\odot}$ bei $M_{\text{ZAMS}} = 50 M_{\odot}$

Supernovae

- Schlimmer für die Stabilität des Kerns: freie Elektronen, deren Entartungsdruck stabilisierend wirkte, werden von schweren Elementen und vor allem von freien Protonen eingefangen:



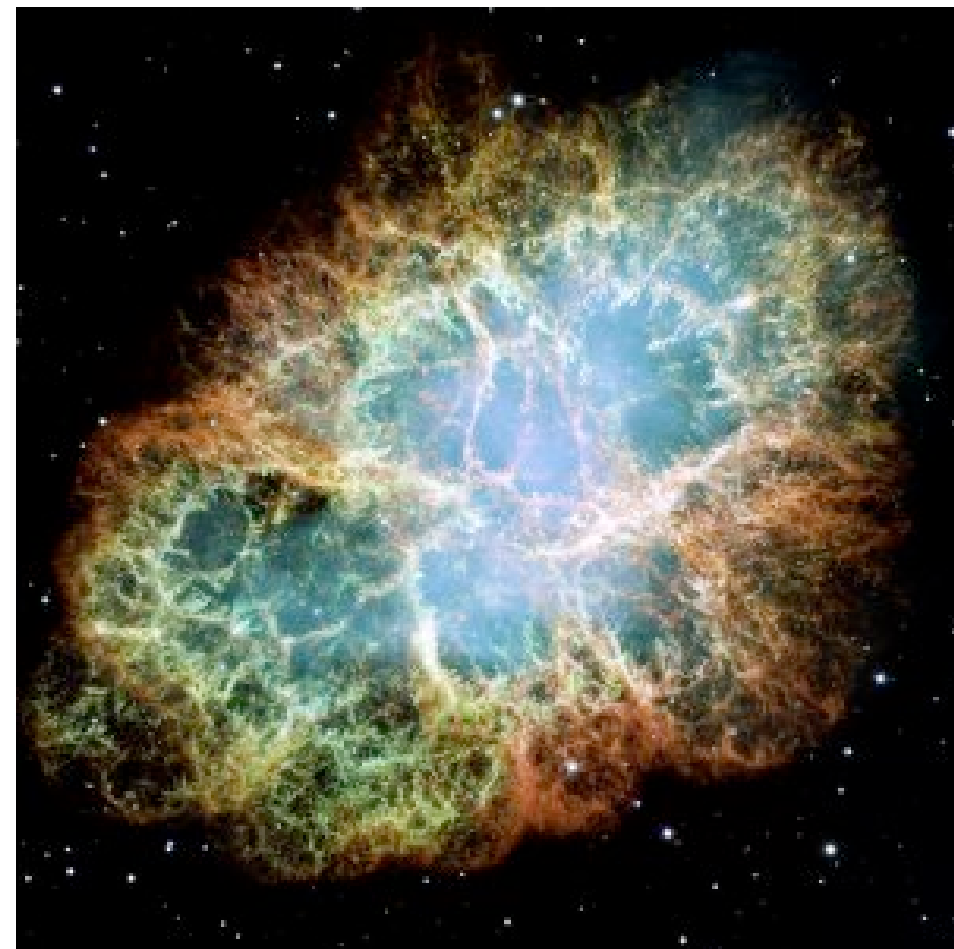
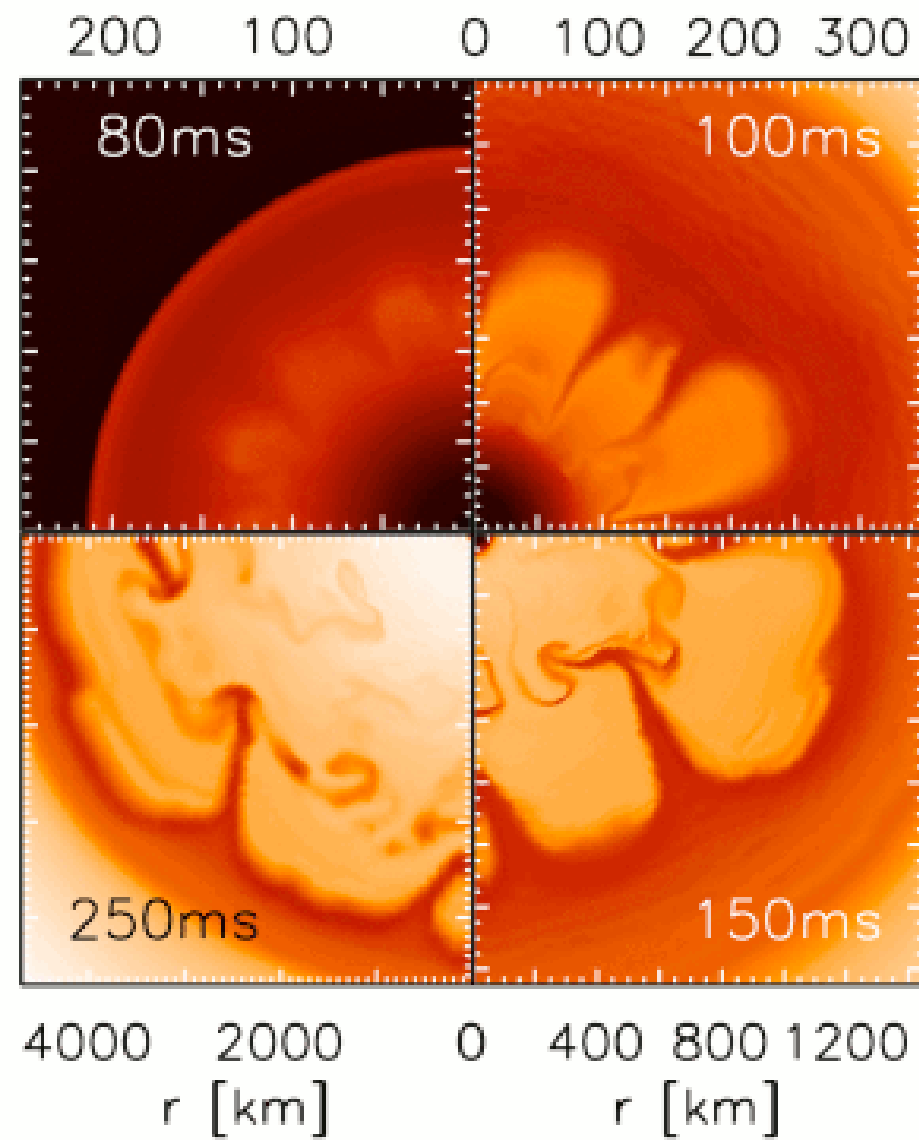
- wegen $m_n - m_p = 0.0014 m_p = 2.57 m_e \Rightarrow$ Prozess nur möglich, wenn e^{-} hoch-relativistisch ($v_{e^{-}} \sim c$) dh bei Temperaturen $\gtrsim 10^9$ K
- eine enorme Menge an Energie entweicht in der Form von Neutrinos ($\sim 3 \times 10^{45}$ erg s⁻¹ für $20 M_{\odot}$, verglichen mit $\sim 4 \times 10^{38}$ erg s⁻¹ in Photonen während des Si-Brennens)
- Kern wird nicht mehr vom Druck der entarteten Elektronen unterstützt \Rightarrow er beginnt extrem schnell zu kollabieren, praktisch im freien Fall: in 1s kontrahiert er von einem Radius $r = R_{\text{Erde}}$ zu $r = 50$ km!
- **Resultat des Kern-Kollapses:**
 - \rightarrow Neutronenstern, falls $M_{\text{Kern}} \lesssim 2-3 M_{\odot}$
 - \rightarrow schwarzes Loch, falls $M_{\text{Kern}} \gtrsim 2-3 M_{\odot}$

Supernova Explosion

- der innere Fe-Kern kollabiert bis er Atomkerndichten von $\sim 10^{15} \text{ g cm}^{-3}$ erreicht
 - der Kern wird 'hart' - die Neutronen entarten, und das Pauli-Prinzip bewirkt, dass die starke Kernkraft abstoßend wirkt
 - ⇒ der innere Kern "federt" etwas zurück, Druckwellen laufen in den kollabierenden äußeren Kern hinein, erreichen Schallgeschwindigkeit und werden zu nach außen laufendem Schock, beschleunigt und geheizt durch Neutrinos
 - ⇒ Teil der Energie des Schocks geht in die Photodissoziation des äußeren Kerns, jedoch kämpft sich der Schock durch den äußeren Kern (in $\sim 20 \text{ ms}$) und trifft Hülle => **Explosion mit einer Energie von 10^{51} erg !**
 - ⇒ die Supernova erreicht eine **Peak-Leuchtkraft von $10^9 L_{\odot}$** , vergleichbar mit der Leuchtkraft einer Galaxie!
 - ⇒ die in **Neutrinos freigesetzte Energie: $E_{\text{SN},\nu} \approx 10^{53} \text{ erg}$, in 1 Sekunde!**
- in dieser Sekunde ist die Neutrino-Leuchtkraft so hoch wie die gesamte optische Leuchtkraft aller Sterne im sichtbaren Universum
- Neutrinos von einer SN wurden erstmal 1987 beobachtet, für eine SN, die in der LMC explodierte (SN1987a): ~ 3 Stunden vor der visuell sichtbaren Explosion!

