

Das Alter der Sterne

Achim Weiss

Max-Planck-Institut für Astrophysik, Garching



Die Gleichungen des Sternaufbaus



Sternstruktur-Gleichungen

Sphärische Symmetrie sei angenommen und Koordinaten seien Radius r und Zeit t .

Zum Zeitpunkt t sei die Masse innerhalb der Kugel mit Radius r bezeichnet als $m = m(t, r)$.

In der *Lagrangeschen* Beschreibung ist umgekehrt $r(t, m)$ der Radius, den die Kugel der Masse m zum Zeitpunkt t einnimmt.

Die Masse innerhalb einer (infinitesimalen) Kugelschale beim Radius r ist

$$dm = 4\pi r^2 \rho dr - 4\pi r^2 \rho v dt$$



Die Massengleichung

Der zweite Term in obiger Gleichung bezeichnet eventuelle Massenflüsse während des Zeitinkrements dt . Er verschwindet in der Lagrangschen Beschreibung, und dort wird:

$$\frac{\partial r}{\partial m} = \frac{1}{4\pi r^2 \rho} \quad (1)$$

Diese Gleichung beinhaltet die Transformation von Eulerscher zur Lagrange-Beschreibung:

$$\frac{\partial}{\partial m} = \frac{1}{4\pi r^2 \rho} \frac{\partial}{\partial r}$$



Druckgleichung

Hydrostatisches Gleichgewicht: Druckgradient und Schwerebeschleunigung halten sich die Waage →

$$\frac{\partial P}{\partial r} = -\frac{Gm}{r^2} \rho$$

oder in Lagrange-Koordinaten:

$$\frac{\partial P}{\partial m} = -\frac{Gm}{4\pi r^4} \quad (2)$$



Energieerzeugung

Sei L_r die durch die Massenschale bei r fließende Energie/Zeit (*Leuchtkraft*), und die innerhalb derselben Schale erzeugte oder verbrauchte Energie/(Zeit x Masse) allgemein ϵ , dann ist

$$dL_r = 4\pi r^2 \rho \epsilon dr.$$

Wichtige Energiequellen/-senken sind:

1. ϵ_n : nukleare Energieerzeugung, $\epsilon_n(T, \rho, \vec{X})$ (\vec{X} steht für die chemische Zusammensetzung)
2. $\epsilon_g = - - T \frac{\partial s}{\partial t}$ (gravo-thermische Energie; Zeitableitung!)
3. ϵ_ν : Energieverlust durch Neutrinoemission



Energieerhaltung - lokal und global

$$\frac{\partial L_r}{\partial m} = \epsilon_n + \epsilon_g - \epsilon_\nu. \quad (3)$$

durch Integration: Änderung der Gesamtenergie W

$$\dot{W} = \frac{d}{dt}(E_g + E_i + E_n) = -(L + L_\nu)$$

wobei $L = \int \frac{\partial L_r}{\partial m} dm$, $L_\nu = \int \epsilon_\nu dm$, $\int \epsilon_n dm = -\frac{dE_n}{dt}$;

und $(E_g + E_i)$ der integrierten gravothermischen Energie ϵ_g entspricht..

Energietransport

allgemein

$$\frac{\partial T}{\partial m} = -\frac{T}{P} \frac{Gm}{4\pi r^4} \left(\frac{\partial \ln T}{\partial \ln P} \right) = -\frac{T}{P} \frac{Gm}{4\pi r^4} \nabla$$

Strahlung: Diffusionsapproximation, $\kappa = \kappa(T, \rho, \vec{X}) =$
Opazität

$$\nabla = \nabla_{\text{rad}} = \frac{3}{16\pi acG} \frac{\kappa L_r P}{mT^4}$$

$$\frac{\partial T}{\partial m} = -\frac{3}{64ac\pi^2} \frac{\kappa L_r}{r^4 T^3} \quad (4)$$



Energietransport

Konvektion: $\nabla = \nabla_c$ aus einer Konvektionstheorie
oder, im Falle adiabatischer Konvektion, folgt $\nabla_c = \nabla_{\text{ad}}$ aus
der Zustandsgleichung (z.B. für ideales mono-atomares
Gas: $\nabla_{\text{ad}} = 0.4$)

Schicht ist konvektiv, wenn $\nabla_{\text{rad}} > \nabla_{\text{ad}}$; und allgemein

$$\nabla_{\text{rad}} > \nabla_c = \nabla_{\text{ad}} + \delta > \nabla_{\text{ad}}$$



Struktur- oder Mikrophysik

zu den Koordinaten m und t und den unabhängigen Variablen r , T , P , und L_r kommen noch die **abhängigen Variablen**, wie z.B.

- $\rho(T, P, \vec{X})$ – die Zustandsgleichung
- $\kappa(T, \rho, \vec{X})$ – die Opazität
- $\epsilon_n(T, \rho, \vec{X})$ – die nukleare Energieerzeugung
- ... und mehr

In diesen Größen befindet sich die wahre Physik des Sternaufbaus.



Zeitliche Entwicklung

bisher: Aufbaugleichungen, die Struktur eines Sterns für vorgegebene chemische Struktur $\vec{X}(m, t)$ beschreiben

Dazu kommen noch die zeitlichen Änderungen, z.B.

$$\epsilon_g = -T \frac{\partial s}{\partial t}, \text{ aber vor allem}$$

$$\frac{\partial X_i}{\partial t}$$

also die zeitliche Veränderung der chemischen Zusammensetzung durch

- nukleare Umwandlungen
- Mischungsprozesse
- Diffusionsprozesse



Warum altern Sterne?



Das Virial-Theorem

aus (2) (hydrostatisches Gleichgewicht) folgt durch Multiplikation mit $4\pi r^3$

$$\int_0^M 4\pi r^3 \frac{\partial P}{\partial m} dm = [4\pi r^3 P]_0^M - \int_0^M 12\pi r^2 \frac{\partial r}{\partial m} P dm$$

Der erste Term verschwindet, und im zweiten verwenden wir (1) (Massengleichung), woraus folgt

$$\int_0^M \frac{Gm}{r} dm = 3 \int_0^M \frac{P}{\rho} dm$$

dabei ist die linke Seite $-E_g$, also die Gravitationsenergie.



Virial-Theorem (Fortsetzung)

Der Term auf der rechten Seite entspricht der inneren Energie der Gaskugel.

$$\frac{P}{\rho} = \frac{2}{3}u$$

mit der spezifischen inneren Energie u . Sei $E_i = \int_0^M u dm$ ergibt sich für die rechte Seite also $2E_i$ und somit

$$E_g = -2E_i \quad (5)$$

Für ein etwas allgemeineres Gas muss der Faktor 2 durch ζ ersetzt werden, und das *Virial-Theorem* lautet

$$\zeta E_i + E_g = 0$$



Virial-Theorem: Folgen

Die *Gesamtenergie* (ohne E_n) ist $W = E_i + E_g$ und damit (Virial-Theorem in der einfachen Form)

$$W = -E_i = \frac{E_g}{2}$$

Da Sterne leuchten, also Energie verlieren, folgt

$$-\frac{dW}{dt} = L = \frac{dE_i}{dt} = -\frac{1}{2} \frac{dE_g}{dt}$$

Mit anderen Worten: Weil Sterne leuchten, verlieren sie Gravitationsenergie, d.h. sie erhöhen ihre Bindungsenergie, sie kontrahieren also. Die Hälfte dieser so gewonnenen Energie wird abgestrahlt, die andere Hälfte dient zur Erhöhung der inneren Energie, d.h. zur Aufheizung des Sterninneren. Im Mittel werden Sterne also im Laufe ihres Lebens kompakter und heißer.



Nukleare Energieerzeugung ...

... ist *die* Energiequelle der Sterne. Z.B. liefert die Umwandlung von H zu He pro Reaktion ca. 27 MeV
 $= 6.4 \cdot 10^{18}$ erg/gm.

Würde der gesamte Wasserstoffvorrat der Sonne fusioniert werden ($M_{\odot} = 1.989 \cdot 10^{33}$ gm; Wasserstoff-Massenanteil $X \approx 0.7$), könnte die Sonne mit ihrer Leuchtkraft ($L_{\odot} = 3.846 \cdot 10^{33}$ erg/s) $7.5 \cdot 10^{10}$ Jahre leuchten.



Nukleare Energieerzeugung: Folgen

Aber: durch die Umwandlung erhöht sich das *mittlere*

Molekulargewicht $\mu = \left(\sum_i \frac{X_i(1+Z_i)}{\mu_i} \right)^{-1}$. (X_i : relativer Massenanteil des Elements i ; Z_i : Anzahl der ionisierten Elektronen dieses Elements pro Atom; μ_i :

Atomgewicht)

Da die Zustandsgleichung eines idealen Gases dann $P = \mathcal{R} \frac{\rho}{\mu} T$ lautet, bewirkt die Erhöhung von μ an einer Stelle im hydrostatischen und thermischen Gleichgewicht eine Erhöhung von ρ

⇒ auch die Energie liefernden Teile der Sterne werden kompakter (und heißer).

Sterne altern, weil sie Energie verlieren



Wie schnell altern Sterne?

