

XI. Sternentwicklung

Entwicklungszeitskalen

Änderungen eines Sterns kann sich auf drei Zeitskalen abspielen:

1) **nukleare Zeitskala** t_n = Zeit, in der der Stern seine Leuchtkraft durch Kernfusion decken kann. Nur 10% der Masse werden fusioniert, d.h. **Entwicklungszeitskala** $t_E \sim 1/10 t_n$

$$t_E \approx \frac{0,007 \cdot 0,1 M c^2}{L} \approx \frac{M/M_\odot}{L/L_\odot} \cdot 10^{10} \text{ Jahre}$$

$$\text{Beispiel: } M = 30 M_\odot \quad L = 1,4 \cdot 10^5 L_\odot$$

$$t_E = \frac{30}{1,4 \cdot 10^5} \cdot 10^{10} \text{ Jahre} = 2,1 \cdot 10^6 \text{ Jahre}$$

2) **thermische Zeitskala (Helmholtz-Kelvin-Zeitskala)** t_{HK}
= Zeit, in der der Stern seine Leuchtkraft ausschließlich aus seinem thermischen Energievorrat decken kann (Kernfusion abgeschaltet).

$$\text{Virialsatz: } \bar{E}_{th} = -\frac{1}{2} \bar{E}_{pot}$$

$$\approx -\frac{1}{2} \frac{GM^2}{R}$$

$$\rightarrow t_{HK} \approx \left| \frac{E_{pot}}{L} \right| \approx \frac{(M/M_\odot)^2}{(R/R_\odot)(L/L_\odot)} \cdot 2 \cdot 10^7 \text{ Jahre}$$

$$\text{Sonne: } t_{HK} = 2 \cdot 10^7 \text{ Jahre} \approx 1/500 t_E$$

3) Freifallzeit (dynamische Zeitskala) t_{ff}

Beschreibt Sternkollaps: stabilisierender Druck „abgeschaltet“

hydrostatische Gleichung: $\frac{dP}{dr} = -\rho \frac{GM_r}{r^2}$

\downarrow

$-\rho \frac{d^2r}{dt^2} = -\rho \frac{GM_r}{r^2}$

$\approx \downarrow \quad \downarrow \approx$

$-\rho \frac{R}{t_{ff}^2} = -\rho \frac{GM}{R^2}$

$\rightarrow t_{ff} = \sqrt{\frac{R^3}{GM}} \approx \frac{1}{\sqrt{G\bar{\rho}}}$

Sonne: $\bar{\rho}_{\odot} = 1,4 \text{ g/cm}^3 \rightarrow t_{ff} = 30 \text{ min.}$

Für die Sonne und die meisten Sterne gilt: $t_n \gg t_{HK} \gg t_{ff}$

Entwicklung von der ZAMS ausgehend: Fallunterscheidung

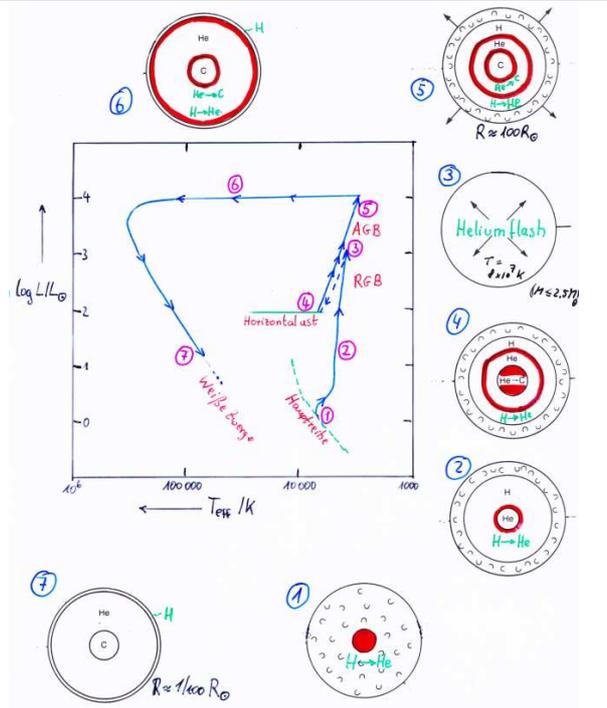
1. sehr kleine Massen $M/M_{\odot} = 0,08 \dots 0,4$ (nur H-Brennen)
2. sonnenähnlich $< 8 M_{\odot}$
3. massereiche Sterne $> 8 M_{\odot}$

Entwicklungszeitskala für Hauptreihensterne unterschiedlicher Masse:

Spektral-typ	Effektiv-temperatur T_{eff} [K]	Masse M/M_{\odot}	Leucht-kraft L/L_{\odot}	Entwicklungs-zeit t_E [a]
O5 V	44 500	<u>60</u>	$7.9 \cdot 10^5$	<u>$5.5 \cdot 10^3$</u> <i>550 000 Jahre</i>
B0 V	30 000	18	$5.2 \cdot 10^4$	$2.4 \cdot 10^6$
B5 V	15 400	6	$8.3 \cdot 10^2$	$5.2 \cdot 10^7$
A0 V	9 500	3	$5.4 \cdot 10^1$	$3.9 \cdot 10^8$
F0 V	7 200	1.5	6.5	$1.8 \cdot 10^9$
G0 V	6 050	<u>1.1</u>	1.5	<u>$5.1 \cdot 10^9$</u> <i>5 Milliarden Jahre</i>
K0 V	5 250	0.8	$4.2 \cdot 10^{-1}$	$1.4 \cdot 10^{10}$
M0 V	3 850	0.5	$7.7 \cdot 10^{-2}$	$4.8 \cdot 10^{10}$
M5 V	3 250	0.2	$1.1 \cdot 10^{-2}$	$1.4 \cdot 10^{11}$

→ Massereiche Sterne leben sehr verschwenderisch!