Supernova Explosion

- Beispiel: Computersimulation der Supernova-Explosion, die den Krebsnebel erzeugte



Credit: Max Planck Institute for Astrophysics

Die Lichtkurve

- Abfall um etwa 8^m in 1-2 Jahren, bei einigen SN Plateau bei 30-80 Tagen

Lichtkurve typisch zunächst steiler, dann flacher

Linear im log-plot => **exponentieller Prozess => Radioaktiver Zerfall**

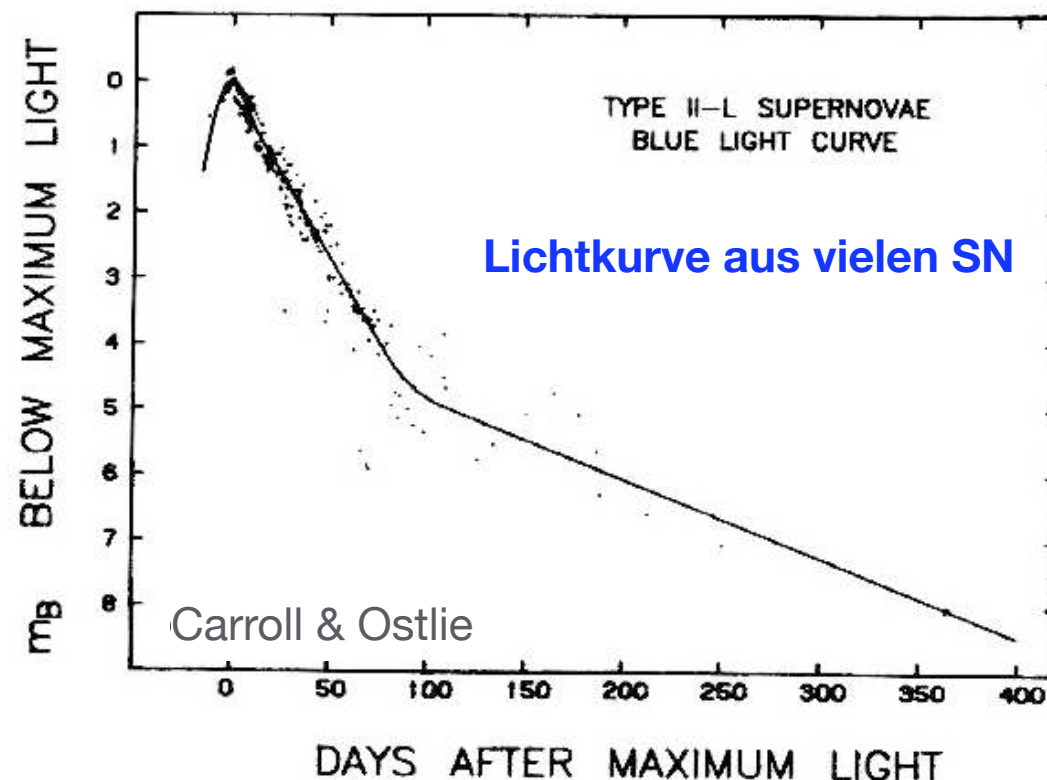
Statistischer Prozess => Zerfallsrate \propto Anzahl der Atome

$$\frac{dN}{dt} = -\lambda N \quad \Rightarrow \quad N(t) = N_0 e^{-\lambda t} \quad \text{mit} \quad \lambda = \frac{\ln 2}{T_{1/2}}$$

$T_{1/2}$ = Halbwertszeit

N_0 = Ursprungszahl radioaktiver Atome

- Energiebeitrag ist $\propto dN/dt \Rightarrow$ Abfall der Lichtkurve mit Steigung

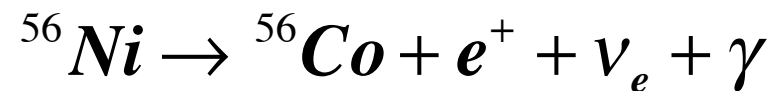


$$\frac{d \log L}{dt} = -0.434 \lambda$$

aus Steigung => wesentliche radioaktive Elemente, die in der SN freigesetzt werden

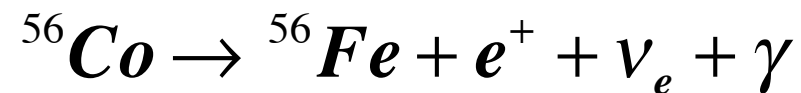
Lichtkurve und Zerfallsprozesse

- Hauptprozesse:
- Schockfront hat auf dem Weg durch die Sternhülle große Mengen an ^{56}Ni produziert



β^+ -Zerfall, $T_{1/2} \approx 6$ d \rightarrow steiler Teil der Lichtkurve

- ^{56}Co ist auch radioaktiv, mit $T_{1/2} \approx 78$ d



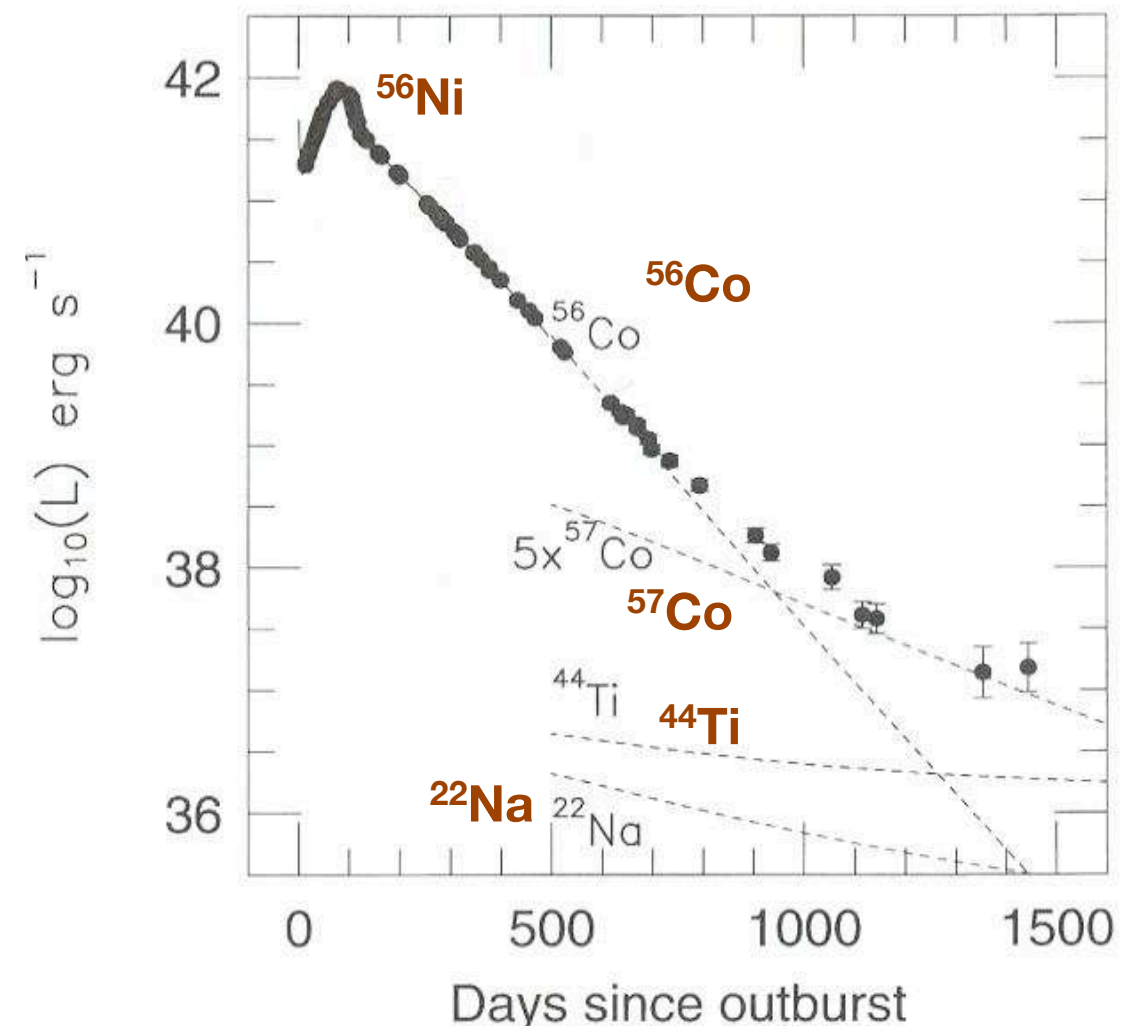
\rightarrow flacherer Teil der Lichtkurve