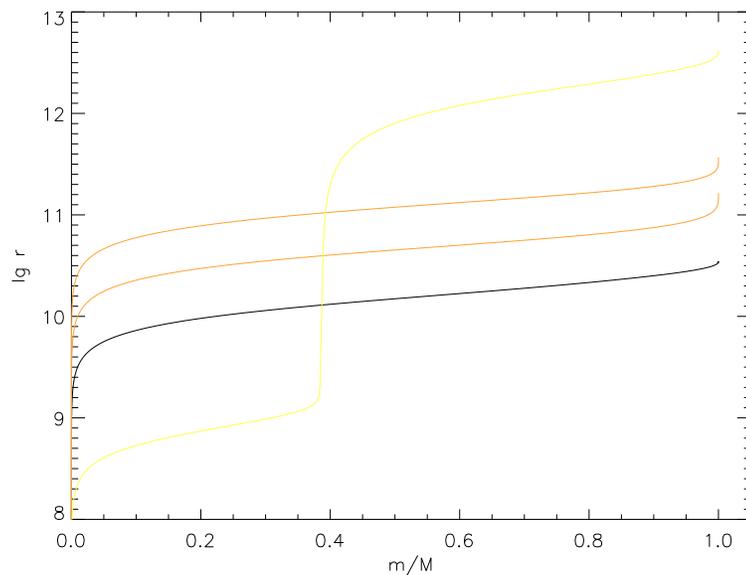


Homologie

Zwei Sterne “0” und “1” heißen **homolog** zueinander, wenn für sie gilt:

$$\text{an der Stelle } \frac{m_1}{M_1} = \frac{m_0}{M_0} \rightarrow \frac{r_1}{R_1} = \frac{r_0}{R_0}$$

Für **Hauptreihensterne** (zentrales Wasserstoffbrennen) gut erfüllt:



Beispiel: 3 Hauptreihensterne mit 1, 5, und 20 M_{\odot} , sowie ein entwickelter Roter Riese von 1 M_{\odot}

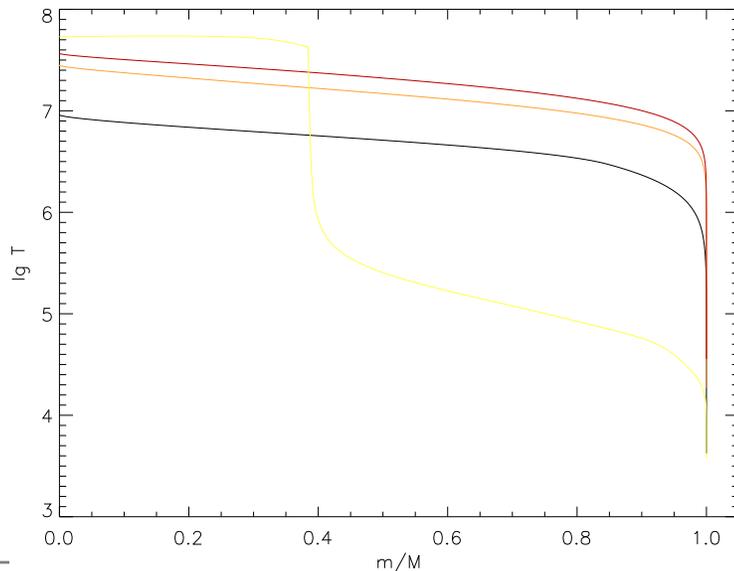


Homologie (2)

Folge:

$$r\left(\frac{m}{M}\right) = R f_r\left(\frac{m}{M}\right) \quad P\left(\frac{m}{M}\right) = P_c f_P\left(\frac{m}{M}\right)$$

und entsprechend für T , L_r . Die Funktionen f_i sind unabhängig von M , aber die Konstanten hängen von M und μ ab.



Demonstration des homologen Verlaufs von T für dieselben Sterne wie vorher



Homologie (3)

Sei $x := m/M$; dann folgt aus den (radiativen) Strukturgleichungen

$$\frac{dP}{dm} = \frac{P}{m} \frac{d \ln f_P}{d \ln x} = -\frac{Gm}{4\pi r^4} \rightarrow \frac{P}{m} \sim \frac{m}{r^4}$$

$$\frac{dr}{dm} = \frac{r}{m} \frac{d \ln f_r}{d \ln x} = \frac{1}{4\pi r^2 \rho} \rightarrow \frac{r}{m} \sim \frac{1}{r^2 \rho}$$

$$\frac{dT}{dm} = \frac{T}{m} \frac{d \ln f_T}{d \ln x} = -\frac{3\kappa}{64\pi ac} \frac{L_r}{r^4 T^3} \rightarrow \frac{T}{m} \sim \frac{L_r}{r^4 T^3}$$

$$\frac{dL_r}{dm} = \frac{L_r}{m} \frac{d \ln f_L}{d \ln x} = \epsilon \rightarrow \frac{L_r}{m} \sim \epsilon$$



Masse-Leuchtkraft-Beziehung

aus den ersten beiden Beziehungen für P und r folgt

$$\frac{P}{\rho} \sim \frac{m}{r}$$

und mit der Zustandsgleichung $P = \mathcal{R}\rho T/\mu$ (homogene Sterne)

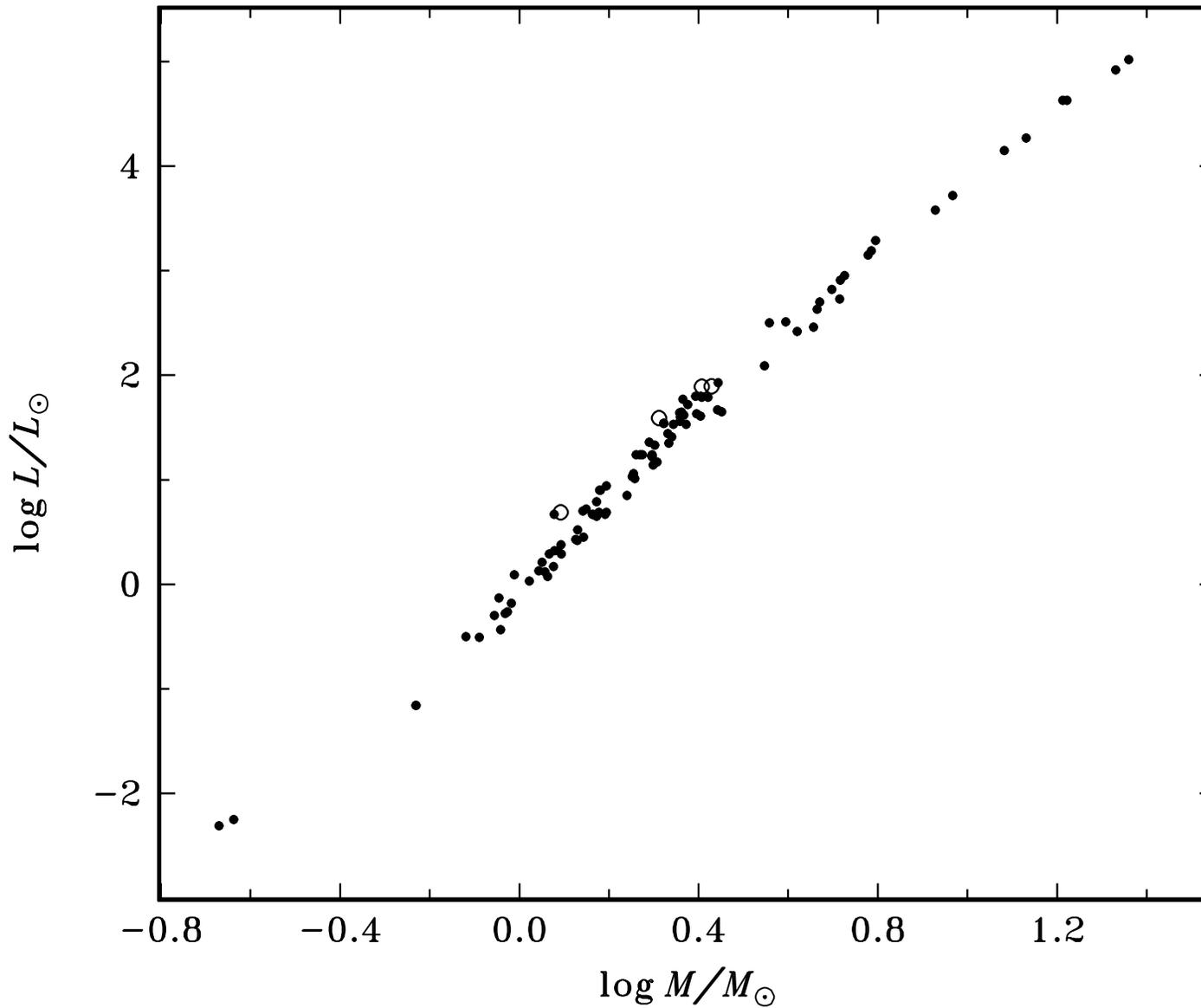
$$\frac{P}{\rho} \sim \frac{T}{\mu} \Rightarrow rT \sim \mu m$$

Verwenden wir noch die dritte Relation für L_r , so folgt schließlich $L_r \sim \mu^4 m^3$. Das gilt auch für $r = R$, $m = M$, und somit $L_r = L$:

$$L \sim \mu^4 M^3 \quad (6)$$



beobachtete Masse-Leuchtkraft-Beziehung



Schwere Sterne altern schneller

Aus der Masse-Leuchtkraft-Beziehung für homogene Hauptreihensterne lässt sich somit eine Masse-Lebenszeit-Beziehung ableiten. Da der “Brennstoffvorrat” $\sim M$ ist, und die Lebenszeit

$$\tau \sim X \cdot f M / L$$

(f : Anteil der Gesamtmasse, die der Wasserstoff brennende Kern umfasst; X : Anteil des Wasserstoffs an der Zusammensetzung)

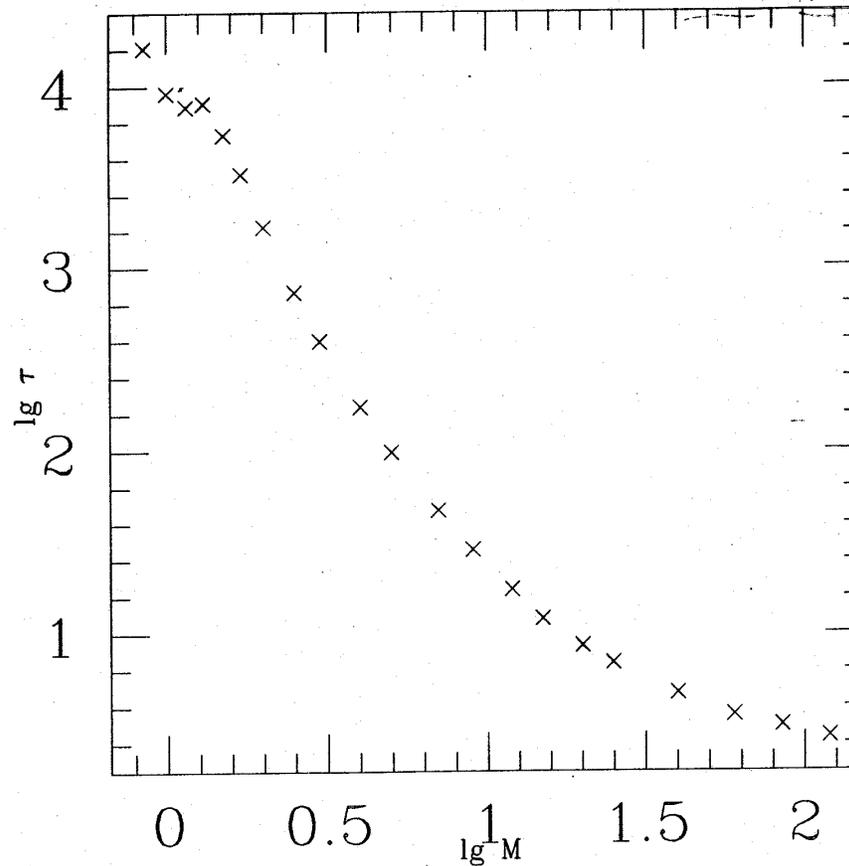
folgt also

$$\tau \sim \frac{X M}{M^3 \mu^4} \sim \frac{1}{M^2 \mu^5} \sim M^{-2} \quad (7)$$



