Entstehung und Entwicklung von Sternen Teil II

Kosmische Evolution für Nicht-Physiker

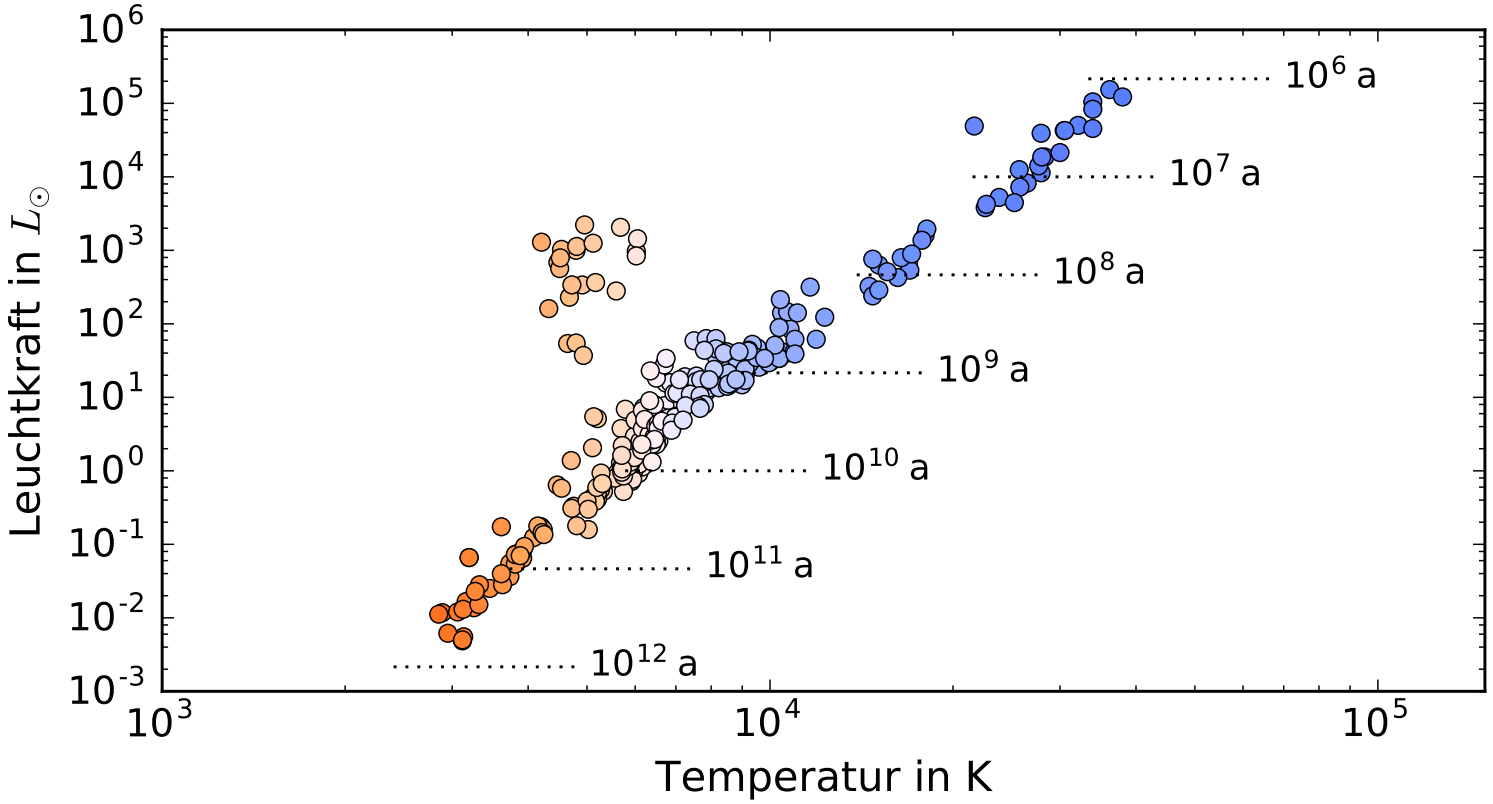
Markus Pössel

Haus der Astronomie

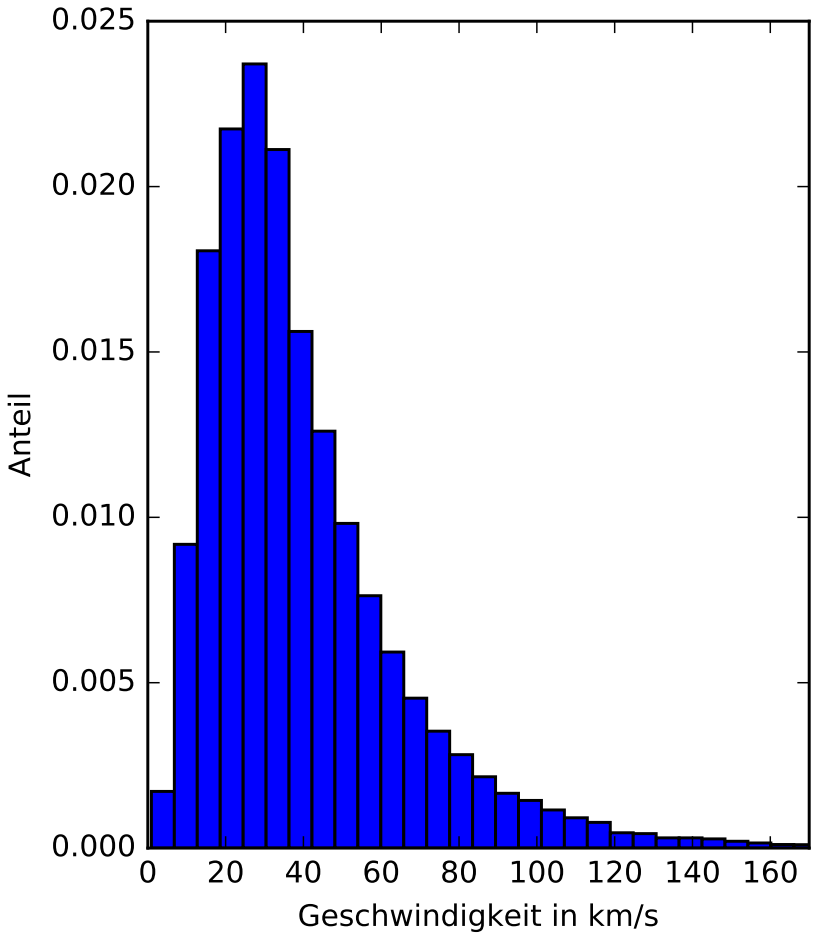
19.12.2017

Was wir aus Teil I mitnehmen

- Sterne als Gasbälle, Gleichgewicht Gegendruck und Gravitation
- Zwei Sternklassen: Hauptreihensterne und Rote Riesen
- Bei Hauptreihensternen: $\tau \sim 10^{10} \cdot (L/L_\odot)^{-3/4}$ Jahre



Wie weit entfernen sich helle Sterne vom Geburtsort?



Daten für Diagramm: XHIP — Anderson & Francis 2012, zugänglich über ViZier

Für Geschwindigkeit von 30 km/s $\approx 10^{-4}\,c$:

In 1 Million Jahre 100 Lichtjahre zurückgelegt.

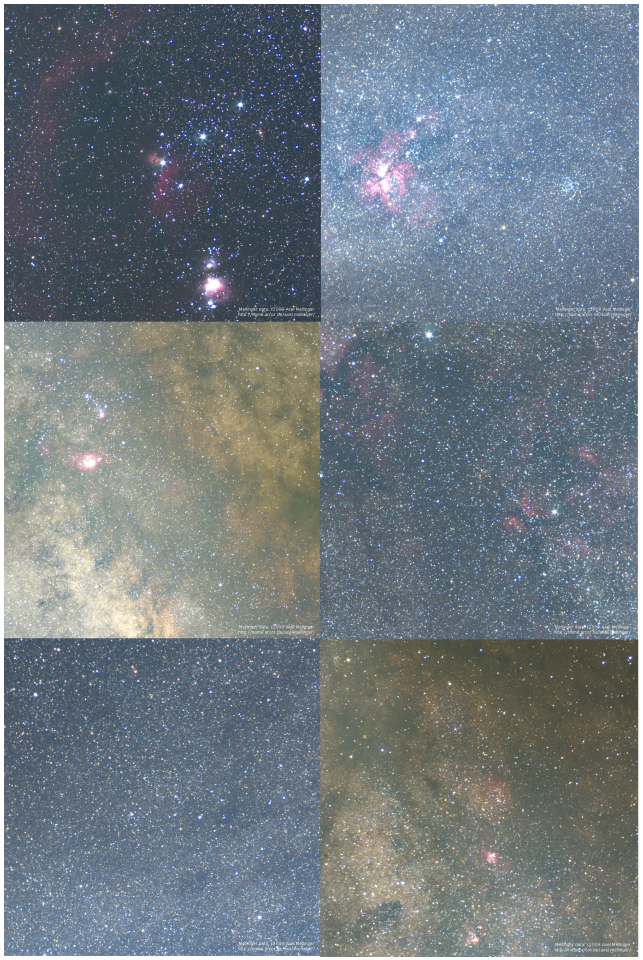
$\Rightarrow$ helle Sterne findet man vergleichsweise nahe an ihren Geburtsorten!

Umgebungen heller O-Sterne

Grobe Statistik: Vergleiche Umgebung (Quadrat mit Seitenlänge 9°) von 590 O-Sternen des GOSC-Katalogs mit 100 zufällig aus gewählten Regionen gleicher Größe nahe der galaktischen Ebene (Mittelpunkt $-5^\circ \ldots 5^\circ$ galaktischer Breite)

	O-Sterne	Vergleich
HII	85%	57%
kein HII	15%	43%

Wahrscheinlichkeit, dass Überhang bei O-Sternen Zufall ist: $p < 10^{-10}$



Bildmaterial: NASA Skyview, Daten © 2009 Axel Mellinger, http://www.milkywaysky.com

HII-Regionen am Beispiel M51

Bild: NASA, ESA, S. Beckwith (STScI), and The Hubble Heritage Team (STScI/AURA)

Verteilte Materie nachweisen

HII (Ionisierter Wasserstoff)

Bild: ESO/M. Kornmesser

rote Hα-Linie im sichtbaren Licht (verdünnt: schwierig!)

HI (atomarer Wasserstoff)

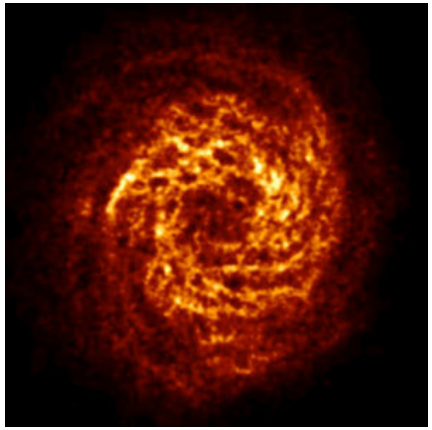


Bild: THINGS / F. Walter et al.

21-cm-Linie (Wasserstoff)

H_2 (molekularer Wasserstoff)

Bild: PAWS team/IRAM/NASA HST/T. A. Rector (University of Alaska Anchorage)

Marker-Stoffe wie CO, Absorption (Dissoziation)

Staub

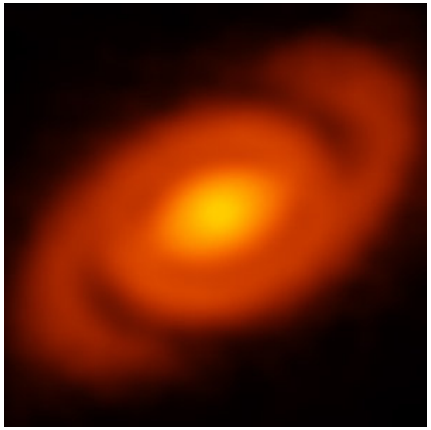


Bild: B. Saxton (NRAO/AUI/NSF); ALMA (ESO/NAOJ/NRAO)

Emissionen im mm-Bereich, IR-Absorption

Riesen-Molekülwolken (Giant Molecular Clouds)

Bild links: NASA, ESA, S. Beckwith (STScI), and The Hubble Heritage Team (STScI/AURA).
Bild rechts: PAWS team/IRAM/NASA HST/T. A. Rector (University of Alaska Anchorage)

Links: sichtbares Licht, Rotanteil ist Hα-Strahlung (Wasserstoff-Rekombination).
Rechts: blau molekularer Wasserstoff, rot atomarer Wasserstoff

Sternentstehungsgebiete

Adlernebel M 16. Bild: ESO

HII-Regionen, ionisiert durch massereiche (junge) Sterne]

Sternentstehungsgebiete

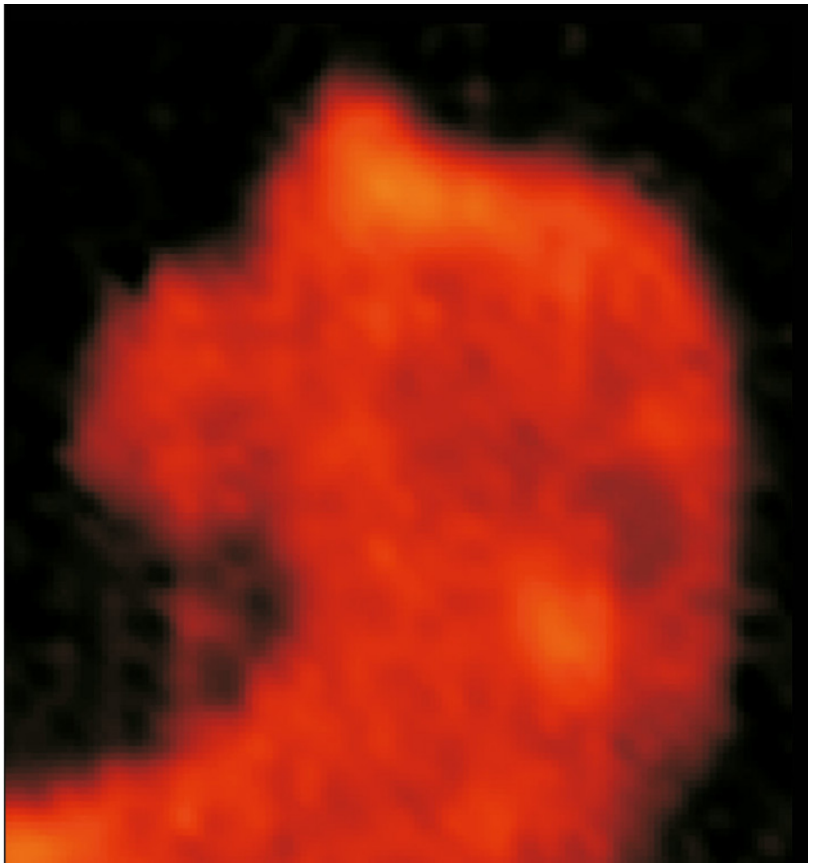


Bild links: ESO. Bild rechts: CSO

Links optisch, Staub undurchsichtig; rechts CO als Indikator für molekularen Wasserstoff: H_2 durch Staub geschützt!

