

Sterne IV: Sternentwicklung

7 Dezember, 2006

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

Inhalt

- Energiereservoir, Zeitskalen
- Entwicklungswege im HR-Diagramm
- Sterne der unteren Hauptreihe
- Sterne der oberen Hauptreihe
- Entwicklung sehr massereicher Sterne
- Entfernung und Alter von Sternhaufen



- Literatur:
- Carroll, Ostlie, Kapitel 9; Weigert, Wendker, Wisotzki, Kapitel 6; Unsöld, Baschek, Kapitel 7

Wiederholung: Energiereservoir, Zeitskalen

- Energiesatz für einen Stern: **die zeitliche Änderung der Energievorräte ist die Leuchtkraft L**

$$L = -\frac{d}{dt}(E_N + E_T + E_P)$$

E_N : nukleare Energie (durch Kernreaktionen freigesetzt)

E_T : thermische Energie (kinetische Energie aller Teilchen)

E_P : potentielle Energie (aller Massenelemente des Sterns)

- Für Sterne im hydrostatischen Gleichgewicht gilt der **Virialsatz**:

$$E_P = -2 \cdot E_T$$

- wobei die gesamte **potentielle Energie** gegeben ist durch:

$$E_P = -G \int_0^M \frac{M_r}{r} dM_r$$

- Da $|E_P| \propto \frac{1}{r} \Rightarrow |E_P|$ wird größer wenn die Massenelemente bei einer Sternkontraktion ihren gegenseitigen Abstand r verkleinern \Rightarrow bei Kontraktion des Sterns wird Energie frei!
- **Virialsatz**: 1/2 der freiwerdenden Energie \Rightarrow T-Erhöhung des Sterns (E_T wird größer)
1/2 der freiwerdenden Energie \Rightarrow steht zur Abstrahlung zur Verfügung

Wiederholung: Energiereservoir, Zeitskalen

- Wir hatten die **Zeitskala des Reservoirs E_i** definiert als (mit $L = ct$):

$$t_i \approx \frac{E_i}{L}$$

- Wenn Energiereservoir E_i erschöpft ist, nach $\Delta t \approx t_i$:
 - die Leuchtkraft sinkt
 - oder neues Energiereservoir wird erschlossen

⇒ Hauptursache für zeitliche Entwicklung von Sternen!

- Wir hatten gesehen dass:

$$t_N = \frac{E_N}{L} \gg t_T = t_{KH} = \frac{E_T}{L} = -\frac{E_P}{2L}$$

- Für die Sonne während der H-Fusion:

$$t_{N,\odot,H} \approx 10^{10} \text{ yr} \gg t_{KH,\odot} \approx 4.4 \times 10^7 \text{ yr}$$

Energiereservoir, Zeitskalen

- Wichtig ist auch die **hydrostatische Zeitskala** t_H . Die Störung des hydrostatischen Gleichgewichts kann durch die entstehende Beschleunigung zur Veränderung eines Stern führen. t_H gibt also die Reaktionszeit eines Sterns auf Druckschwankungen an:

$$t_H \approx \frac{R}{c_s}$$

c_s = Schallgeschwindigkeit der Druckwelle

- mit $c_s \approx \sqrt{\frac{\bar{P}}{\bar{\rho}}}$, $\frac{\bar{P}}{\bar{\rho}} \approx \frac{GM}{R}$

- ergibt sich: $\Rightarrow t_H = \sqrt{\frac{3}{4\pi G \bar{\rho}}}$

- Die hydrostatische Zeitskala t_H ist sehr kurz. Für die Sonne: $t_{H,\odot} \approx 10^3 \text{ s}$
- Dies ist auch die typische Periode, mit der ein Stern um seine Gleichgewichtslage schwingt, falls diese gestört wird (= **Pulsationszeitskala**).
- Somit ist:

$$t_N \gg t_{KH} \gg t_H$$

wobei $t_N = t_{H-\text{Brennen}}$ oder $t_{\text{He-Brennen}}$

Sterne auf der Hauptreihe

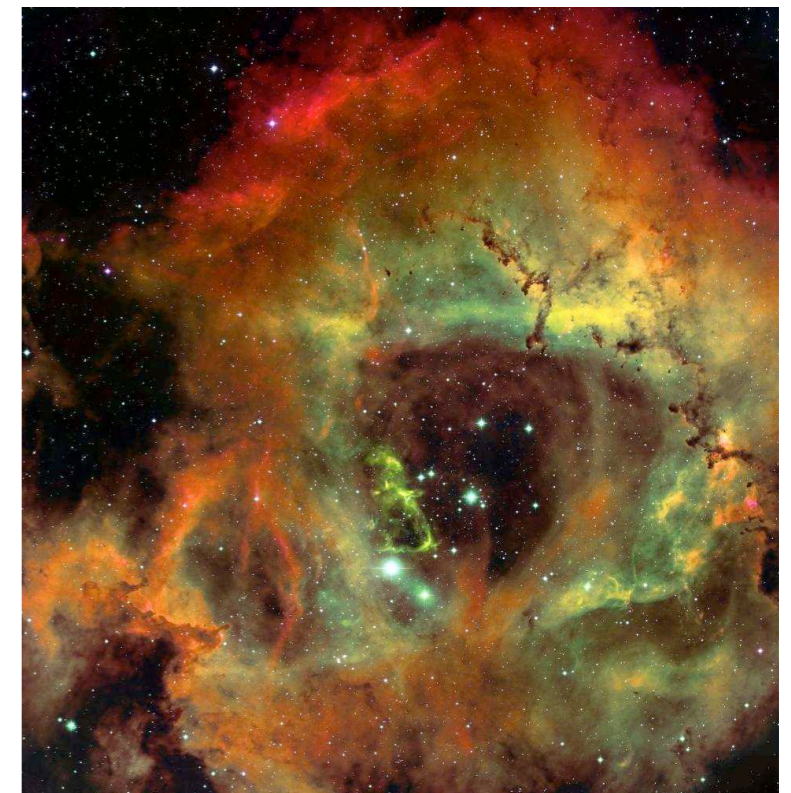
- Sterne entstehen beim **Kollaps von diffusen interstellaren Gaswolken**
- Sobald das nukleare Brennen einsetzt, erreichen sie hydrostatisches Gleichgewicht
- Sie entwickeln sich auf **nuklearen Zeitskalen**

$$t_N = 10^{10} \left(\frac{M / M_{\odot}}{L / L_{\odot}} \right) \text{yr}$$

- **Russel-Vogt Theorem**: die Masse und chemische Zusammensetzung bestimmen den Gleichgewichtszustand, dh:

$$L, B - V, T_{eff}$$

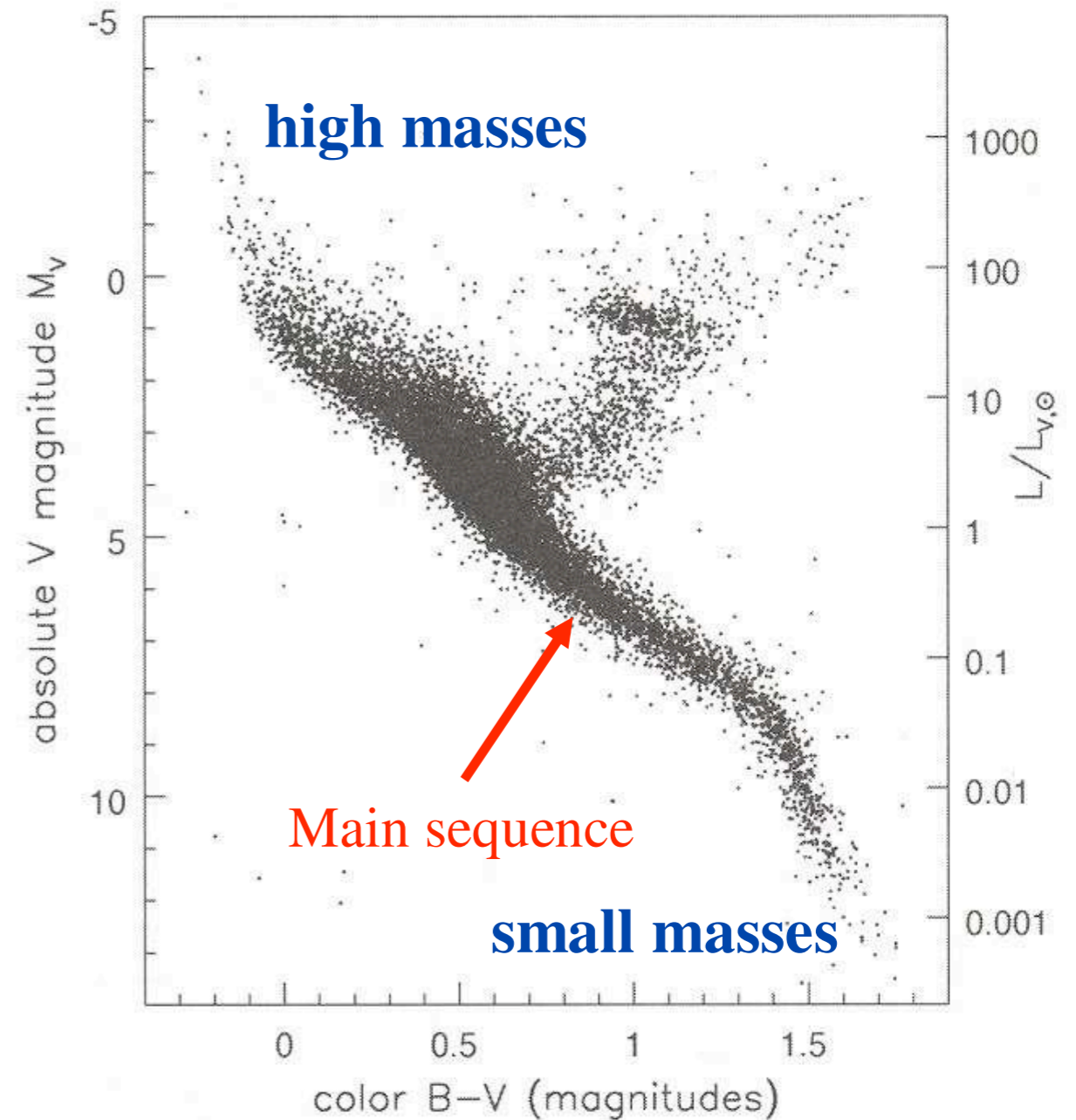
- **Am Anfang**: die Sterne haben eine homogene chemische Zusammensetzung, die durch die chemische Zusammensetzung der Gaswolke, aus der sie entstanden, gegeben ist



Rosette-Nebula

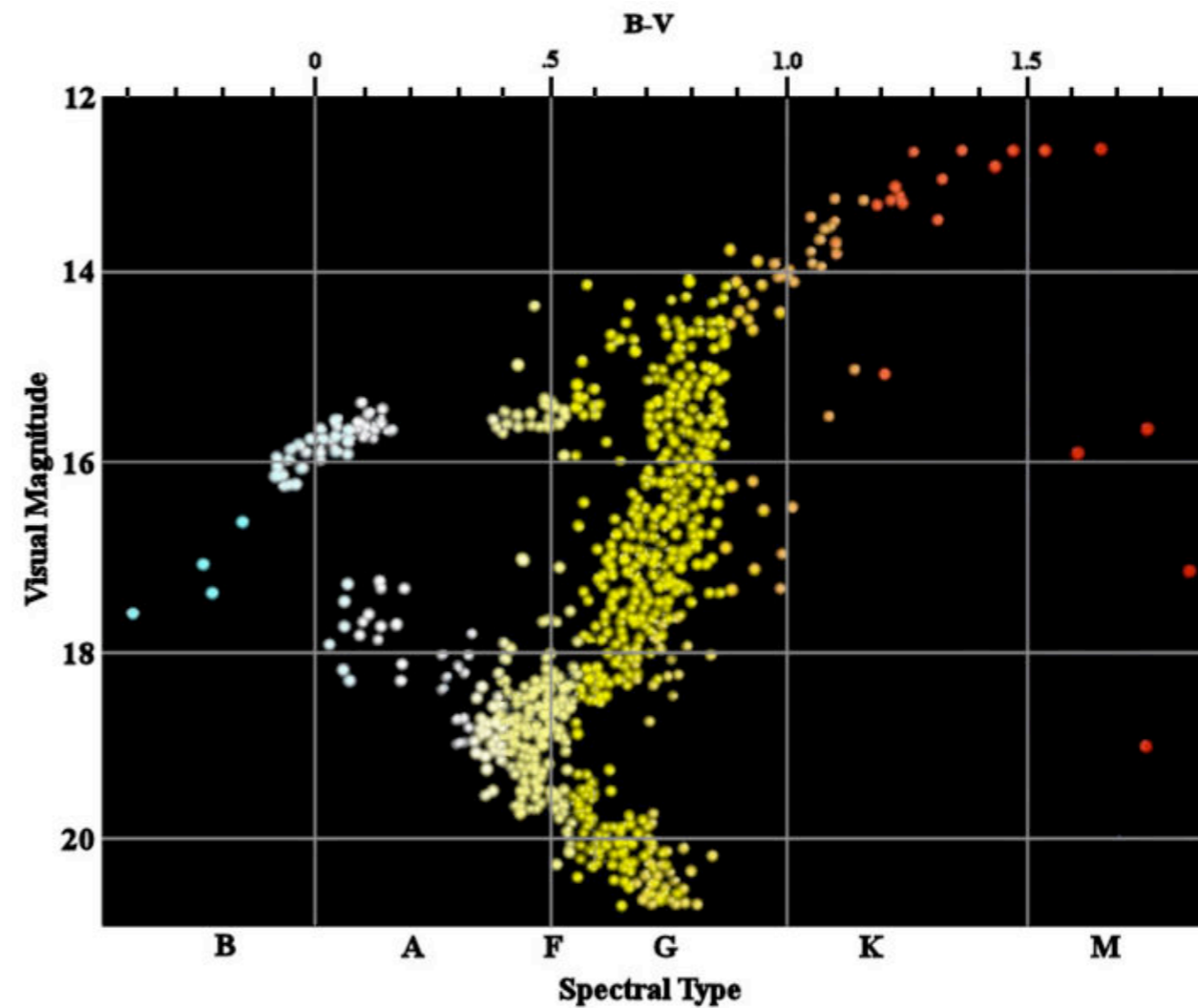
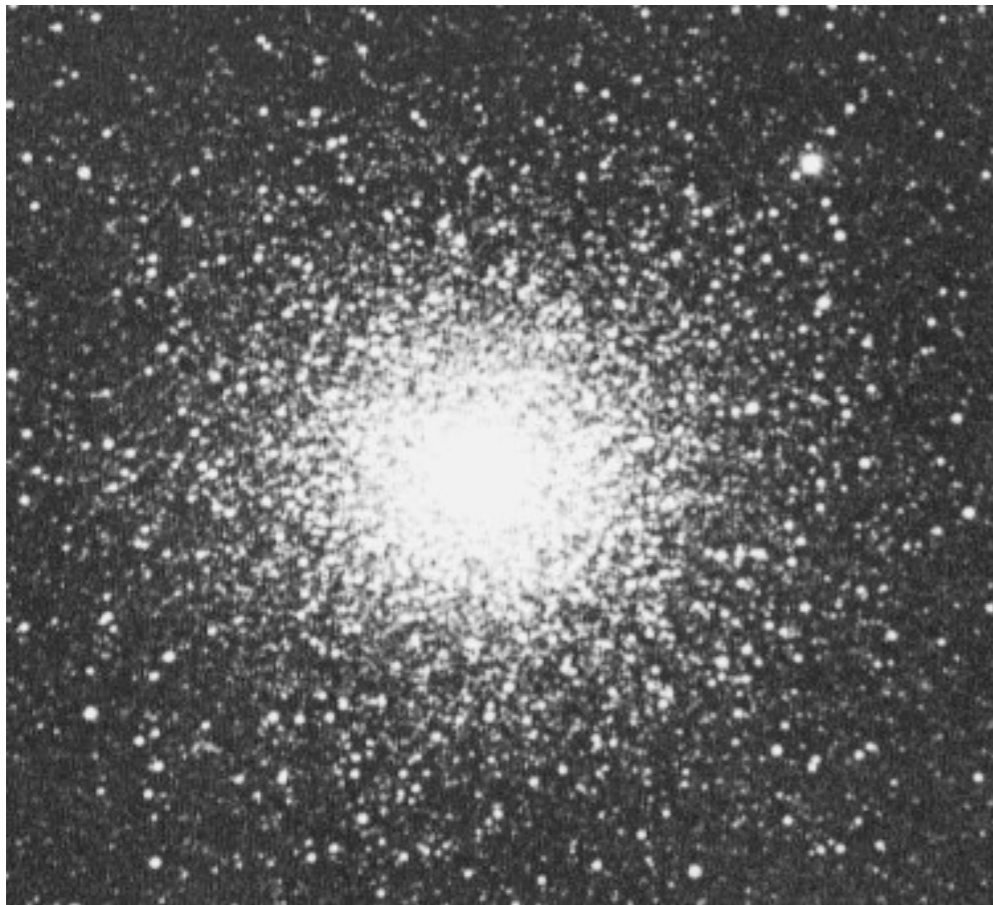
Das HR-Diagramm in der Sonnenumgebung