Dauer des Wasserstoffbrennens

... aus numerischen Rechnungen (Alter in 10^6 Jahren)



Zeitskalen und Lebenszeiten

- Hydrostatische (Freifall-) Zeitskala: $\tau_{\text{ff}} \approx \sqrt{R/g}$; sehr kurz (Minuten–Tage).
- Thermische Zeitskala (auch Kelvin-Helmholtz):
 $\tau_{\text{KH}} \approx \frac{E_i}{L} = \frac{|E_g|}{L} = \frac{GM^2}{2RL}$; mittel (Jahre–Jahrmillionen).
- Nukleare Zeitskala: E_n/L hängt von Massendefizit der nuklearen Reaktionen ab. Für Wasserstofffusion waren das ca. 25 MeV, für Heliumbrennen sind es nur noch 7.3 MeV, für Kohlenstoffbrennen etwa 13 MeV. Gleichzeitig nimmt der vorhandene Brennstoffvorrat ab, und die Leuchtkraft stark zu (Faktor 1000). Daher werden die Brennzeiten immer kürzer.
- i.A. gilt $\tau_n \gg \tau_{\text{KH}} \gg \tau_{\text{ff}}$



Nukleare Brennzeiten

typische relative
Brennzeiten:

H : 10^{10} (Jahre)
 He : 10^8
 C : 10^4
 ⋮ : ⋮
 Si : Stunden

Lebenszeiten für Sterne der Zusammensetzung $Z = 0.004$, $Y = 0.240$:

Masse (M_{\odot})	H-Fusion	He-Fusion
0.6	$53. \cdot 10^9$	$1.3 \cdot 10^8$
1.0	$7.0 \cdot 10^9$	$1.1 \cdot 10^8$
1.6	$1.5 \cdot 10^9$	$1.2 \cdot 10^8$
2.0	$8.3 \cdot 10^8$	$2.5 \cdot 10^8$
5.0	$1.0 \cdot 10^8$	$9.4 \cdot 10^6$
9.0	$3.3 \cdot 10^7$	$2.0 \cdot 10^7$
15.0	$1.4 \cdot 10^7$	$8.9 \cdot 10^5$
20.0	$9.8 \cdot 10^6$	$6.6 \cdot 10^5$
40.0	$5.0 \cdot 10^6$	$4.3 \cdot 10^5$
100.	$3.1 \cdot 10^6$	$2.7 \cdot 10^5$



Sternentwicklung

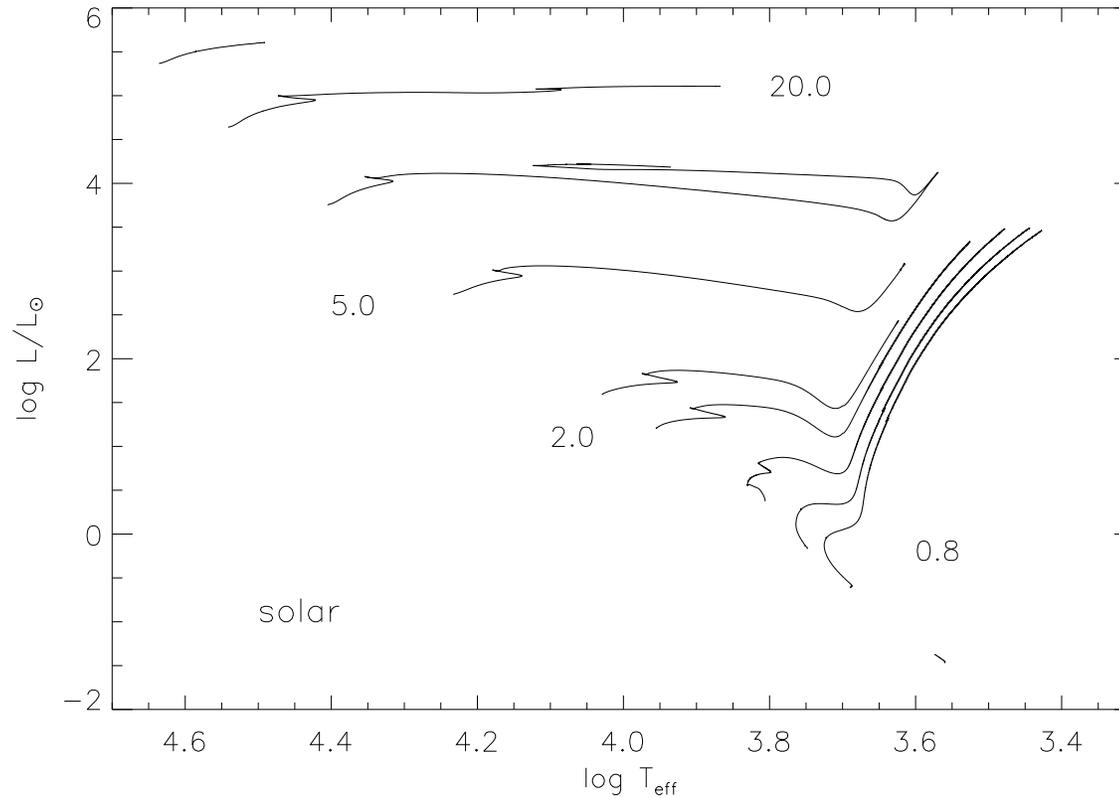


Wie Sterne sich entwickeln

- eine Gaswolke kontrahiert unter ihrer Eigengravitation; heizt sich auf, und beginnt in die kalte Umgebung zu strahlen
- entsprechend dem Virial-Theorem (VT) wird sie immer kompakter und heißer; dieser Vorgang läuft mit τ_{KH} ab
- schließlich wird das Zentrum heiß genug, dass nukleare Reaktionen ablaufen (Wasserstoffbrennen) und die Zeitskala wird τ_n
- der Brennstoff wird aufgebraucht, der Kern kontrahiert wieder wegen VT auf τ_{KH}
- die nächste Brennphase wird erreicht (Heliumbrennen)
- ... usw.; wie weit diese Abfolge reicht, hängt von der Anfangsmasse ab: Sonne: bis Heliumbrennen; $M > 8 M_{\odot}$: bis Eisen (Supernova)
- der mittleren Entwicklung zu immer kompakteren und heißeren Kernen stehen die z.T. völlig unterschiedlichen Reaktionen der äußeren Hülle gegenüber
- der Stern wird i.A. immer leuchtkräftiger, aber sowohl heißer als auch kälter
- das ist, was im Leuchtkraft–Oberflächentemperatur-Diagramm (Hertzsprung-Russell-Diagramm; $\log L/L_{\odot} - \log T_{\text{eff}}$ oder Farb-Helligkeitsdiagramm $M_V - (B - V)$) beobachtet ist



Übersicht

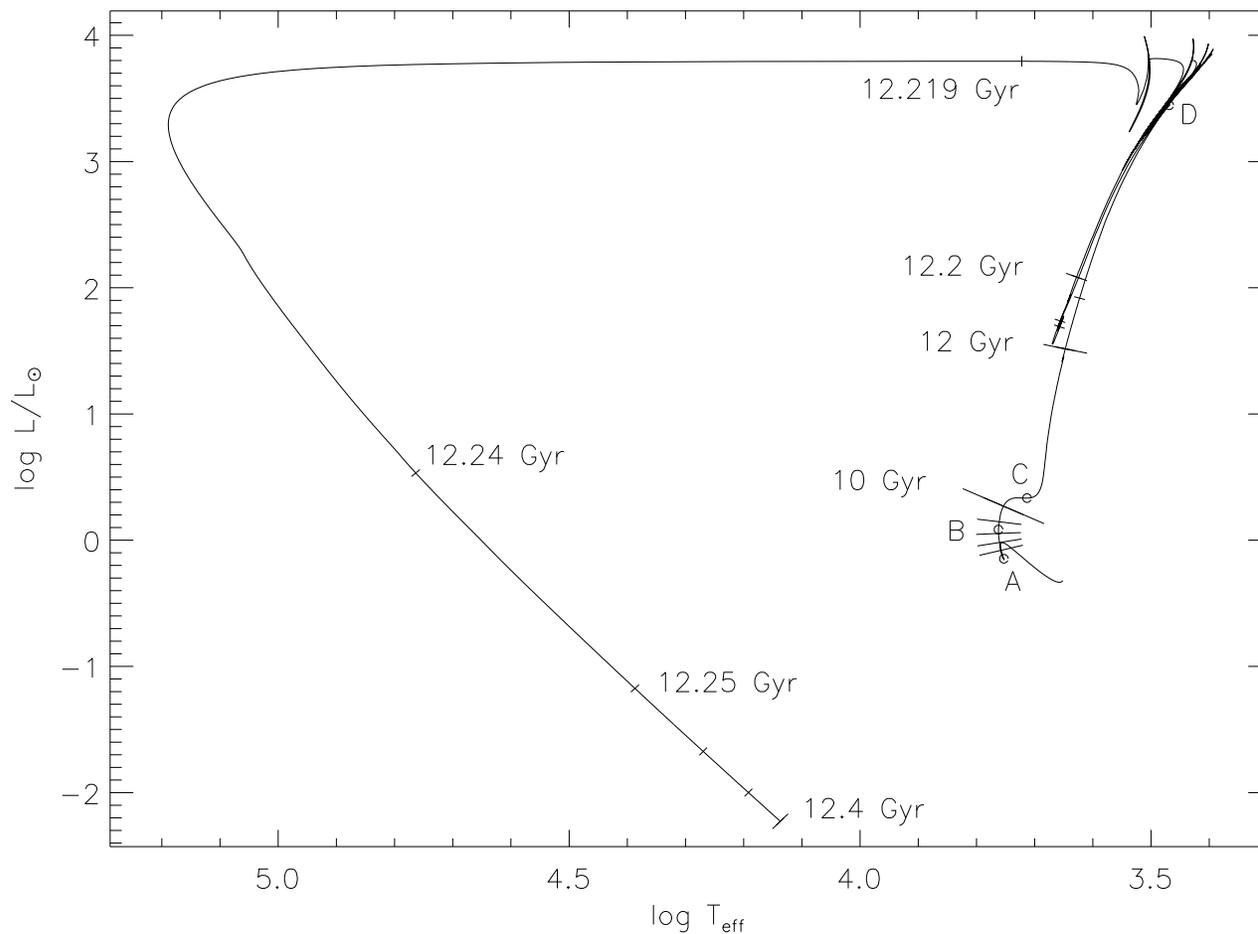


Entwicklung von Sternen mit
 $M = 0.5, 0.8, 1.0, 1.4, 2.0, 2.5, 5.0, 10.0, 20.0, 40 M_{\odot}$