Instabilität in Molekülwolken

Aus der Vorlesung vom 21.11.2017:

Jeans-Masse als Grenzmasse für den Kollaps einer (homogenen) Gaswolke:

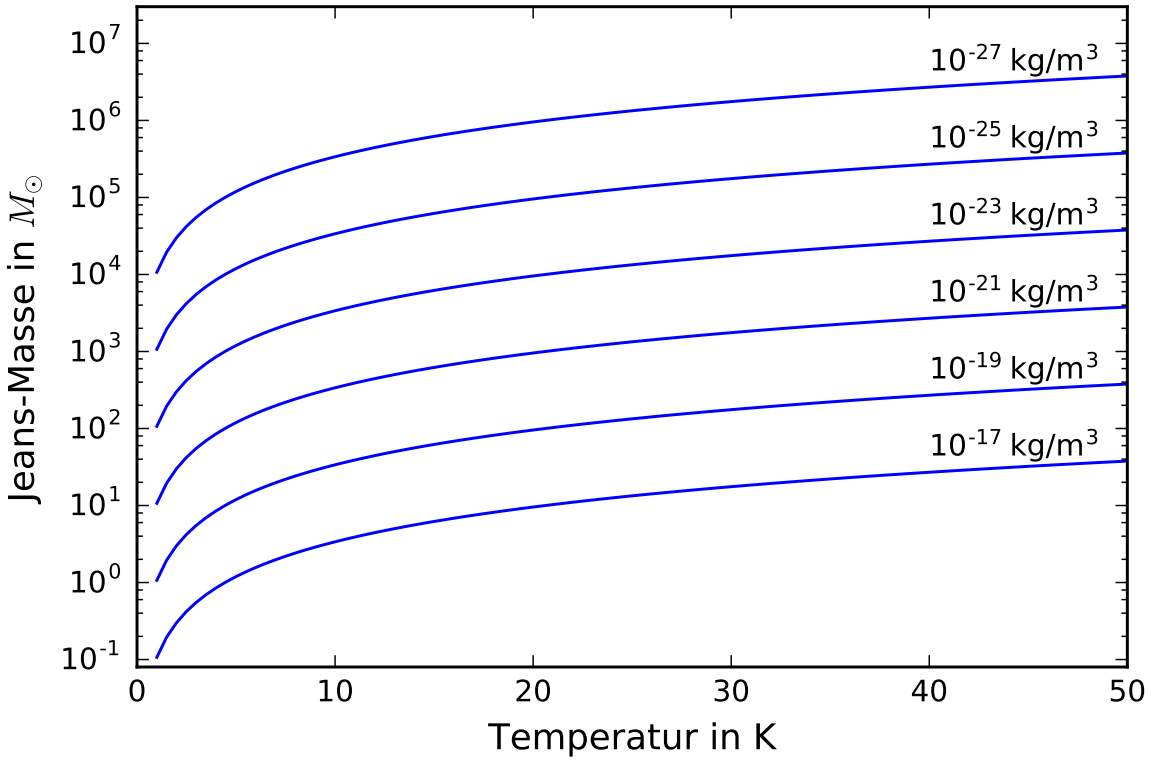
$$M_J = \sqrt{\frac{6}{\pi}} \cdot \sqrt{\frac{1}{\rho} \cdot \left(\frac{k_B T}{G\mu}\right)^3}$$

mit

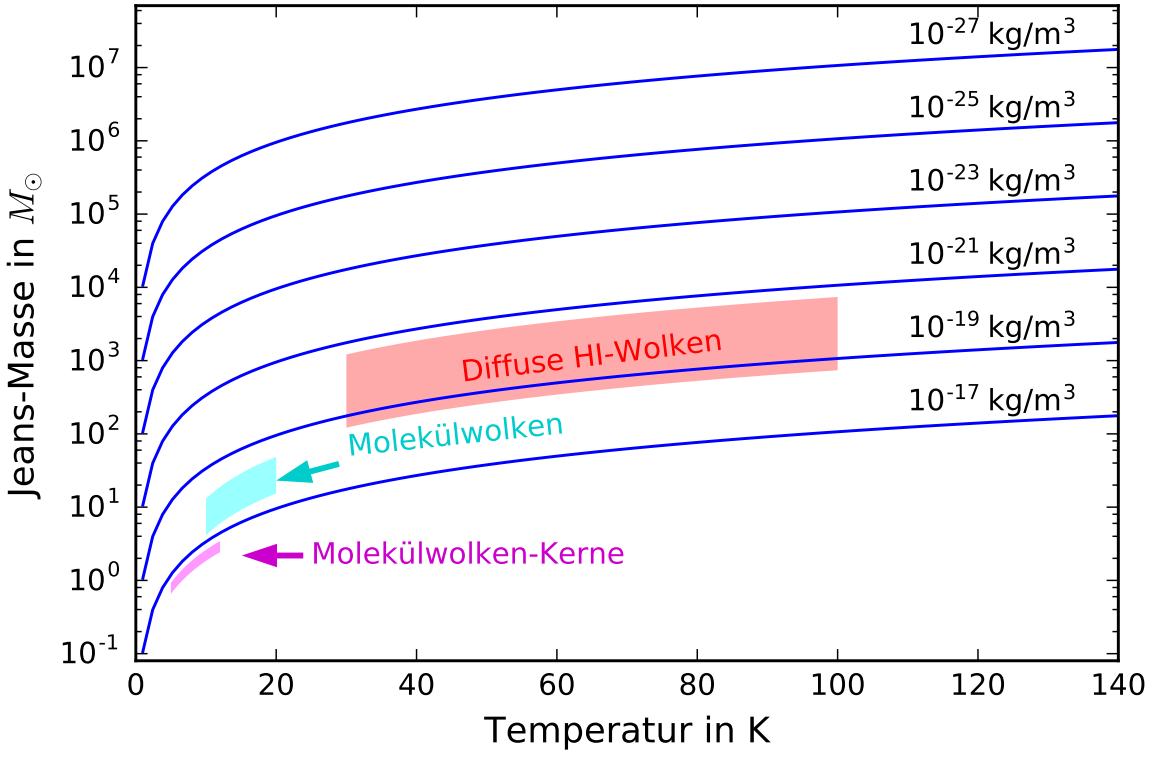
- ρ Dichte
- k_B Boltzmann-Konstante
- T Temperatur
- G Newton'sche Gravitationskonstante
- μ Masse pro Teilchen (Atom, Molekül,. . .)

Kollaps tritt ein wenn $M > M_J$.

Jeans-Masse in Abhängigkeit von Temperatur/Dichte



Jeans-Masse für unterschiedliche Wolken



Daten aus Snow & McCall 2006

...eigentlich sind Kollaps-Bedingungen vielerorts erfüllt. Warum nur so vergleichsweise wenig Sternbildung ($\approx 1\ M_\odot$/Jahr in unserer Galaxie)?

$\Rightarrow$ Stabilisierung durch Magnetfelder und/oder überschallschnelle Turbulenz

Freifall-Zeitskala

Für Kugel der Ausdehnung R und (konstanter) Anfangsdichte ρ: Wie schnell passiert der Kollaps?

Grundlegende Zeitskala: **Freifall-Zeit** t_{ff} — wie lange ein Kollaps auf $r = 0$ dauern würde, wenn es keinen Gegendruck gäbe.

Testteilchen auf Kugeloberfläche fühlt Kraft, als wäre gesamte Masse $M = 4/3 \cdot \pi R^3 \cdot \rho$ im Mittelpunkt zentriert.

Nutze 3. Keplersches Gesetz

$$T^2 = \frac{4\pi}{GM} a^3$$

für längliche Ellipse mit $R = 2a$ und $T = 2t_{eff}$:

$$t_{eff} = \sqrt{\frac{3\pi}{32G\rho}} = 700\,000 \sqrt{\frac{10^{-17}\,\mathrm{kg/m^3}}{\rho}} \text{Jahre.}$$

Fragmentierung von Molekülwolken

Kollaps einer Wolke mit 500 $M_\odot$ über 285 000 Jahre. Simulation: Matthew Bate, University of Exeter

https://youtu.be/3z9ZKAkbMhY

Massereiche Sterne entstehen in Gruppen, masseärmere Sterne auch alleine

Früheste Protosterne in Molekülwolken

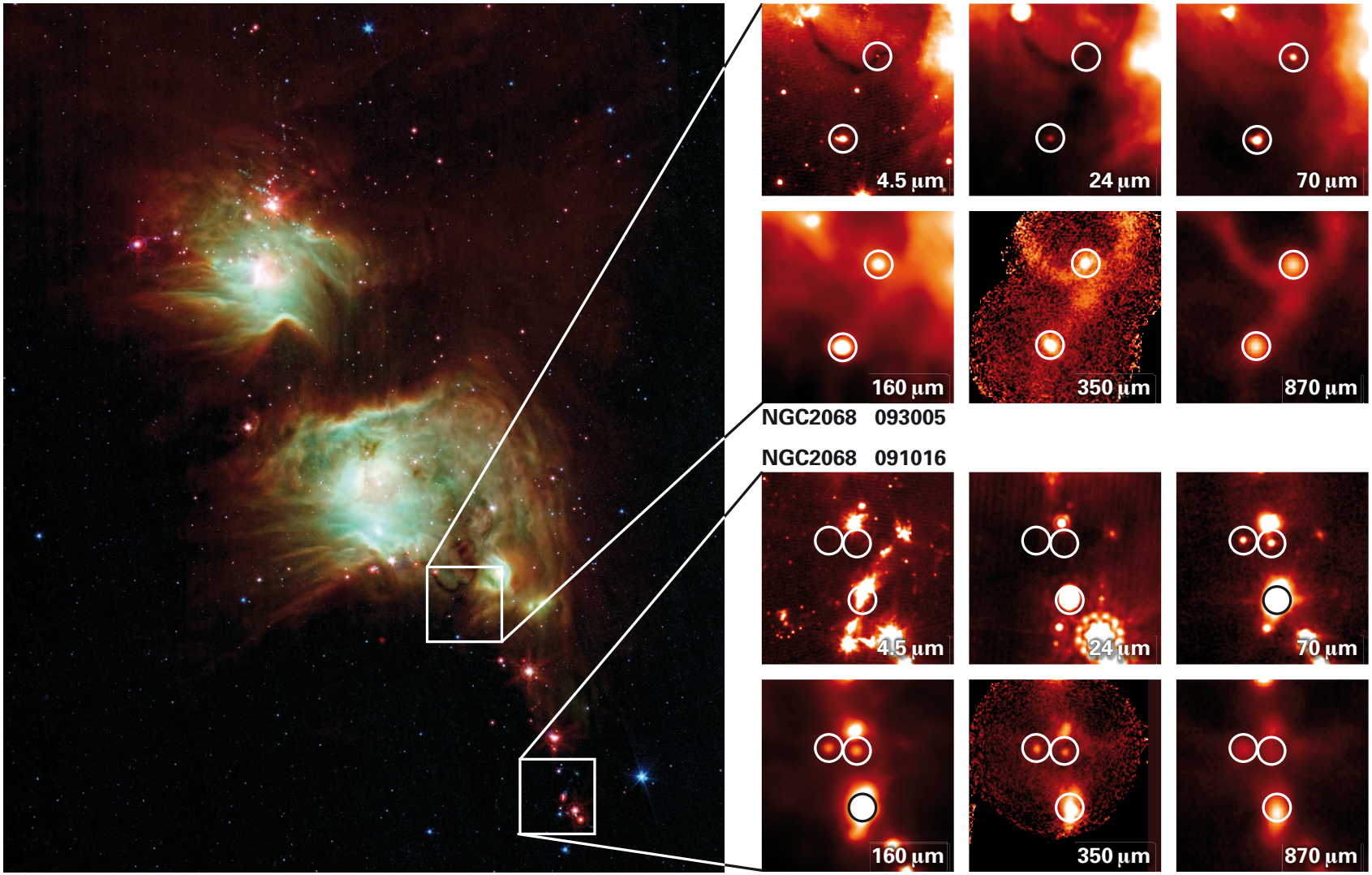
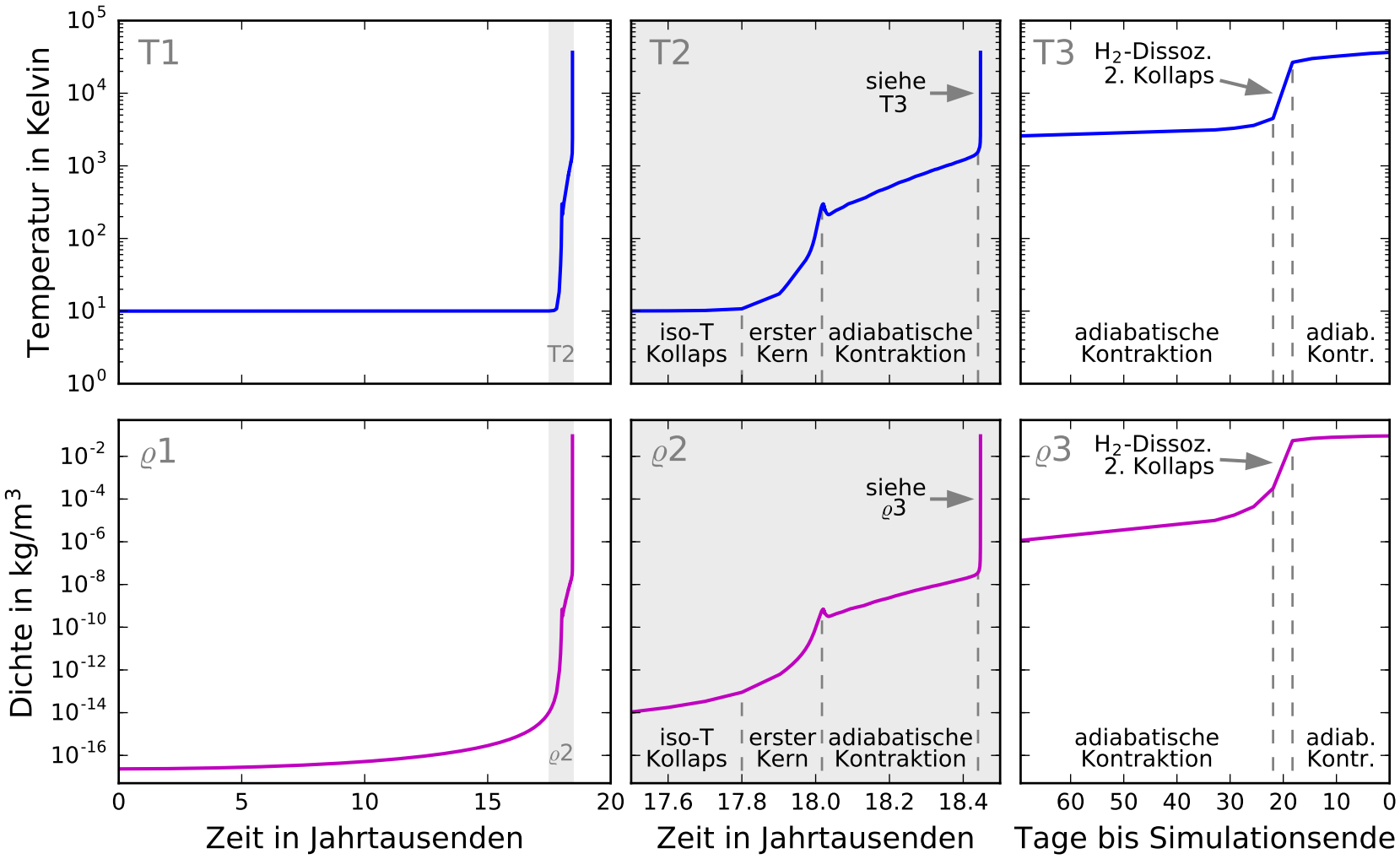