Schematische Entwicklung eines $1M_{\odot}$ -Sterns

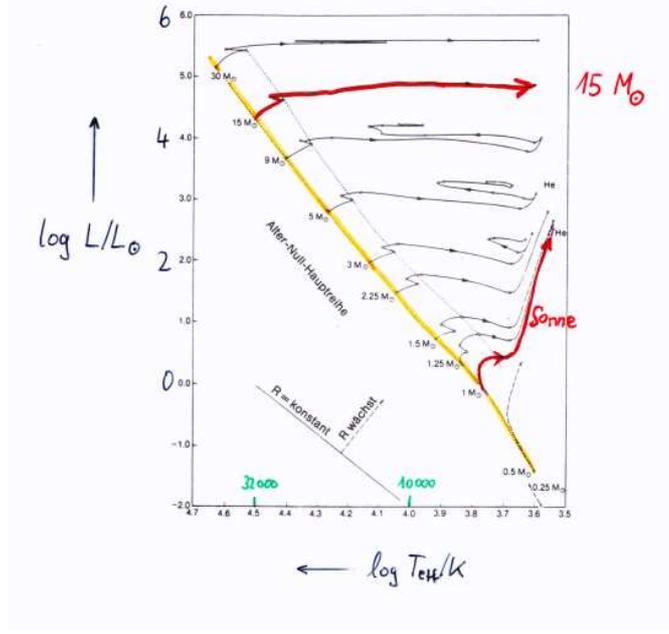


Entwicklungsphasen massearmer Sterne

- ① Hauptreihe: zentrales Wasserstoffbrennen
- ② 1. Riesenast (Roter Riesenast, red giant branch RGB): Wasserstoffschalenbrennen, He-Kern kontrahiert, Helmholtz-Kelvin-Zeitskala
- ③ Heliumflash: Helium zündet im Kern explosiv, Elektronengas entartet ($M < 2,5 M_{\odot}$). Thermischer „run-away“: Zustandsgl. unabhängig von T , Stern kann nicht mit Expansion auf T -Erhöhung reagieren. T wächst bis Entartung aufgehoben ist.
- ④ Horizontalast (horizontal branch, HB): zentrales He-Brennen & H-Schalenbrennen
- ⑤ 2. Riesenast (asymptotischer Riesenast, AGB): Zweischalenbrennen (H+He), erhebliche Massenverluste
- ⑥ Abstoßen der äußeren Hülle \rightarrow planetarischer Nebel (PN)
 $M_{PN} = 0,01 \dots 1 M_{\odot}$
- ⑦ Abkühlsequenz der weißen Zwerge (WZ)

2 ... 5 erheblicher Massenverlust

Nachhauptideihenentwicklung bis zum Beginn des zentralen Heliumbrennens



Massereiche Sterne ($M > 8M_{\odot}$)

Kohlenstoffbrennen setzt ein, keine Entartung des Elektronengases

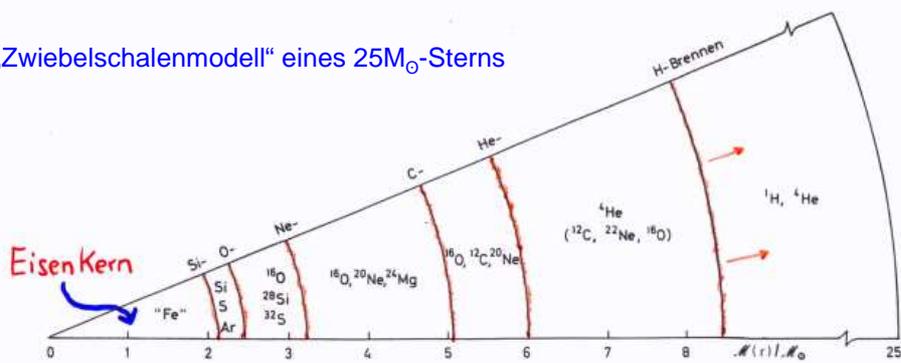
Dauer: 100 Jahre!

Anschließend: Neon-Brennen: 1 Jahr

Sauerstoffbrennen: einige Monate

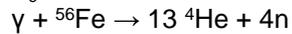
Siliziumbrennen: ~ 1 Tag

„Zwiebelschalenmodell“ eines 25 M_{\odot} -Sterns



Für $M > 10 M_{\odot}$: **Photodesintegration** (siehe Kap. X)

$$T_c = 5 \cdot 10^{10} \text{ K}$$



Bei $M < 10 M_{\odot}$: **Elektroneneinfang (Neutronisierung)** löst Kollaps aus

25 M_{\odot} -Modell: $T_c = 8 \cdot 10^9 \text{ K}$ $\rho_c = 4 \cdot 10^9 \text{ g/cm}^3 \rightarrow t_{\text{ff}} = 0,1 \text{ s} !!$

Kollaps des stellaren Kerns wird erst gestoppt, wenn ~der halbe Kern eine Dichte von ca. $2 \cdot 10^{14} \text{ g/cm}^3$ erreicht (Atomkerndichte)

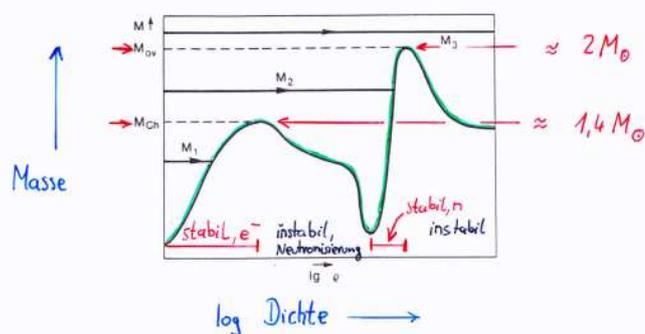
→ **Neutronenstern (NS)**

Einfluss weiterer Materie wird an NS-Oberfläche abgebremst → Schockwelle nach außen. Falls deren Energie ausreicht → Abstoßen der Sternhülle → **SN Typ II**.