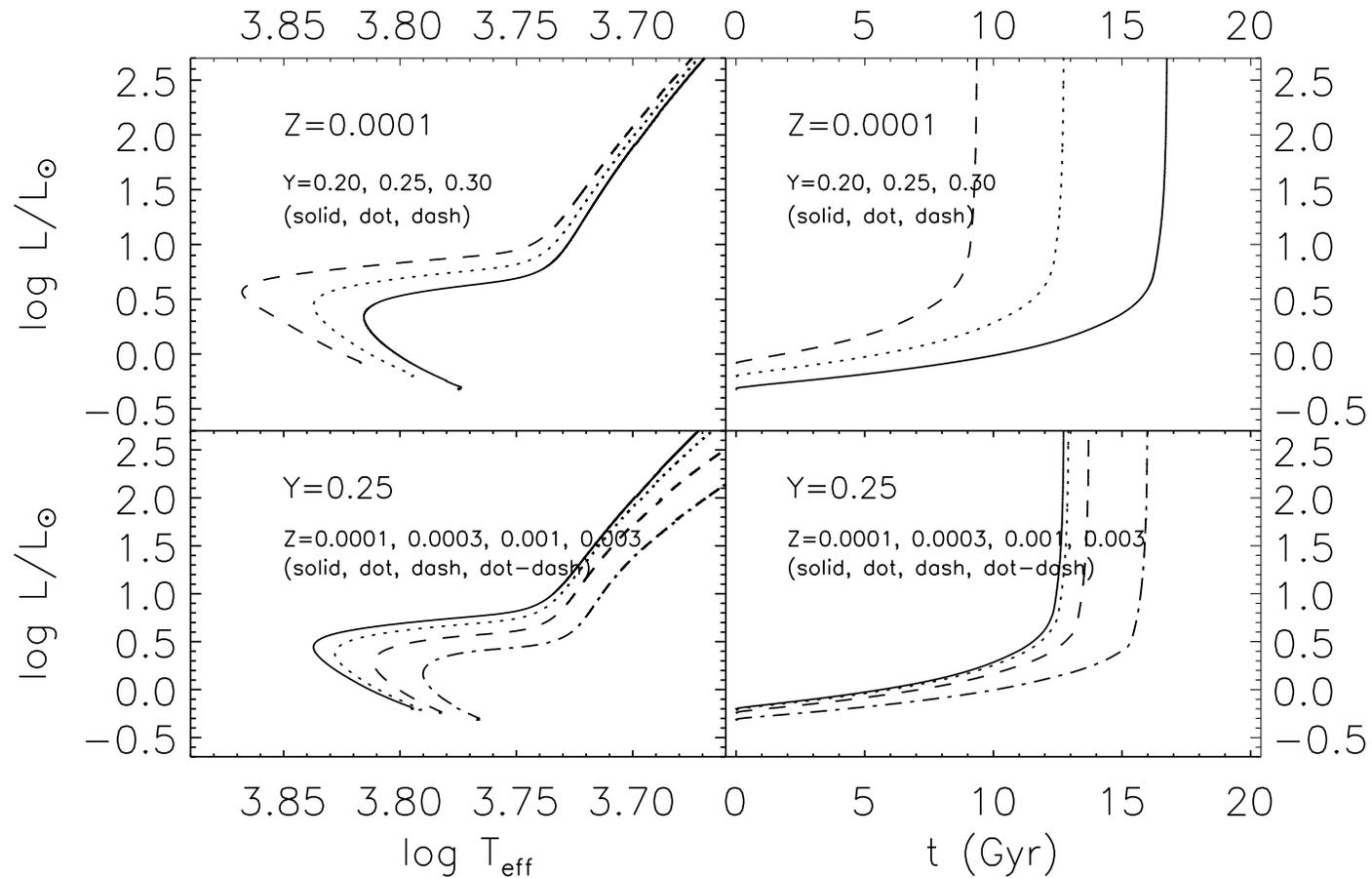


Die Entwicklung der Sonne

... vom Ende der Vorhauptreihe bis zum Stadium eines kühlen Weißen Zwerges:



Massearme Sterne



Entwicklung massearmer Sterne während der Hauptreihen- und Rote-Riesen-Phase und
Einfluss der Zusammensetzung



Das Alter einzelner Sterne



Erste Altersbestimmung eines Sterns

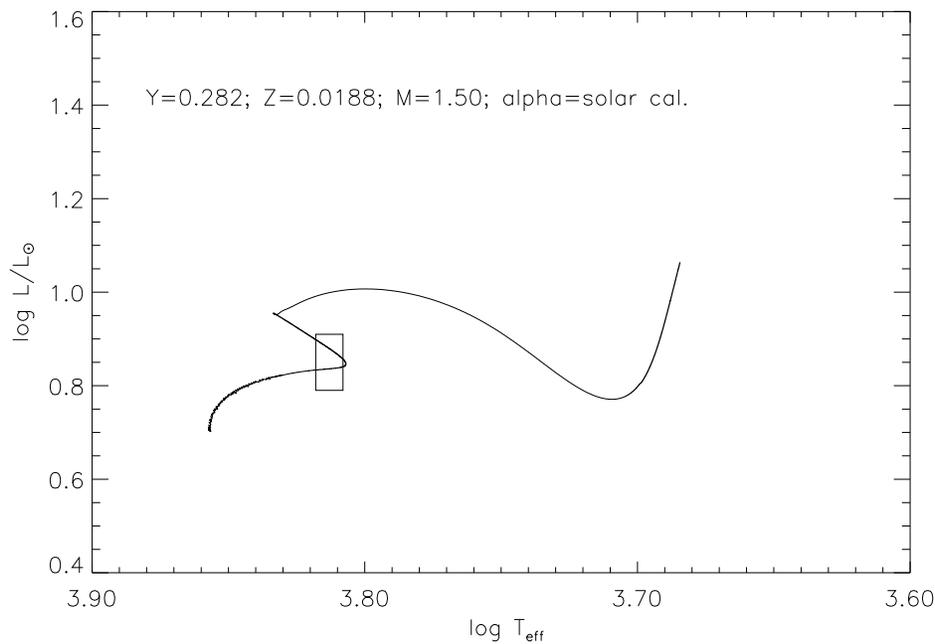
Einfachste Methode:

1. bestimme **Masse und Zusammensetzung** eines Sterns
 2. bestimme absolute Helligkeit (M_V) und Farbe ($B - V$)
 3. bestimme daraus, oder direkt **Leuchtkraft L und Effektivtemperatur T_{eff}**
 4. vergleiche diese Werte mit denen entlang eines Entwicklungsweges eines solchen Sterns
- lese daraus sein Alter ab



Alter aus Entwicklungsweg: Beispiel

Procyon (α CMi), ein Stern mit $1.5 M_{\odot}$ und sonnenähnlicher Zusammensetzung:



Altersbereich innerhalb der
Beobachtungsbox: **1.95 – 2.22 Gyr**
(Milliarden Jahre)



Das Problem massearmer Sterne

Object	Stellare Parameter				Alter und Unsicherheiten			
	[Fe/H]	M_{bol}	M_{\odot}	T_{eff}	Alter [Gyr]	Δt_1	Δt_2	Δt_3
HD19445	-1.95	4.91	0.74	6016	13.4	± 0.2	± 1.0	9.9–18.0
	0.07	0.11	0.037	80				12.5–14.3
HD45282	-1.52	1.98	0.90	5282	10.2	± 0.2	± 0.1	8.3–12.6
	0.06	0.31	0.045	80				9.8–10.6
HD103095	-1.35	6.33	0.64	5110	9.7	± 1.5	± 1.6	< 18.1
	0.10	0.05	0.032	80				
HD194598	-1.12	4.45	0.84	6058	11.1	± 0.4	± 1.0	7.7–15.0
	0.07	0.16	0.042	80				10.3–11.9
HD201891	-1.05	4.46	0.81	5943	14.4	+1.4	± 0.5	10.5–18.7
	0.08	0.09	0.041	80				

Unsicherheiten: Δt_1 : aufgrund Metallizität; Δt_2 : absolute Helligkeit; Δt_3 : Masse. Letzte Spalte 2. Zeile: unter Annahme, dass Masse auf 1% genau bekannt wäre.

Massearme Sterne sind alt, entwickeln sich langsam, daher große Unsicherheiten



Spezialfall Sonne

Im Fall der Sonne konnte man das Alter mit großer Genauigkeit auf $(4.57 \pm 0.02) \cdot 10^9$ Jahre bestimmen.

- Annahme, dass alle Körper im Sonnensystem gleichzeitig entstanden
- auch Meteoriten, die Materie des Präsolaren Nebels “konservieren”
- d.h. radioaktive Isotope werden eingeschlossen, und zerfallen frei
- kennt man die ursprünglichen Häufigkeiten (besser: Verhältnisse zwischen Isotopen), kann man das Alter durch Isotopenanalyse sehr genau bestimmen
- benutzte Isotope: ^{235}U , ^{238}U , ^{232}Th , ^{204}Pb , ^{206}Pb
(Mehrfach-Bestimmungen!)