Bild: A. M. Stutz / MPIA

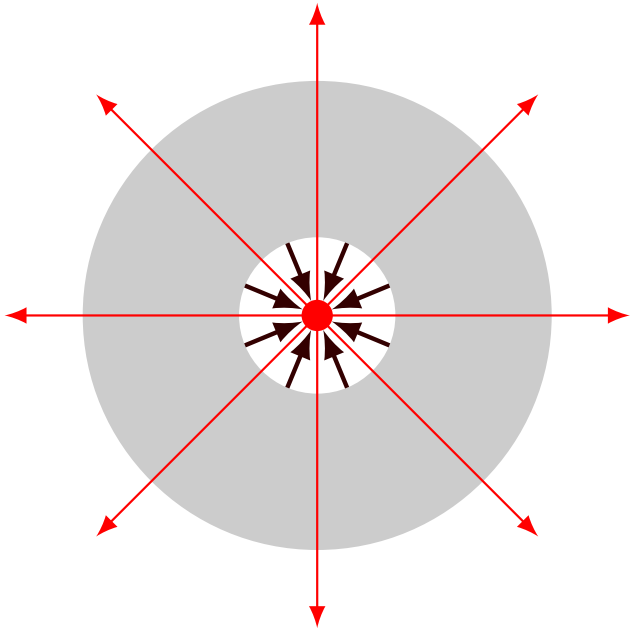
Kollaps zum Protostern



Bhandare et al. 2017, in preparation

Protosterne nach Beobachtungseigenschaften

1. **Protostern Klasse 0** – ⌀ Hülle 10^4 AE
   Protostern komplett verhüllt, Jetbildung
   Dauer: $10\,000$ a
2. **Protostern Klasse I** – ⌀ Hülle 10^3 AE
   Protostern im IR sichtbar, Jets stärker
   Dauer: einige $10\,000$ a
3. **Protostern Klasse II** – ⌀ Hülle 10^2 AE
   Akkretionsscheibe sichtbar, Beginn Kernfusion
   Dauer: einige Mio. a
4. **Protostern Klasse III** – keine Hülle
   Akkretion beendet, Übergang zur Hauptreihe
   Dauer: $\sim$ 10–100 Mio. a



Materie fällt von Hülle auf Protostern

Protostern strahlt ab in/durch Hülle

(hier nicht gezeigt: Jets)

Junge Sterne

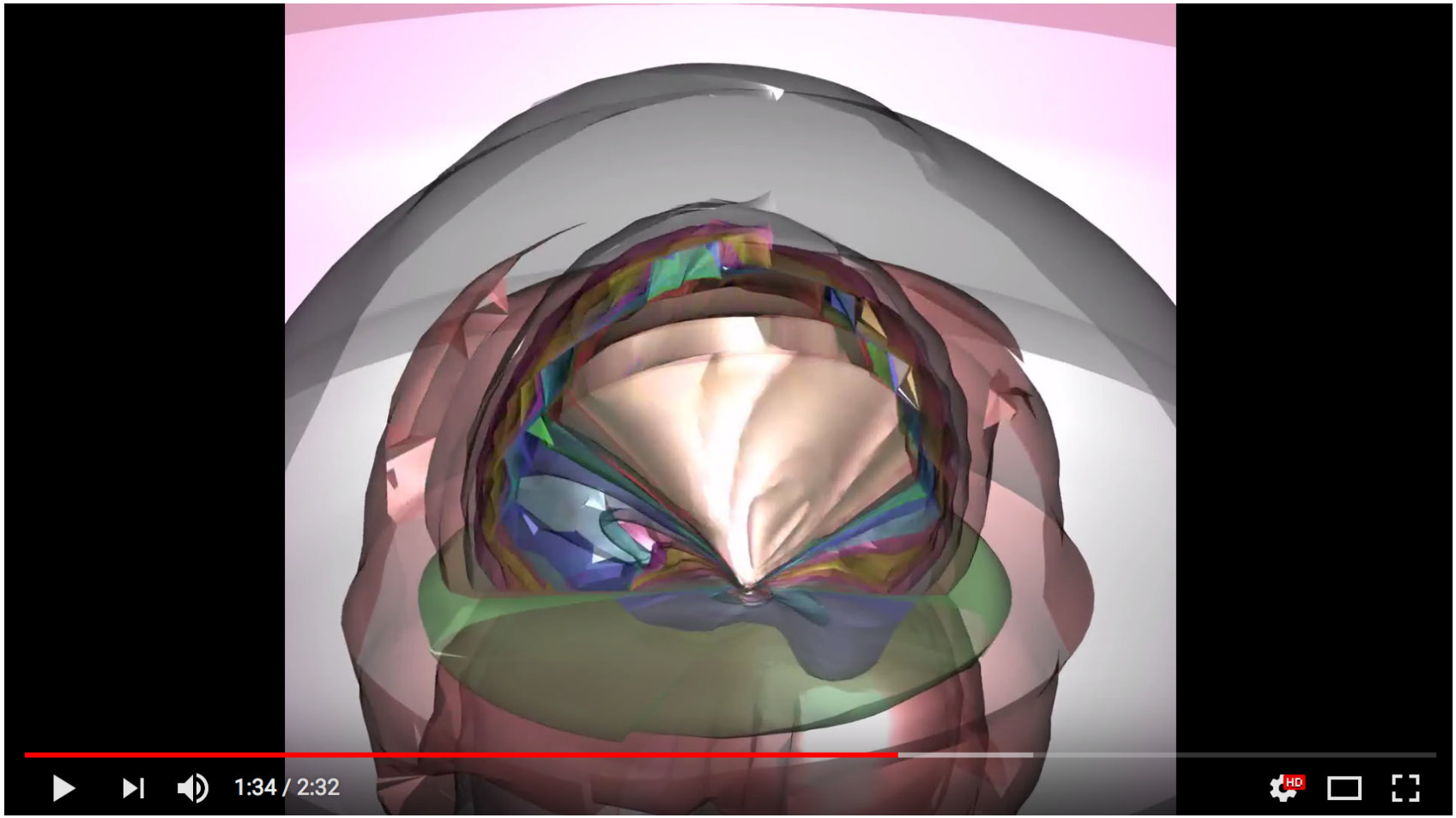
Typischerweise ab Klasse II: Veränderungen, Aktivität, Sternflecken, Jets

1. **T-Tauri-Sterne** mit $0.8 - 3\ M_\odot$, $T < 8000$ K
2. **Herbig-Ae/Be-Sterne** mit ca. $2 - 10\ M_\odot$, $8000\ \text{K} < T < 30\ 000$ K

(für $M > 10\ M_\odot$, Phase zu kurz $\Rightarrow$ zu selten)

Bild: NASA, ESA & M. Romaniello (ESO)

Jets und Veränderungen



Prästellarer Kern mit $M = 120\ M_\odot$ Simulation: Rolf Kuiper, MPIA, https://youtu.be/GIgC7kkPsd0

Kollaps mit Ausbildung eines Jets (hier: Strahlungsdruck)

Jets: Herbig-Haro-Objekte

Bild: ESO / Bo Reipurth

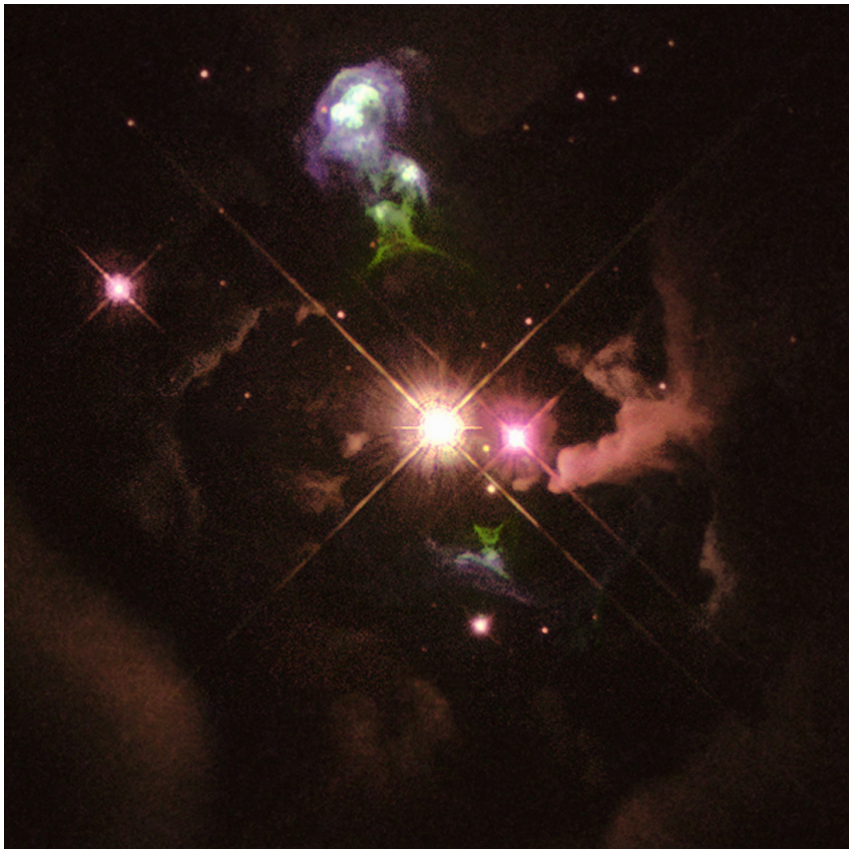
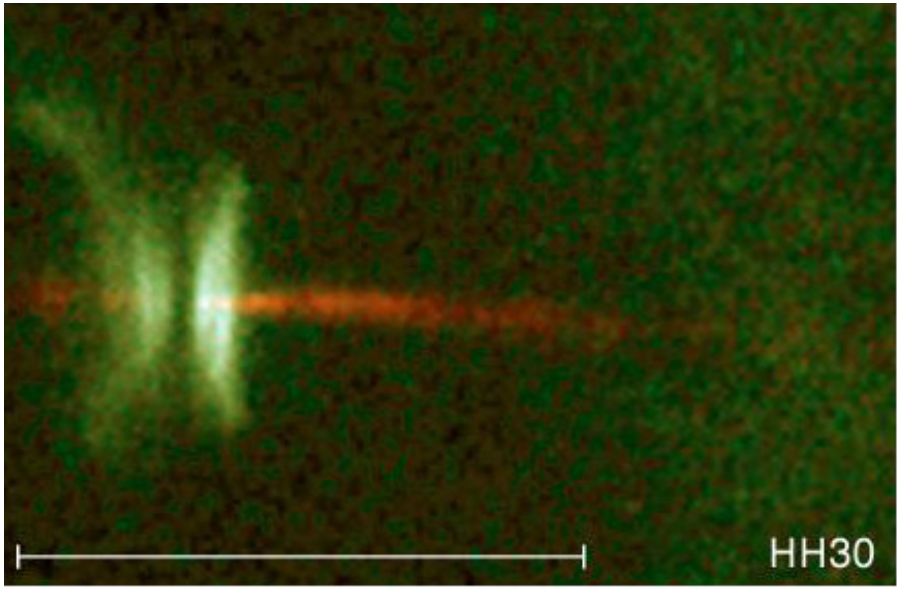
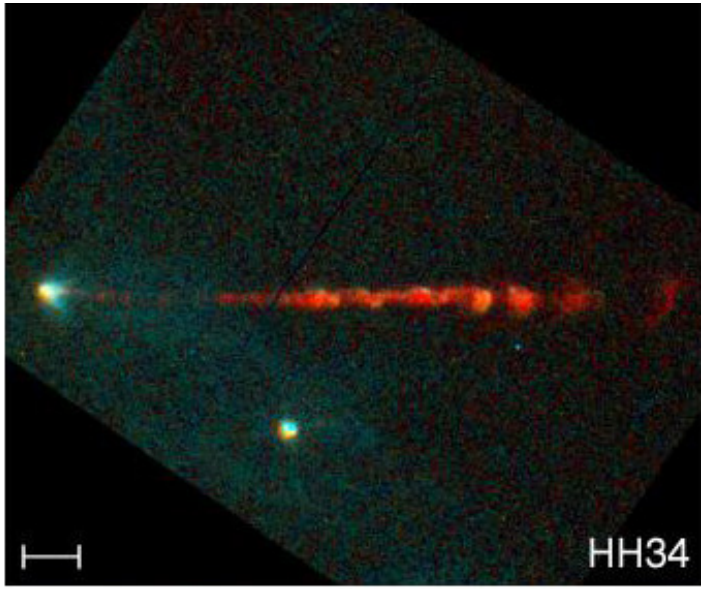