Falls nicht: weiterer Materieeinfall, bei $M > \sim 2 M_{\odot}$: Kollaps zum **schwarzen Loch**. Details noch unklar, aufwendige Simulationen

Endstadien der Sternentwicklung

Weißer Zwerge, Neutronensterne, schwarze Löcher („kompakte Objekte“)



$M < 1,4 M_{\odot}$ (Chandrasekhar Grenzmasse)

Weißer Zwerg; Stabilisierung durch Druck des entarteten Elektronengases

M bis $\sim 2 M_{\odot}$ (Oppenheimer-Volkoff-Grenzmasse)

Neutronenstern; Druckstabilisierung durch entartete Neutronen

**Überblick:
Sternentwicklung als
Funktion der
Hauptreihenmasse
(Massenverluste
berücksichtigt)**

M/M _☉	
<0.013	Planet, keine Kernfusion
0.013–0.08	Brauner Zwerg, Deuterium-Brennen: ² D(p,γ) ³ He
0.08–0.4	pp-Fusion → He-core Weisser Zwerg
0.4–2.5	He-Brennen zündet im entarteten Core (He-flash) → C/O-core Weisser Zwerg (mit 0.4–0.6 M _☉)
2.5–8	He-Brennen zündet im nicht-entarteten Core → C/O-core Weisser Zwerg (mit 0.6–1.0 M _☉)
8–10	C-Brennen zündet "off-center" im teilweise entarteten C/O-core (nicht-explosiv, Brennflamme zieht innerhalb etwa 20 000 Jahren zum Zentrum) → entarteter O/Ne/Mg-core Weisser Zwerg (mit 1.0–1.4 M _☉) [evtl.: explosives Ne- und O-Brennen, induziert e ⁻ -Einfang (auf ²⁴ Mg, ²⁴ Na, ²⁰ Ne, ²⁰ F) und damit wahrscheinlich einen Core-Kollaps zum Neutronenstern (mit etwa 1.4 M _☉) → SN-Explosion (Typ Ia?)]
10–12	C-Brennen startet wie oben, danach nicht-explosives Ne-Brennen in mehreren "Flashes", startet off-center, nach und nach Aufheben der Core-Entartung. Danach: O- und Si-Brennen wie bei massereicheren Sternen → Fe-core-Kollaps → Neutronenstern (SN Typ II)
12–50	Fe-core-Kollaps → Neutronenstern (mit 1.4– etwa 1.8 M _☉) (SN Typ II)
>50	Fe-core-Kollaps → Schwarzes Loch (mit >1.8 M _☉) (SN Typ Ib, Ic; γ-ray burst; hypernova?)
>130	Si-core-Kollaps, ausgelöst durch e ⁻ e ⁺ -Paarzeugung harter γ's (pair instability SN); explosives O-Brennen → kein Überrest

- Die Grenzmassen bei 8 bzw. 10 M_☉ sind nicht genau bekannt und auch wirklich unscharf (±1–2 M_☉), da z.B. Massenverlust metallizitätsabhängig ist.
 - Grenzmasse bei 50 M_☉ auch sehr unsicher (±10–20 M_☉?). Wird auch von Rotation des Sterns abhängen.
 - Pair instability SN erleiden nur relativ metallarme Sterne (massereiche metallreiche Sterne bilden sich nicht)
 - Massen (Doppelsternbeobachtungen) liegen bei 1.4–1.7 M_☉ für NS und bis zu 10 M_☉ für Schwarze Löcher.

Mehr Details zu
Supernovae im Kap. XII

**Masse-Radius-
Beziehung für weiße
Zwerge und
Neutronensterne**

hydrostatische Gleichung : $\frac{dP}{dr} = - \frac{GM_r \rho}{r^2}$

Abschätzung für P : $\frac{dP}{dr} \approx \frac{P}{R} \sim \frac{M \cdot M/R^3}{R^2} = \frac{M^2}{R^5}$
 $\hookrightarrow P \sim M^2/R^4$

Zustandsgleichung (nicht-rel. entartetes e⁻-Gas) : $P \sim \rho^{5/3} / (m_e \mu_e^{5/3})$

$\rightarrow \frac{M^2}{R^4} \sim \frac{M^{5/3}}{R^5 m_e \mu_e^{5/3}} \rightarrow R \sim \frac{1}{M^{1/3} m_e \mu_e^{5/3}} \sim M^{-1/3}$

→ je massereicher ein WZ, desto kleiner (!) ist er

gleiche Proportionalität gilt für Neutronensternradius, jedoch:

$P \sim \rho^{5/3} / (m_n \mu_n^{5/3})$
 $\mu_n = \text{Molekulargewicht} / \text{freiem Neutron} = 1$
 (1 Nucleon / Fermion)

→ $R_{NS} \approx 1/1000 R_{WZ}$

typische Werte :

WZ-Radius (1 M_☉) ≈ 1/100 R_☉ (~ Erdradius)

NS- " (2 M_☉) ≈ 10 km

The Nobel Prize in Physics 1983



"for his theoretical studies of the physical processes of importance to the structure and evolution of the stars"

Press release



Subramanian Chandrasekhar

USA

University of Chicago
Chicago, IL, USA

1910 - 1995

Autobiography

Swedish Nobel Stamps



William A. Fowler

USA

California Institute of Technology
Pasadena, CA, USA

1911 - 1995

Autobiography

Swedish Nobel Stamps

"for his theoretical and experimental studies of the nuclear reactions of importance in the formation of the chemical elements in the universe"

W.A. Fowler

Copyright© 1997 The Nobel Foundation

For help, info, credits or Comments, see "About this server"
Last updated by Webmaster@www.nobel.se / April 8, 1998



Press Release: The 1983 Nobel Prize in Physics

KUNGL. VETENSKAPSAKADEMIEN
THE ROYAL SWEDISH ACADEMY OF SCIENCES

19 October 1983

The Royal Swedish Academy of Sciences has decided to award the 1983 Nobel Prize in Physics by one half to

Professor **Subramanian Chandrasekhar**, University of Chicago, Chicago, USA, for his theoretical studies of the physical processes of importance to the structure and evolution of the stars,

and by the other half to

professor **William A. Fowler**, California, Institute of Technology, Pasadena, USA, for his theoretical and experimental studies of the nuclear reactions of importance in the formation of the chemical elements in the universe.