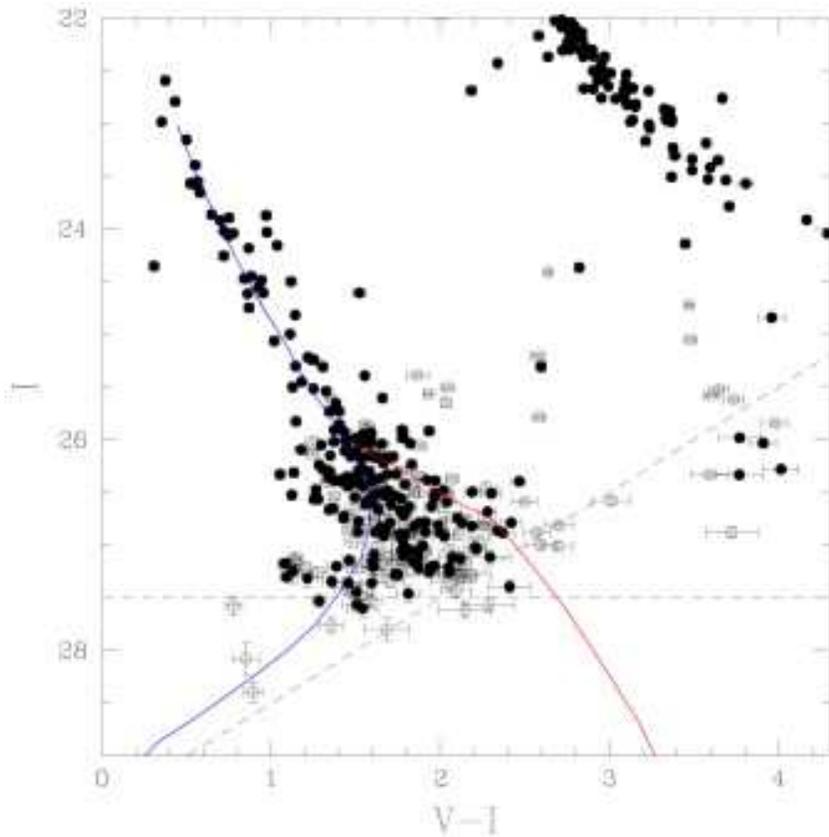


Nukleokosmochronologie

- Die Methode der Sonne kann auf andere Sterne ausgedehnt werden
- allerdings dann Isotope in der stellaren Atmosphäre, die **nicht abgeschirmt** sind
- ähnliche Zerfallsreihen
- große Unsicherheiten; typische Alter für alte Sterne liegen zwischen 5 und 20 Gyr
- CS31082-001 ($[\text{Fe}/\text{H}] = -2.9$; erster Stern mit Uran-Nachweis):
über ^{238}U (Halbwertszeit 4.5 Gyr; $\log(U/H) = -13.7$)
ergibt sich:
 $t_{\star} = 12.5 \pm 3 \text{ Gyr}$ (innerhalb der Fehler = Weltalter)



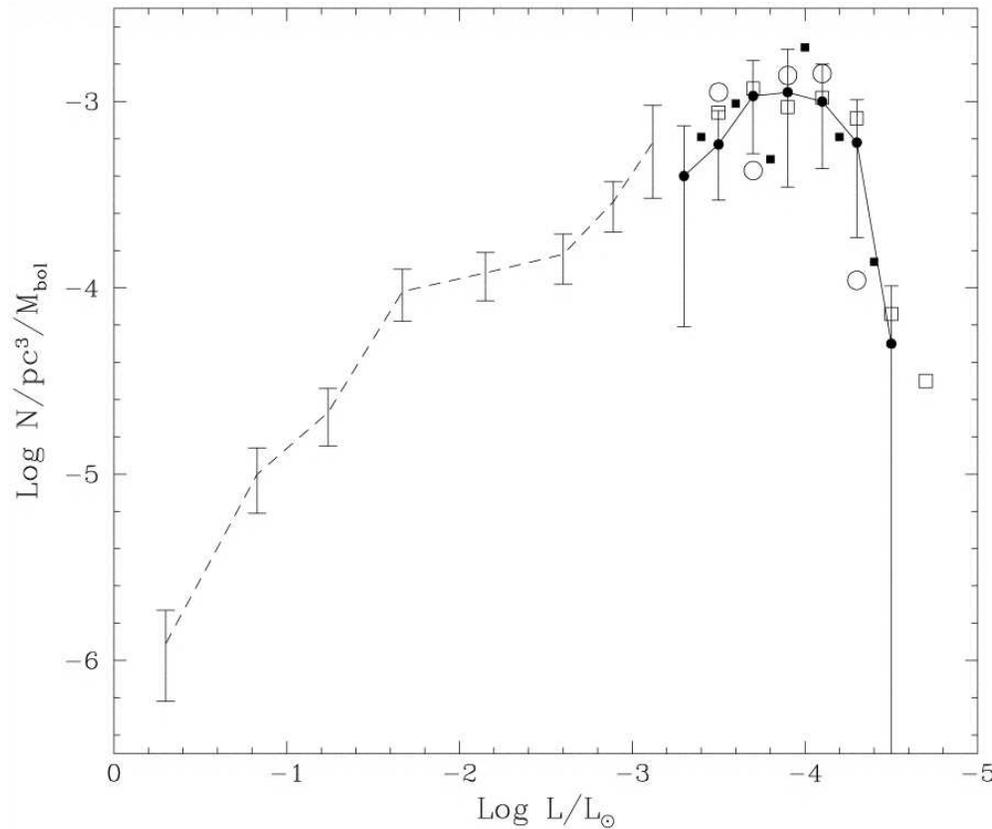
Kühlung Weißer Zwerge



Die Weißen Zwerge (WD) im KSH M4 (Hansen et al, 2002):
WDs kühlen immer langsamer und für alle Zeiten. Entlang der Kühlsequenz sollten keine WDs mehr gefunden werden, die ein Kühlalter über dem Alter der Population haben.

Resultat hier: 12.7 ± 0.7 Gyr

WDs in der galaktischen Scheibe



Zählungen von Weißen Zwergen in der Sonnenumgebung (Scheibenpopulation; Legget et al, 1998):

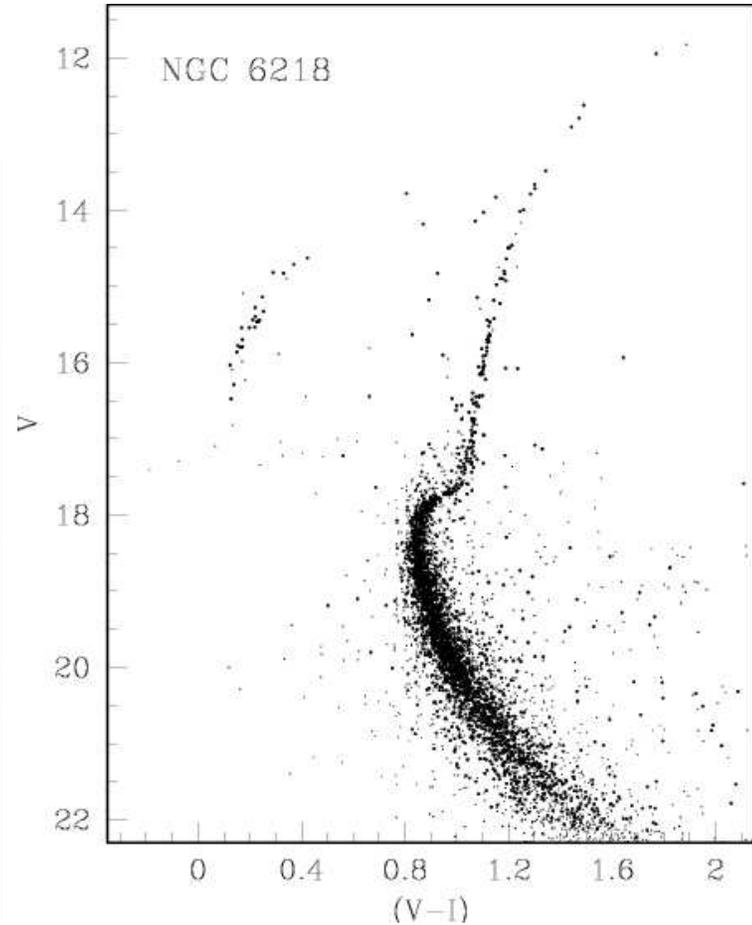
klar ist das Fehlen von WDs ab einer bestimmten Helligkeit zu sehen; das daraus abgeleitete Alter ist 8 ± 1.5 Gyr



Kohorten-Alter



Kugelsternhaufen



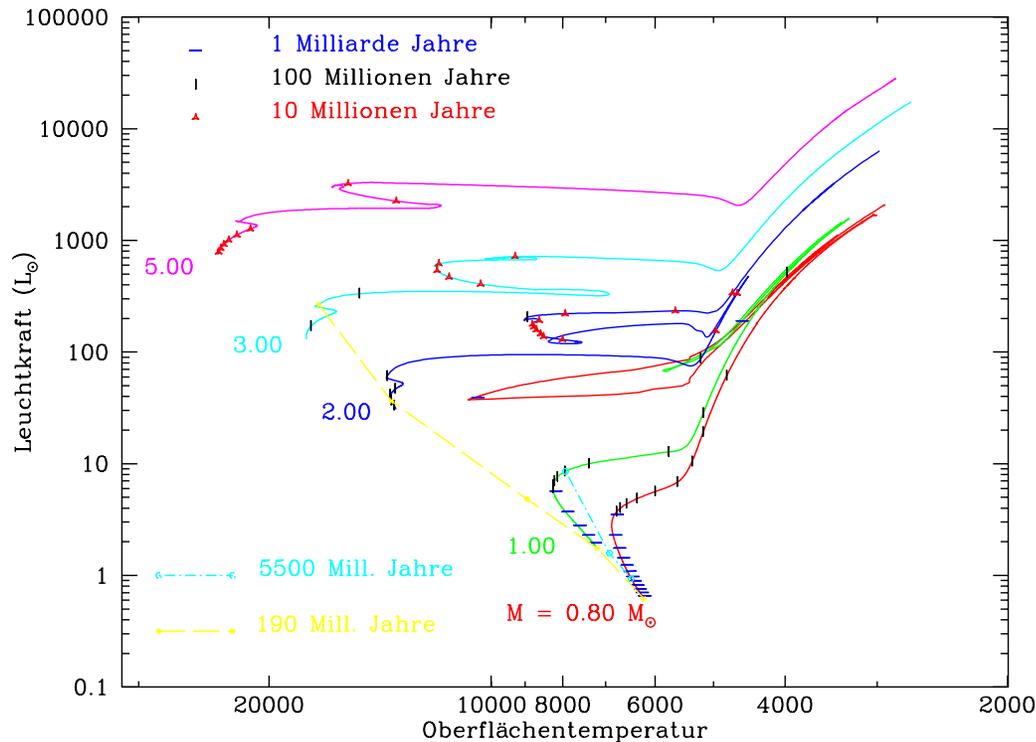
Der Kugelsternhaufen M12 (NGC6218)