Bild: NASA/ESA/Hubble Heritage Team (AURA/STScI)

Jets und Staubscheiben





Größenmaßstab 1000 AU = 140 Lichtstunden = 0.016 Lichtjahre
Bild: C. Burrows (STScI & ESA), J. Hester (Arizona State University), J. Morse/STScI and NASA

Von der Hauptreihe bis zum Riesenstadium

Computersimulationen (zum Vergleich mit Beobachtungen)

- Grundgleichungen numerisch lösen (Computer)
- Effekte wie Konvektion („brodeln“)
- Materialeigenschaften wie κ, ε genauer modellieren
- Zwei- oder dreidimensionale Rechnungen
- Abgleich mit weiteren Beobachtungen: Neutrinos, Asteroseismologie

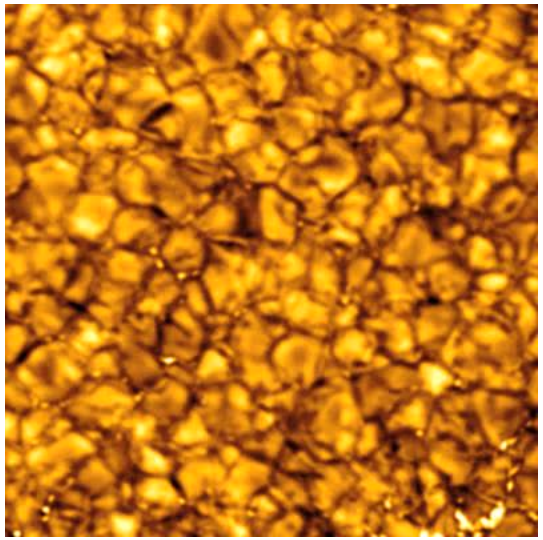
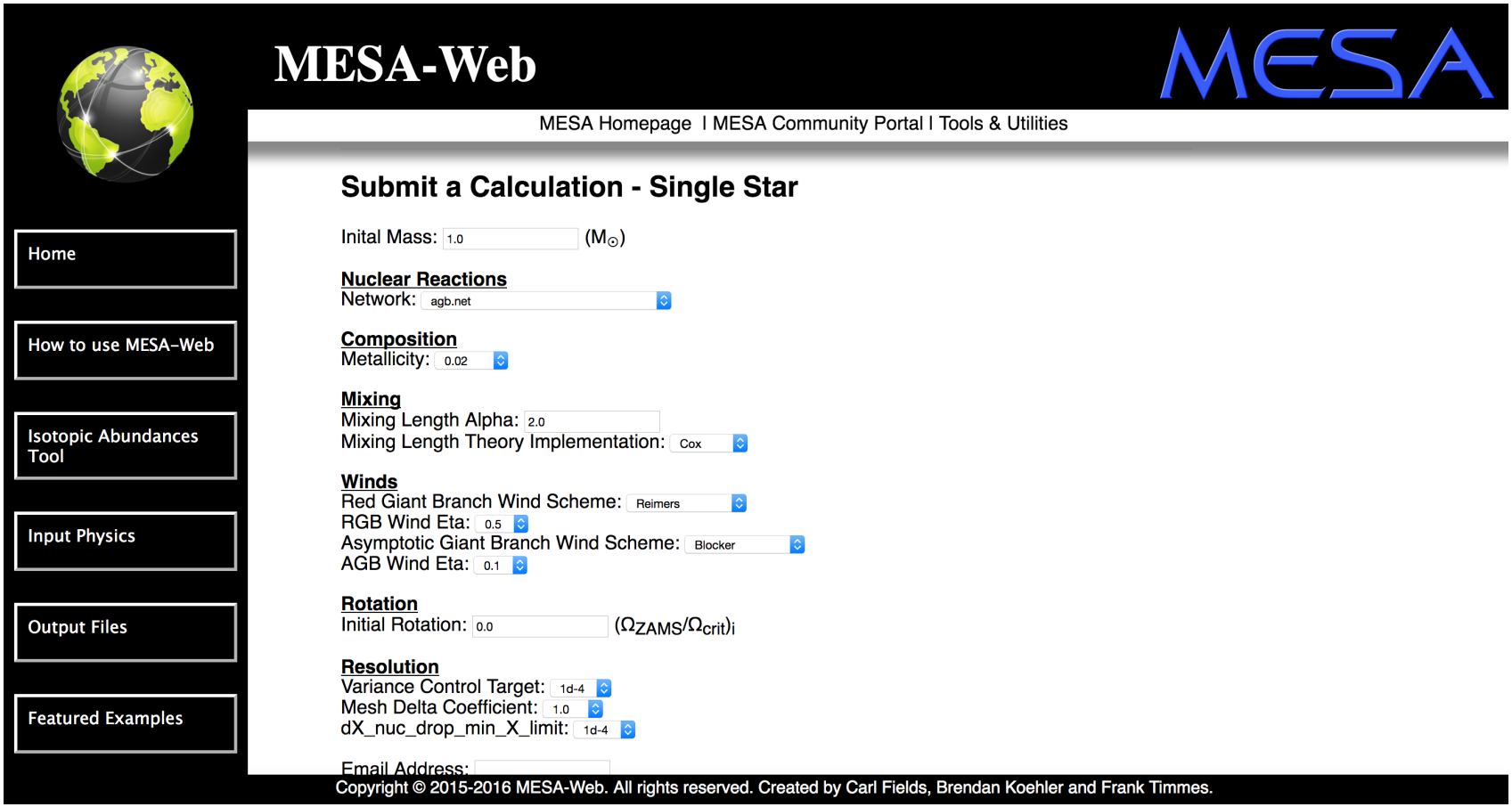


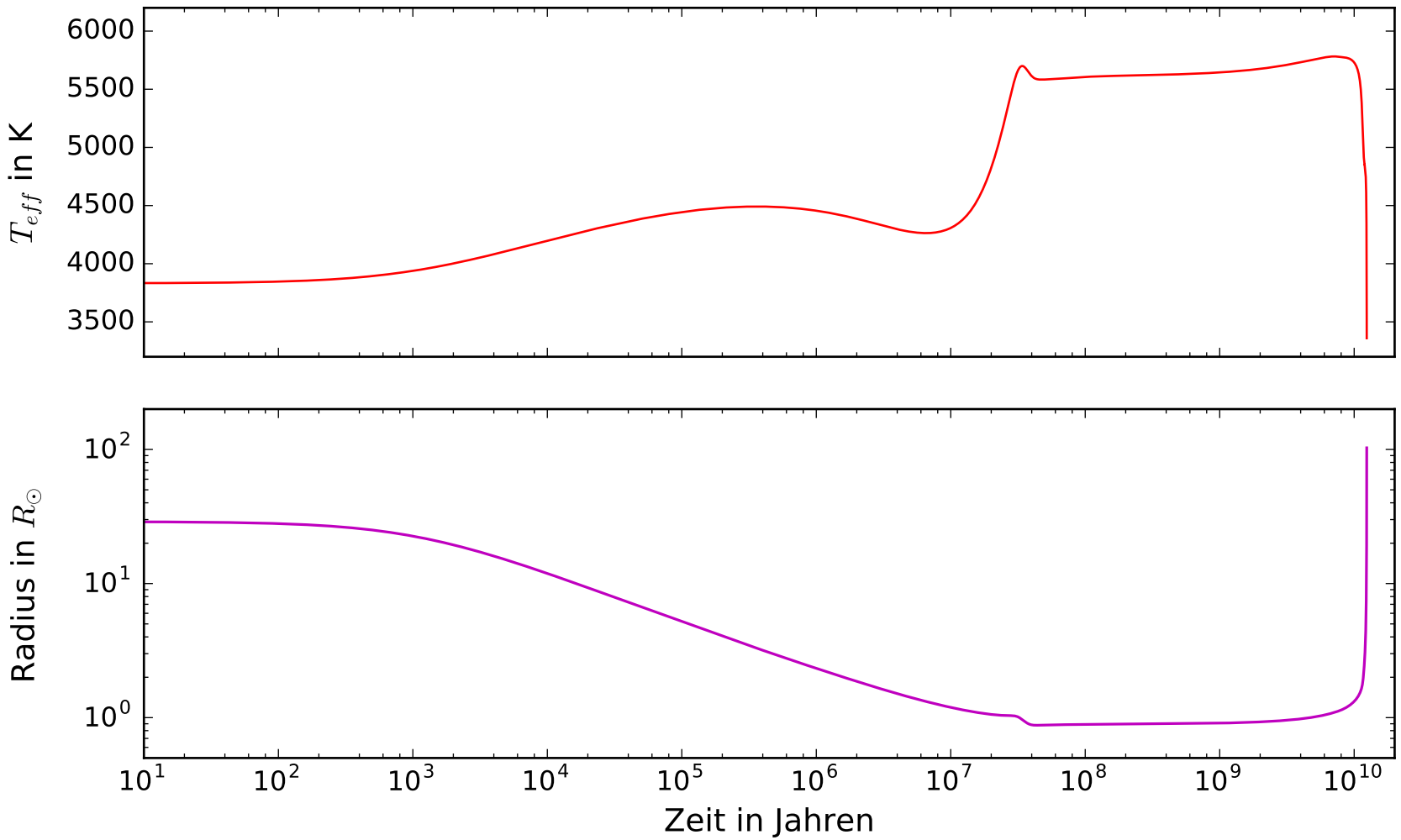
Bild: SST / ISP / L. R. van der Voort

Hier: MESA-Code (1D = kugelsymmetrisch)