- Die Sonnenumgebung besteht aus Sternen mit unterschiedlichen
 - Massen
 - Chemischer Zusammensetzung
 - Evolutionstadium
- **85% der Sterne** in der Sonnenumgebung sind HR-Sterne die H in ihrem Inneren brennen
- Da diese Phase (**H-Fusion**) **am längsten** dauert, ist es am **wahrscheinlichsten**, dass wir Sterne auf der HR finden



Das HR-Diagramm eines Sternhaufens

- Die Sterne eines **Sternhaufens** haben alle **das gleiche Alter** und die **gleiche chemische Zusammensetzung** => **Abhängigkeit nur von der Masse**



M3 globular cluster

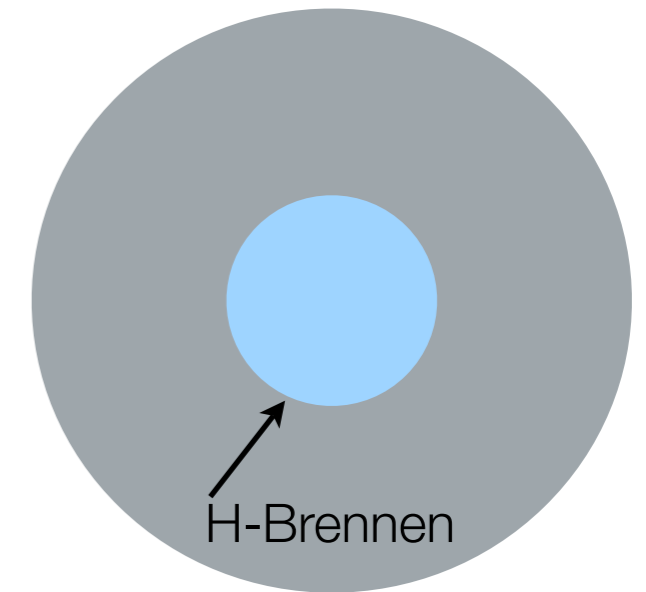
Sternentwicklung auf der Hauptreihe

- **HR-Sterne:** am Anfang -> “Alter-Null-Hauptreihe” (ZAMS: Zero Age Main Sequence)

Energiereservoir: H-Brennen (pp-Kette oder CNO-Zyklus)

Fusion ist auf Zentralregion ($\sim 0.1 - 0.2 M_{\text{Stern}}$) beschränkt

Gesamtmasse bleibt erhalten (bis auf Massendeffekt)



- Da sich die chemische Zusammensetzung dabei ändert, **bewegen sich die Sterne von der ZAMS weg**
- Die **Fusion reduziert jedoch den Gasdruck** im Inneren: da schwerere Elemente produziert werden, **wächst das mittlere Molekulargewicht $\mu \Rightarrow$ der Druck P wird kleiner:**

$$\mu_c = \frac{\bar{m}_c}{m_H} \uparrow \Rightarrow P_{\text{gas},c} = \frac{\rho_c k T_c}{\mu_c m_H} \downarrow$$

- Um dem Gewicht der äußeren Gasschichten gegenzuhalten, muss der Kern kontrahieren:

$$\Rightarrow \rho_c \uparrow \quad \text{und} \quad T_c \uparrow$$

Sternentwicklung auf der Hauptreihe

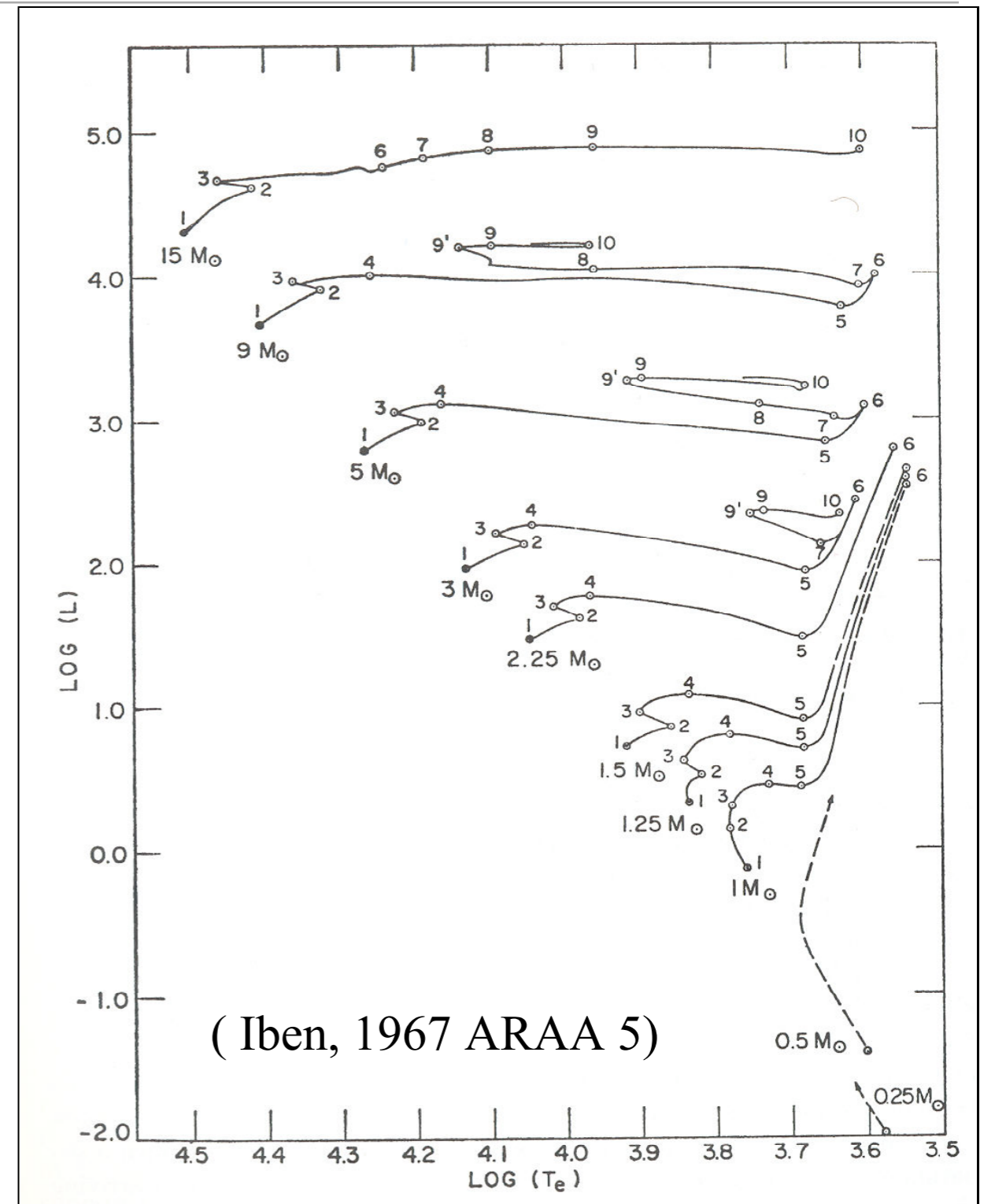
- Die Leuchtkraft wächst mit:

$$L \propto \mu_c M^3$$

⇒ Sterne **erhöhen ihre Leuchtkraft** (gering)

während des zentralen H-Brennens. Sie entfernen sich von der ZAMS, die HR weitet sich

| Masse | Stadium 1-3 |
|---------------------|-------------------------|
| 0.25 M _⊙ | 7 × 10 ¹⁰ yr |
| 1.00 M _⊙ | 9 × 10 ⁹ yr |
| 1.25 M _⊙ | 3 × 10 ⁹ yr |
| 2.25 M _⊙ | 5 × 10 ⁸ yr |
| 15.0 M _⊙ | 1 × 10 ⁷ yr |



Bender, Burkert

Die untere Hauptreihe $M < 1.5 M_{\odot}$

- **Die Energie wird von der pp-Kette generiert**

da diese Reaktion nicht so stark T-empfindlich ist, findet die Energieproduktion in einer größeren Region statt und kann allein durch Strahlung wegtransportiert werden

- **Äußere Lagen: kühl**

=> hohe Opazität

=> Energie kann nicht durch Strahlung transportiert werden => Konvektion

- **Da es keine Mischung im Kern gibt:**

=> das H wird am schnellsten im Zentrum verbraucht

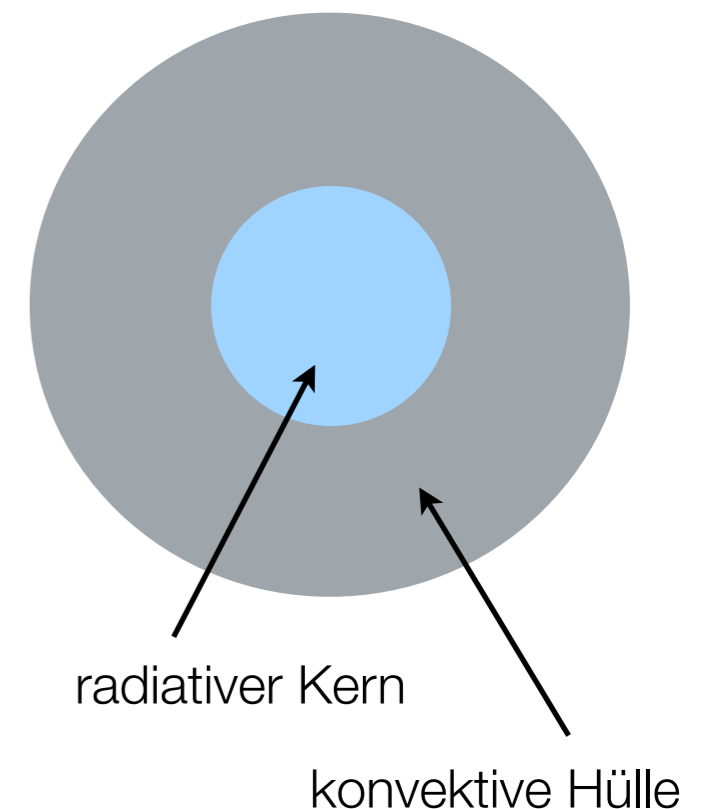
=> starker H-Gradient

- **Ende der HR-Phase:**

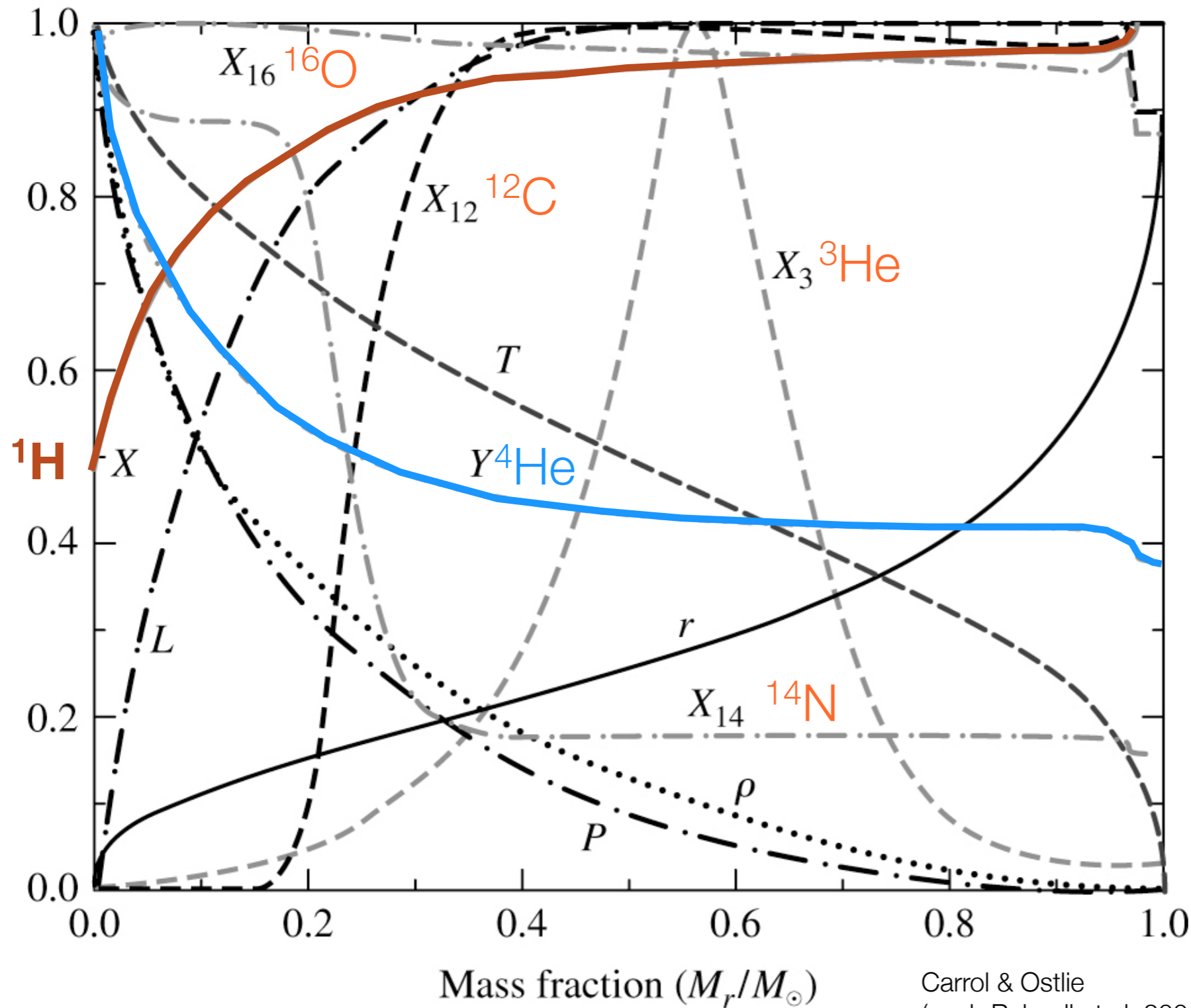
H im Zentrum komplett zu He verbrannt

=> Kernfusion im Zentrum gestoppt

H → He Brennen läuft in Schale um den He-Kern weiter



Innere Struktur eines Sterns mit $M=1M_{\odot}$



Maximalwerte:

$X = 0.739$

$Y = 0.640$

$X_3 = 3.19 \times 10^{-3}$

$X_{12} = 3.21 \times 10^{-3}$

$X_{14} = 5.45 \times 10^{-3}$

$X_{16} = 9.08 \times 10^{-3}$

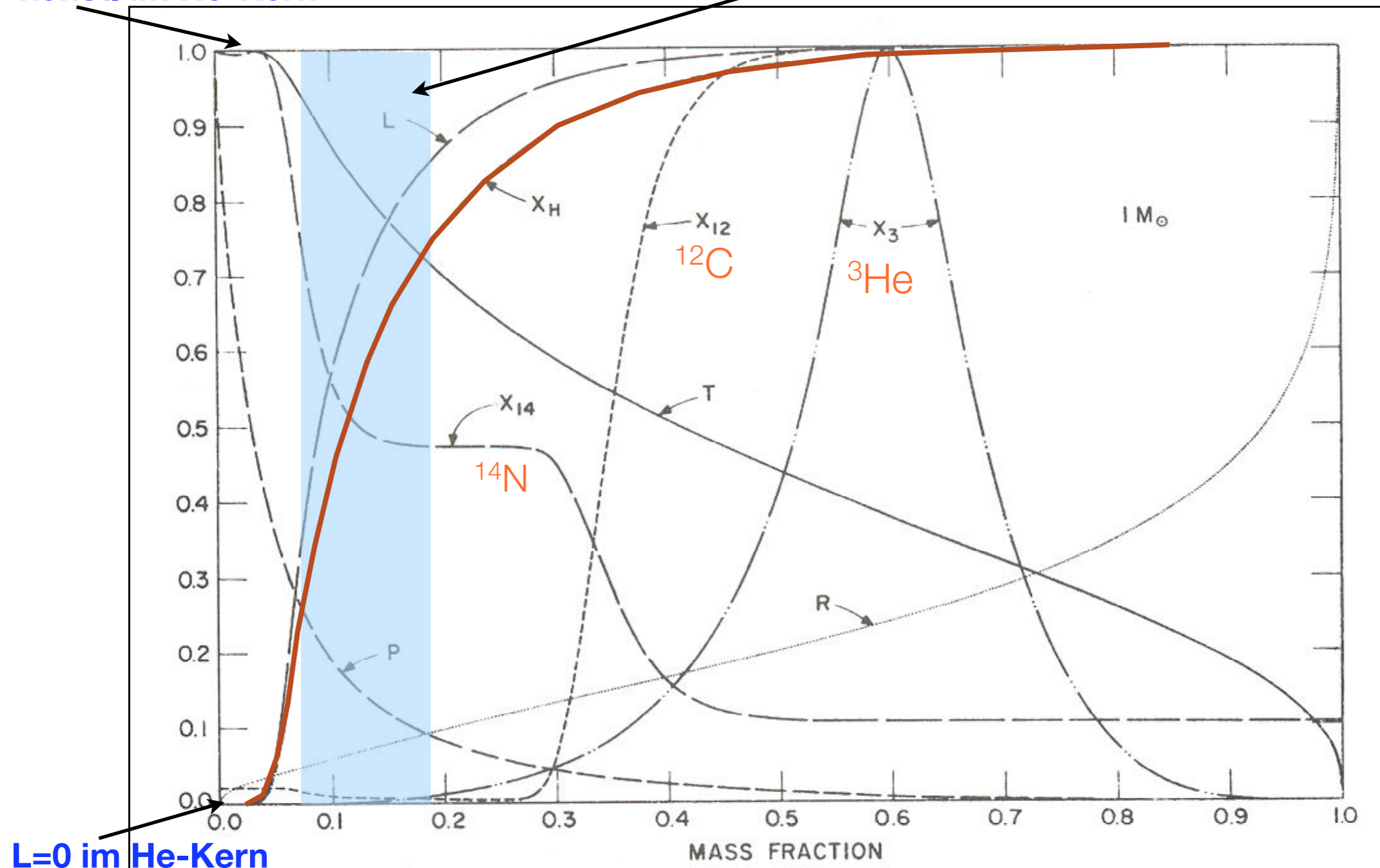
Carrol & Ostlie
(nach Bahcall et al, 2001)

Die untere Hauptreihe $M < 1.5 M_{\odot}$

- das Innere des Stern in der Nähe von Punkt 3 (nach ≈ 9.2 Gyr)

T = konst. im He-Kern

H-Fusion in Schale \Rightarrow Leuchtkraft



L=0 im He-Kern

Die untere Hauptreihe $M < 1.5 M_{\odot}$

- Wenn der He-Kern zu massiv wird kann er nicht mehr stabil bleiben

=> Kollaps auf der **KH-Zeitskala** $t_{KH} \approx 10^7 \text{ yr}$ (Phase 4-5)

=> Sterninneres wird heißer => T-Gradient steigt

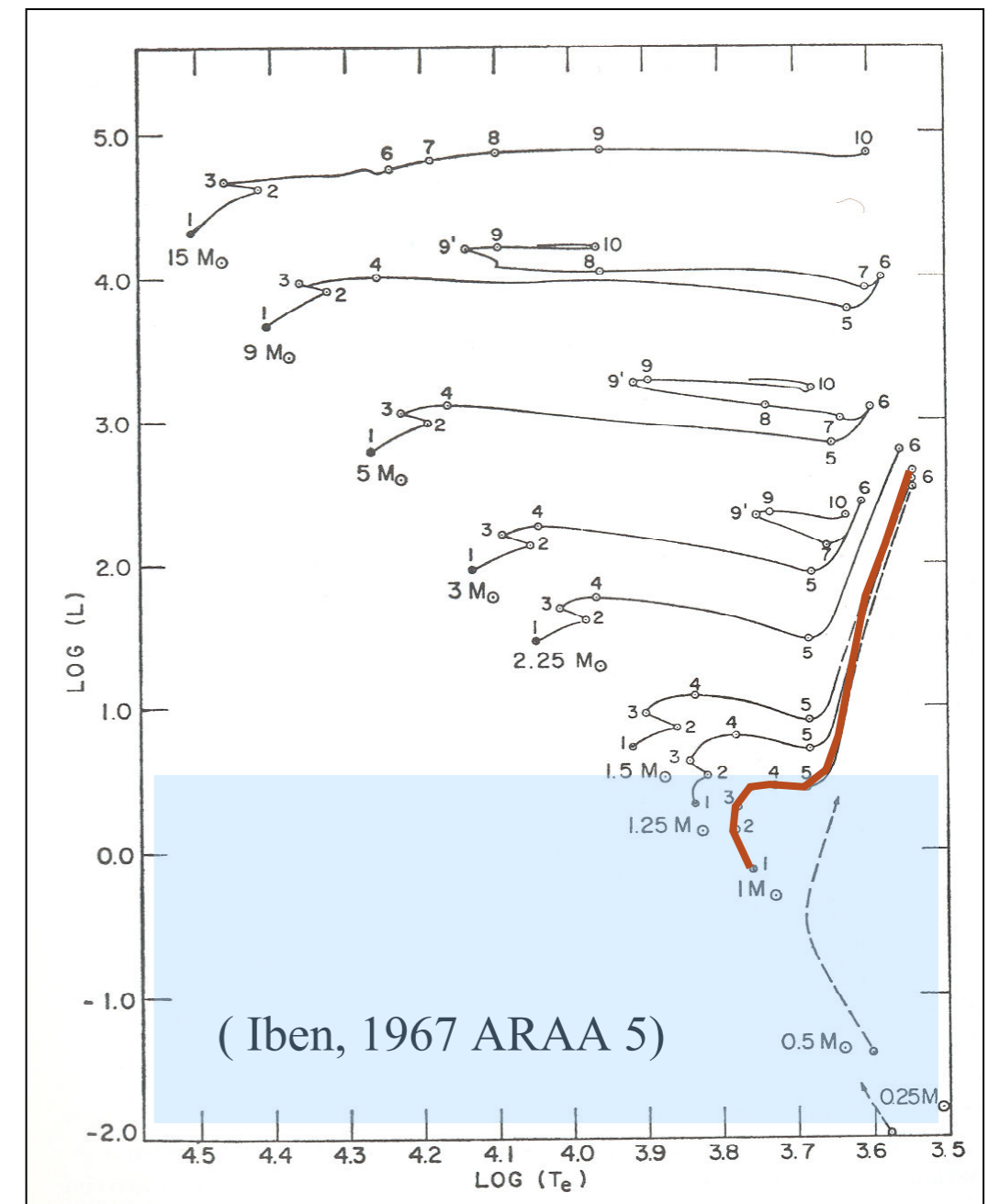
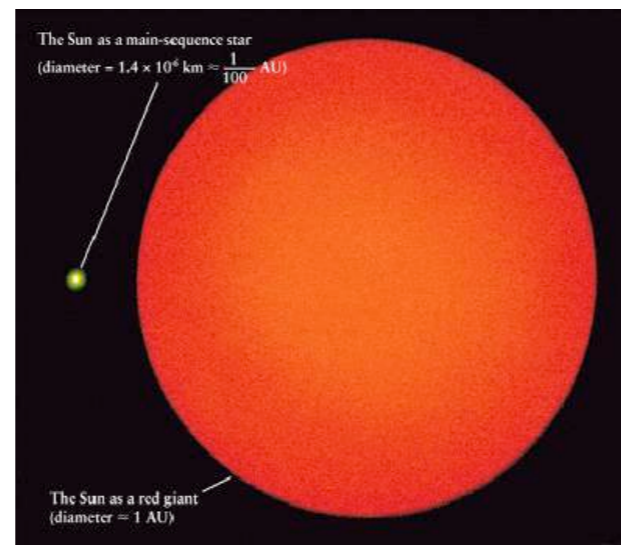
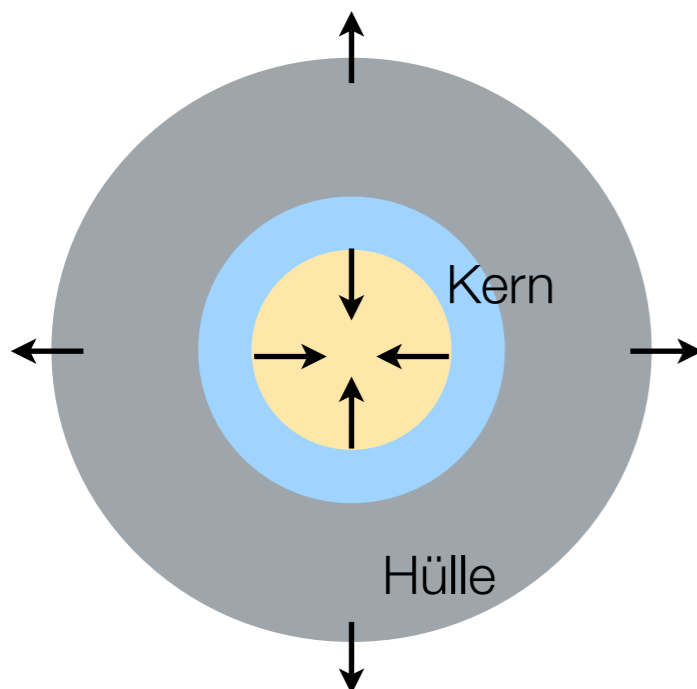
=> die Hülle expandiert

der Stern wird voll konvektiv auf der Hayashi-Linie

Sterne mit kleineren Massen bewegen sich nach oben

zu höheren L => **Rote Riesen**

- Die Sonne wird bis zur Erde expandieren, mit $T_{\text{eff}} = 3500 \text{ K}$



Die untere Hauptreihe $M < 1.5 M_{\odot}$

- Da die Zentralregion sehr stark kontrahiert, bildet sich ein He-Kern sehr hoher Dichte
- Wenn $\rho \geq 10^8 \text{ kg m}^{-3} \Rightarrow$ **Fermi-Dirac Entartung des Elektronengases**

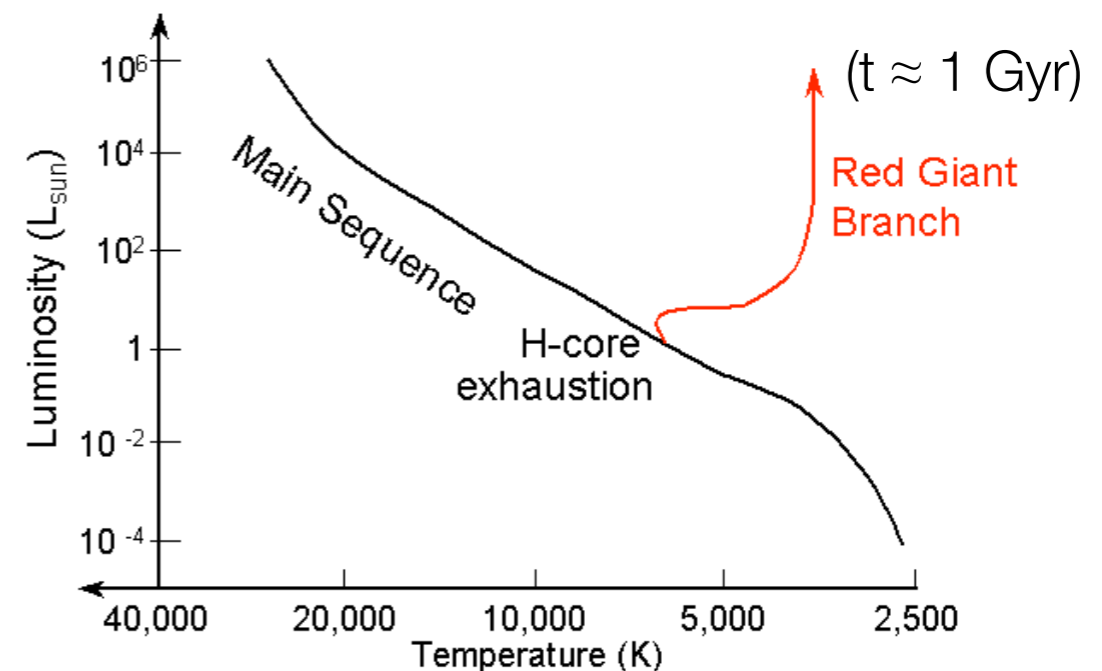
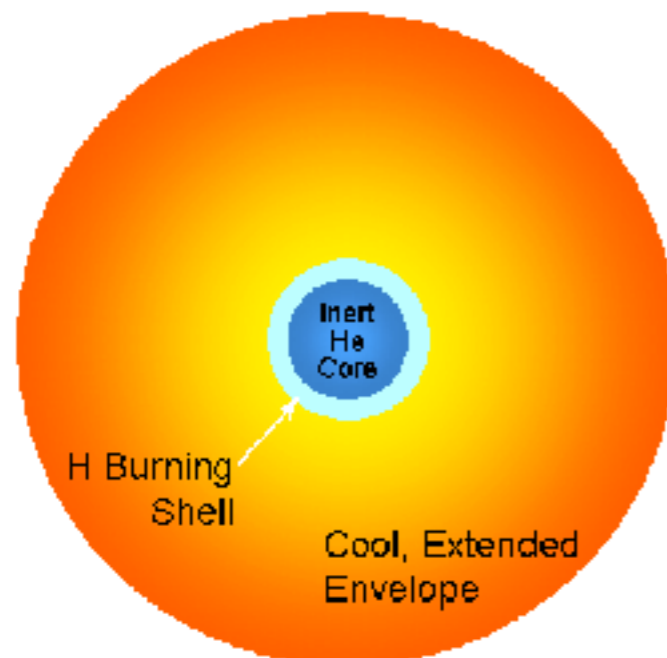
\Rightarrow das entartete Elektronengas liefert den Druck ($P = \text{const.} \cdot \rho^{\beta}$, mit $\beta = 5/3 \dots 4/3$)

\Rightarrow Kompression des vollständig entarteten Gases führt nicht zur T-Erhöhung!