Kugelsternhaufen - Eigenschaften

- gravitativ gebundene, große Gruppen von Sternen
 - 10^5 bis $10^6 M_{\odot}$, d.h. ebensoviele Sterne
 - ca. 150 im Halo unserer Milchstraße
 - alt und metallarm ($-2.3 \lesssim [Fe/H] \lesssim -0.7$)
 - gleiches Alter, gleiche chemische Zusammensetzung
- ⇒ damit 2 der drei grundlegenden Parameter, die Struktur eines Sterns bestimmen, identisch; nur Masse variiert
- außerdem gleiche Entfernung, damit relative Helligkeiten bekannt



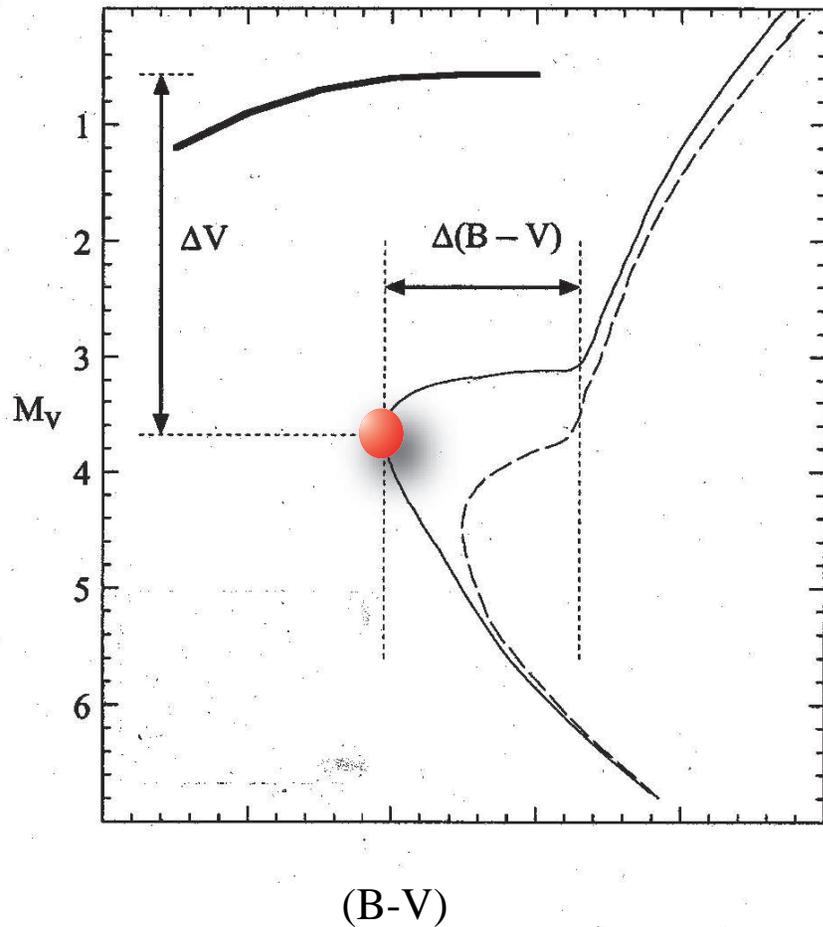
Isochronen



- Länge der *Hauptreihe* nimmt mit der Zeit ab; der Endpunkt heißt **Turn-off**
- es entwickelt sich der Rote-Riesen-Ast
- auf der Hauptreihe variiert die Masse stark
- auf dem Riesenast ist sie fast identisch mit der am Turn-off

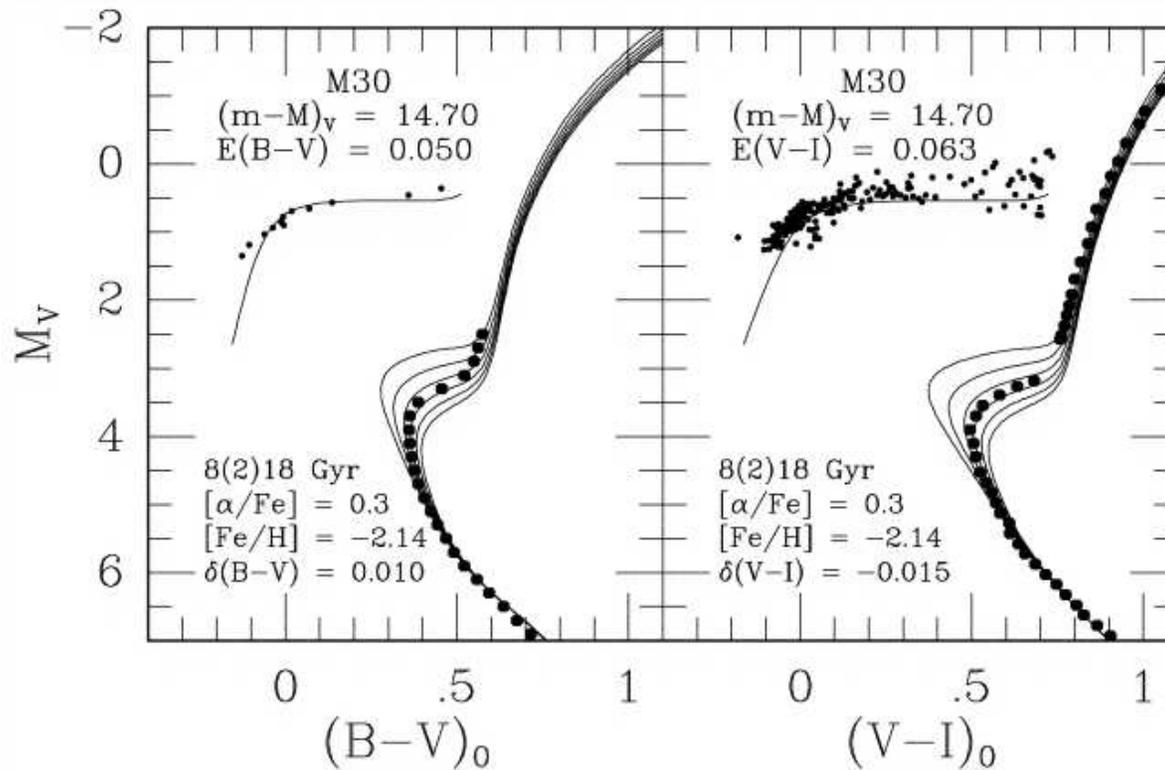


Altersabhängige Strukturen



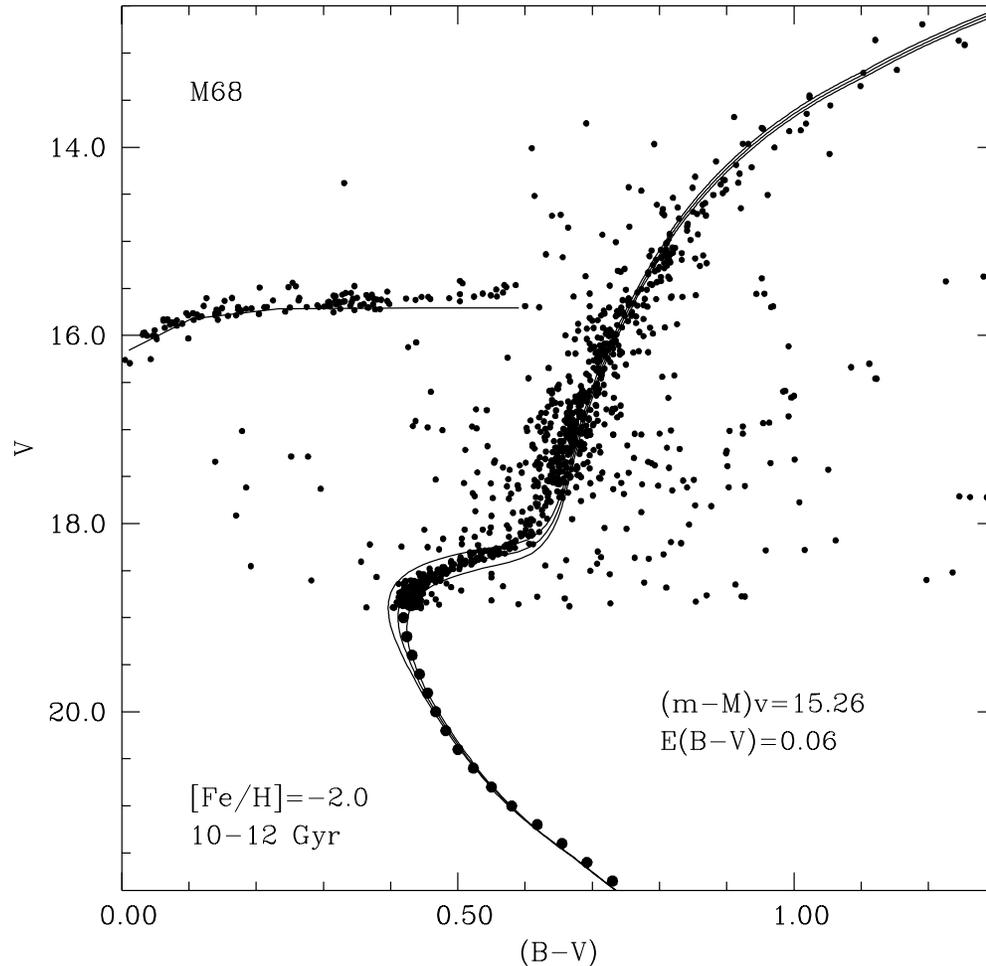
- Turn-off Helligkeit eindeutige Funktion des Alters
 - Zusammensetzung und Entfernung bekannt → Alter eindeutig bestimmbar
- Turn-off wird schwächer und kühler
- untere Hauptreihe, oberer Riesenast, Horizontalast bleiben weitgehend unbeeinflusst
 - aus relativen Positionen ebenfalls Alter ableitbar