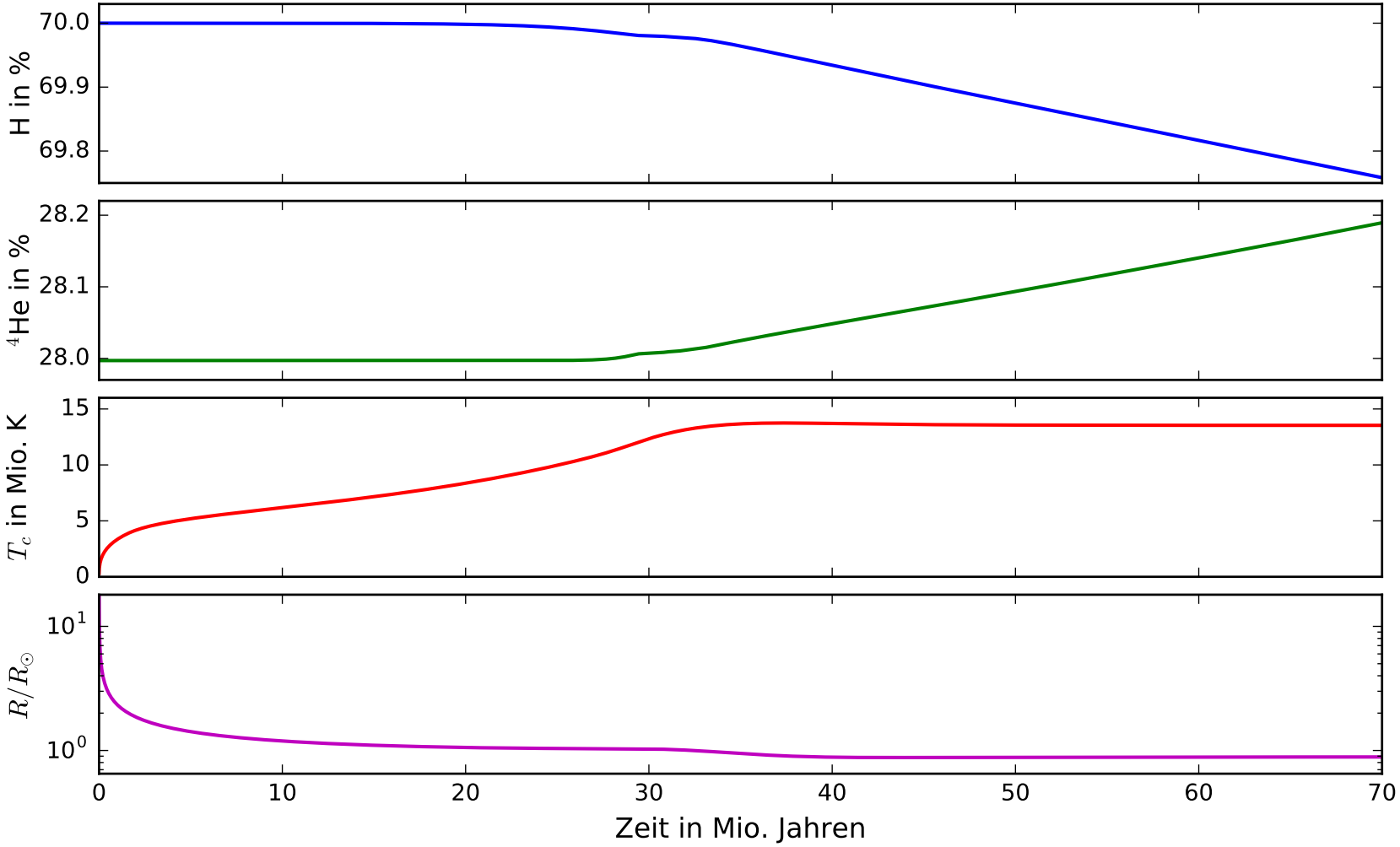
Web-Version mit Formular: http://mesa-web.asu.edu

Zeitlicher Verlauf: Radius und Temperatur



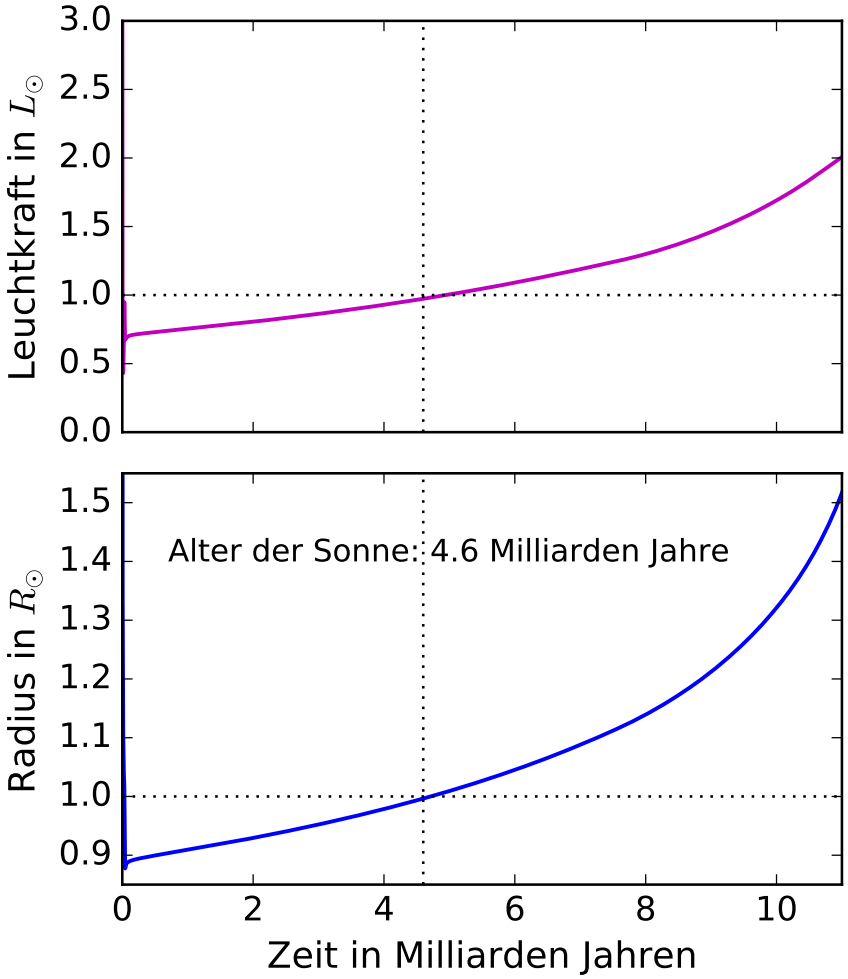
Rechnung für $M = 1 \cdot M_\odot$ und gleiche chemische Zusammensetzung wie Sonne, http://mesa-web.asu.edu

Die ersten 70 Millionen Jahre



Rechnung für $M = 1 \cdot M_\odot$ und gleiche chemische Zusammensetzung wie Sonne, http://mesa-web.asu.edu

Hauptreihe und Alter am Beispiel der Sonne



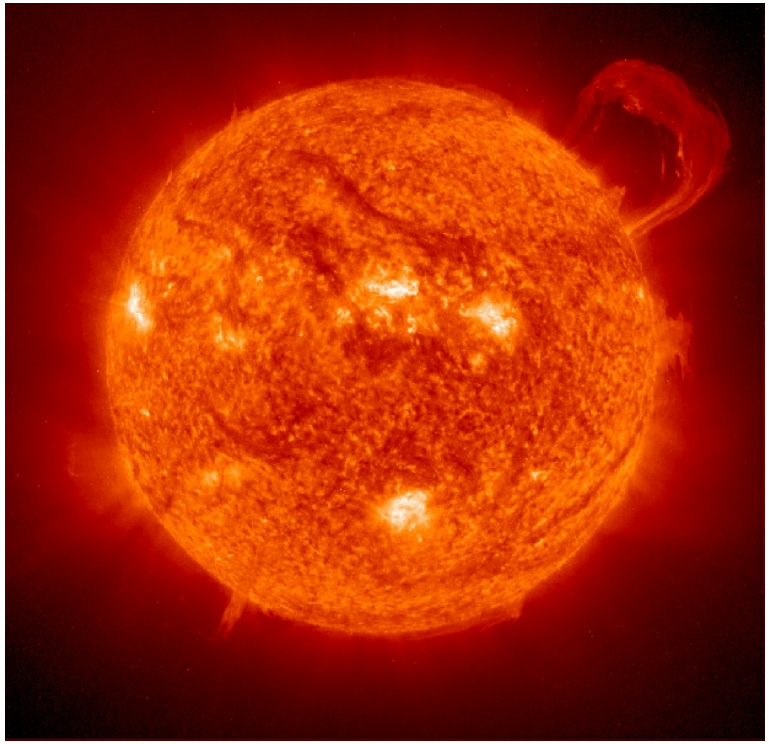
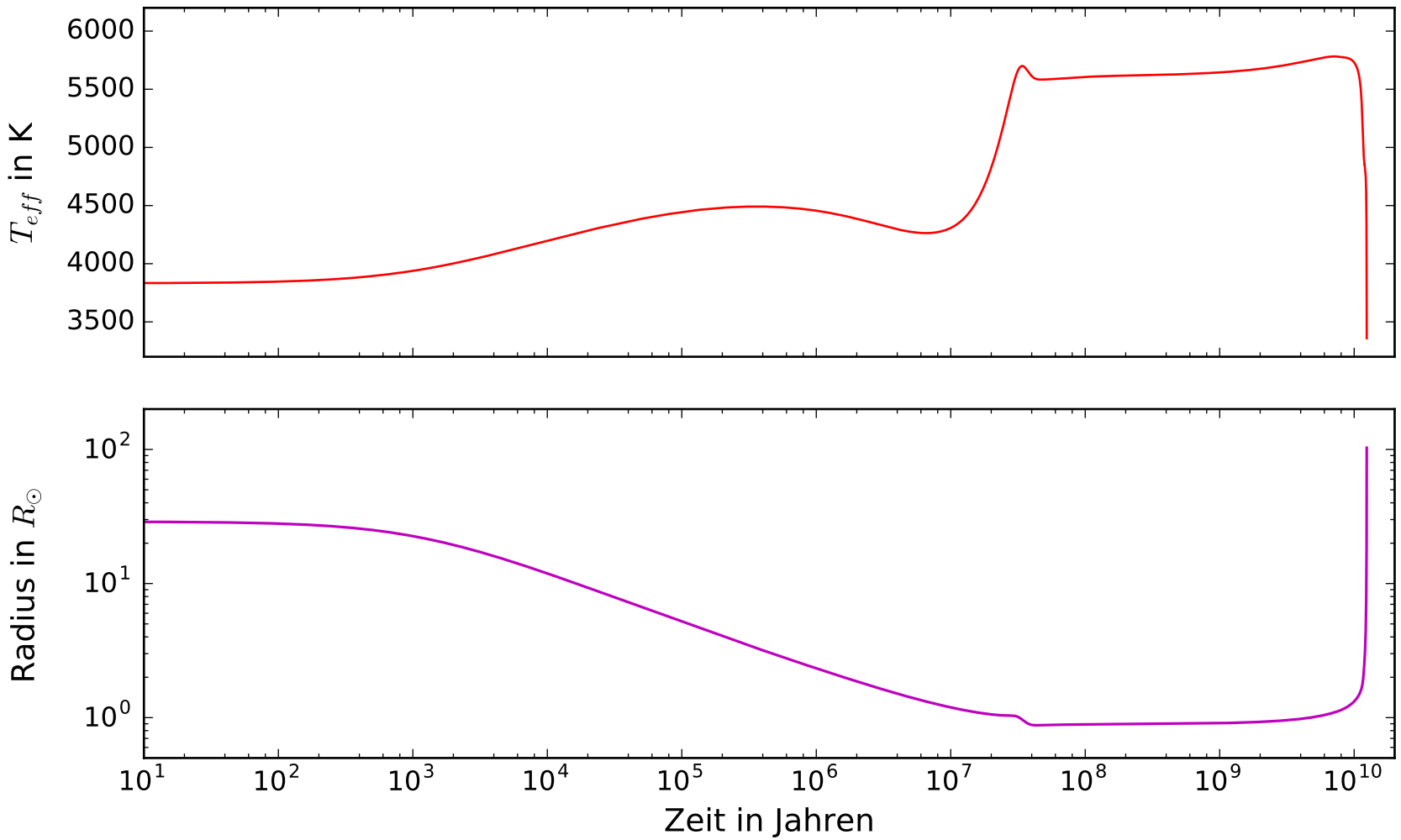


Bild: SOHO (NASA & ESA)

Zeitlicher Verlauf: Radius und Temperatur



Rechnung für $M = 1 \cdot M_\odot$ und gleiche chemische Zusammensetzung wie Sonne, http://mesa-web.asu.edu