- weitere radioaktive Kerne, die zu späteren Zeiten der Lichtkurve eine Rolle spielen:

$$^{57}\text{Co} : T_{1/2} = 271 \text{ d}$$

$$^{22}\text{Na} : T_{1/2} = 2.6 \text{ yr}$$

$$^{44}\text{Ti} : T_{1/2} = 47 \text{ yr}$$



Carroll & Ostlie

Supernova-Typen

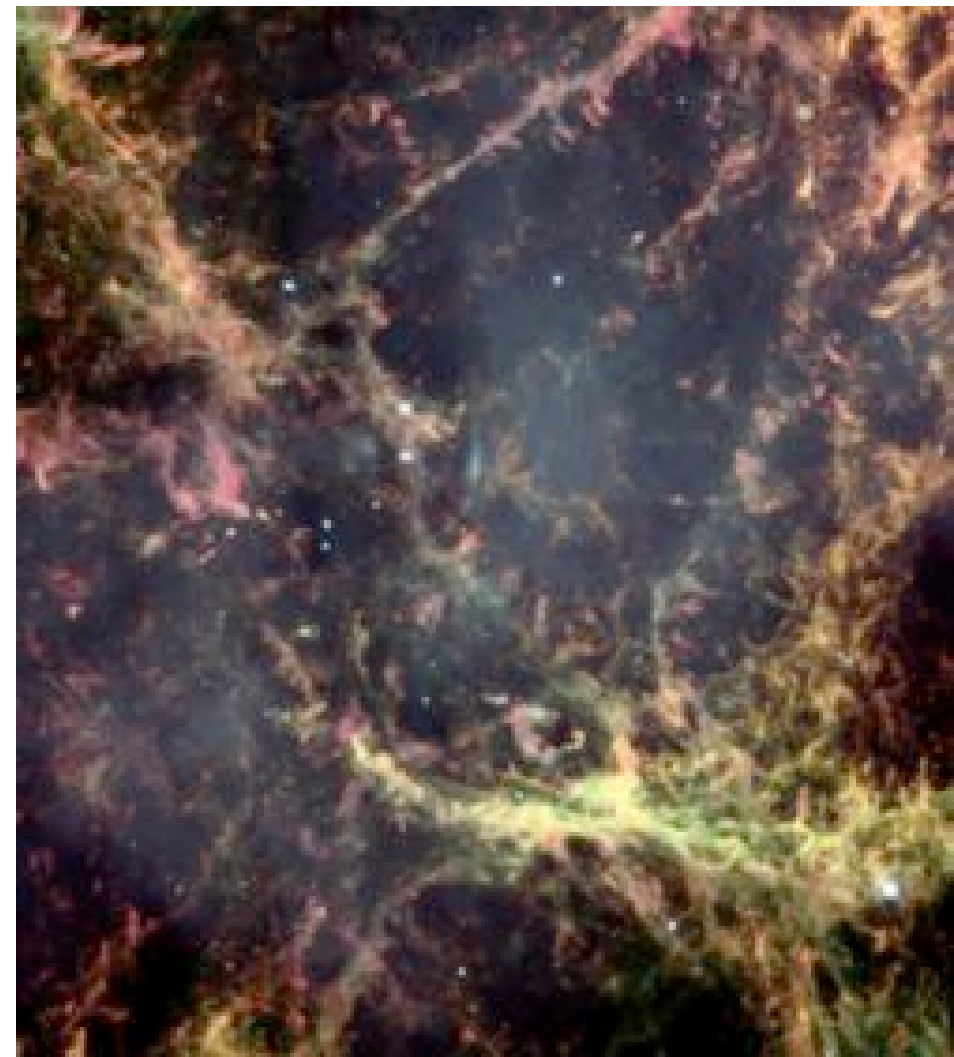
- **Historisch:** Klassifikation nach Spektren und nach Lichtkurven
- Soeben beschrieben: Kern-Kollaps-Supernova = katastrophaler Kollaps des Fe-Kerns eines massereichen Sterns, **Supernova Typ II**
 - ⇒ steiler Anstieg der Lichtkurve auf $M_{\text{bol}} \approx -18.4^{\text{m}}$
 - ⇒ starke H-Linien im Spektrum (da H in äußere Hülle) + Linien schwerer Elemente
 - ⇒ verwandt, jedoch ohne H-Linien: **Supernova Typ Ib (He-Linien), Ic (keine He-Linien)**: etwas andere Zusammensetzung der Hülle des massereichen Sterns
- **Supernova Typ Ia:** Explosion eines C-O Weißen Zwergs, der in einem engen Doppelsternsystem vom Begleiter so viel Masse angesammelt hat, dass er die Chandrasekhar-Masse überschreitet
 - ⇒ starke Si II-Linien
 - ⇒ sehr konstante Helligkeit: kosmologische Standardkerzen
- **Erwartete SN-Raten in der Milchstrasse: etwa alle ~ 50 Jahre**
- **Historisch:** SN 1006 (China, Japan, Egypt, Irak, Europa), $m_v = -9^{\text{m}}$, SN 1054 (China, Crab-Remnant), SN 1572 (Tycho Brahe), SN 1604 (Johannes Kepler), SN 1987a (in der LMC, ~ 50 kpc)

Supernova-Überreste

- Expansion in das umgebende interstellare Medium => Anreicherung mit schweren Elementen
- Filamentäre Struktur, farbig durch Emission hochangeregter Atome



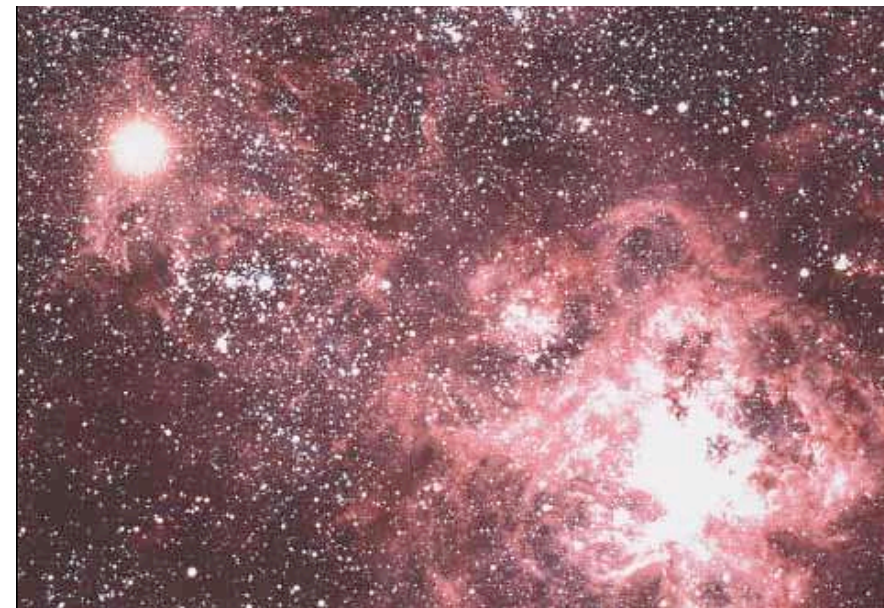
Krebs-Nebel, Überrest der SN von 1054
 $v_{\text{exp}} \approx 1450 \text{ km s}^{-1}$, $L = 8 \times 10^4 L_{\odot}$