Isochronen-Fit



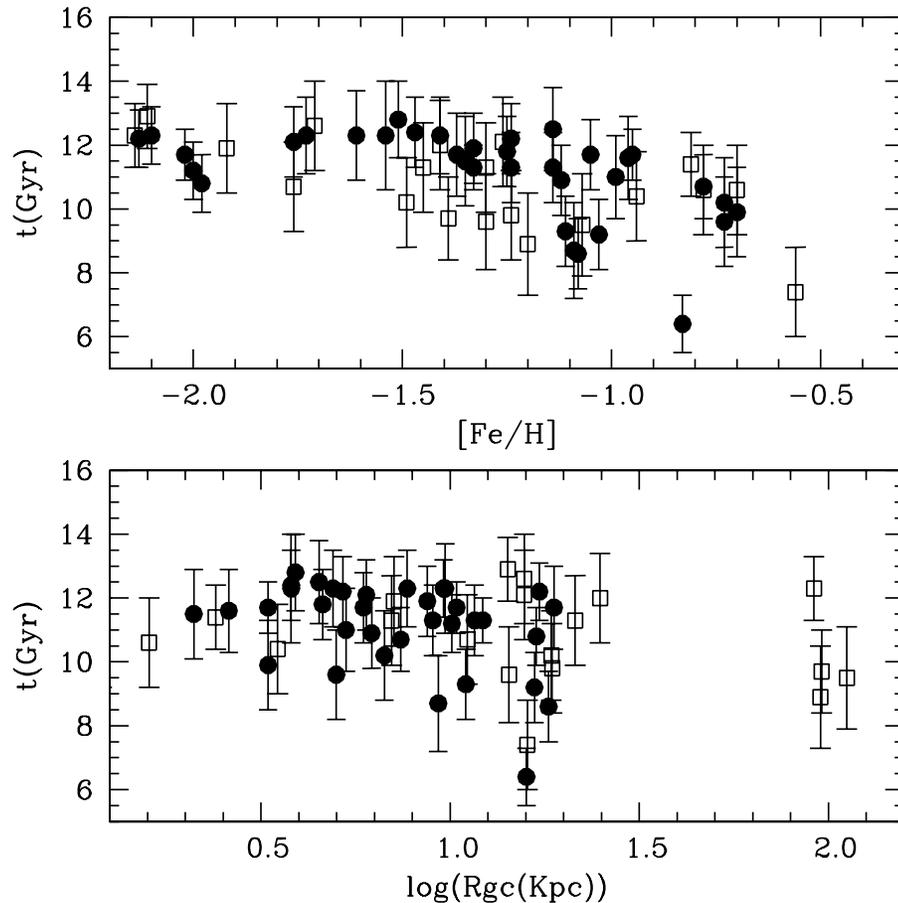
Beispiel **M30** (VandenBerg, 2000): ausgehend von bekannter Entfernung und Zusammensetzung wird die Isochrone ausgewählt, die am besten der Beobachtung entspricht

ΔV - Methode



Der Helligkeitsunterschied zwischen TO und Horizontalast (HB) wird zur Auswahl der Isochrone verwendet. Keine Entfernung nötig. Fit der Isochrone nur zur Überprüfung (Salaris & Weiss, 1998).

Überblick: Alter von Kugelsternhaufen



Das Alter von 55 gut beobachteten KSH als Funktion ihrer Metallhäufigkeit bzw. Entfernung vom galaktischen Zentrum (Salaris und Weiss, 2002)



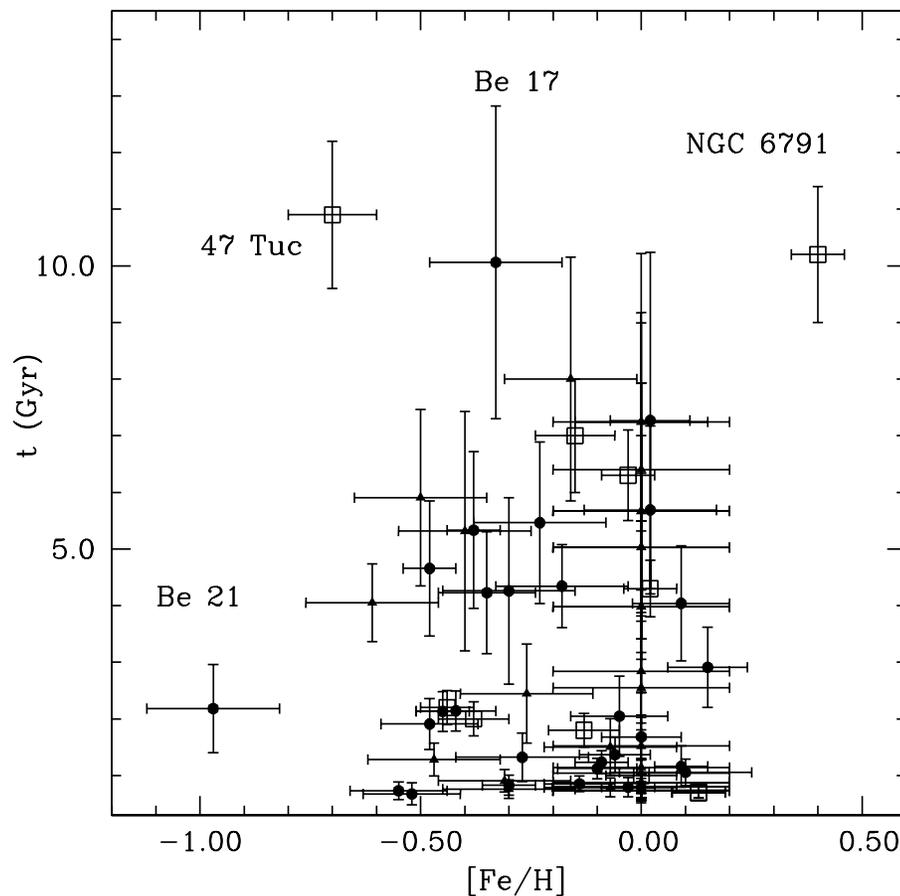
Ergebnis für KSH-Alter

1. die ältesten galaktischen KSH sind so alt wie das Universum (13.6 Gyr)
2. der Metallgehalt hat schnell zugenommen
3. junge KSH nur bei relativ hohem $[Fe/H]$
4. Ergebnisse stimmen gut anderen Methoden überein
5. repräsentativ für die alte galaktische Population II (Halo-Population)



Offene Sternhaufen

... jünger, weniger Sterne, metallreicher, zahlreicher



Das Alter der ältesten Offenen Sternhaufen als Funktion ihrer Metallhäufigkeit (Salaris und Weiss, 2004); repräsentativ für die galaktische Pop. I (Scheiben-Population)



Integrierte Populationen

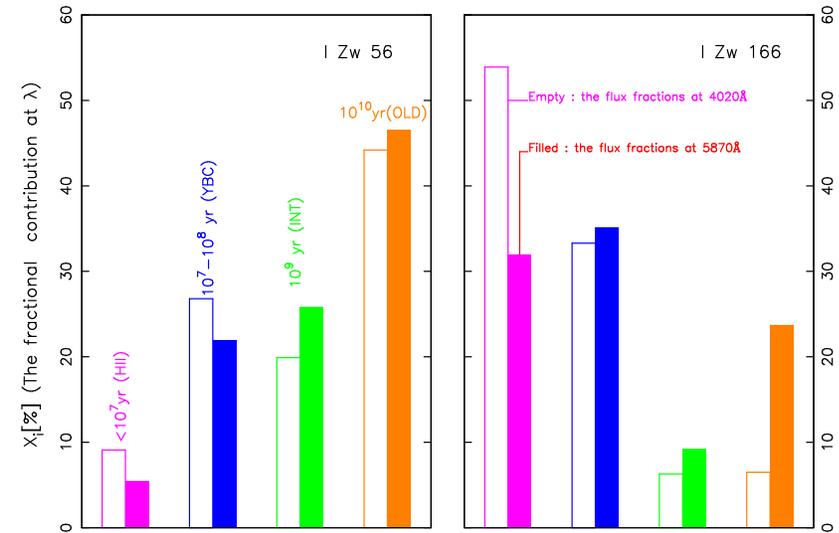
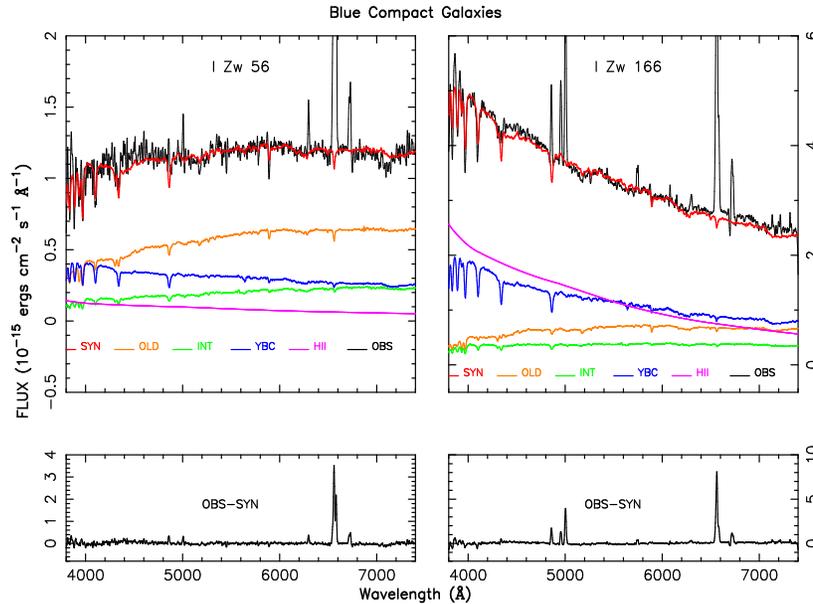