\Rightarrow H-Brennen in dünner Schale um den He-Kern

\Rightarrow kollabierender Kern heizt die H-Schicht auf \Rightarrow Fusion wird schneller \Rightarrow höhere T und Strahlungsdruck

\Rightarrow Hülle expandiert und wird kühler \Rightarrow Stern steigt auf dem **Roten-Riesen-Ast** hinauf



Weitere Evolution der Sterne mit $M < 1.5 M_{\odot}$

- $M \leq 0.5 M_{\odot}$

der Druck der entarteten Elektronen stoppt die weitere Kontraktion des He-Kerns bevor die Temperatur $T = 10^8$ K erreicht ist

=> kein He-Brennen

=> nachdem das ganze H verbraucht ist, kühlt sich der Stern ab und kontrahiert zu einem He-Weissen Zwerg

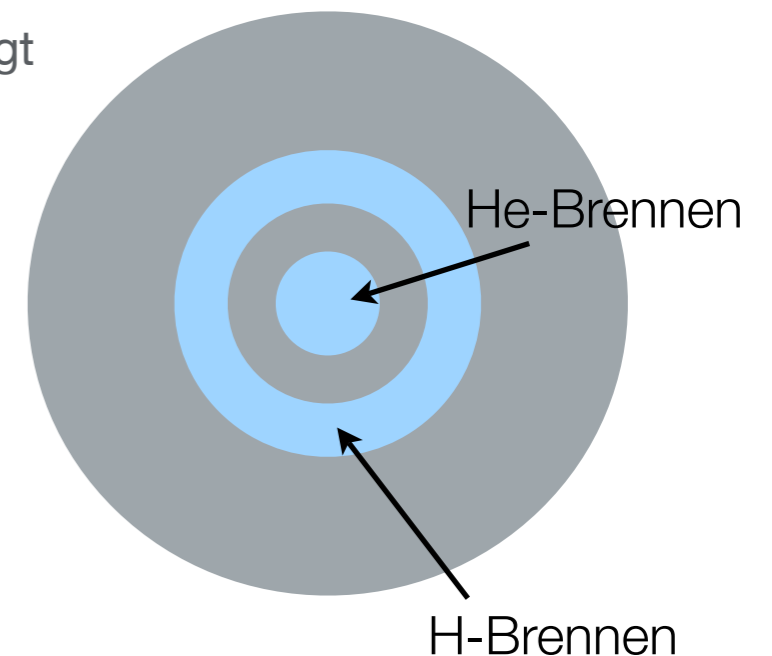
- $0.5 M_{\odot} \leq M \leq 1.5 M_{\odot}$

H-brennende Schale steigert die Masse des entarteten He-Kerns

=> der He-Kern kontrahiert weiter da der Druck nur von der Dichte anhängt

=> die freiwerdende potentielle Energie erhöht T , bis zu $T = 10^8$ K

=> **He-Brennen kann im Kern zünden**



Weitere Evolution der Sterne mit $M < 1.5 M_{\odot}$

- Das He-Brennen erhöht die Temperatur aber nicht den Druck P

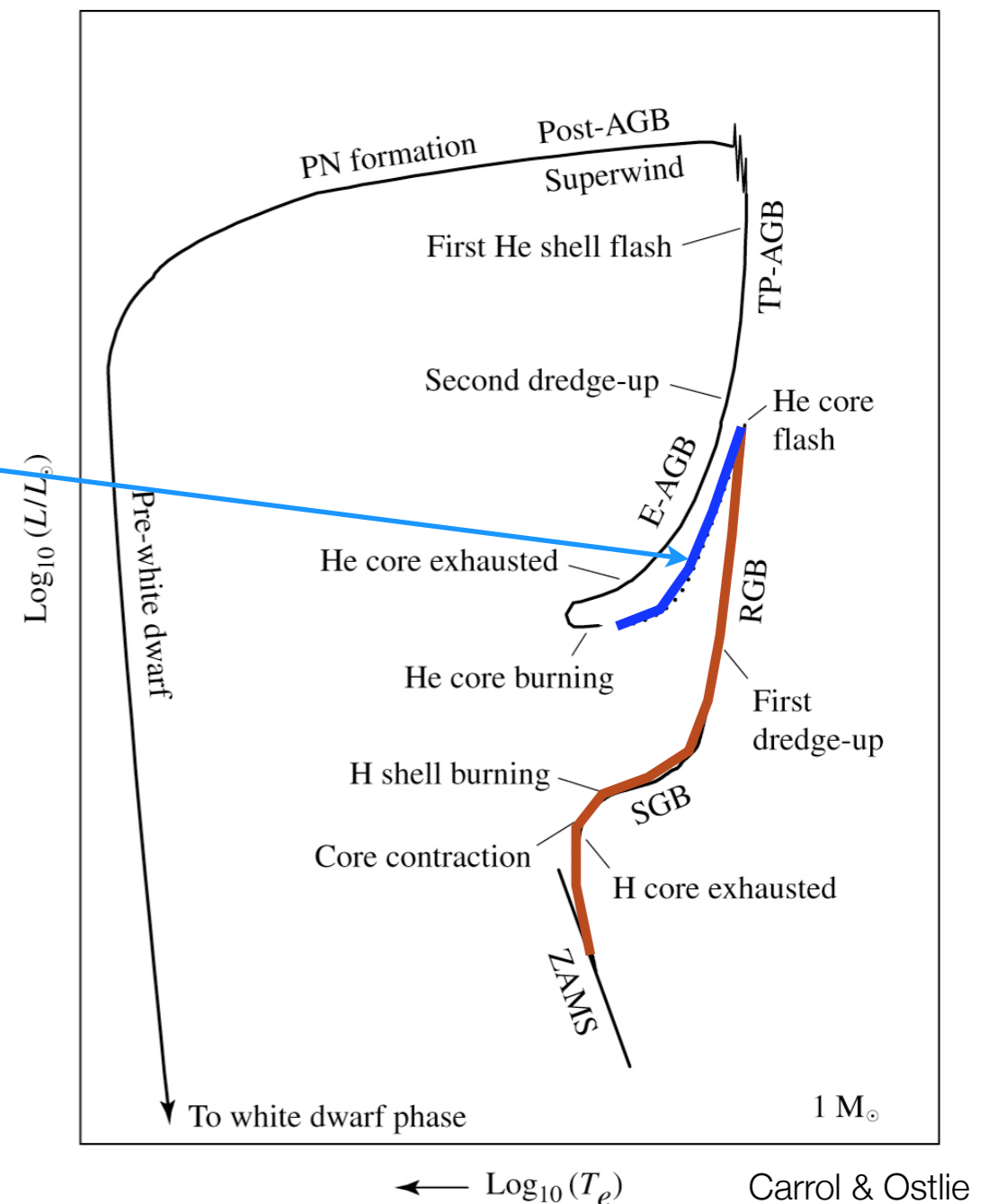
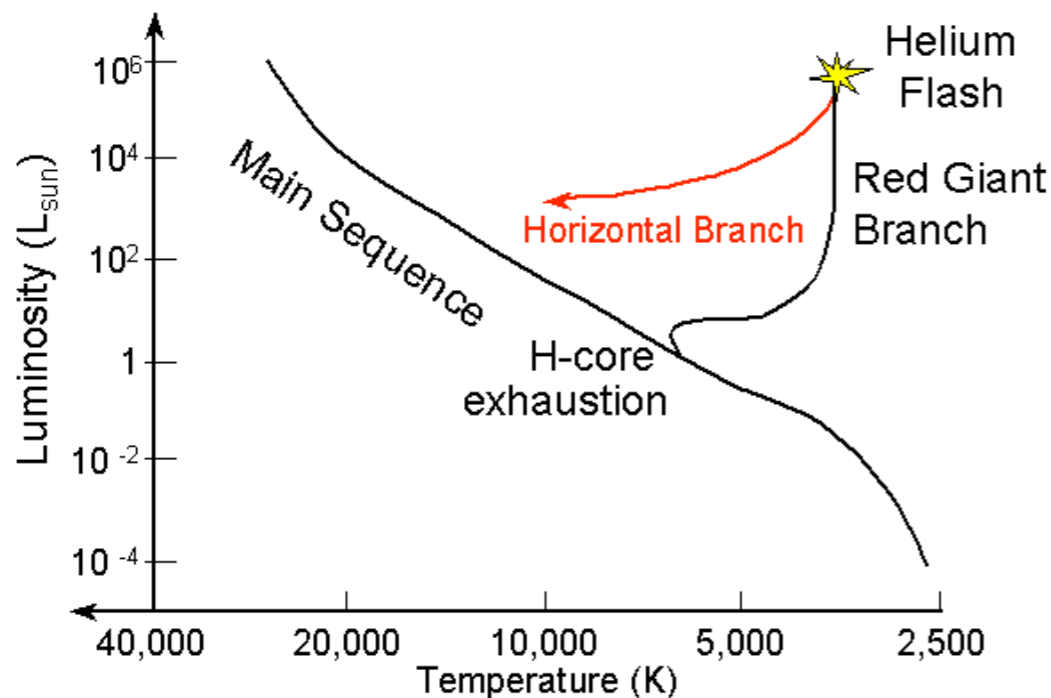
=> keine Selbstregulierung, jedoch 'thermonuclear runaway' da $\epsilon_{3\alpha} \sim T^{30}$

=> Leuchtkraft steigt weiter

- wenn die T im Kern hoch genug ist, um die Entartung der Elektronen aufzuheben

=> He-flash

=> kurze, stabile Phase auf dem **horizontalen Ast**



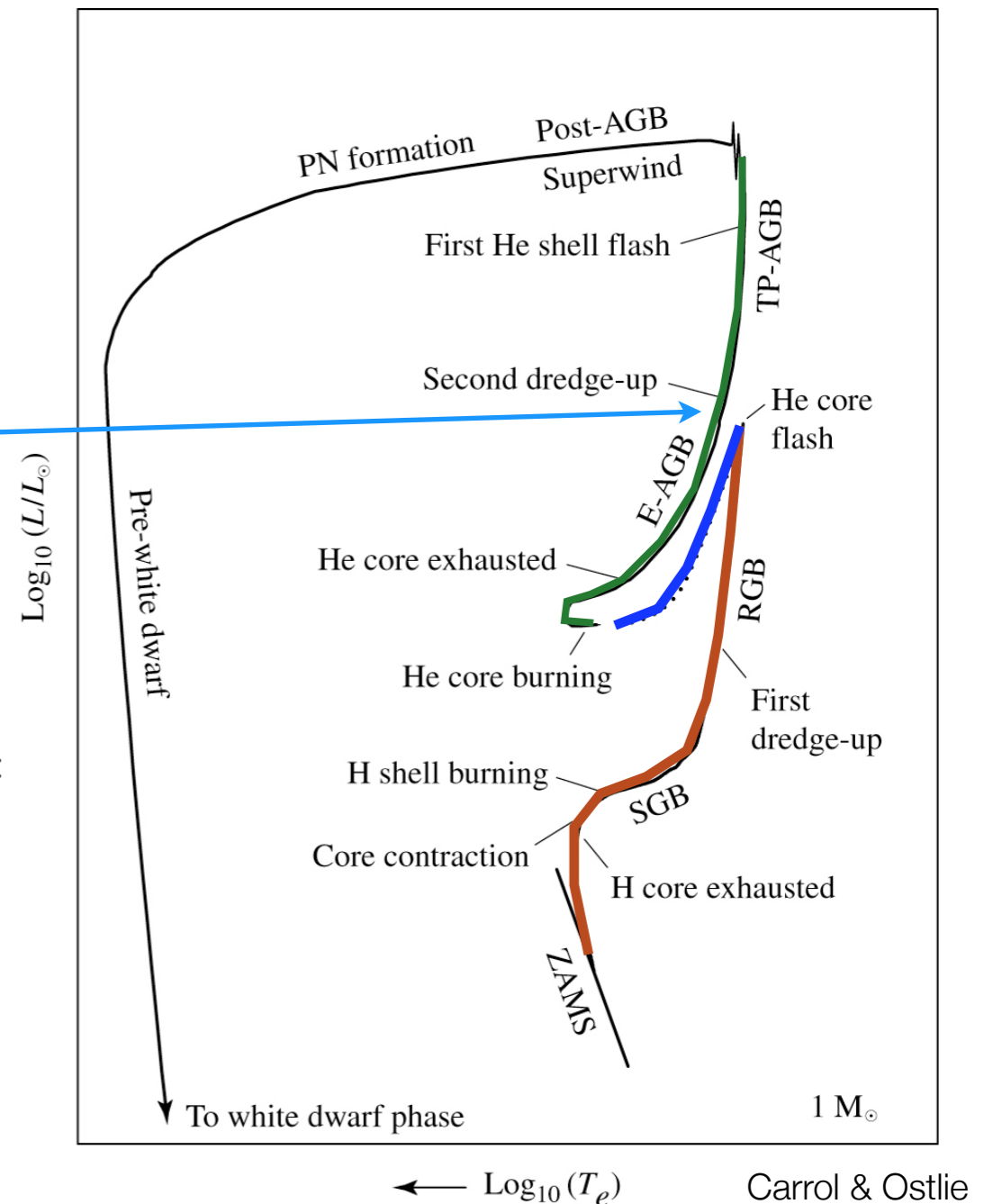
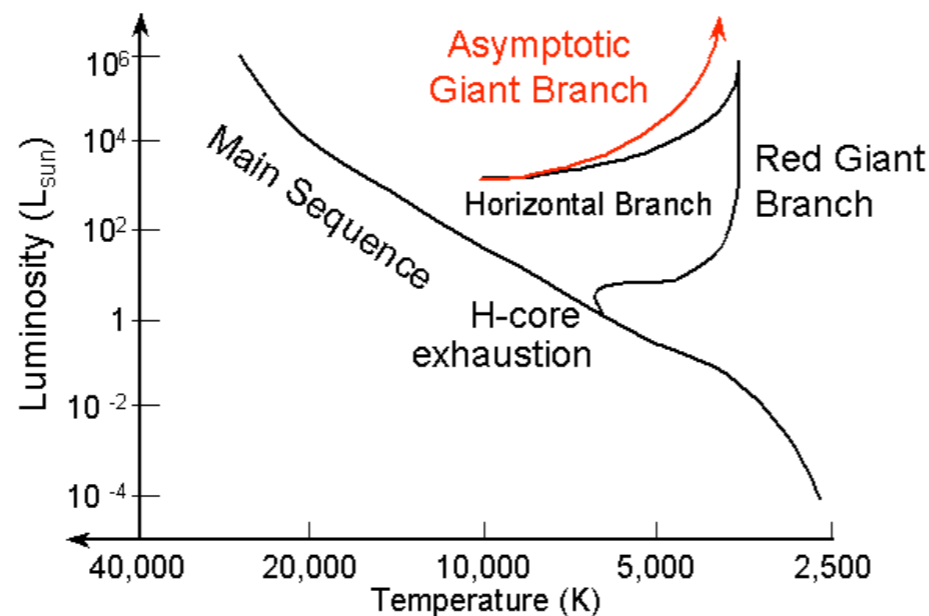
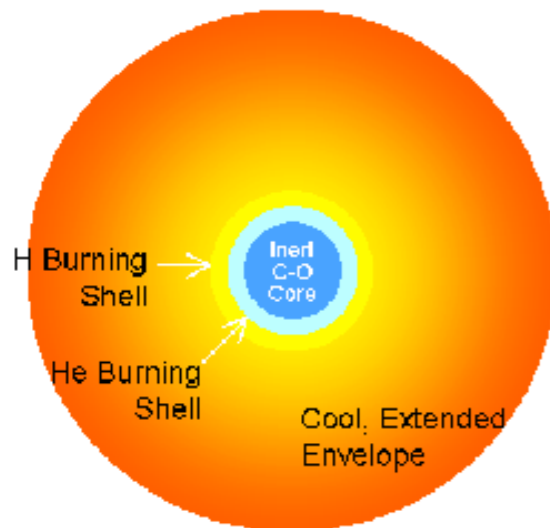
Weitere Evolution der Sterne mit $M < 1.5 M_{\odot}$

- He-Brennen erzeugt Mischung aus 50% C und 50% O
- C und O sinken zum Zentrum und verdrängen das He nach Außen

=> He-brennende Schale

- Der C-O-Kern kollabiert und heizt sich auf
- Stern expandiert und bewegt sich auf den