Details des Krebs-Nebels

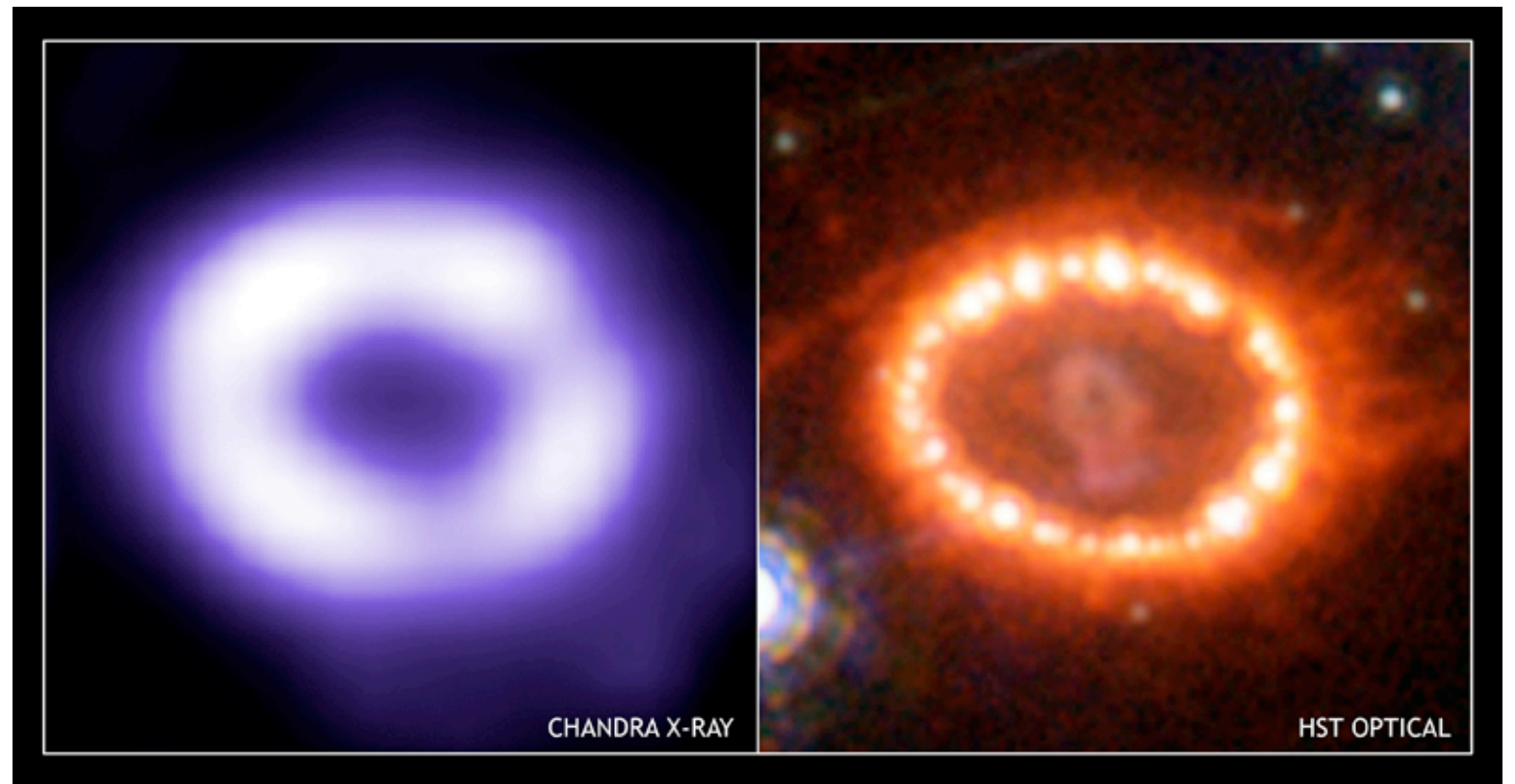
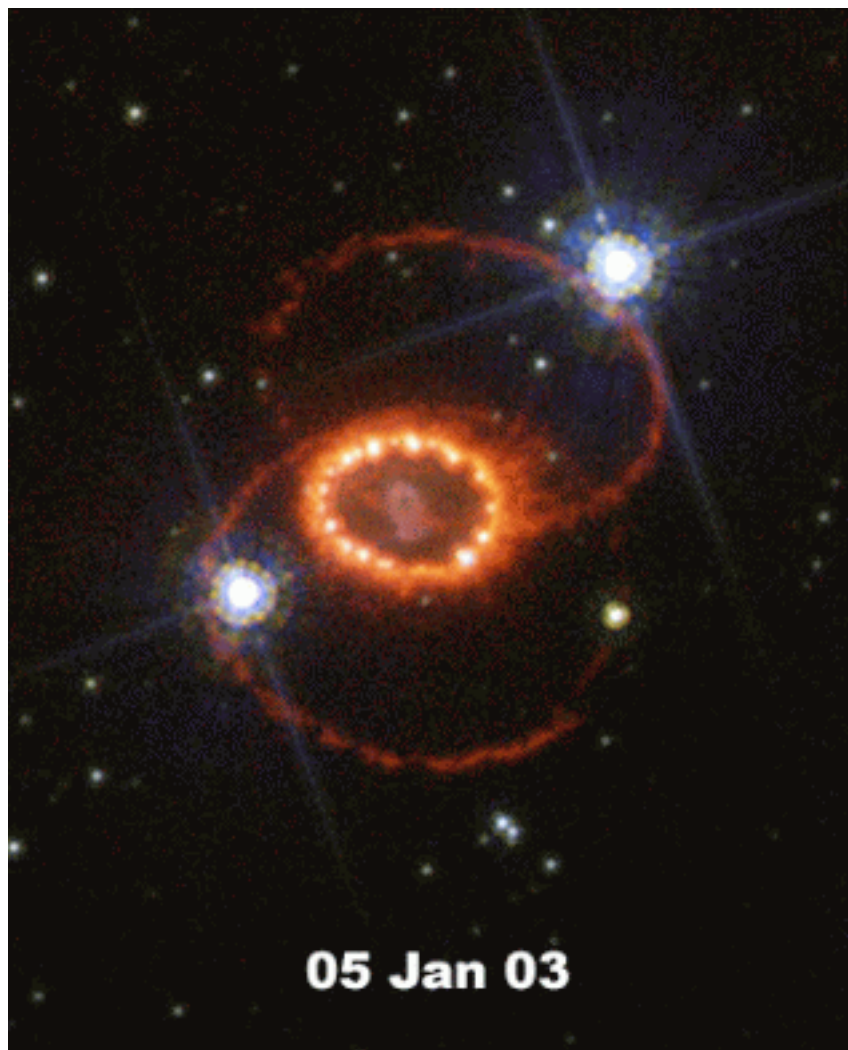
Supernova 1987A

- erste nahe SN seit Erfindung des Teleskops, in LMC, ~ 50 kpc von Milchstraße entfernt
 - SN Typ II, jedoch mit $M_{\text{bol}} = -15.5^m$ weniger hell: Vorgängerstern was Blauer (B3), nicht Roter Überriese, mit $M \approx 18 M_{\odot}$
 - erste Beobachtung eines Neutrinosignals von astronomischem Objekt außer der Sonne: 19 Ereignisse (11 in Kamiokande, 8 in IBM) innerhalb eines 13s Bursts und ~ 3 Stunden vor der optischen Entdeckung der SN
- ⇒ Bestätigung, dass 99% der Energie des Kern-Kollapses in Neutrinoenergie ausgestrahlt wird
- ⇒ Obere Grenze auf die Neutrinomasse: $m_e < 16 \text{ eV}$ (direkte Massenexp. : $< 2.2 \text{ eV}$)



Supernova 1987A

- Überrest: einer der am meisten studierten astronomischen Objekten
- Neutronenstern im Zentrum noch nicht beobachtet (vielleicht SL?)