Diagramm: Oberflächengravitation und Temperatur

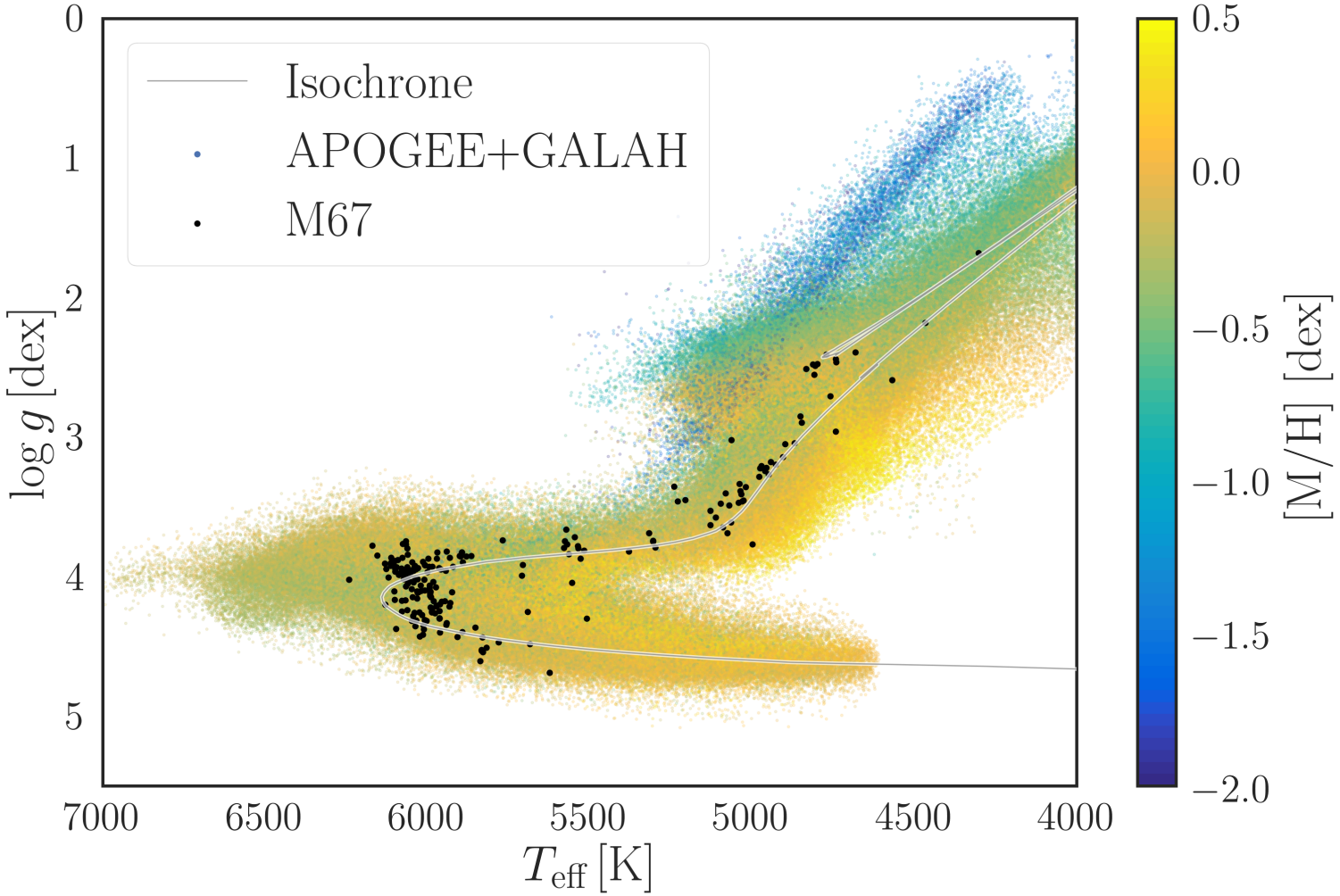
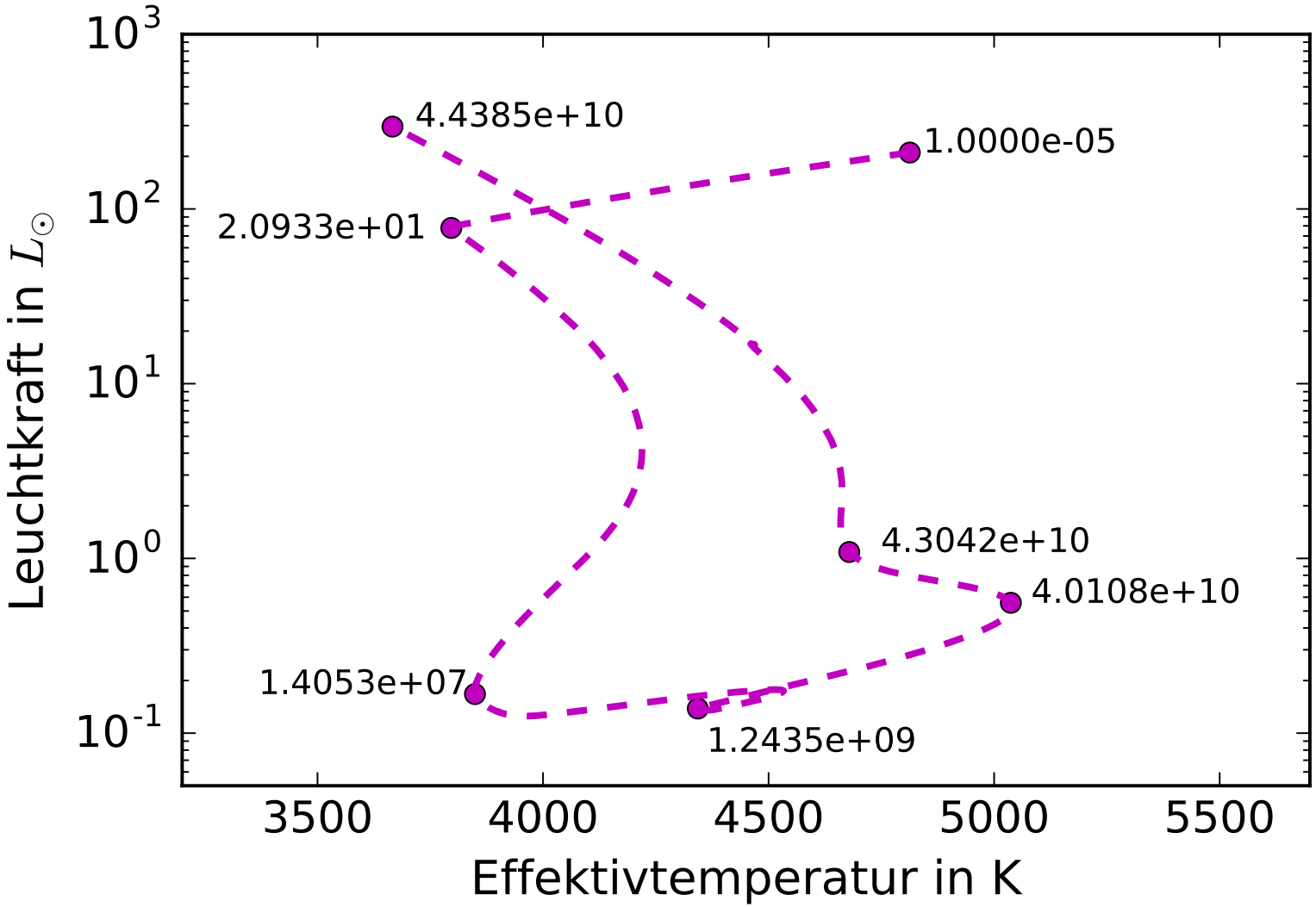
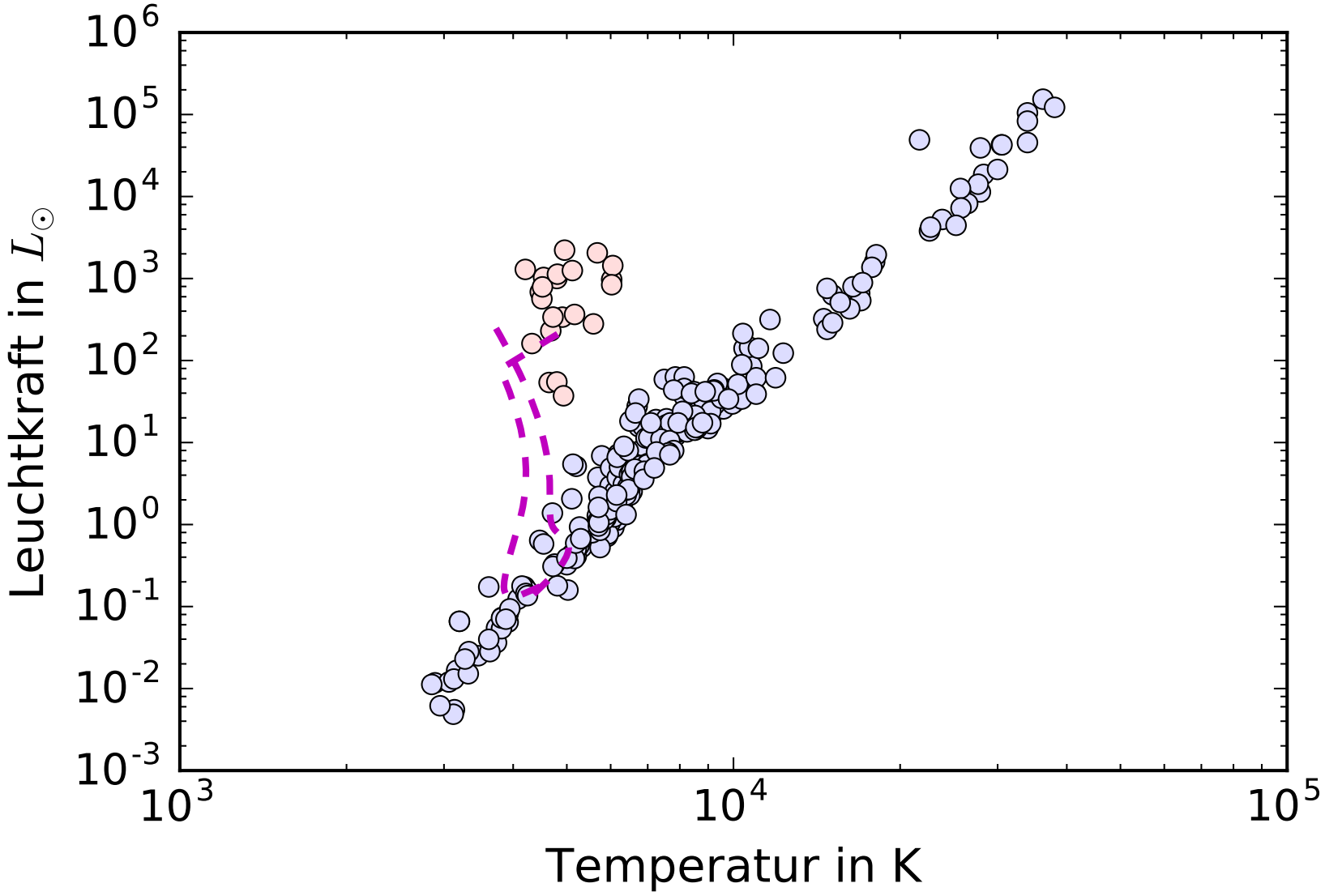


Bild: Sven Buder, MPIA

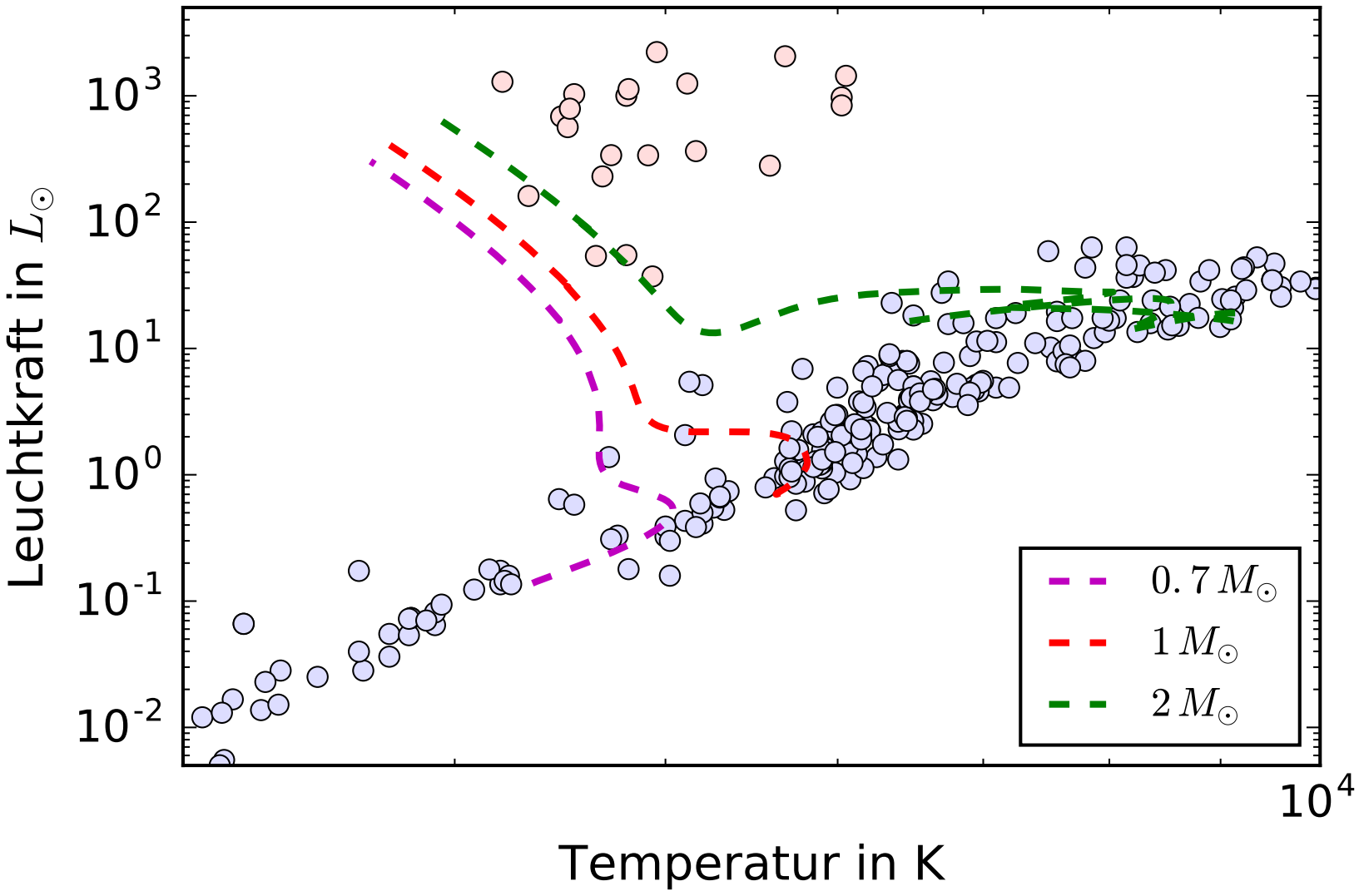
Zeitentwicklung im T_{eff}–L-Diagramm $0.7\,M_\odot$