asymptotischen Riesen-Ast



Weitere Evolution der Sterne mit $M < 1.5 M_{\odot}$

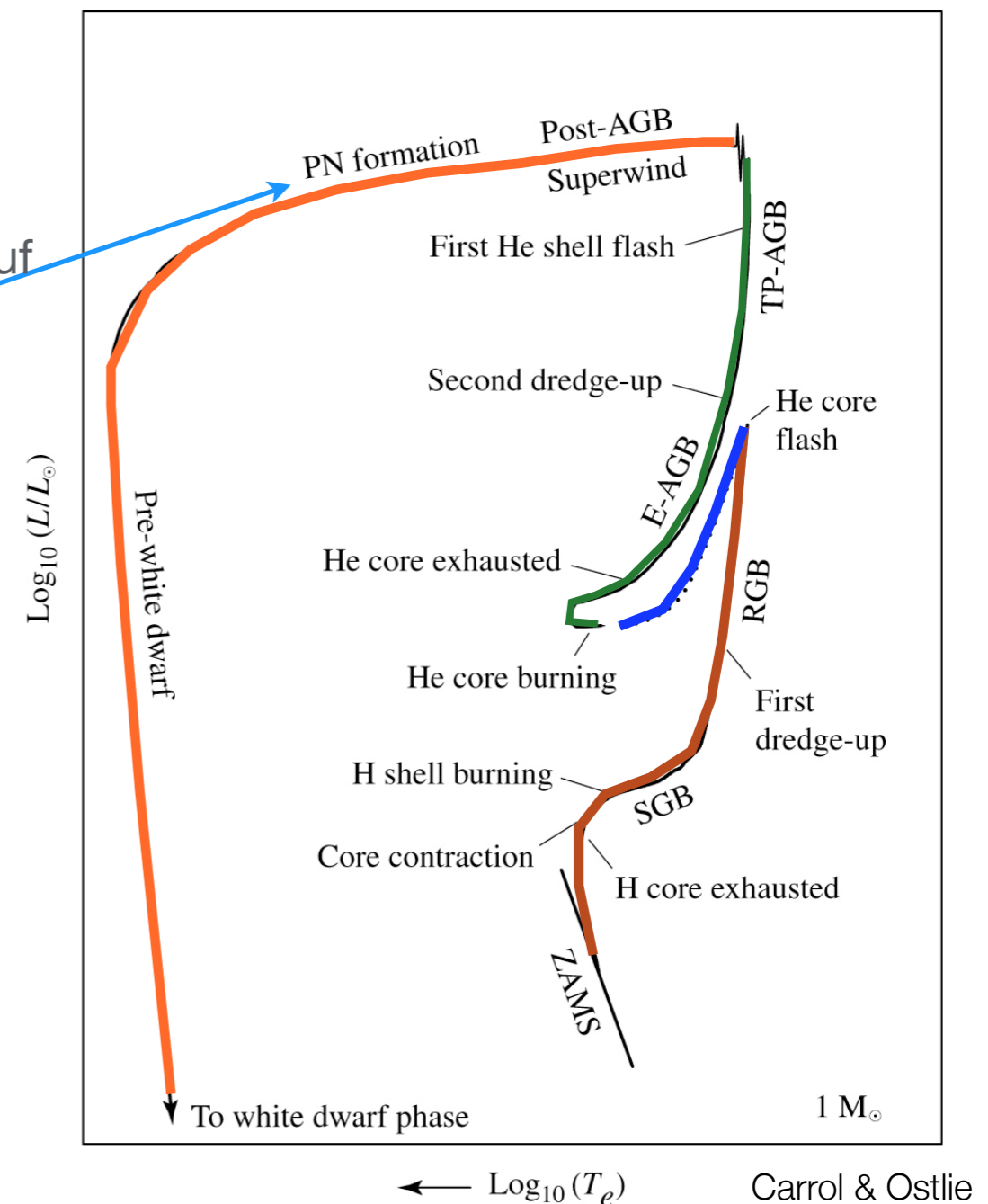
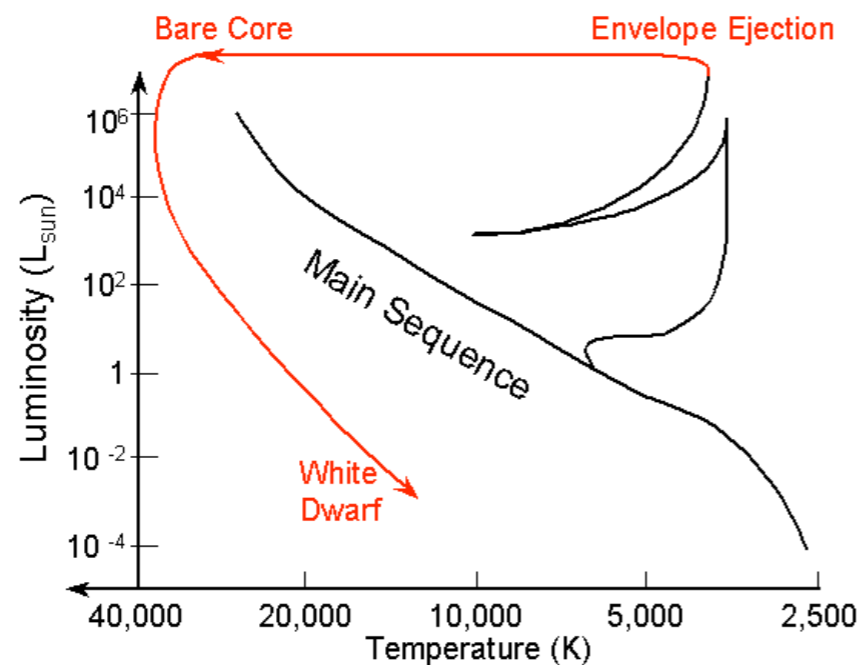
- He-Brennen in der Schale ist stark T-abhängig $\epsilon_{3\alpha} \sim T^{30}$
- kleine Änderung in T => grosse Änderung der Energieerzeugung

=> starke **thermische Pulse**, die die Hülle destabilisieren

- die Hülle wird abgestoßen
- der C-O-Kern kollabiert weiter, heizt sich jedoch weniger auf
- Stern erreicht nie die T für die Zündung des C-Brennens

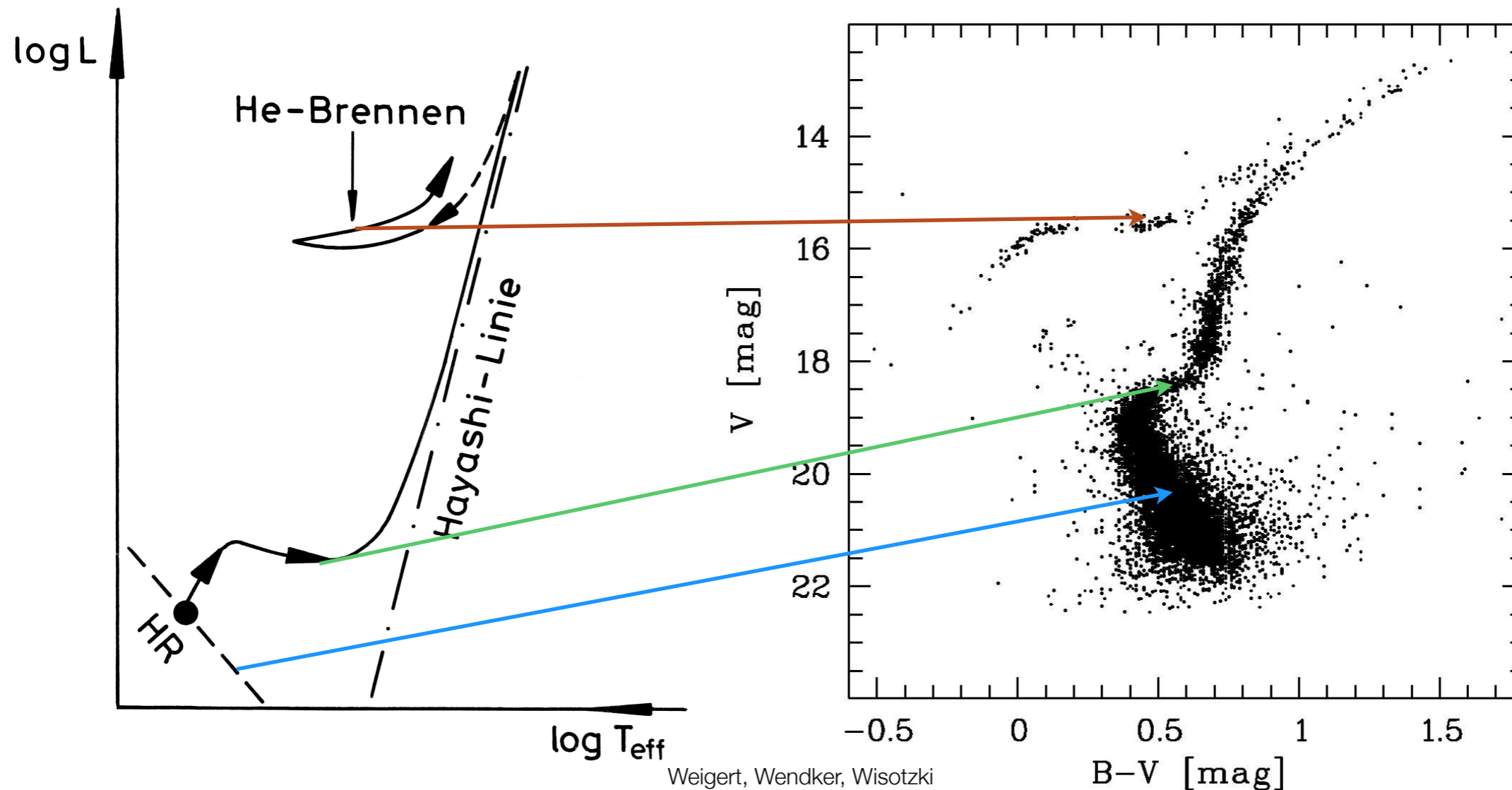
=> **Hülle: planetarischer Nebel**

=> **Kern: C-O Weisser Zwerg**



Sternentwicklungsspuren im HR-Diagramm

- HR-Diagramm (Farben-Helligkeit) eines Kugelsternhaufens (M3, Alter $\sim 10^{10}$ Jahre)



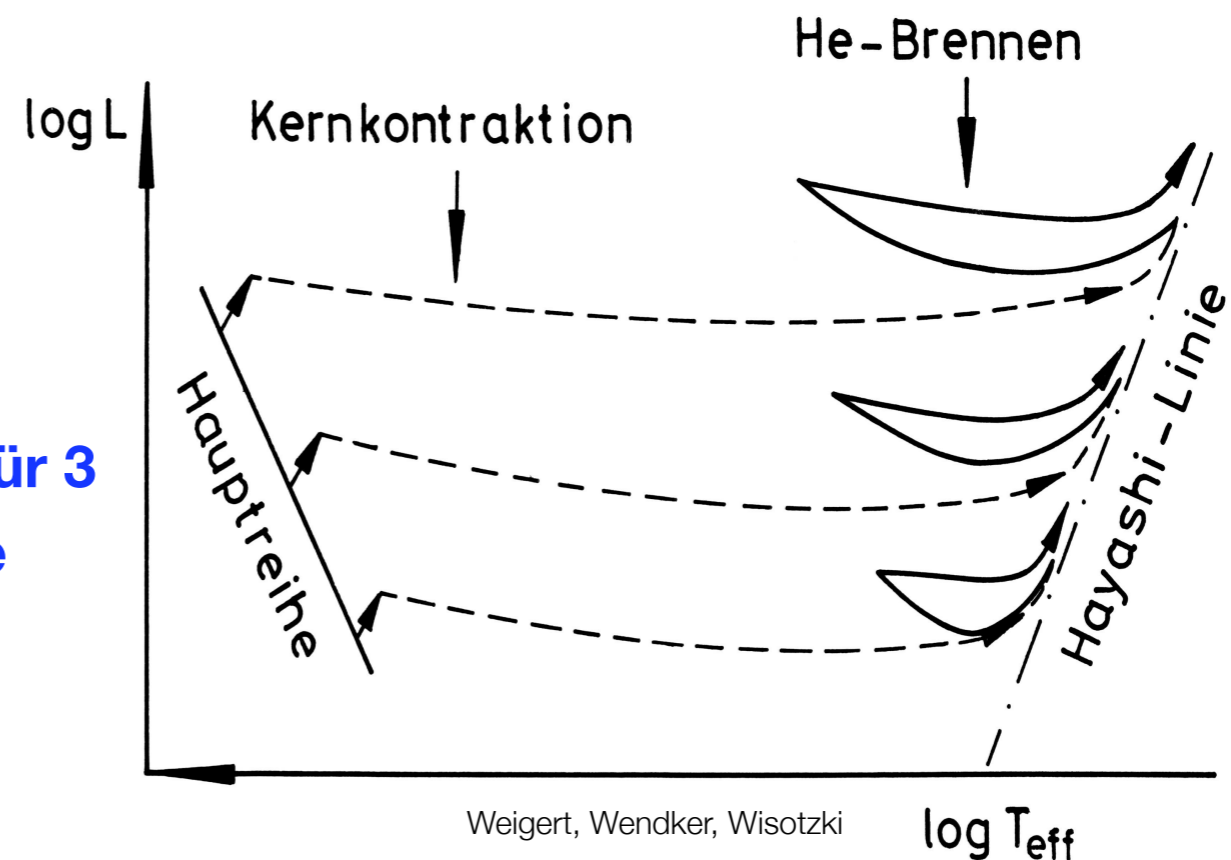
- Langsame Änderung von $(L, T_{\text{eff}}) \Rightarrow$ Häufungen von Sternen im HR-Diagramm!

Entwicklung massereicher Sterne

- HR-Phase deutlich kürzer (10^6 Jahre für $M \approx 100 M_{\odot}$)
- Nach HR-Entwicklung: qualitativ zunächst ähnlich wie bei massearmen Sternen, dh
- H-Schalenbrennen + Kernkontraktion
- Bildung einer ausgedehnten Hülle => **“Roter Überriese”**
- Wandern nach rechts im HR-Diagramm
- Zünden des He-Brennens

=> Schleife im HR-Diagramm

**Entwicklungswege für 3
massereiche Sterne**



Entwicklung massereicher Sterne

- Wesentlicher Unterschied zu massearmen Sternen:
- höhere Zentraltemperaturen!

- T zu hoch für Entartung → ideales Gas
 - => Kernkontraktion (P-Erhöhung) führt zu weiterer T-Erhöhung!
 - => weitere Kernprozesse (C-, O-, Si-Brennen) sukzessive möglich (wichtig vor allem für sehr massereiche Sterne)
- komplizierte innere Struktur mit Ausbildung innerer & äußerer Konvektionszonen
- Entwicklungsschritte typischerweise über “thermische Pulse”

Die obere Hauptreihe $M > 1.5 M_{\odot}$

- Die Zentraltemperatur ist höher => **H-Brennen über CNO-Zyklus**

- Energieproduktion sehr T-abhängig:

=> stark im Zentrum konzentriert

- **Energietransport nach außen kann nicht durch Strahlung erfolgen**

=> konvektiver Kern und radiative Hülle

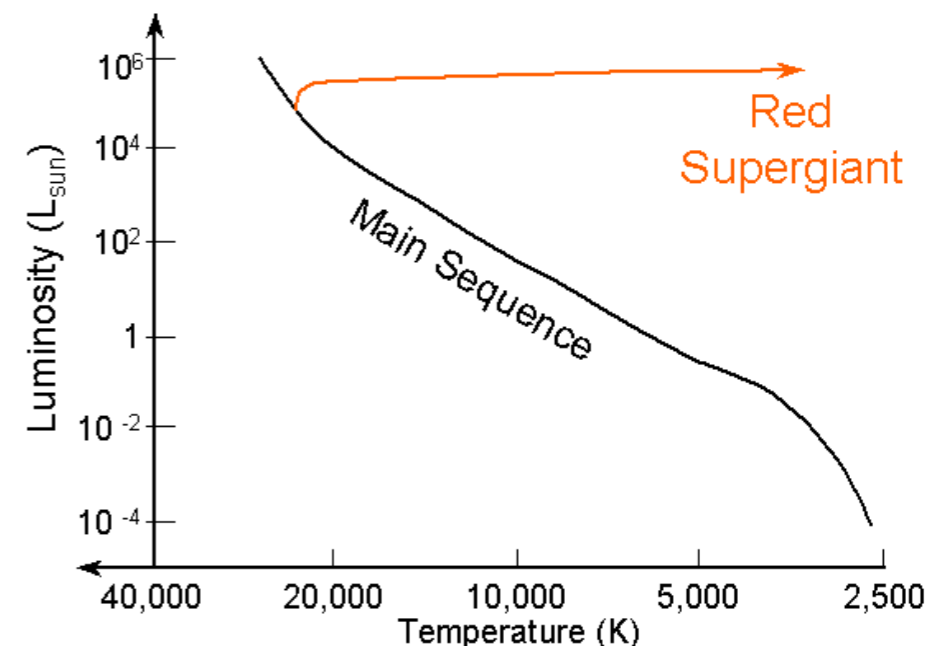
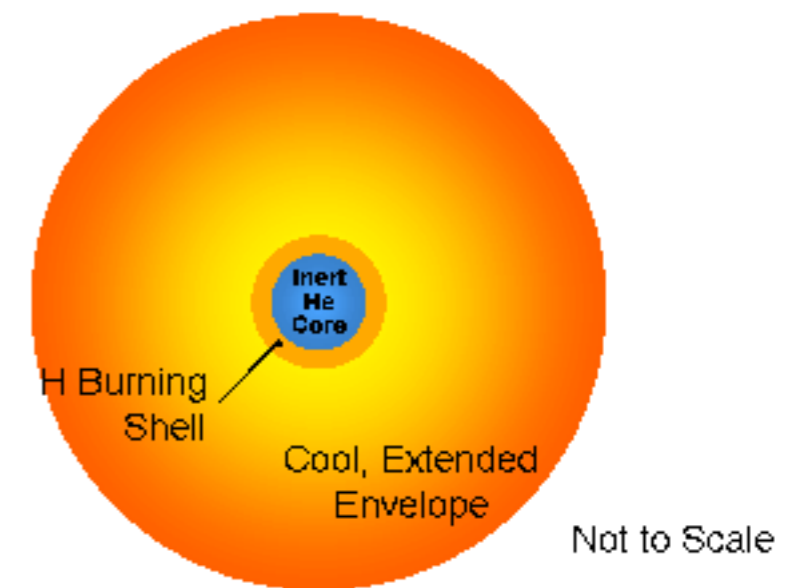
- in der Konvektionszone ist das Material gut durchmischt, dh die Zusammensetzung des Kerns ist homogen

- **nachdem das H im Kern verbraucht ist, fängt der gesamte Stern zu kontrahieren an**