X-ray: NASA/CXC/U.Colorado/S.Zhekov et al.; Optical: NASA/STScI/CfA/P.Challis

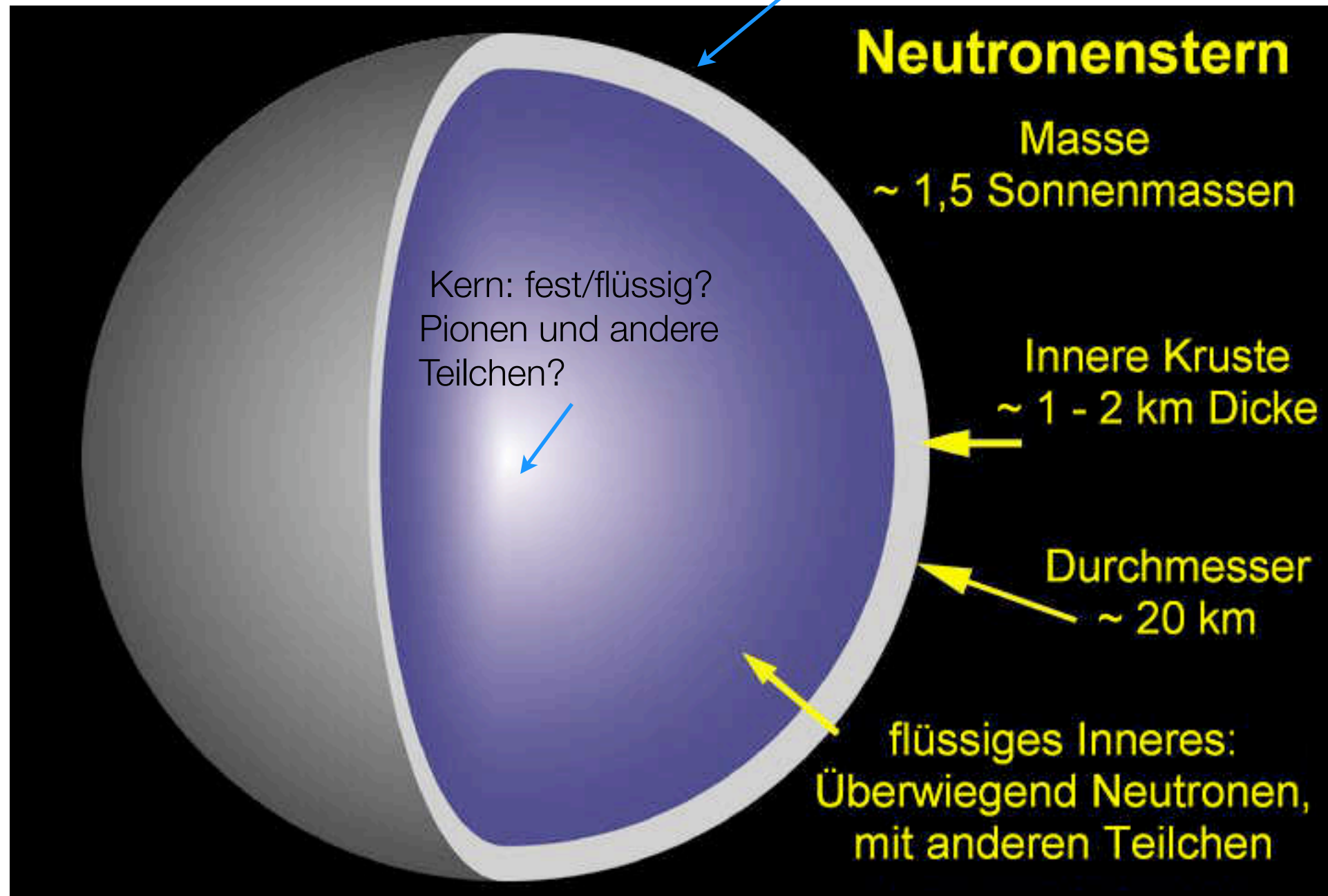
Neutronensterne

- **Historisch:** James Chadwick entdeckt das Neutron in **1932**
- **1934:** Walter Baade und Fritz Zwicky schlagen die Existenz von Neutronensternen vor
- NS bestehen aus hochgradig entarteten, dicht gepackten Neutronen ; ein Neutronenstern mit $M_{\text{NS}}=1.4M_{\odot}$ besteht aus $1.4M_{\odot}/m_n \approx 10^{57}$ Neutronen
 - ⇒ ein riesiger Kern, mit Massenzahl $A \approx 10^{57}$, der durch die Gravitation zusammengehalten wird, und durch den entarteten Neutronendruck stabilisiert wird
 - ⇒ typischer Radius ≈ 10 km, Dichte: $\rho_{\text{NS}} \approx 6.65 \times 10^{14} \text{ g cm}^{-3}$
 - ⇒ $g = 1.86 \times 10^{12} \text{ m s}^{-2}$, 190×10^9 stärker als auf der Erde!
- Auch für Neutronensterne gibt es eine M-R-Beziehung, und eine Maximalmasse: $M_{\text{NS}}=2-3 M_{\odot}$ (nicht genau bekannt)
- **Wie kann man sie beobachten?**
 - Pulsare
 - Röntgendoppelsterne
 - direkter Nachweis

Neutronensterne

äußere Kruste (~ 0.3 km): schwere Kerne (Fe)
(Fluid, oder Gitter) + rel. ent. e^-

- Schematischer Aufbau:



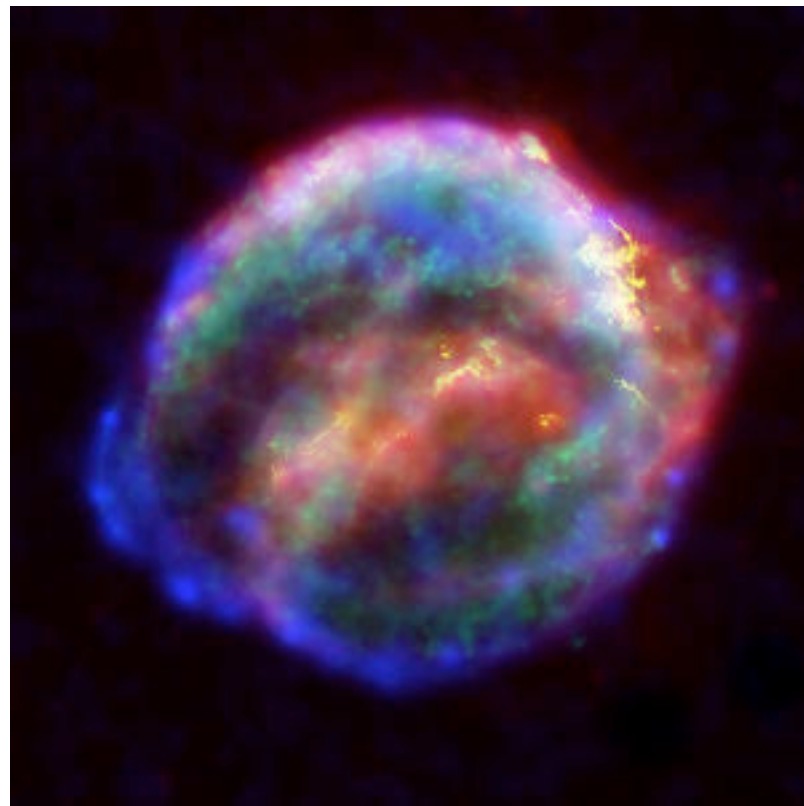
schwere Kerne (^{116}Kr),
supraflüssige freie n
+ rel. ent. e^-

supraflüssige freie n ,
supraflüssige, supraleitende
 p + rel. ent. e^-

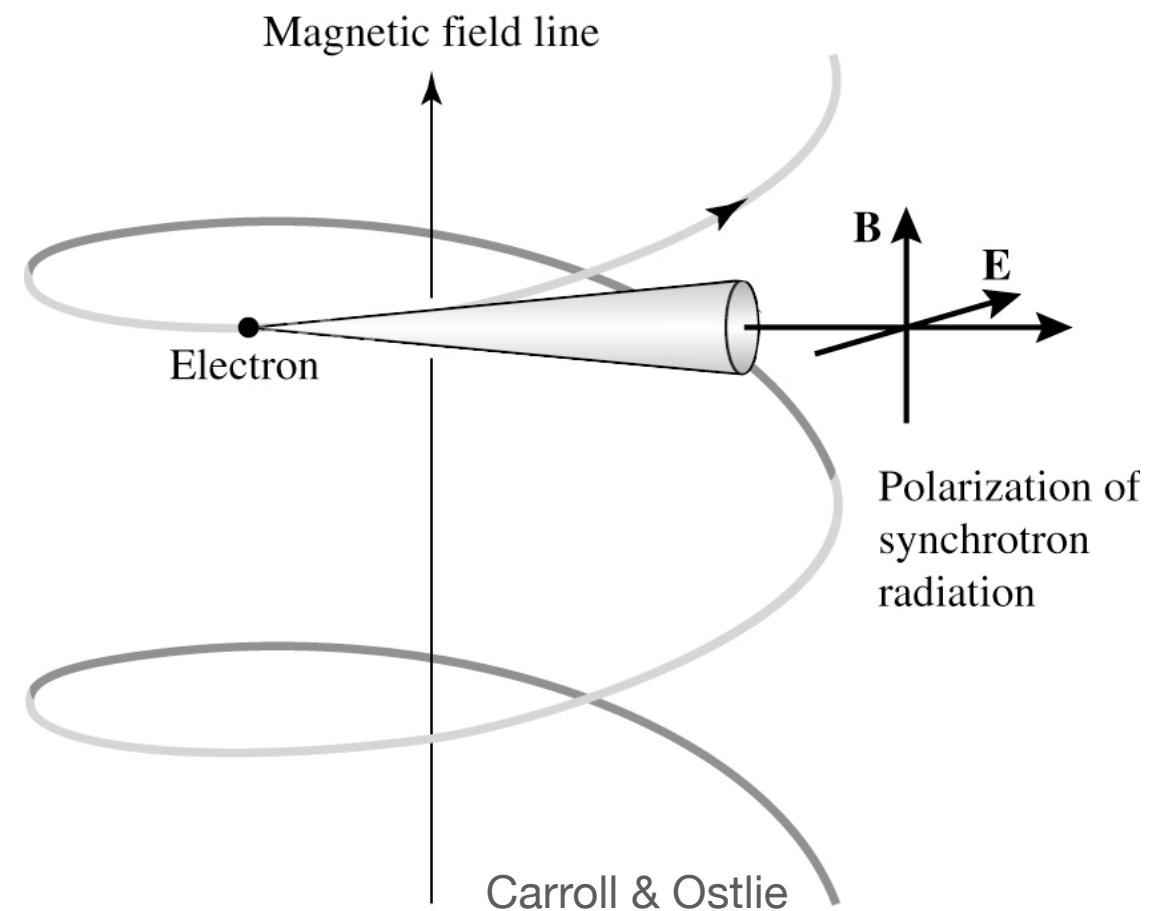
credit: NASA

Pulsare

- SN-Überreste strahlen hell in Synchrotron-Strahlung, die von relativistischen Elektronen bei der Spiralbewegung um magnetischen Feldlinien emittiert wird