Zeitentwicklung HR-Diagramm $0.7\,M_\odot$



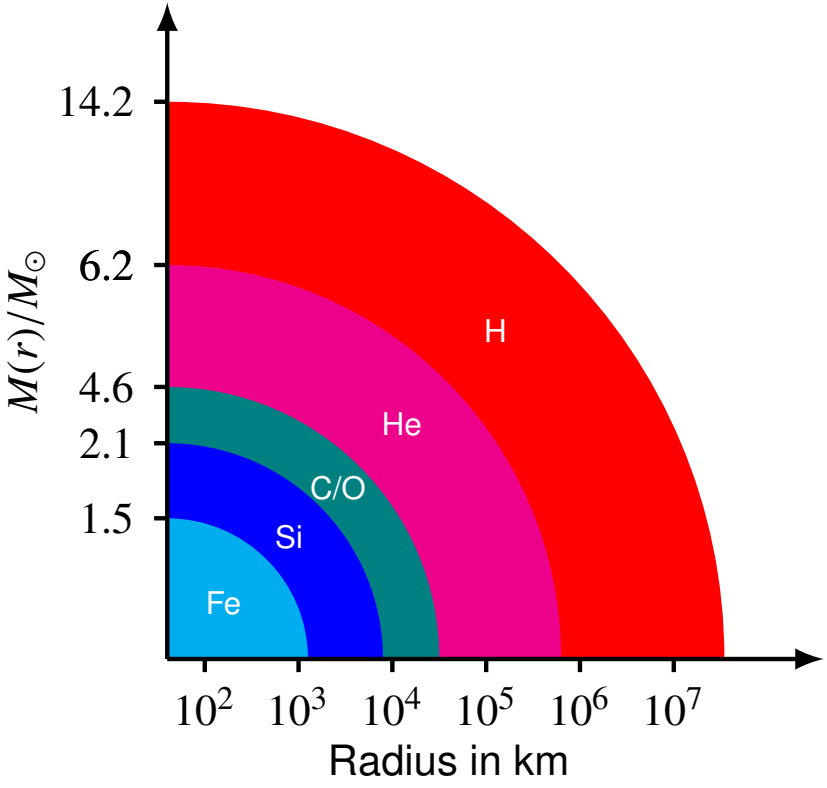
Zeitentwicklung HR-Diagramm



Riesenstadium und Schalenbrennen

Weiterer Brennverlauf je nach Masse:

1. $0.8\ M_\odot \leq M \leq 2\ M_\odot$: Kern erlischt, plötzliche Helium-Fusion (3α-Prozess zu Kohlenstoff, Helium-Flash)
2. $2\ M_\odot \leq M \leq 5\ M_\odot$: He-Brennen im Kern, Wasserstoffbrennen auf Schale
3. $5\ M_\odot \leq M$: Schritt für Schritt immer komplexeres Schalenbrennen: C, O, Si, Fe



Nach Abbildung 2.11 aus dem Nukleosynthese-Skript von Achim Weiss; Endzustand Stern mit Ausgangsmasse $15\ M_\odot$

...mehr in der Vorlesung vom 16.1.2018!

Endstadien von Sternen

Was passiert, nachdem der Kernbrennstoff verbraucht ist?

massearme Sterne, $M < 8\ M_\odot$	massereiche Sterne, $M > 8\ M_\odot$
vergleichsweise allmähliches Ende → Weißer Zwerg	explosives Ende Supernova → Neutronenstern

Bild: ESO

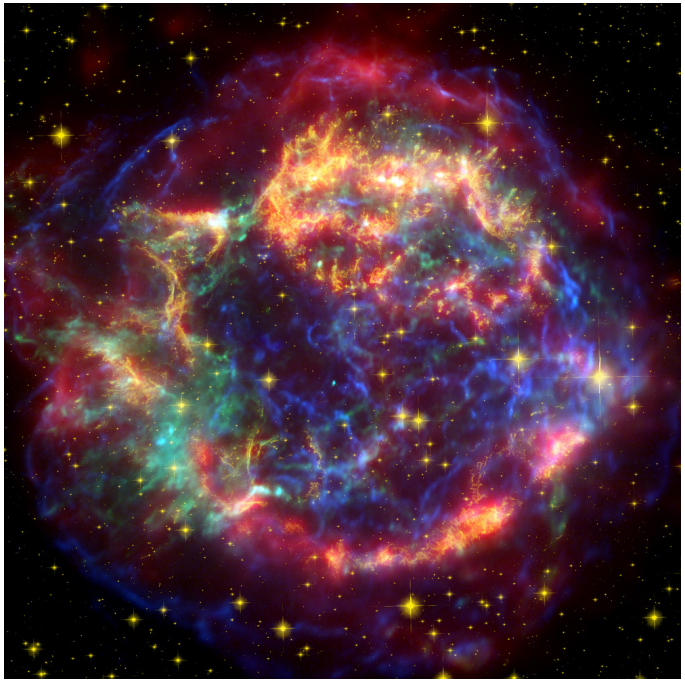


Bild: NASA/JPL-Caltech/STScI/CXC/SAO

Endstadien

Was passiert, nachdem der Kernbrennstoff verbraucht ist?

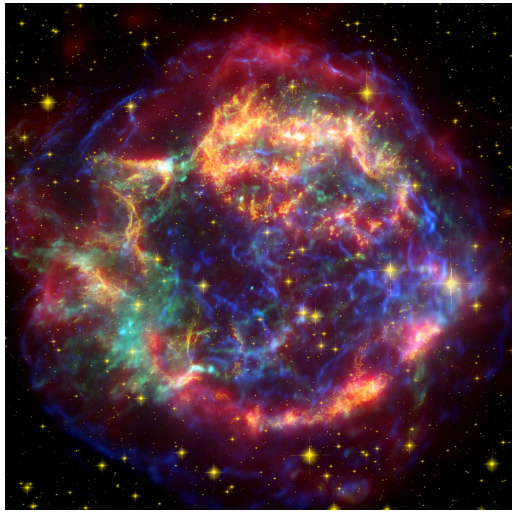
massearme Sterne, $M < 8\ M_\odot$

vergleichsweise allmähliches Ende → Weißer Zwerg

massereiche Sterne, $M > 8\ M_\odot$

gewaltsames Ende Supernova → Neutronenstern

Bild: ESO



NASA/JPL-Caltech/STScI/CXC/SAO

Weiße Zwerge

Nach Abkühlung: Gegendruck
Entartungsdruck der Elektronen

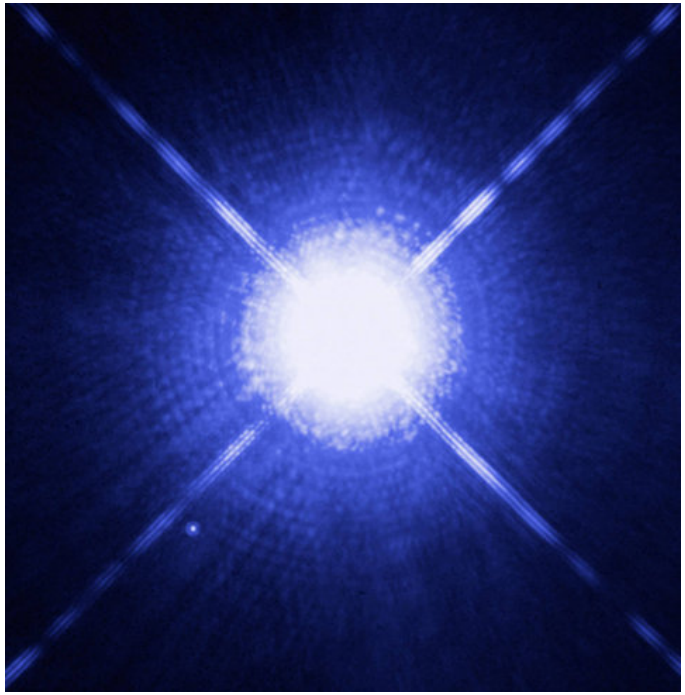
Fermionen-Quantenteilchen
widersetzen sich Kompression!

Ohne relativistische Mechanik folgt
maximaler Radius

$$R = \frac{(3/2)^{4/3}}{10\pi} \frac{h^2}{G m_e (\mu\, m_p)^{5/3} M^{1/3}}$$

$$= \left(\frac{M}{M_\odot}\right)^{-1/3} \left(\frac{\mu}{2}\right)^{-5/3} 4000\,\mathrm{km}$$

Weiße Zwerge z.B. $\mu = 2$ und $M = 1\ M_\odot$



Sirius A mit Sirius B. Bild: NASA, ESA, H. Bond (STScI) and M. Barstow (University of Leicester)

Weiße Zwerge

Relativistischer Fall bei hohen Temperaturen, $E = pc$:

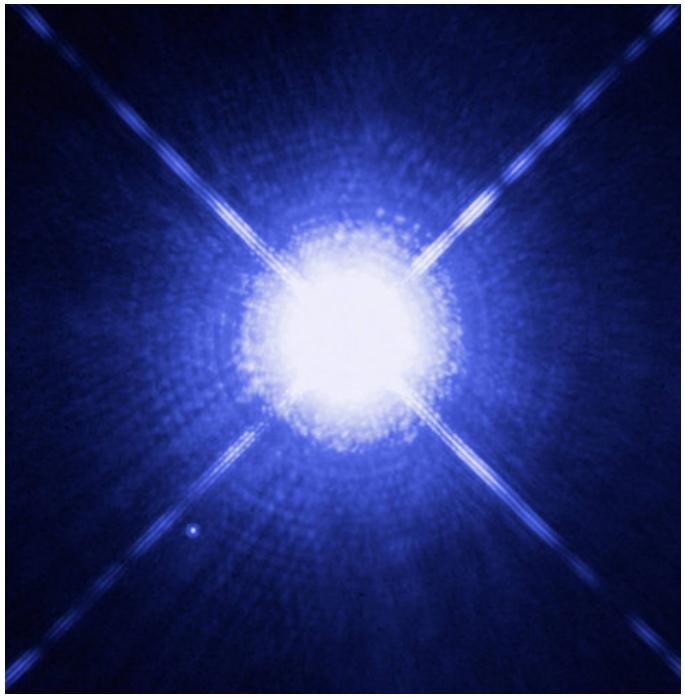
Chandrasekhar-Masse als Grenzmasse, in unserer Überschlagsrechnung:

$$M_c = \frac{1}{3}\sqrt{\frac{2}{\pi}}\left(\frac{hc}{G}\right)^{3/2}\frac{1}{(\mu\, m_p)^2} = \left(\frac{\mu}{2}\right)^{-2}\cdot 1.9\, M_\odot.$$

Genauere Rechnung ergibt:

$$M_c = \left(\frac{2}{\mu}\right)^2 \cdot 1{,}4 \cdot M_\odot.$$

— obere Massengrenze für Weiße Zwerge!



Sirius A mit Sirius B. Bild: NASA, ESA, H. Bond (STScI) and M. Barstow (University of Leicester)

Planetarische Nebel

Heliumbrennen: Pulsationen und Sternwinde lassen die äußeren Atmosphärenanteile wegdriften.

Ergebnis: (zunächst heißer) **Weißer Zwerg** als Sternrest, **Planetarischer Nebel** darum herum wird aufgeheizt

Bild: NASA, ESA, A. Fruchter (STScI) & ERO team (STScI + ST-ECF)

Bild: NASA, ESA & Hubble Heritage (STScI/AURA)-ESA/Hubble Collaboration

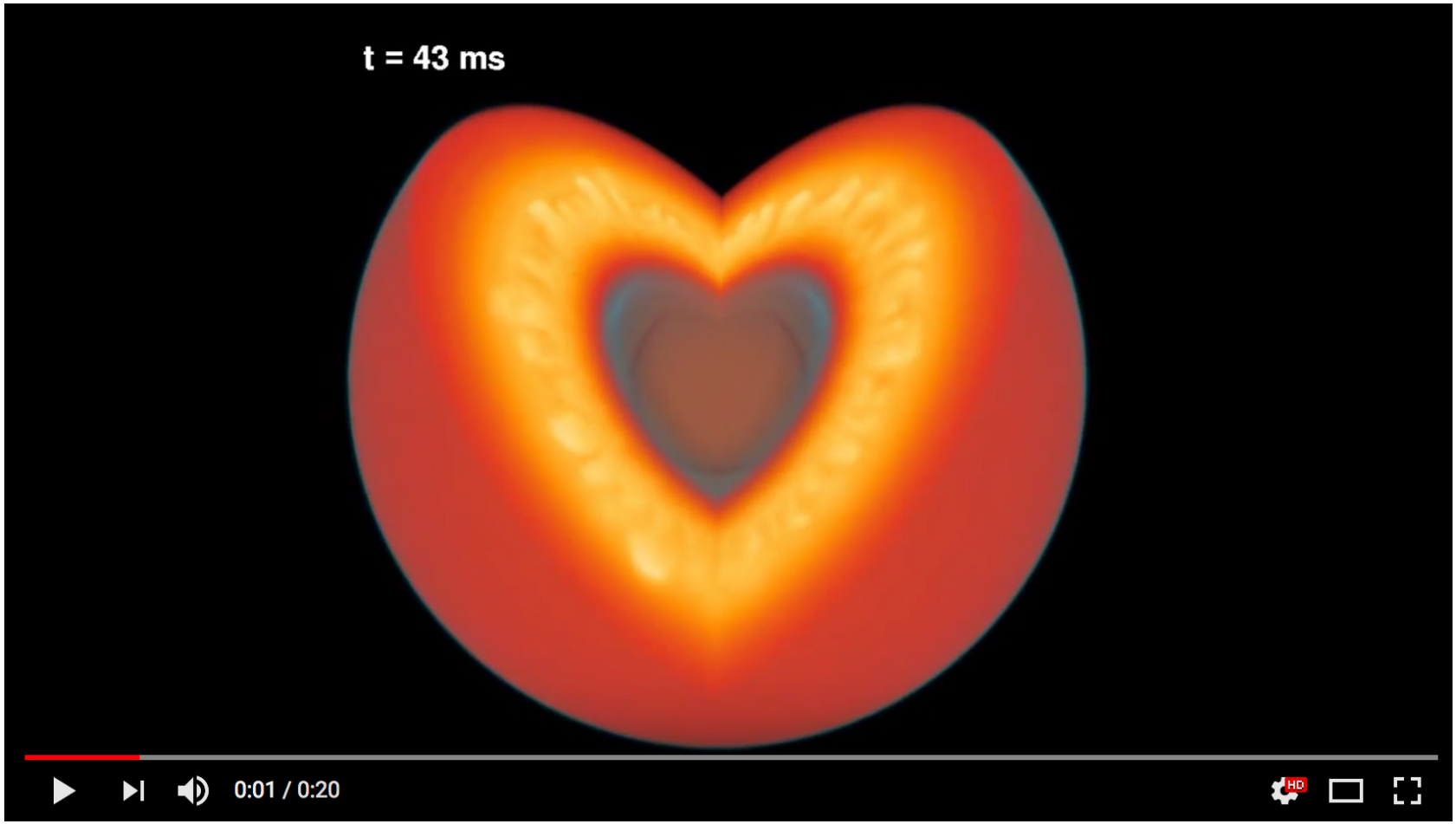
Supernovae

Bei massereicheren Sternen, Anfangsmasse $M > 8\ M_\odot$:
Kernfusion bis hin zu Eisen