The common theme of this year's Nobel Prize in Physics is stellar evolution. A star is formed from the gas and dust clouds which exist in the galaxies. Under the influence of gravity, there is a condensation which slowly contracts to form a star. In this process, energy is released which leads to the heating of the newly-formed star. Finally the temperature is high enough to set off nuclear reactions in the interior of the star. As a result, the hydrogen, forming the major part, is burnt to helium. This creates a pressure which stops the contraction and stabilizes the star so that it can exist for millions of years. When the hydrogen has been consumed, other nuclear reactions take over, particularly in the more massive stars, and increasingly heavy elements, up to iron, are formed. When the evolution has reached this stage, the star can no longer resist gravity, and it undergoes some form of collapse, the exact nature of which depends on the mass of the star. In some instances the collapse takes the form of an explosion whose visible result is the creation of a supernova. This brings about a brief but extremely intense flow of neutrons, which leads to the formation of the very heaviest elements. For less heavy stars having a mass of the order of our Sun, the collapse gives rise to a so-called white dwarf. The matter has here been compressed so that one cubic centimetre weighs around 1 kilogramme. The electron shells of the atoms have been crushed and the star consists of atomic nuclei and electron gas. For slightly heavier stars, the final stage is an even more compressed state in which electrons and nuclei unite to form neutrons. For the heaviest stars having a mass in excess of 2-3 Solar masses, the force of gravity becomes so strong that the matter simply disappears in the form of a so-called black hole.

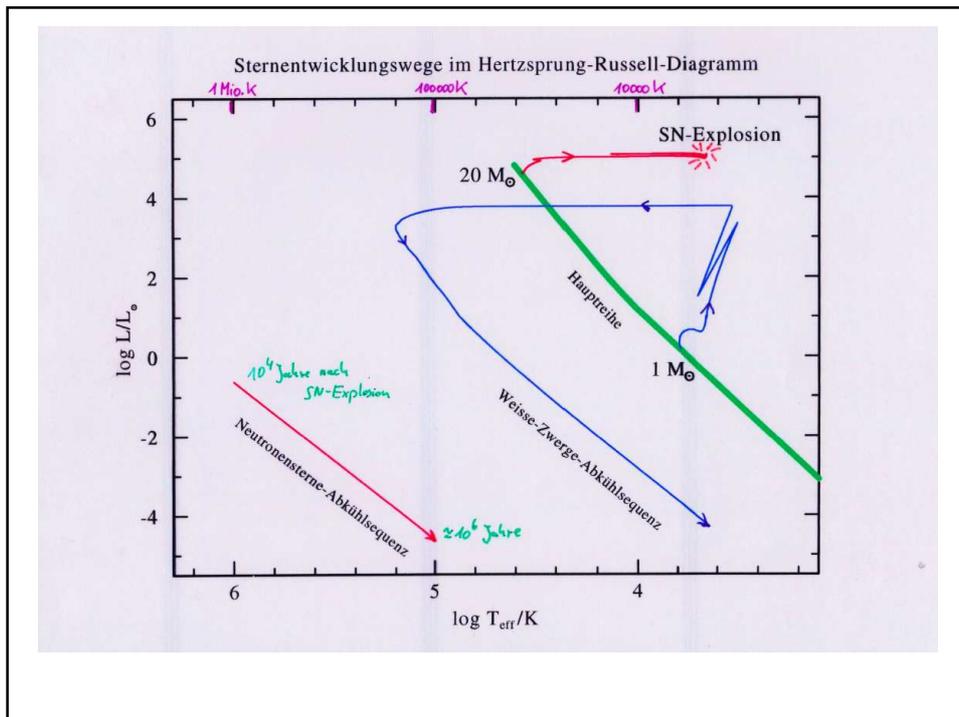
This should indicate that stellar evolution gives examples of a number of physical processes of fundamental importance. Many scientists have studied these problems, but Chandrasekhar and Fowler are the most prominent.

Chandrasekhar's work deals with a large number of features in stellar evolution. A major contribution is the study of the stability problem in different phases of the evolution. In recent years he has studied relativistic effects, which become of importance because of the extreme conditions arising during the later stages of stellar evolution. Chandrasekhar's possibly best-known achievement, accomplished when he was in his 20's, is the study of the structure of white dwarfs. Although many of these investigations are of older dates, they have through the great progress of astronomy and space research in recent years gained renewed interest.

Fowler's work deals with the nuclear reactions which take place in the stars during their evolution. In addition to generating the energy which is radiated, they are of importance because they lead to the formation of the chemical elements from the original matter, which chiefly consists of the lightest element, hydrogen. Fowler has done extensive work on the experimental study of nuclear reactions of astrophysical interest, as well as carried out theoretical calculations. Together with a number of co-workers, he developed, during the 1950s, a complete theory of the formation of the chemical elements in the universe. This theory is still the basis of our knowledge in this field, and the most recent progress in nuclear physics and space research has further confirmed its correctness.