Kepler's Supernova Überrest (SN 1604)
credit: Chandra

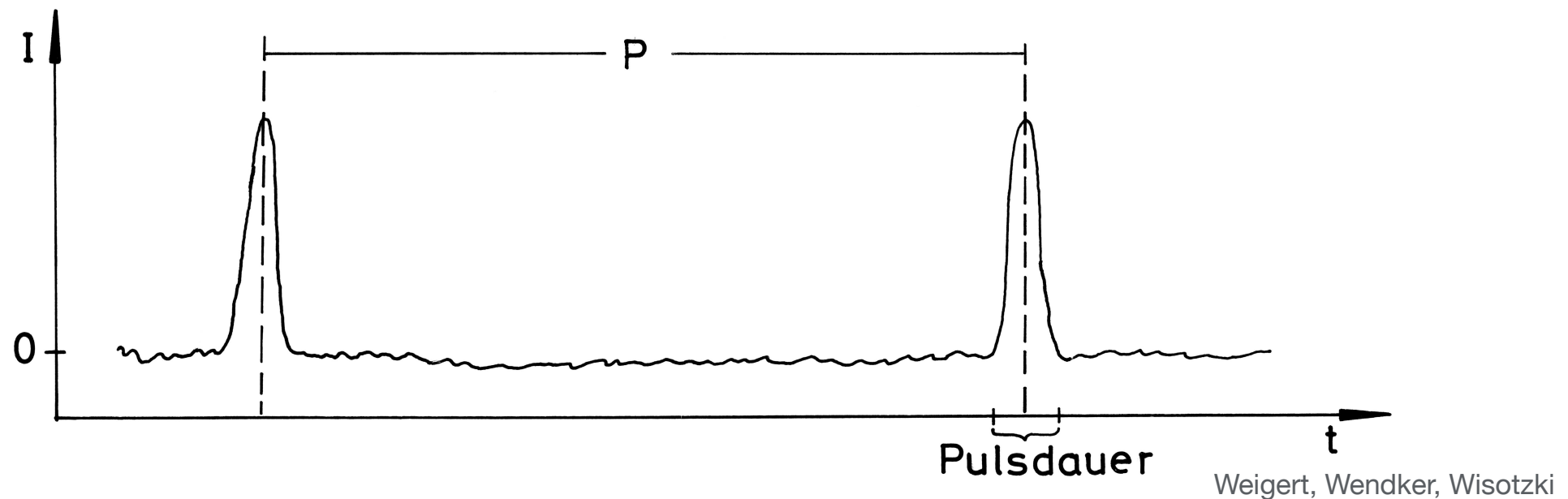


- Was ist jedoch die Quelle, die die Elektronen nachliefert?

=> der rotierende Neutronenstern im Zentrum des Nebels = **Pulsar**

Pulsare

- **Historisch:** entdeckt **1967** von Jocelyn Bell und Anthony Hewish (2048 Radio Dipolantennen in England) → **Radiosignale mit periodischen Pulsen, etwas 1 × pro Sekunde**



- **Inzwischen: mehrere 1000 Pulsare in der Milchstraße bekannt,**

typische Perioden $P = 0.0016 \text{ s} - 4.308 \text{ s}$

extrem gut definierte Perioden (sehr genaue Uhren!), zB ist die Periode von PSR 1937+214
 $P=0.00155780644887275 \text{ s}$

die Perioden aller Pulsare nehmen sehr langsam zu, $dP/dt \approx 10^{-15}$ und daher beträgt die charakteristische Lebensdauer $P/(dP/dt) \approx$ mehrere 10^7 Jahre (für PSR 1937+214 ist $dP/dt = 1.051054 \times 10^{-19}$!)

Pulsare

- **Wie funktionieren sie, wie schnell kann ein Stern rotieren?**
- extrem konstante Pulsfrequenz => Ursprung durch Rotation (Neutronensterne erhalten den Drehimpuls ihrer rotierender Vorgängersterne)
- die maximale Winkelgeschwindigkeit:

$$\omega_{\max}^2 R = G \frac{M}{R^2} \quad \text{Zentripetalkraft = Gravitationskraft am Äquator}$$

- daraus ergibt sich die **minimale Rotationsperiode**

$$P_{\min} = \frac{2\pi}{\omega_{\max}} \Rightarrow P_{\min} = 2\pi \sqrt{\frac{R^3}{GM}}$$

- Einsetzen für **Sirius B** und für einen **Neutronenstern mit $M=1.4M_{\odot}$** :

$$P_{\min}(\text{Sirius B}) \approx 7s \quad \text{zu lang!}$$

$$P_{\min}(\text{NS}) \approx 5 \times 10^{-4} s \quad \text{kann alle beob. Perioden erklären, da hier } P_{\min}!$$

Pulsare

- **1968:** Entdeckung der Pulsare die mit den Vela und Crab SNR (supernova remnants) assoziiert sind (Pulse nicht nur im Radiobereich, sondern von Radio- bis in den Gamma-Bereich)



Vela Pulsar (SN vor 11000 yr)

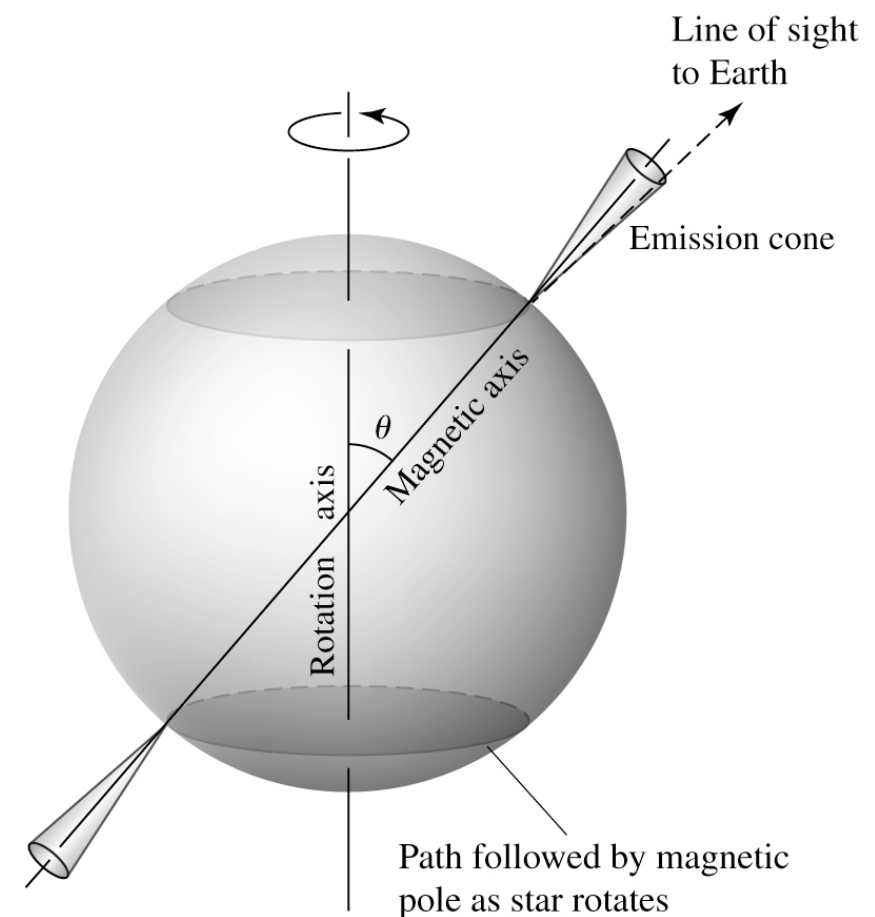
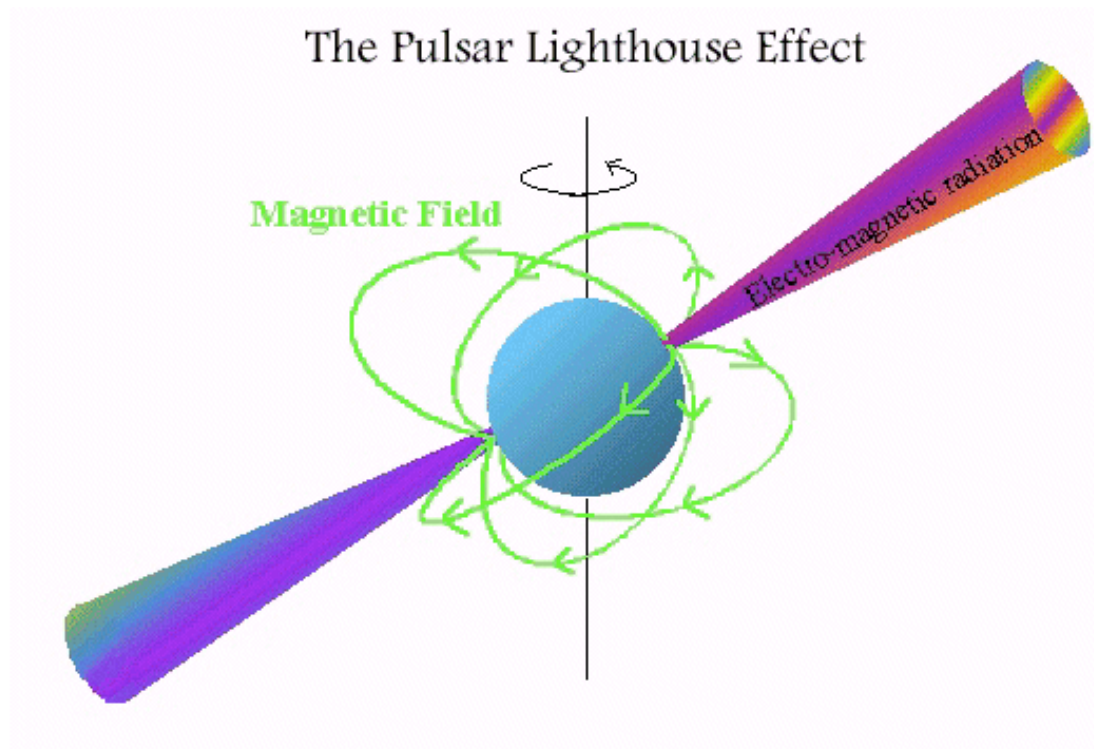