=> die freiwerdende potentielle Energie heizt den Stern auf

=> Schalenbrennen von H zündet und die Hülle expandiert

=> Roter Überriese



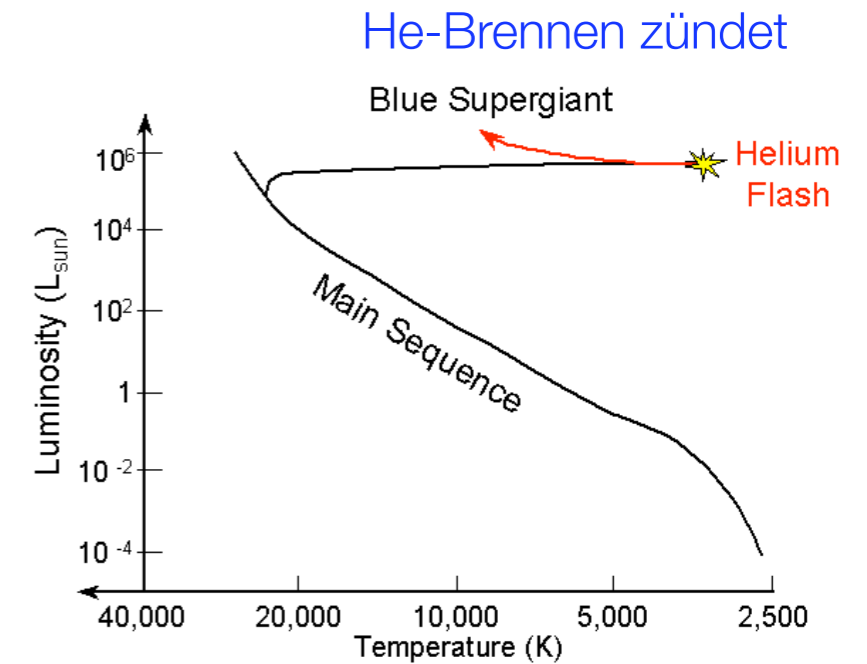
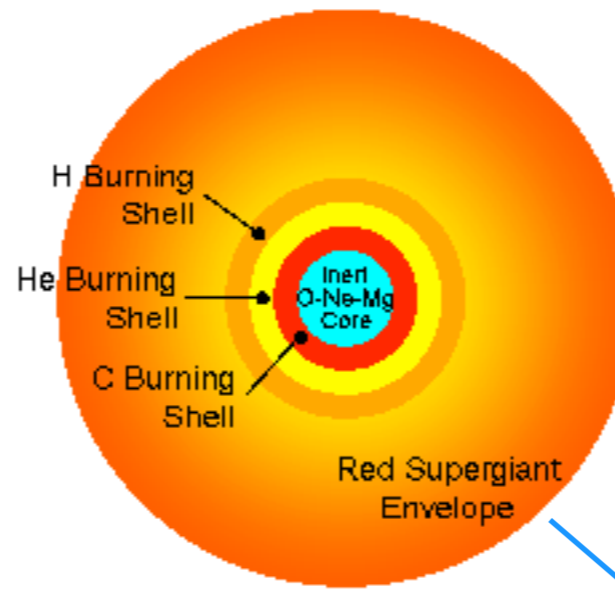
Die obere Hauptreihe $M > 1.5 M_{\odot}$

- **Sterne mit $M < 4 M_{\odot}$**

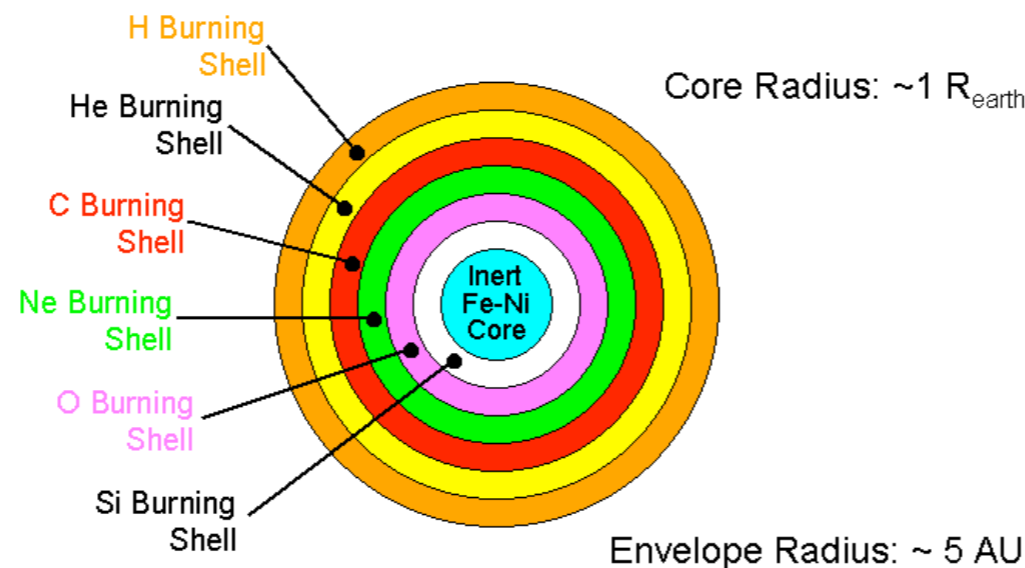
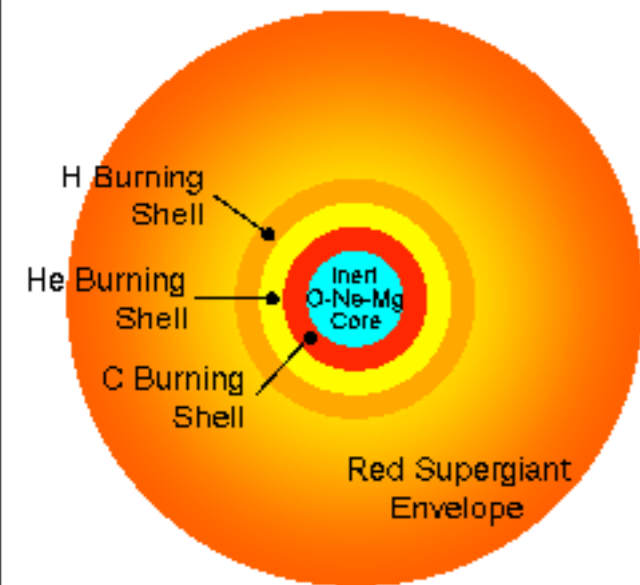
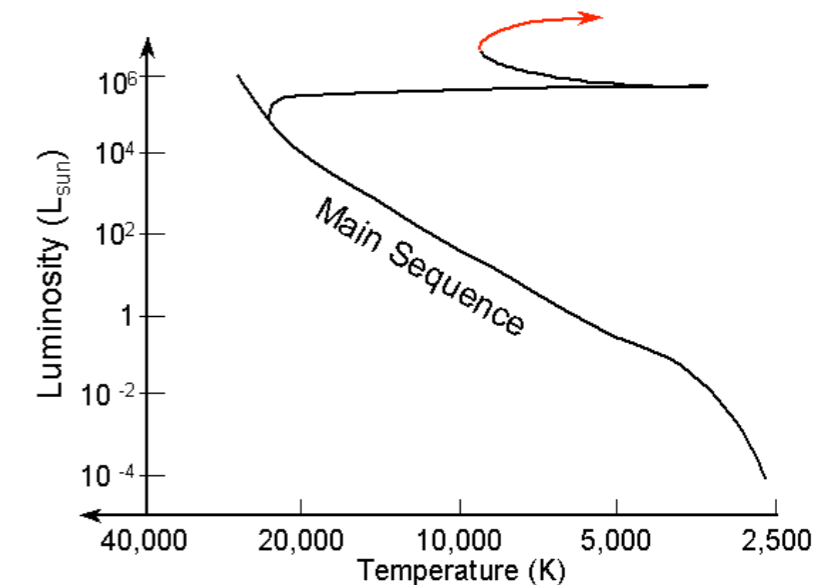
- brennen H bis C
- stoßen ihre Hülle ab
- => O-Ne-Mg Weisser Zwerg

- **Sterne mit $M > 4 M_{\odot}$**

- brennen H bis C, Ne, O und Si
- bilden Fe-Kern und Schalenbrennen
- => SN + Neutronenstern oder Schwarzes Loch

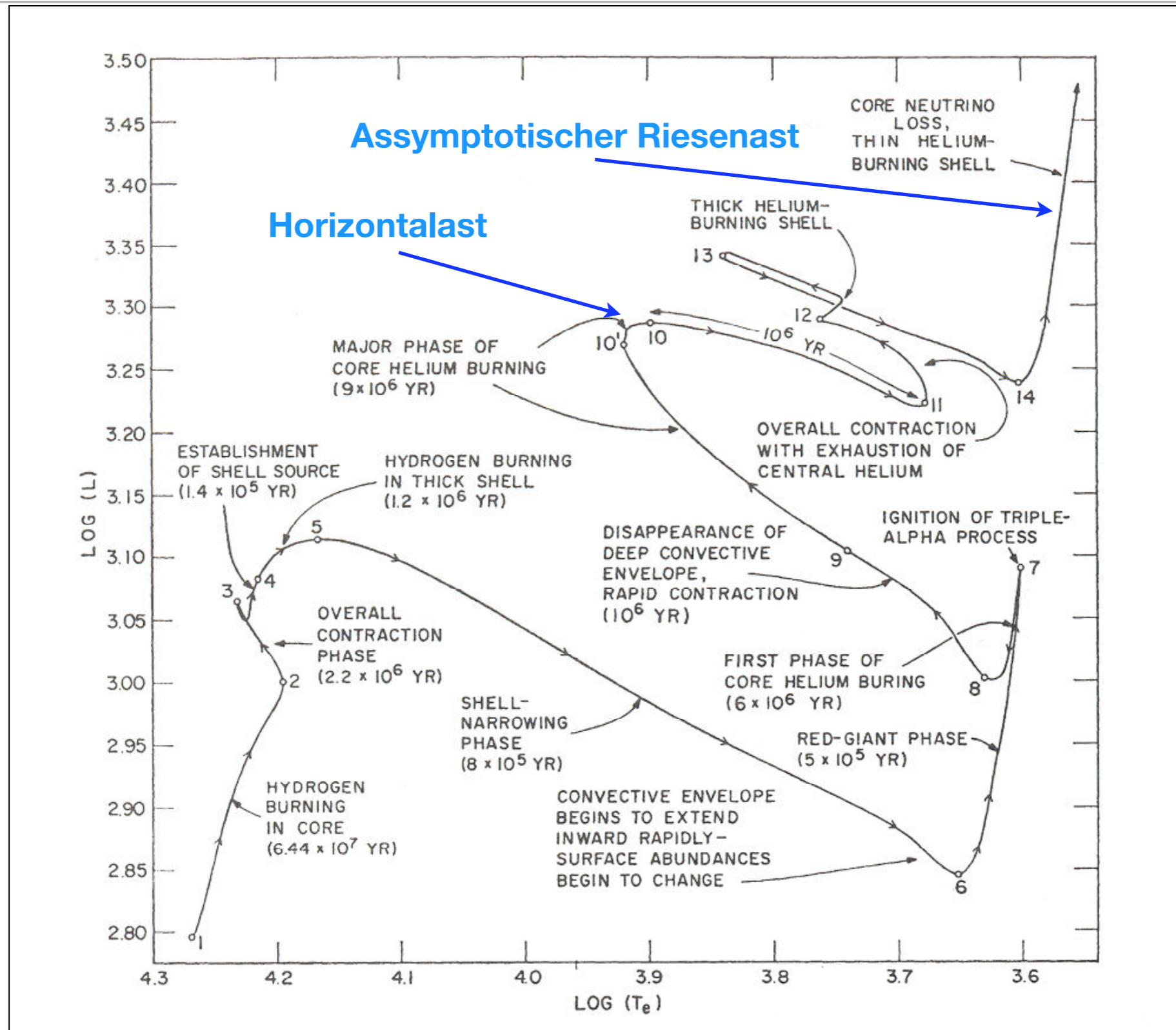


He im Kern verbraucht
=> **Roter Überriese**



Ende des C-Brennen

Die obere Hauptreihe $M > 1.5 M_{\odot}$



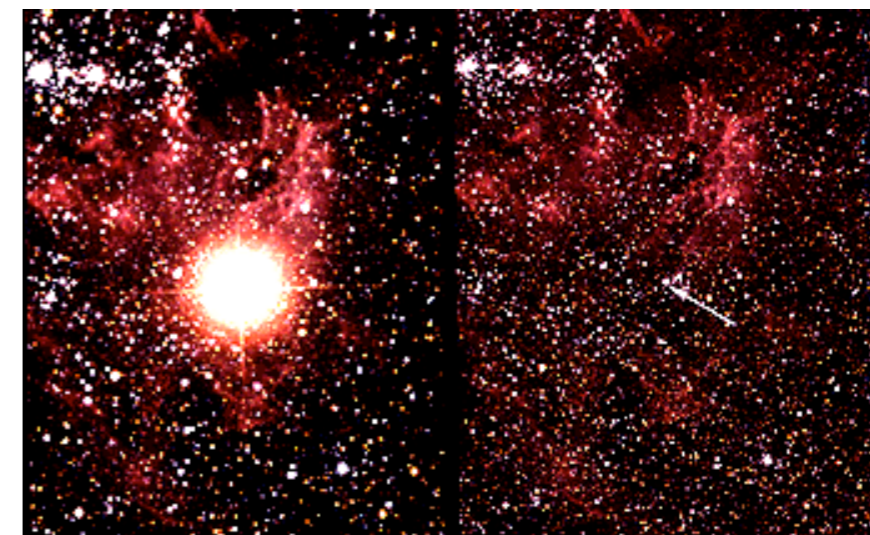
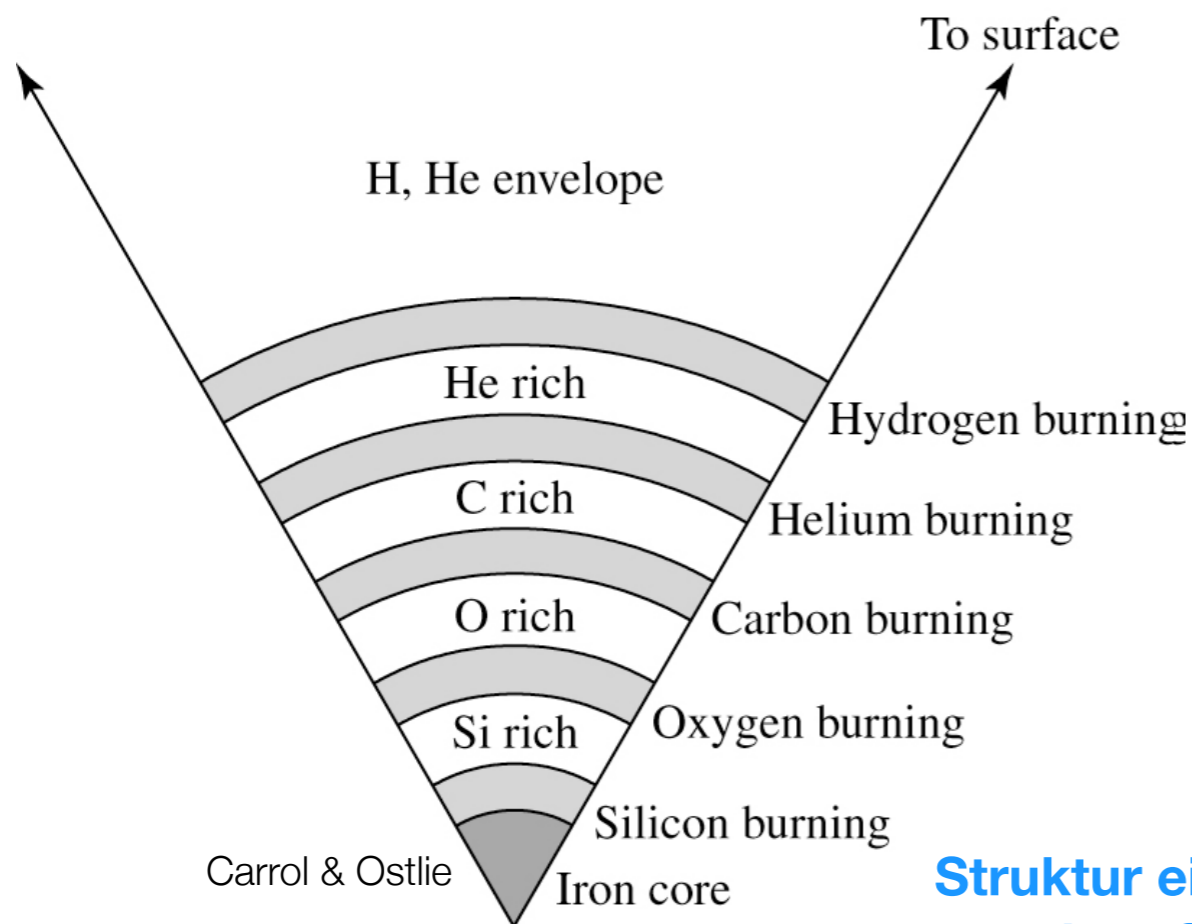
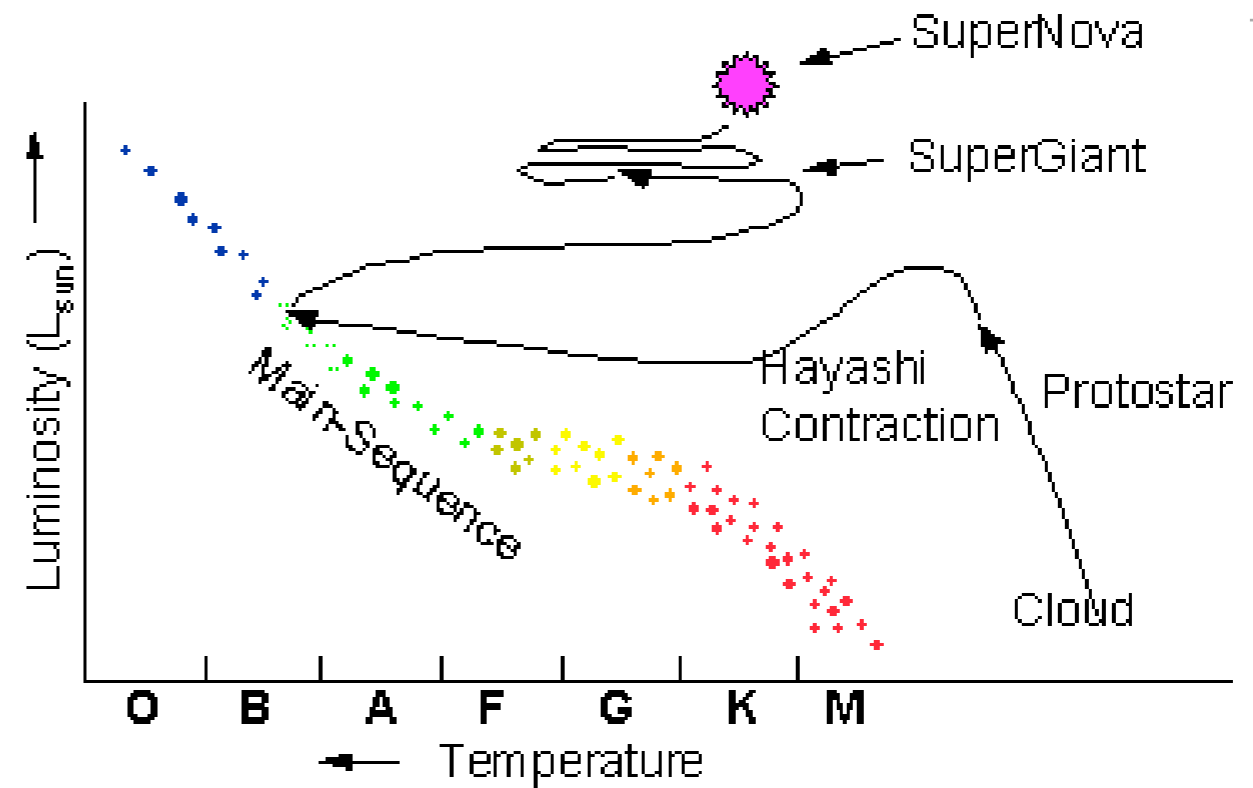
Entwicklung sehr massiver Sterne