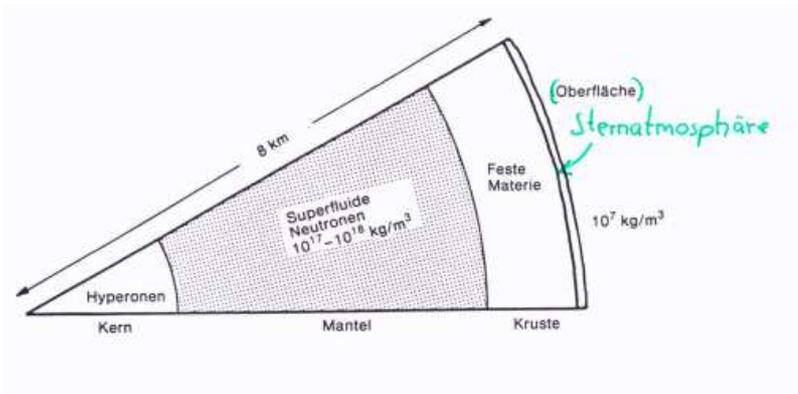
Copyright© 1997 The Nobel Foundation

For help, info, credits or Comments, see "About this server"
Last updated by Webmaster@www.nobel.se / April 4, 1997



Struktur von Neutronensternen

- Extrem heiße Oberflächen, $T_{\text{eff}} \approx 10^6 \text{ K}$ \rightarrow Röntgenstrahler
 - Sternatmosphäre nur wenige cm dick
 - Feste Kruste: „Sternbeben“ manifestieren sich durch sprunghaften Anstieg der Rotationsgeschwindigkeit, sog. *pulsar glitches*
- Mantel: superfluide Neutronen
Kern: unbekannt, evtl. schwerere Elementarteilchen



Schwarze Löcher

- entstehen, wenn ein Neutronenstern die **Oppenheimer-Volkoff-Masse** ($\approx 2M_{\odot}$) überschreitet.
- Relativistisch entartetes Neutronengas kann Schwerkraft nicht mehr widerstehen
- Nicht einmal Licht ist in der Lage, vom schwarzen Loch zu entweichen:
Entweichgeschwindigkeit (klass. Mechanik):

$$v_e = \sqrt{\frac{2GM}{R}} \quad \text{überschreitet Lichtgeschwindigkeit bei Kritischem Radius}$$

$$R_s = \frac{2GM}{c^2} \quad \text{(Schwarzschild-Radius)}$$

(gleiches Ergebnis folgt aus Allgemeiner Relativitätstheorie)

z.B. Sonne: $R_s = 3 \text{ km}$

- Hinter dem **Ereignishorizont** (gegeben durch R_s) verschwindet jegliche Information über den Materieaufbau
- Ein schwarzes Loch besitzt nur drei Eigenschaften:
Masse, Drehimpuls, elektr. Ladung
- Nachweismöglichkeiten:
 - a) Strahlung einfallender Materie
→ schnell variable Röntgenstrahler
 - b) in Doppelsternsystemen

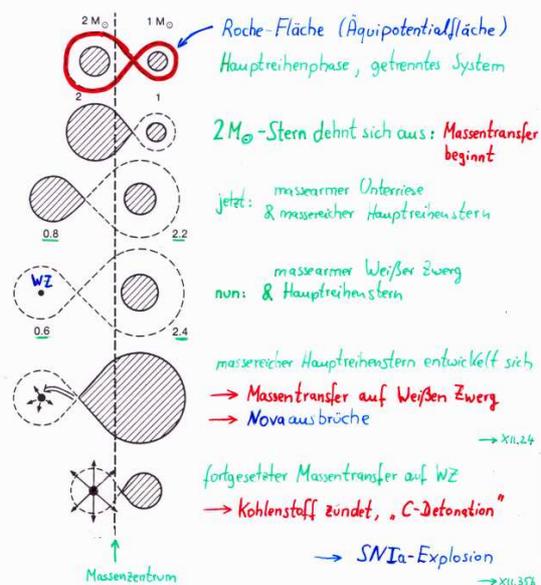
z.B. Cyg X-1
~20 M_{\odot} Überreste
& 10 M_{\odot} schwarzes Loch

→ ca. 20
Schwarzklochkandidaten
mit 5-15 M_{\odot}

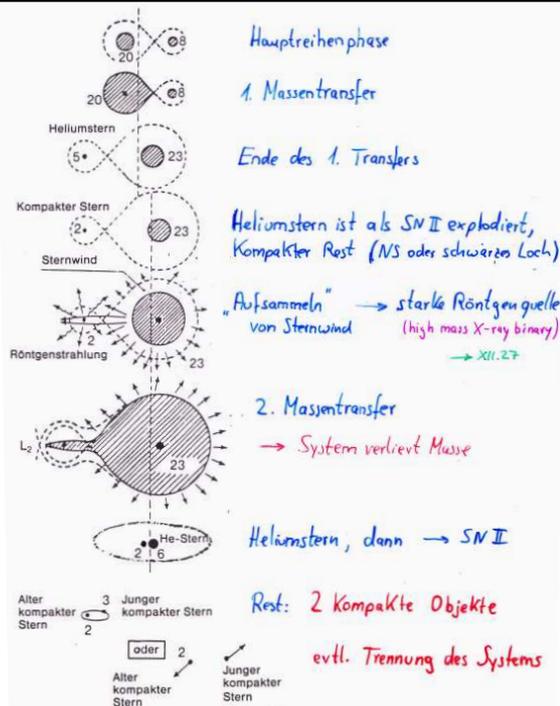
Doppelsternentwicklung

Komponenten eines engen Doppelsternsystems beeinflussen ihre Entwicklung gegenseitig durch **Massentransfer**

Beispiel: 2 Hauptreihensterne mit $2M_{\odot}$ & $1M_{\odot}$



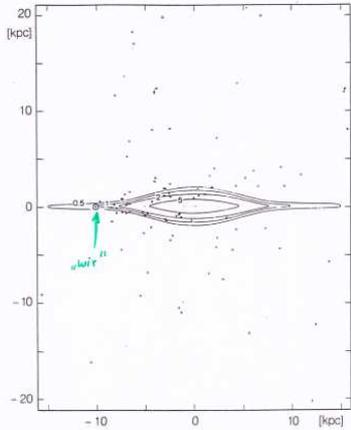
2. Beispiel:
2 massereiche Sterne
(20 und 8 M_{\odot})