Crab Pulsar

- **Wie entstehen die Pulse?**

Pulsare: Leuchtturm-Effekt

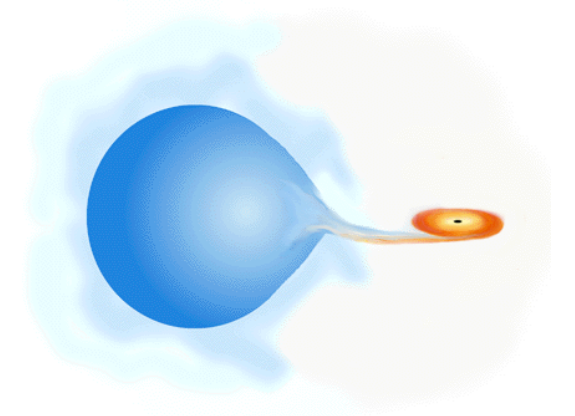
- Neutronensterne haben starke Magnetfeldern (typischerweise 10^{12} G); Rotationsachse und magnetische Pole sind nicht gleichgerichtet
- Stern rotiert und geladene Teilchen werden entlang der Feldlinien beschleunigt \rightarrow sie emittieren elektromagnetische Strahlung in ihrer Bewegungsrichtung (e^- als kohärentes Plasma \Rightarrow Radio-Emission; e^- WW mit Photonen \Rightarrow Gamma-, Röntgen-, optische Photonen) \rightarrow in Kegel an den magnetischen Polen
- Strahlungspulse sind für Beobachter sichtbar, wenn sie sich im Bereich des Kegels befinden: \Rightarrow “Leuchtturm-Effekt”



Carroll & Ostlie

Stellare Schwarze Löcher

- Was passiert, wenn Masse des kollabierenden Kerns größer als die Maximalmasse ($\sim 2-3M_{\odot}$) ist?
 1. Stern wird zerissen (analog zu Supernova Typ Ia), kein stellarer Überrest
 2. Stern kollabiert weiter und bildet ein Schwarzes Loch (SL)
- SL: Körper, die innerhalb ihres Schwarzschild-Radiuses R_S kollabiert sind:



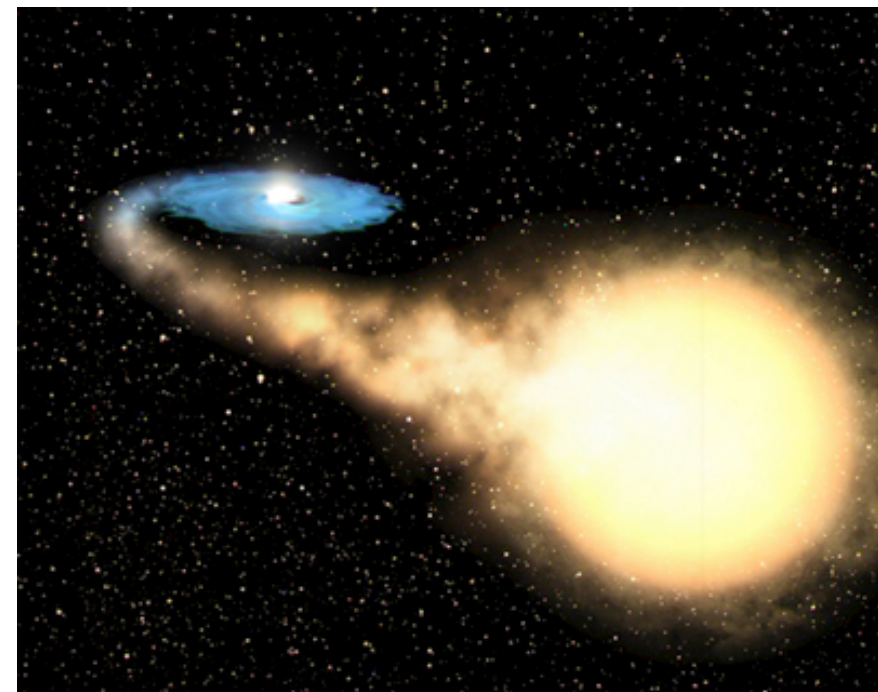
$$R_S = \frac{2GM}{c^2}$$

Beispiel	R_S
Erde	1 cm
Sonne	3 km
Gal. Zentrum	Merkurbahn
Milchstraße	12 Lichttage

- **Schwarzschildradius:** keine “Oberfläche” des SL, sondern eine Grenze, über die keine Information von innen nach außen transportiert werden kann (Ereignishorizont)

Stellare Schwarze Löcher

- Wie kann man stellare Schwarze Löcher nachweisen (Objekte mit wenigen km \emptyset , die keine Strahlung emittieren) ?
- **Beste Methode: finde ein SL, das Teil eines engen Doppelsternsystems ist**
 - ⇒ falls das SL Gas aus der Hülle des Begleitsterns anziehen kann, wird durch den Drehimpuls der gemeinsamen Bewegung eine Gasscheibe um das SL gebildet
 - ⇒ das Gas bewegt sich spiralförmig zum Ereignishorizont, wird auf einige 10^6 K aufgeheizt und emittiert Röntgenstrahlung
 - ⇒ nur die Gravitationsanziehung eines NS oder eines SL kann X-rays in einem engen Doppelsternsystem produzieren, tatsächlich sind die meisten kompakten Objekte in Doppelsternsysteme Neutronensterne
- falls aber die Masse des kompakten Objekts $> 3 M_{\odot}$
 - ⇒ **starker Hinweis auf ein SL!**

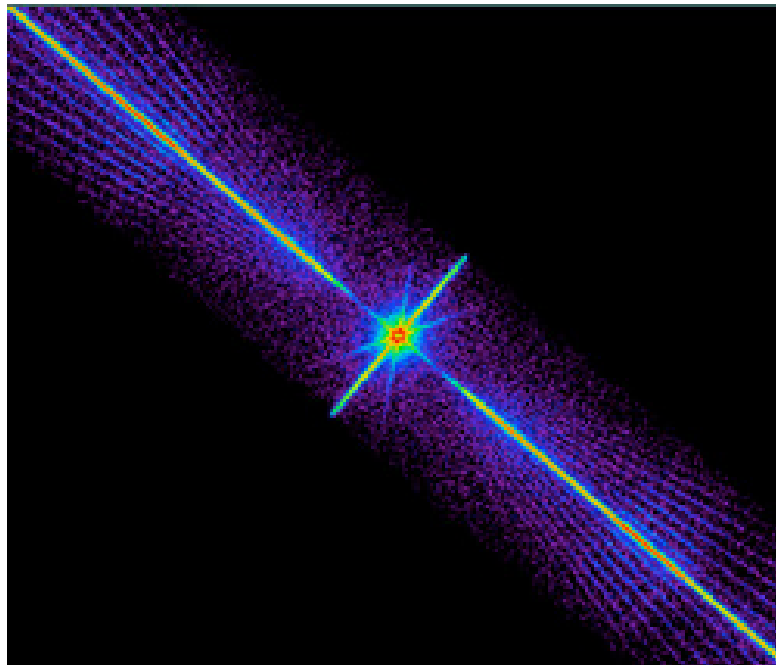


(Credits: ESA, NASA and Felix Mirabel)