- **sehr massereiche Sterne**

=> Schleifen im HRD bis zur Bildung

eines Fe-Kerns

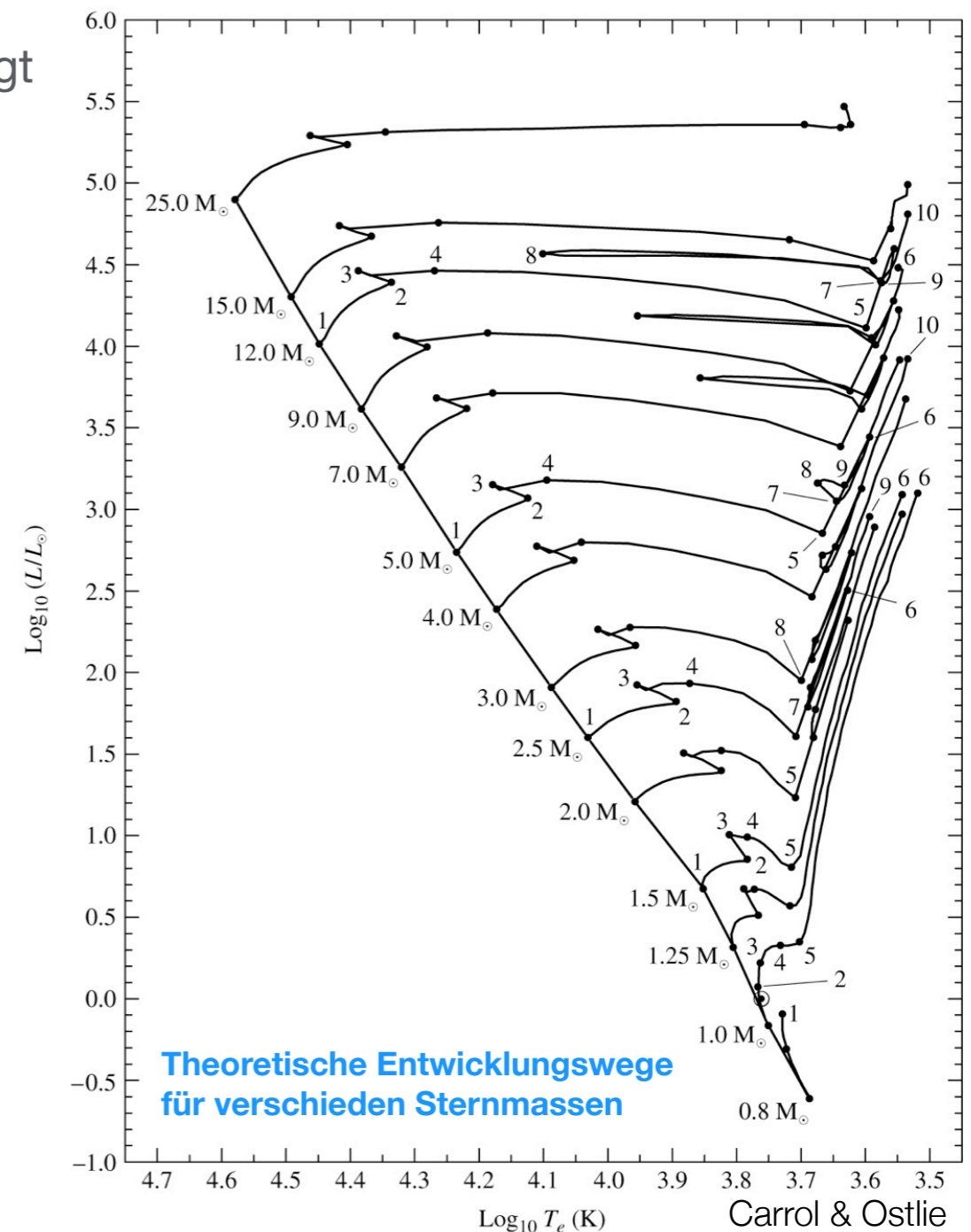
=> SN Explosion



Struktur eines massereichen Sterns vor einer SN Explosion

Quantitative Sternentwicklung

- Genaue theoretische Behandlung sehr komplex und bisher nur teilweise (für bestimmte Parameterbereiche) gelöst
- Vielzahl von Faktoren und Parameter müssen berücksichtigt werden:
 - Elementhäufigkeit zu Beginn der Entwicklung
 - Ausdehnung und zeitliche Entwicklung der Konvektionszonen
 - Rotation (hat große Auswirkung auf Konvektion)
 - Massenverlust (“Sternwinde”), vor allem bei massereichen heißen Sternen
- Darstellung der Ergebnisse
 - => **Entwicklungswege im HR-Diagramm**

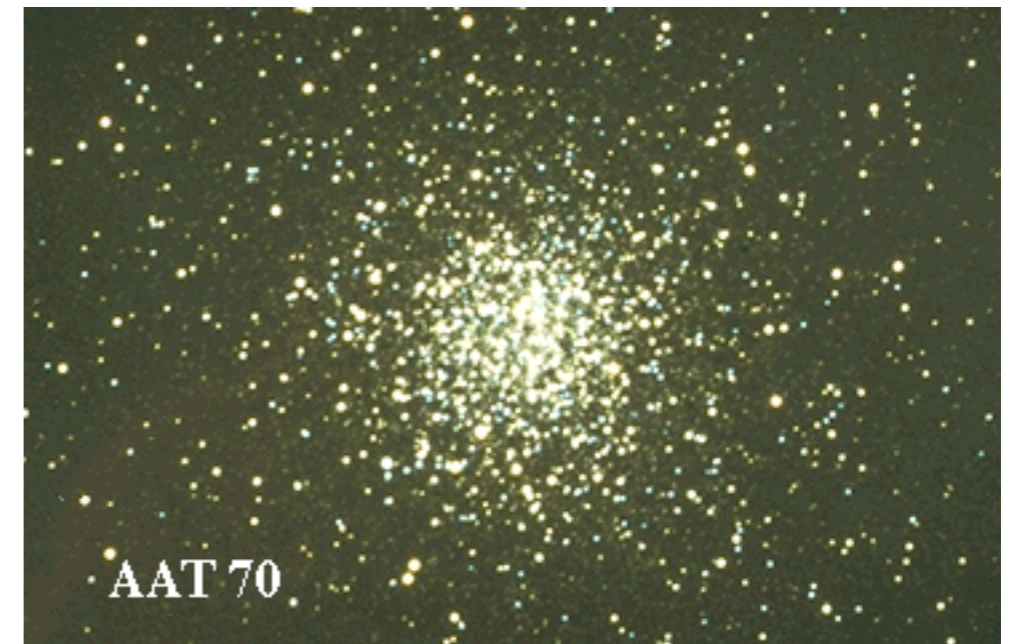


Alter und Entfernung von Sternhaufen

- Warum zeigen Sternhaufen eine so klare Struktur im Farben-Helligkeits-Diagramm?
=> nur möglich, wenn alle Sterne etwa gleiches Alter haben (siehe Sternentstehung)
- da alle Sterne eines Haufens in \sim gleicher Entfernung zu uns, gilt für die scheinbare V-Helligkeit:

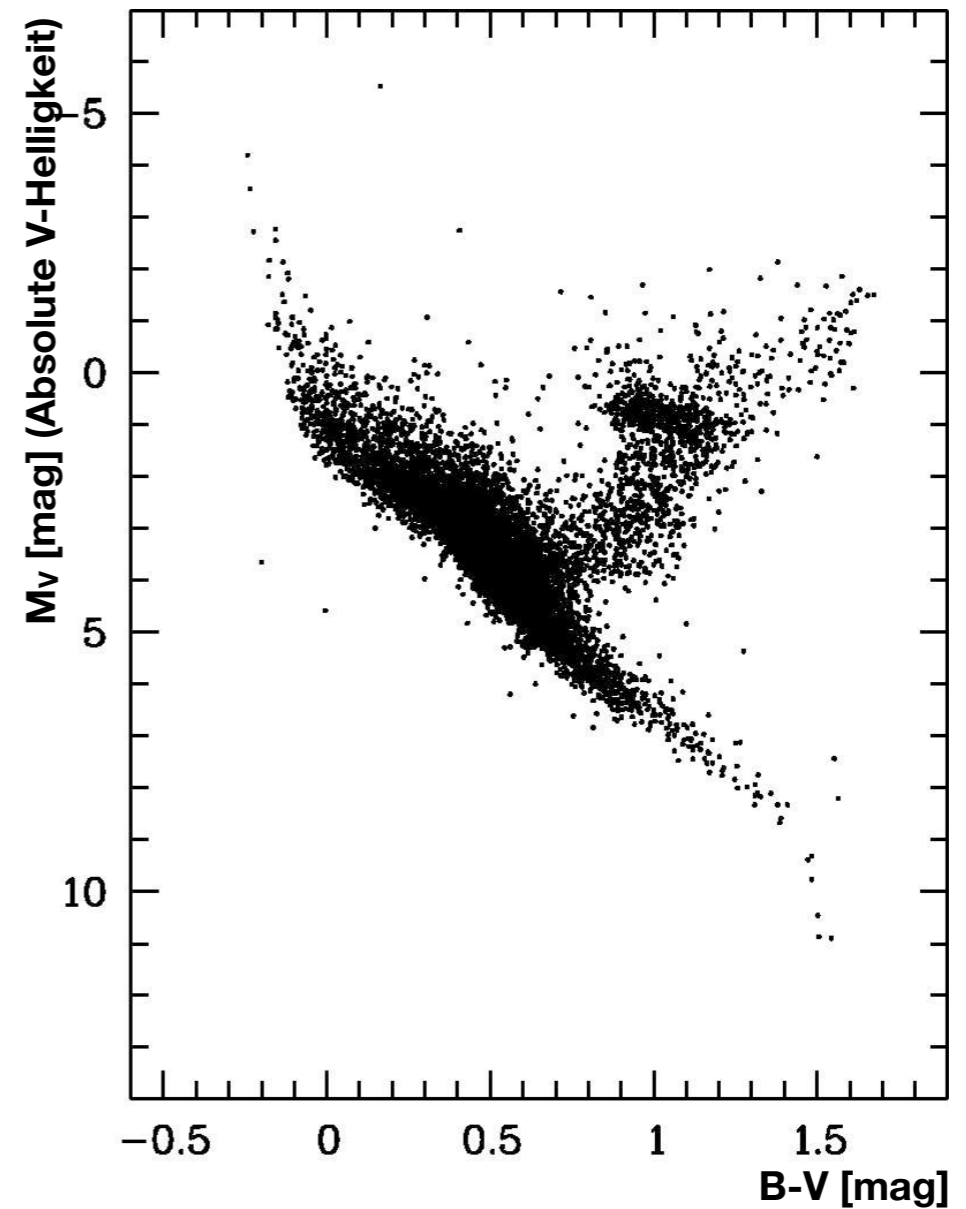
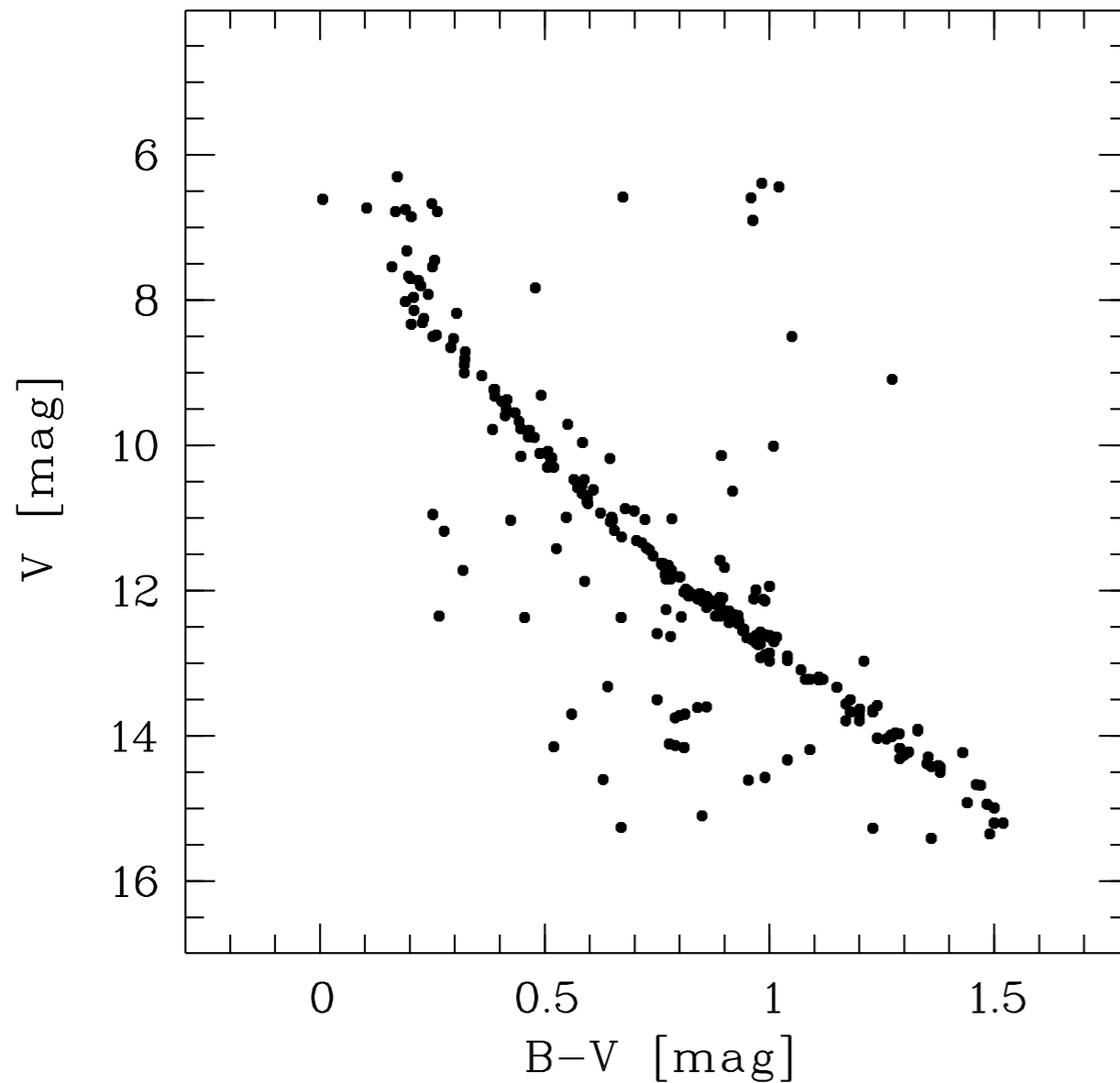
$$M_{abs} = V + \mathit{const.}$$

- so dass **FH-Diagramm fast gleichwertig mit HR-Diagramm**



Entfernungsbestimmung von Sternhaufen

- Vergleiche FHD von Sternhaufen M44 mit HRD der Sonnenumgebung:



Entfernungsbestimmung von Sternhaufen

- **Annahme:** HR-Sterne des Haufens fallen auf eine “Linie” die vergleichbar mit ähnlichen Sternen in der Umgebung der Sonne ist (mit Pulsationsveränderlichen - siehe nächste Vorlesung - getestet!)
- Hauptreihe von FHD in Sternhaufen muss **vertikal** verschoben werden, um mit HRD übereinzustimmen!