Sternhaufen: wichtige Testobjekte für die Sternentwicklungstheorie

- **offene Sternhaufen** (auch galaktische Haufen)
 - stehen in der Milchstraße (Spiralarme der Galaxis)
 - enthalten wenige dutzend bis einige hundert Sterne
 - ca. 1000 offene Haufen bekannt
 - Bsp.: Plejaden, Hyaden, η und χ Persei
- **OB - Assoziationen**
 - lose Gruppen von O- und B-Sternen, die oft galaktische Haufen umgeben, z.B.: ζ Persei umgibt η und χ Persei
 - ca. 100 bekannt
- **Kugelsternhaufen**
 - enthalten ca. 100.000 Sterne, Kernregionen nicht auflösbar
 - ca. 130 bekannt
 - am Himmel Richtung Sco-Sgr konzentriert (Zentrum der Galaxis)
 - Bsp.: ω Cen, ω Cen, ω Cen (die hellsten, am Südhimmel)
 - M43 im Herkules

Verteilung der Kugelsternhaufen in der Galaxis



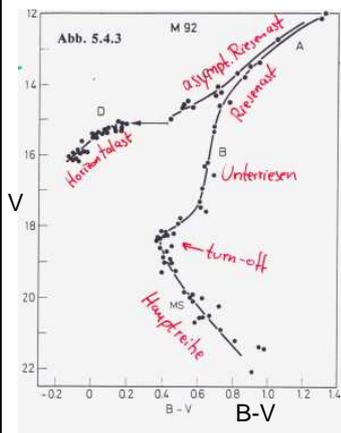
Beobachtungen in der galaktischen Ebene durch interstellares Gas & Staub behindert

→ sphärische Verteilung um das galaktische Zentrum



Spektralanalysen: Sterne in Kugelsternhaufen sind metallarm
 $Fe/H \approx 1/100$ solar

Farben-Helligkeits-Diagramm (FHD): Kugelsternhaufen



Beispiel: M92

Deutung der Farben-Helligkeits-Diagramme der Sternhaufen:

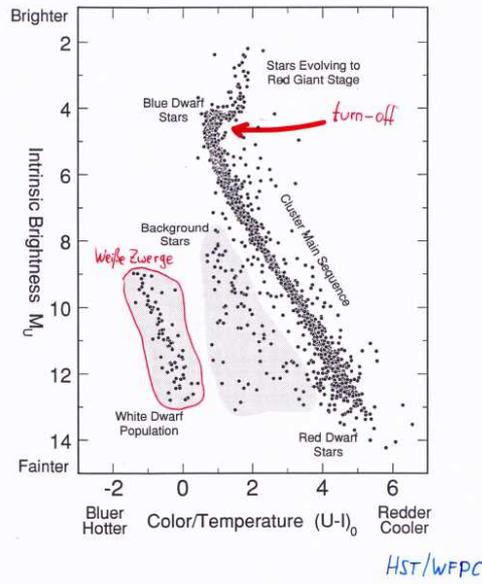
Annahmen:

- alle Sterne eines Haufens sind gleichzeitig entstanden, also gleich alt
- alle Sterne sind gleich weit entfernt, d.h. die Ausdehnung des Haufens ist vernachlässigbar.
- Sterne sind mit ganz unterschiedlichen Massen entstanden (Anfangsmassenverteilung)

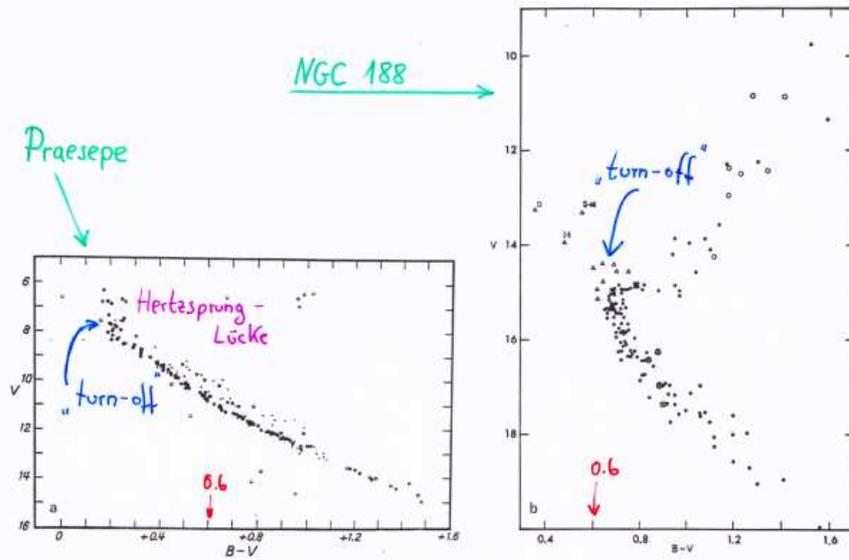
→

- FHD = Hertzsprung-Russell-Diagramm ($M_V = m_V + \text{const}$)
- massereiche Sterne sind weiter entwickelt als massearme

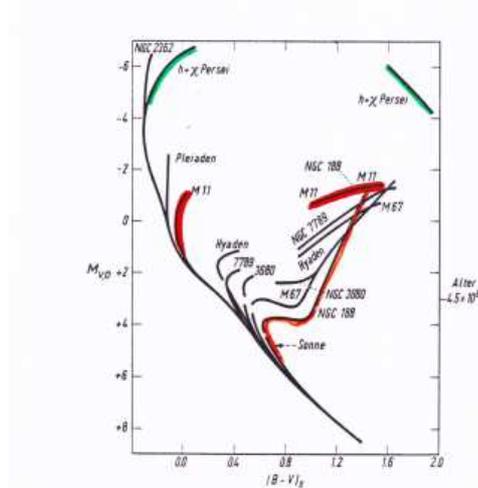
Weißer Zwerge im FHD des Kugelhaufens M4