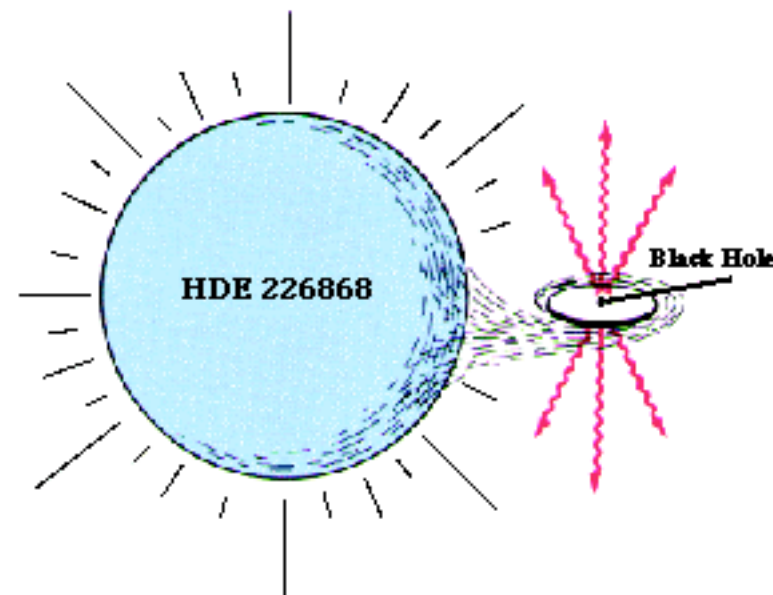
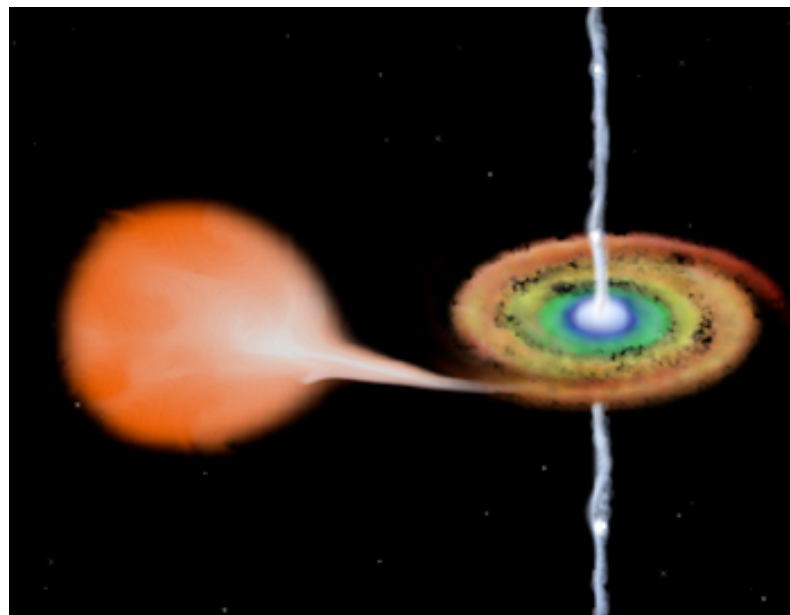
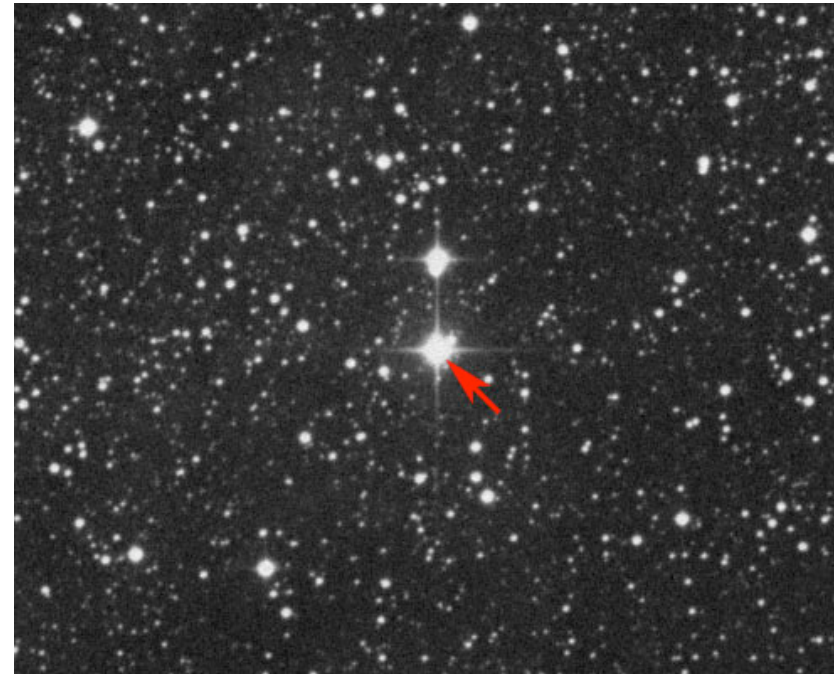
Stellare Schwarze Löcher: Beispiele

- XTE J1118+480, Cygnus X-1 (7 M_{\odot}), LMC X-3, GRS 1915+105 (14 M_{\odot} !)

Chandra Beobachtung XTE

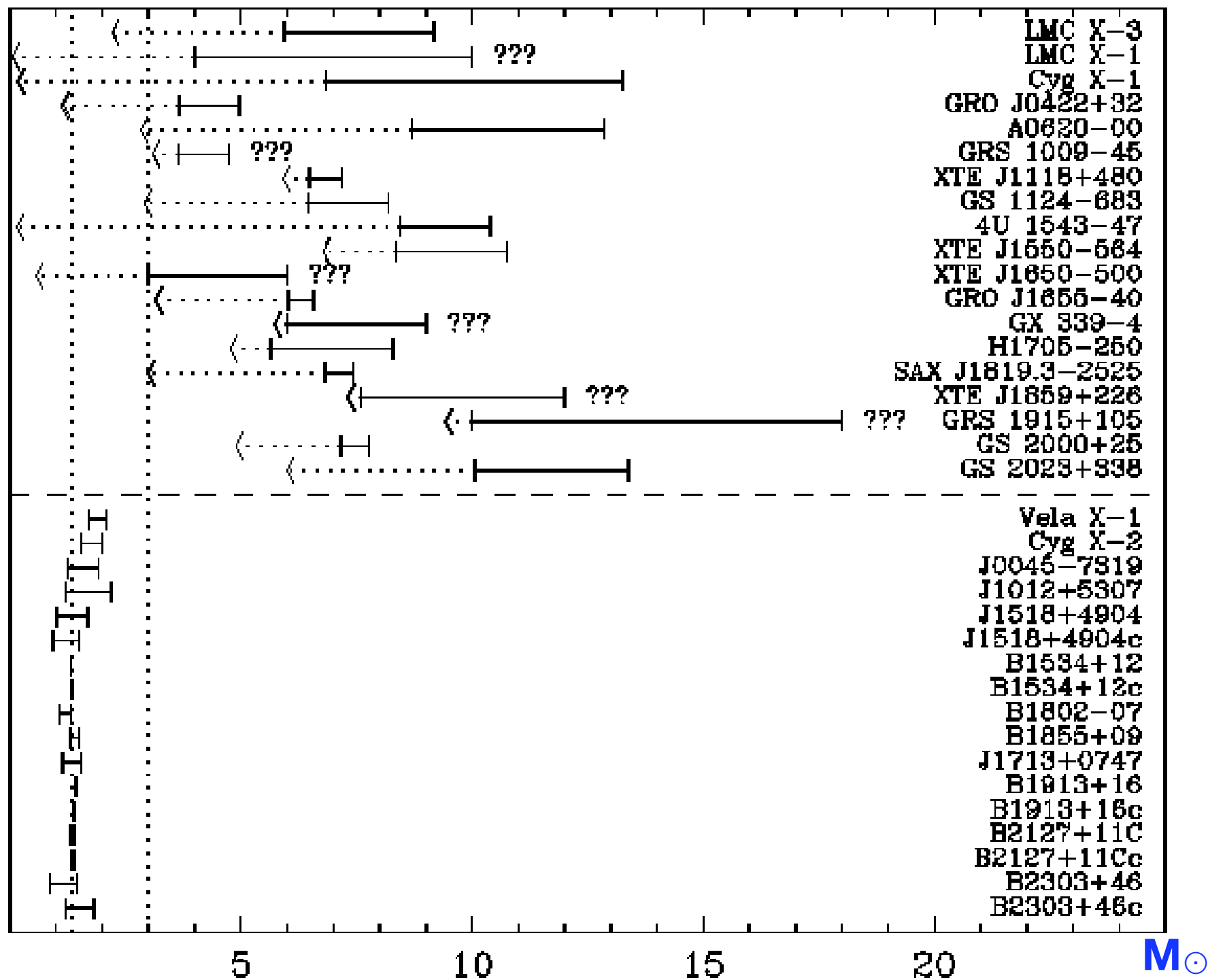


Cygnus X-1



NS, SL: Übersicht über Kandidaten/Massen

- in Röntgendoppelsternen



Zusammenfassung: Endstadien der Sternentwicklung

- Endprodukt hängt wesentlich von Anfangsmasse und vom Massenverlust ab
- $M \lesssim 0.08 M_{\odot}$: kein H-Brennen \Rightarrow Brauner Zwerg, kühlt langsam aus
- $M \lesssim 0.45 M_{\odot}$: nur H-, kein He-Brennen \Rightarrow Stern kühlt als He-Kugel aus (theoretische Vorhersage)
- $M \lesssim 8 M_{\odot}$: wenn für entarteten Kern gilt $M \lesssim 1.4 M_{\odot}$:
 - \Rightarrow Hülle wird als planetarischer Nebel abgestoßen
 - \Rightarrow Zentralstern wird zum Weißen Zwerg
- $M \gtrsim 8 M_{\odot}$: Kernkollaps
 - \Rightarrow Äußere Zone wird als Supernova explosiv abgestoßen
 - \Rightarrow Kernregion kollabiert zum Neutronenstern ($M_{\text{Kern}} \lesssim 2-3 M_{\odot}$) oder zum Schwarzen Loch ($M_{\text{Kern}} \gtrsim 2-3 M_{\odot}$)

Zusammenfassung: Sternentwicklung (Masse vs. Zeit)