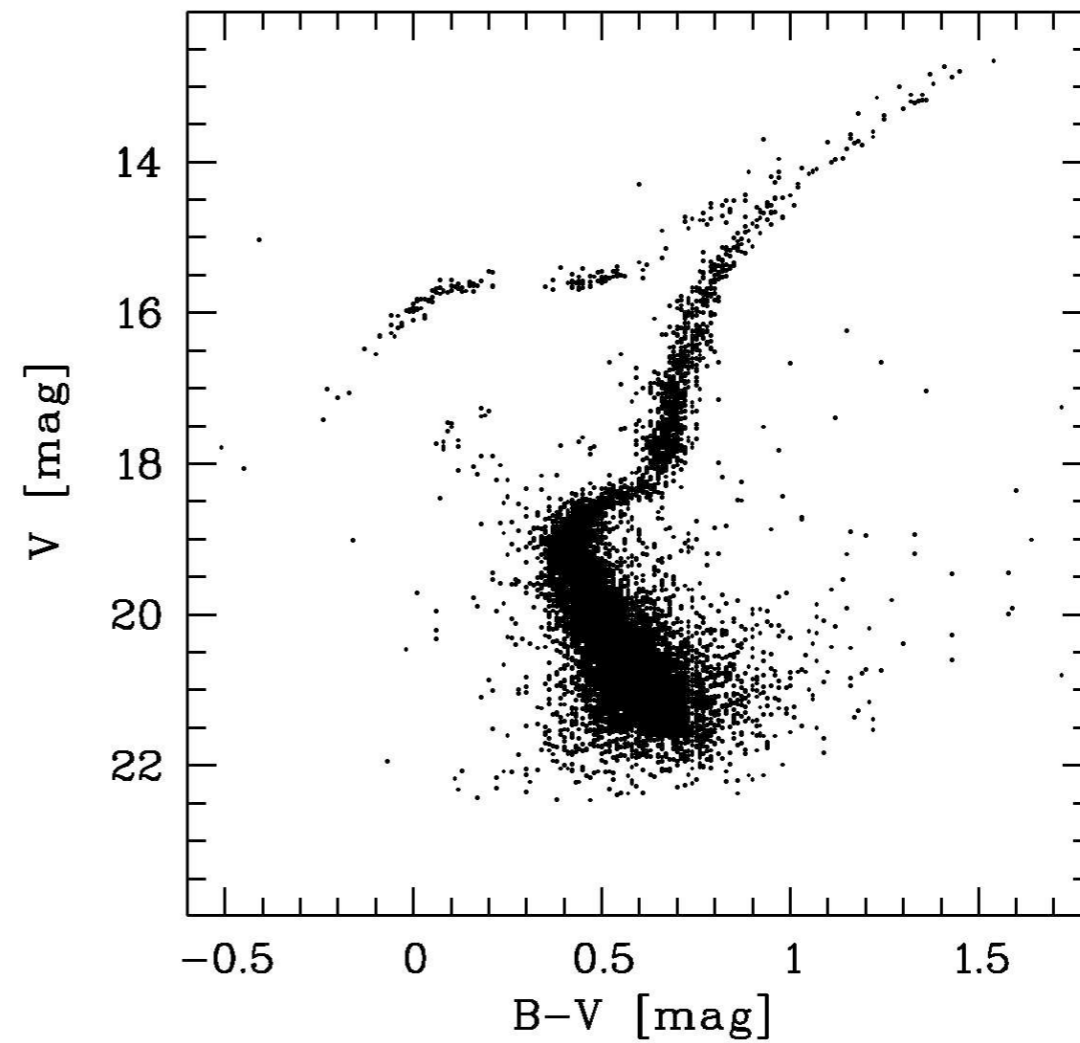
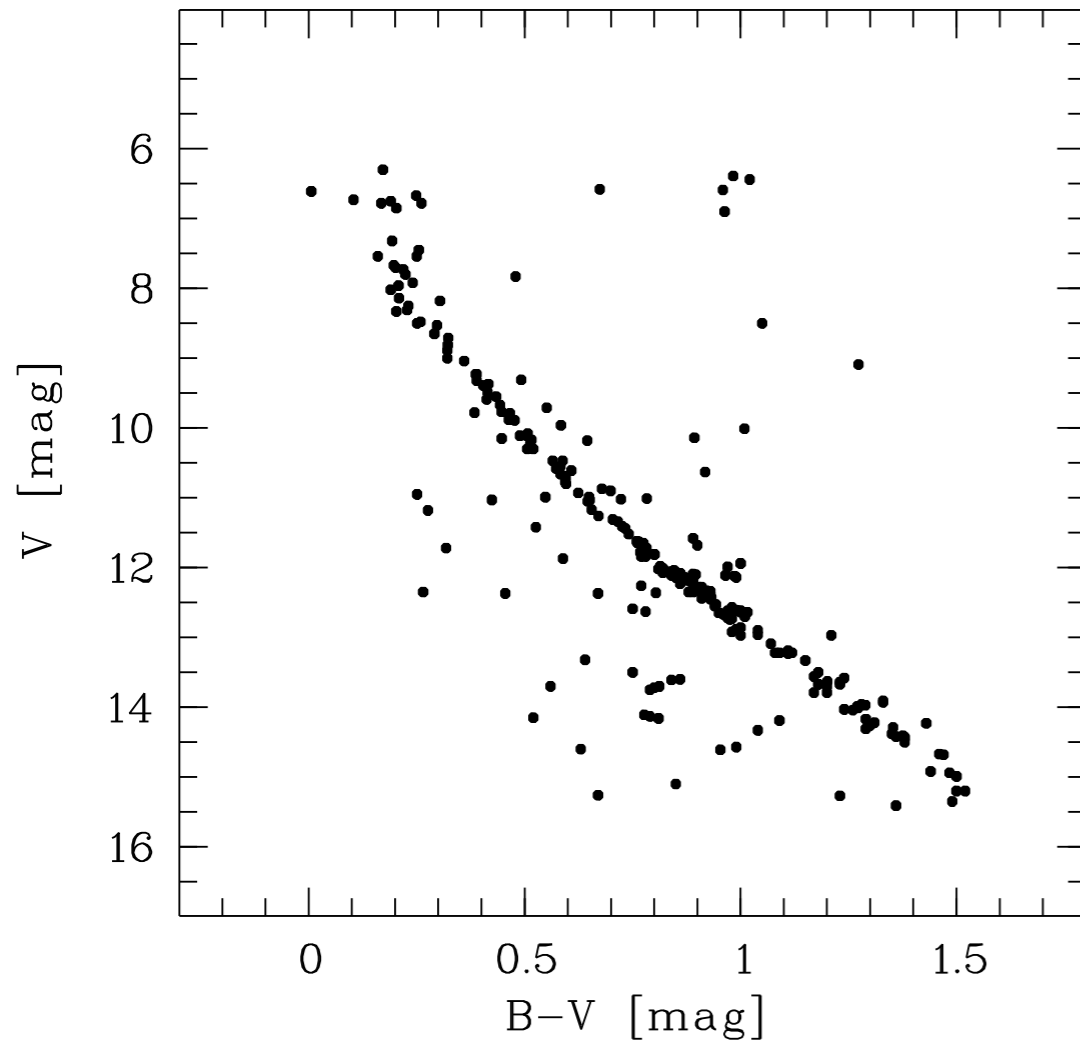
=> Entfernungsmodul:

$$m - M = -5 + 5 \log \frac{d}{1 \text{ pc}}$$

- folgt direkt aus der Verschiebung der Achsen
- **Entfernungsbestimmung durch Hauptreihenanpassung = “Sternhaufenparallaxe”**
- In alten Kugelsternhaufen - HR oft sehr schwer sichtbar; man vergleicht die **Lage des Horizontalastes**, oder zB die **Spitze des Roten Riesen-Astes**.

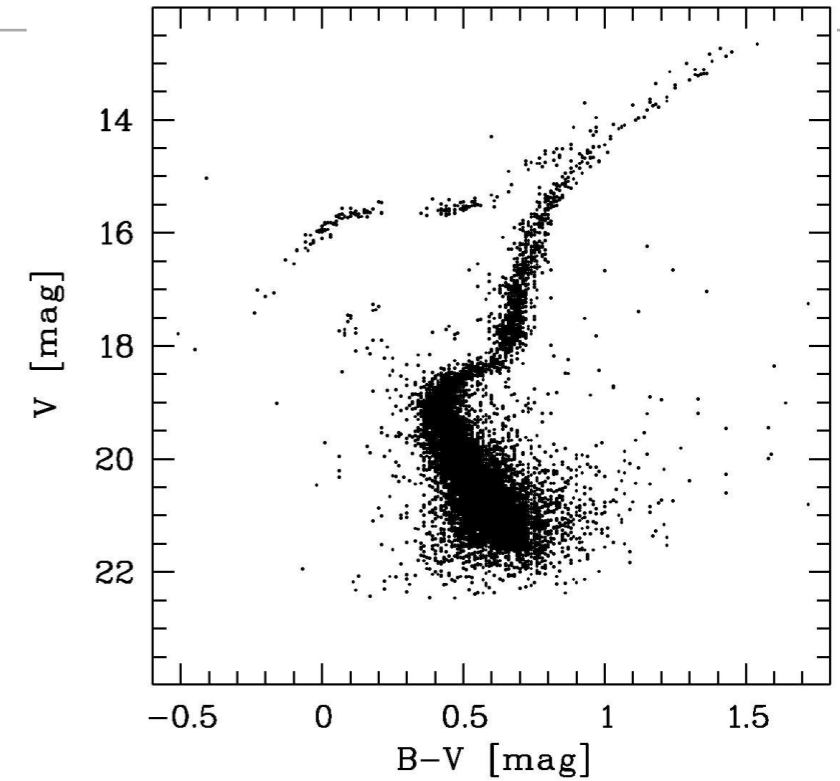
Altersbestimmung von Sternhaufen

- Vergleiche FHD des Sternhaufen M44 und M3: warum so unterschiedlich?



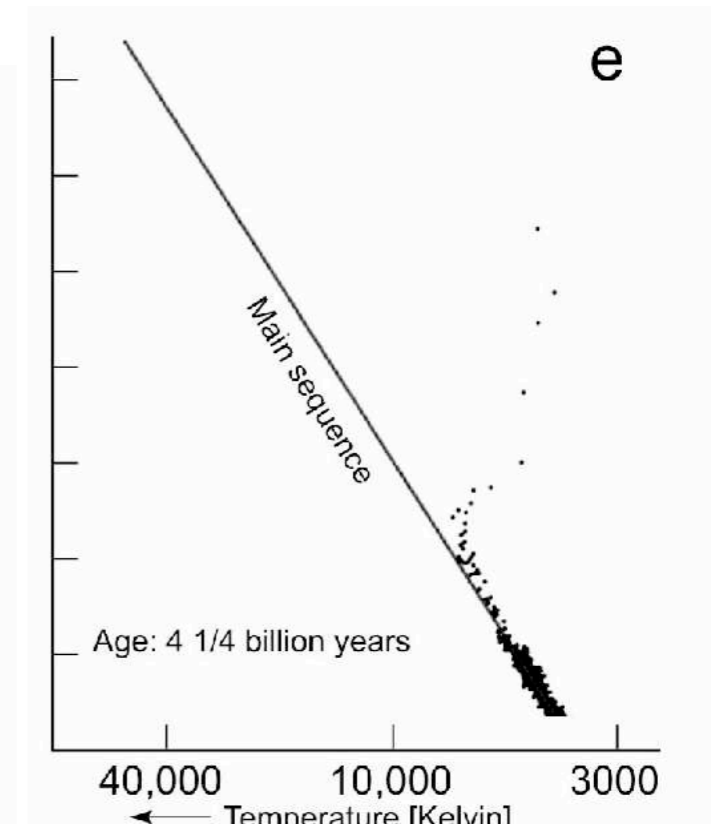
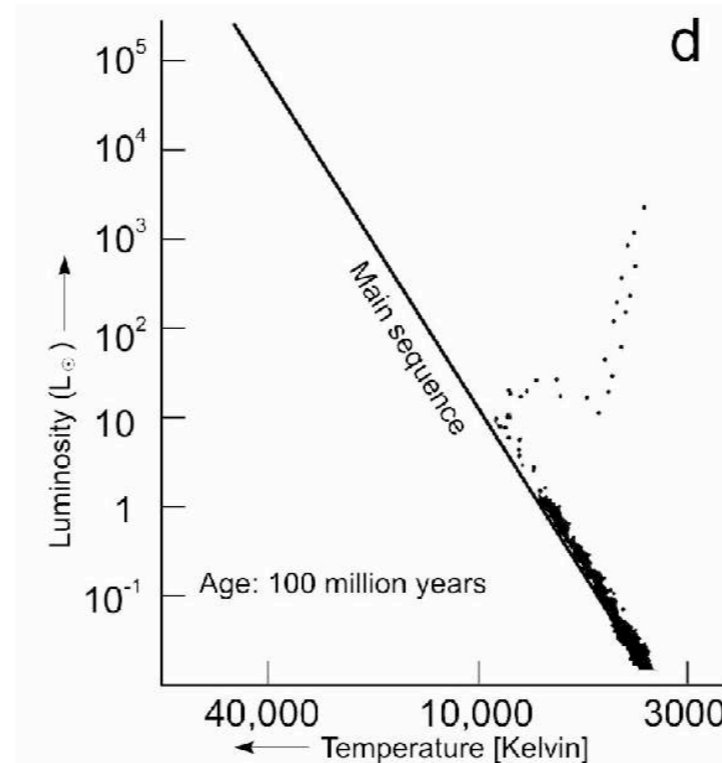
Altersbestimmung von Sternhaufen

- Im FHD des Kugelsternhaufens M3 ist der Abknickpunkt von der Hauptreihe (Übergang zum Riesenast) deutlich zu erkennen
- Lage des Abknickpunktes hängt von der Sternmasse ab.
- Sei τ = **Alter des Sternhaufens**:
 - => massearme Sterne mit $t_{N,H} > \tau$: noch auf der HR
 - => massereiche Sterne mit $t_{N,H} < \tau$: sind schon mindestens Riesen



- **Theorie liefert:**

$T_{\text{eff}} \rightarrow$ Spektraltyp \rightarrow Farbe (B-V) des Abknickpunkts als Funktion der Zeit



Altersbestimmung von Sternhaufen

- Beispiel: Alter des Kugelsternhaufens 47 Tuc (NGC 104)