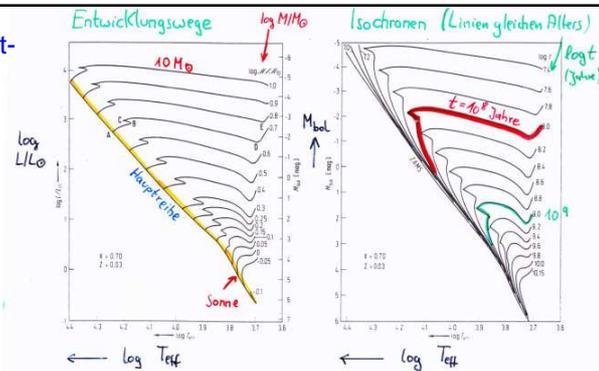
Farben-Helligkeits-Diagramm: Offene Haufen



Schematische FHDs offener Haufen



Vergleich mit Sternentwicklungsrechnungen



- Vergleich mit gemessenen FHDs erlaubt Altersbestimmung (in der Praxis: Festlegung des Abknickpunktes, turn-off, von der Hauptreihe)
- Ergebnisse:
 - offene Sternhaufen: h und X Persei: wenige Millionen Jahre
 - NGC 188: 5-6 Milliarden Jahre
 - Kugelsternhaufen: haben fast alle ein ähnliches Alter: $\approx 15 \pm 3$ Milliarden Jahre

→ Kugelsternhaufen sind zum Zeitpunkt der Entstehung der Galaxis entstanden

Die Entstehung der chemischen Elemente

- primordiale Nukleosynthese: H, He, ${}^6\text{Li}$, ${}^7\text{Li}$

→ Kosmologie (Kapitel XVI)

- interstellare Prozesse

Kosmische Strahlung (hochenergetische Atomkerne) mit $E > 1 \text{ GeV}$:
Spallation von interstellarer Materie (z.B. ${}^{12}\text{C}$)

→ Li, Be, B

- stellare Nukleosynthese:

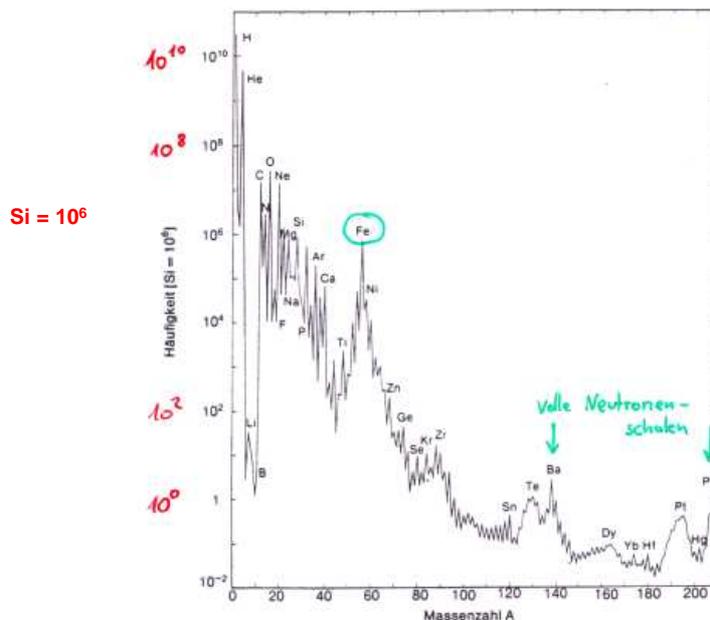
-- im Sterninneren: Entstehung der Elemente bis $A=56$ (Eisen)
bei nuklearer Energieerzeugung

-- Supernovae, Novae, planetarische Nebel

Ejektion → Entstehung einer neuen Generation von Sternen

Woher stammen die Elemente, die schwerer sind als Eisen?

Häufigkeitsverteilung der Elemente im Sonnensystem



Erzeugung:

wiederholter Neutroneneinfang, ausgehend von Fe- „Saatkernen“, gefolgt von β -Zerfall

s-Prozess (slow):

niedrige n-Flüsse, Zeitskala für n-Einfang groß gegen Zeitskala für β -Zerfall (in He-brennender Schale roter Riesen)

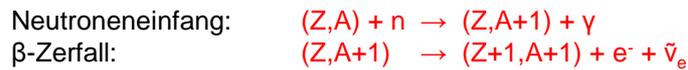
r-Prozess (rapid):

hohe n-Flüsse, viele n-Einfänge vor einem β -Zerfallsereignis (bei SN-Explosion)

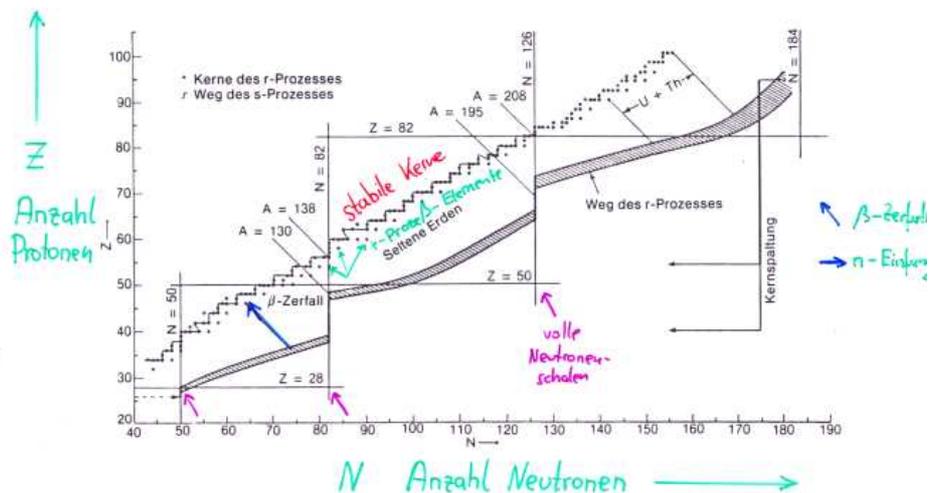
nebenbei:

p-Prozess (proton):