Populationsynthese

- weit entfernte Galaxien können nicht mehr in Einzelsterne aufgelöst werden
- man kann nur die Farben bzw. das Spektrum integriert beobachten
- Versuch der Modellierung:
 1. Annahme einer Sternentstehungsgeschichte
 2. Annahme der “Anfänglichen Massenfunktion” (IMF)
- gesuchte Ergebnisse:
Alter und Metallizität der dominanten Population(en)
- für junge Systeme dominieren die heißen, massereichen Hauptreihensterne
- für alte die hellen, kühlen Riesen



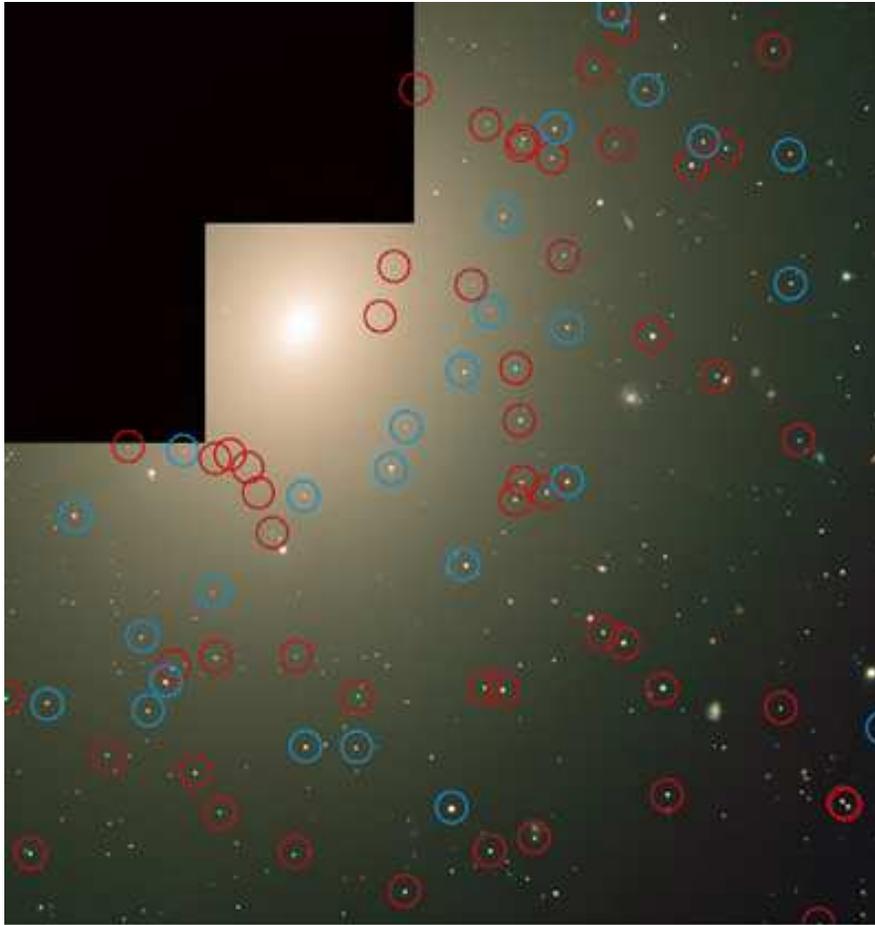
Beispiel: kompakte Zwerggalaxien



links: beobachtetes Spektrum (schwarz) und synthetisches Gesamtspektrum (rot), erhalten aus vier Stern generationen (farbige Einzelspektren) mit Gewichten, die rechts angegeben sind (Xu, 2003)



Kugelsternhaufen in anderen Galaxien



Stellar Clusters in NGC 4365
(HST/WFPC2 + VLT/ISAAC)

ESO PR Photo 15b/02 (26 June 2002)

© European Southern Observatory



Die elliptische Galaxie NGC4365 mit ihrem System von jungen (blau) und alten (rot) Kugelsternhaufen. “Jung” heißt hier ca. 4 Gyr, aber in anderen Galaxien können das auch nur 10 Myr sein.

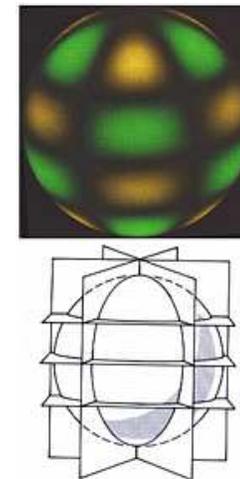
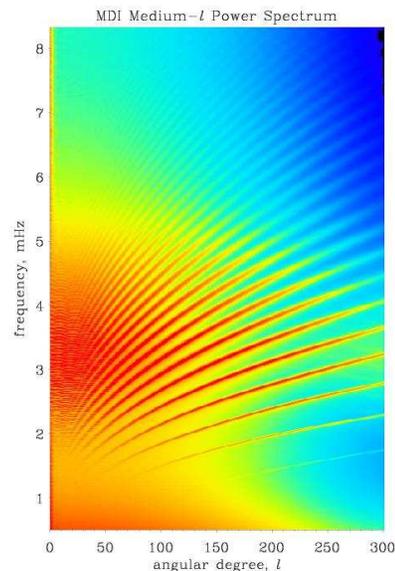
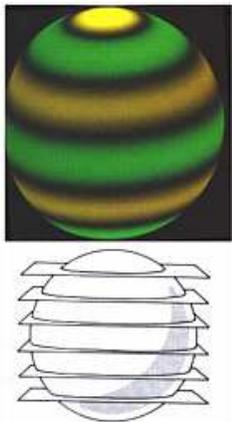


Ausblick

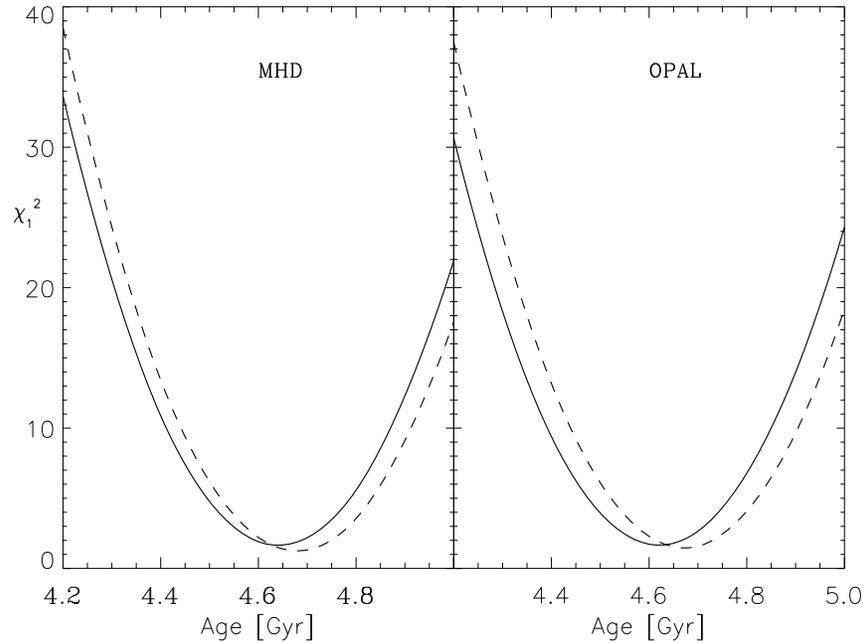


Helio- und Asteroseismologie

- Die Sonne und viele andere Sterne zeigen eine Vielzahl von Oszillationen, die unterschiedliche Bereiche des Inneren durchlaufen
- diese Schwingungen entsprechen Schallwellen, die es somit erlauben, den Verlauf der Schallgeschwindigkeit im Sonnen- (Stern-)innern zu bestimmen



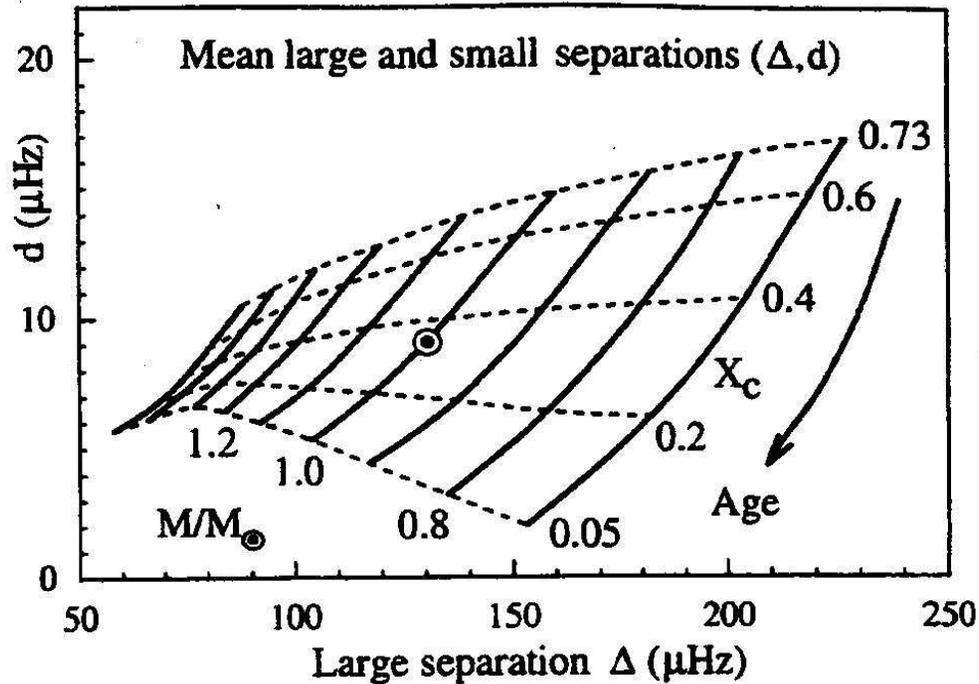
Sonnenalter – seismisch



damit kann man das Sternmodell suchen, das am besten die Beobachtungen reproduziert, und daraus das Alter ableiten (hier: Sonne; Bonanno et al, 2002)



Die Zukunft: Asteroseismologie



alternativ kann auch z.B. der Wasserstoffgehalt im Zentrum und daraus das nukleare Alter bestimmt werden (hier: theoretische Berechnungen für den Eddington-Satelliten)