Protoneneinfang (hohe Temperaturen nötig \rightarrow bei SN-Explosion)



- s-Prozess bewegt sich im Tal der Stabilität des N-Z-Diagramms
- r-Prozess verläuft außerhalb, erzeugt neutronenreiche Isotope



Nukleare Reaktionen zur Freisetzung von Neutronen in AGB-Sternen:

- a) $^{13}\text{C} + \alpha \rightarrow ^{16}\text{O} + \text{n}$ ^{13}C aus ^{12}C (3α -Brennen) durch p-Einfang und anschließenden β -Zerfall
b) $^{22}\text{Ne} + \alpha \rightarrow ^{25}\text{Mg} + \text{n}$ ^{22}Ne aus ^{14}N (CNO-Zyklus) durch zwei α -Einfänge

hohe Temperaturen nötig für $^{22}\text{Ne} + \alpha$
→ n-Quelle für AGB-Sterne mit $M > 3 M_{\odot}$

Konvektion schafft s-Prozess-Elemente an die Sternoberfläche,
z.B. Technetium:

^{98}Tc Halbwertszeit $4 \cdot 10^6$ Jahre (Merrill, 1952, in FG Sge)

Sternentstehung

Sternentstehungsgebiete sind dichte **Molekülwolken** (Kap. XIII) in den Spiralarmen der Galaxis. Sterne entstehen in Gruppen (OB-Assoziationen). Sobald Masse der Wolke groß genug:

- **Eigengravitation überwiegt inneren Druck**
- **Kontraktion**

Grenzmasse ist die sog. **Jeans-Masse**:

Abschätzung aus Virialsatz, $E_{\text{th}} = -\frac{1}{2} E_{\text{pot}}$ (siehe Beginn dieses Kapitels)
Kontraktion erfolgt also, wenn potentielle Energie zu groß ist.

$$\text{mit } E_{\text{th}} = \frac{3}{2} \frac{kT}{\mu m_{\text{H}}} \cdot M_{\text{J}} \text{ und } E_{\text{pot}} = G \frac{M_{\text{J}}^2}{R}$$

wird die **Jeans-Masse**: $M_{\text{J}} \approx 3 \cdot 10^4 \left(\frac{T^3}{n} \right)^{1/2} M_{\odot}$

typische interstellare Wolke: $n = 10^6 \text{ cm}^{-3}$ $T = 100 \text{ K}$
→ $M_{\text{J}} = 30\,000 M_{\odot}$

in dichtesten Regionen ist: $n = 10^{12} \text{ cm}^{-3}$ $T = 10 \text{ K}$
→ $M_{\text{J}} = 1 M_{\odot}$

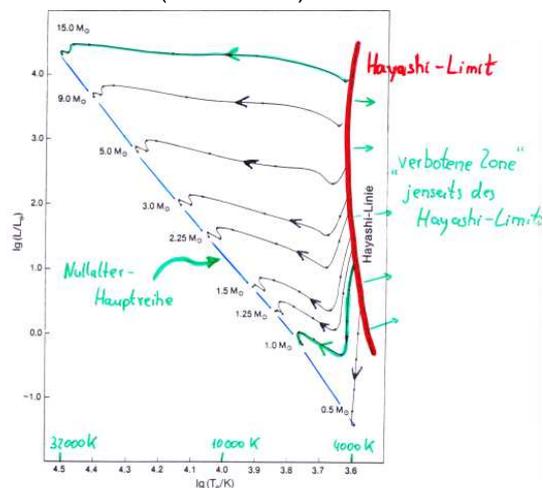
Sternbildung beginnt also in Wolken mit einigen $1000 M_{\odot}$ und ~ 10 pc Ausdehnung. Wolke kontrahiert,
 → (T konstant wg. Abstrahlung) M_J wird kleiner
 → Bildung getrennter Kondensationskeime
 → **Fragmentierung**

Details noch ziemlich unklar! Insbesondere Einfluss von Rotation und Magnetfeldern

Protostern-Entwicklung bis hin zur Hauptreihe

Mit wachsender Dichte des „frei fallenden“ Wolkenfragments:

- **Opazitätserhöhung**, Strahlung entweicht nicht mehr ungehindert
 - **Temperaturerhöhung**, Abbremsung des Kollapses
 - **hydrostatisches Gleichgewicht** (Sterns ist jetzt am Hayashi Limit)
- T_c, ρ_c nehmen langsam zu, bis H-Brennen (bei $4 \cdot 10^6$ K) zündet
 (Entwicklung zur Hauptreihe)



Sterne am Hayashi-Limit sind **voll konvektiv** (kühl, hohe Opazität)
Kontraktionszeitdauer zur Hauptreihe stark **massenabhängig**:

15 M_{\odot} -Stern: 60.000 Jahre

0.1 M_{\odot} -Stern: einige 10^8 Jahre, d.h. in jungen Haufen evtl. noch gar nicht auf der Hauptreihe!

Neue Sterne erst nach Kontraktionsphase sichtbar (weil eingebettet in dunklen Wolken) → **T Tauri-Sterne**, sehr aktiv: Akkretionsscheiben → Planetenentstehung; Jets → **Herbig-Haro-Objekte** (siehe Kap. V)