Danach: Destabilisierung! Kernregionen kollabieren, Hülle wird abgestoßen: **Supernova**

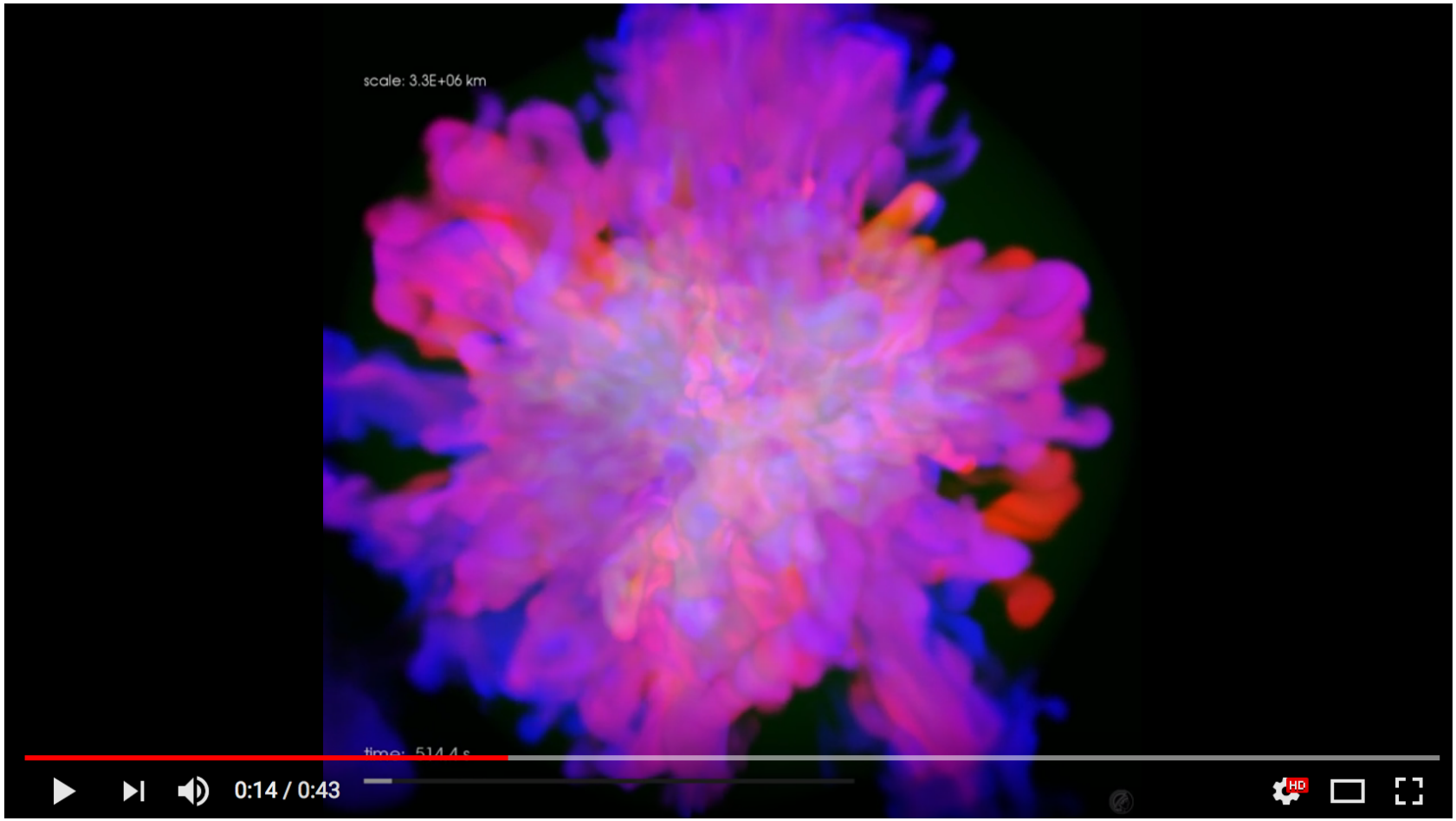
Supernova 1987A. Bild: ESO

Supernovae: Simulationen



Animation: Scheck, Hammer et al. 2010 auf https://youtu.be/cfcjplKkxCA

Supernovae: Simulationen



Animation: Rampp, Hammer et al. 2010 auf https://youtu.be/8YFov4qOByA

Crab-Nebel: Überrest der Supernova von 1054

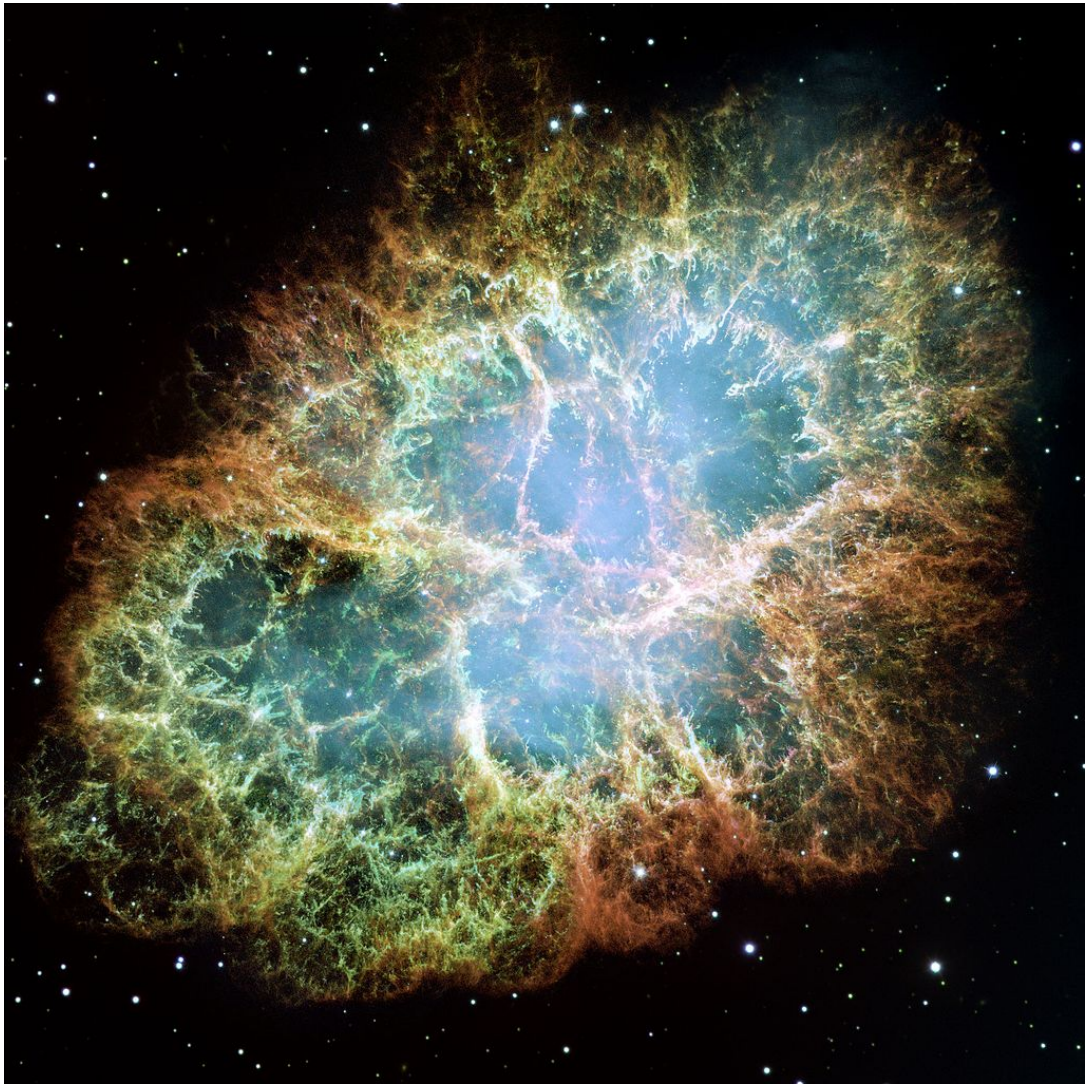


Bild: NASA, ESA, J. Hester and A. Loll (Arizona State University)

Crab-Nebel: Zentralregion mit Schockwelle um Pulsar

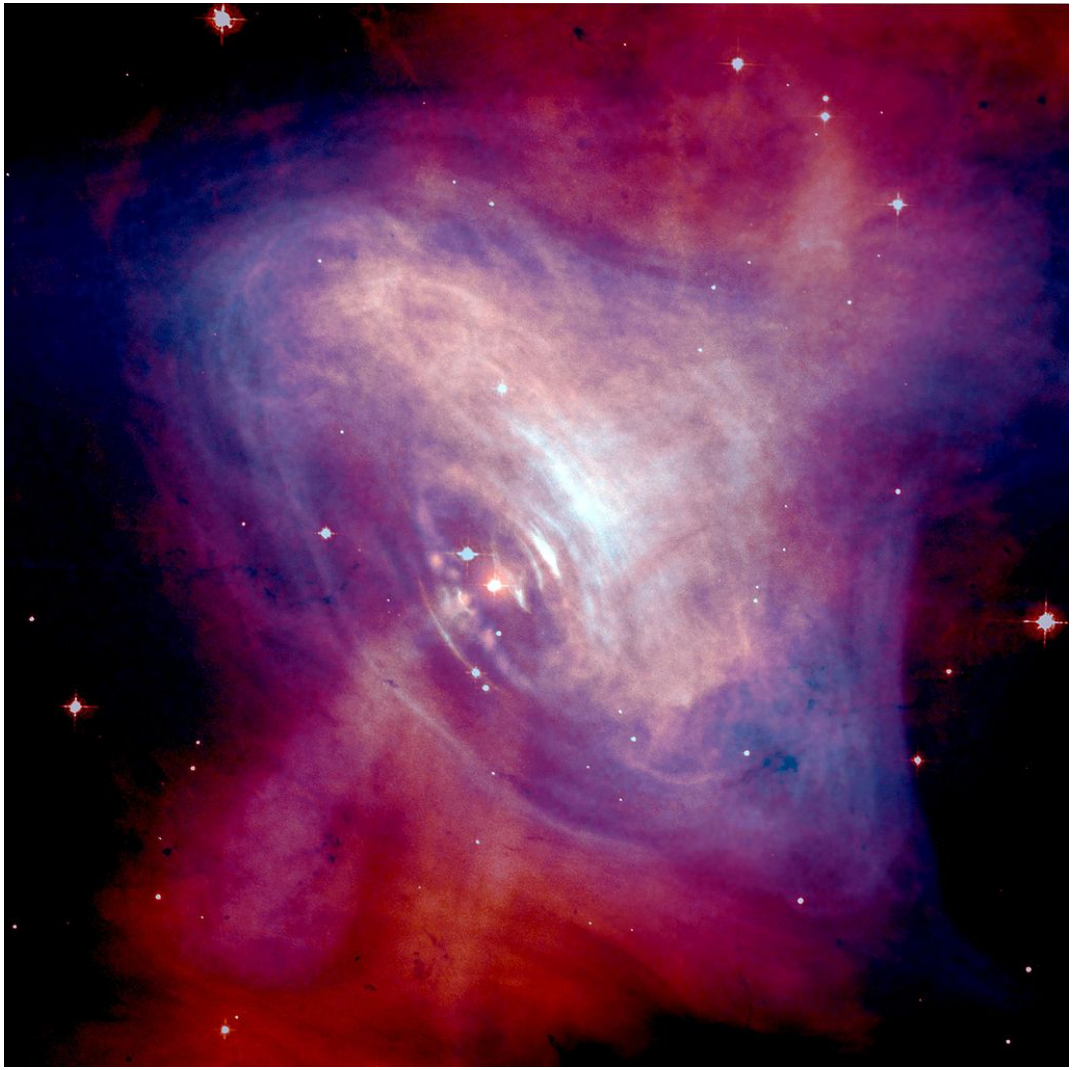


Bild im Röntgen- und sichtbaren Licht: NASA/CXC & HST/ASU/J. Hester et al.

Neutronensterne

Was, wenn die Elektronen nicht mehr stabilisieren können (Masse größer als Chandrasekhar-Masse)? Dann die gleiche Rechnung analog zum Weißen Zwerg, aber mit $N_e \to N_n$ und $m_e \to m_n \sim m_p$:

$$R = \frac{(3/2)^{4/3}}{10\pi^2} \frac{h^2}{G\, m_p^{8/3} M^{1/3}} = \left(\frac{M}{M_\odot}\right)^{-1/3} \cdot 2\,\text{km}$$

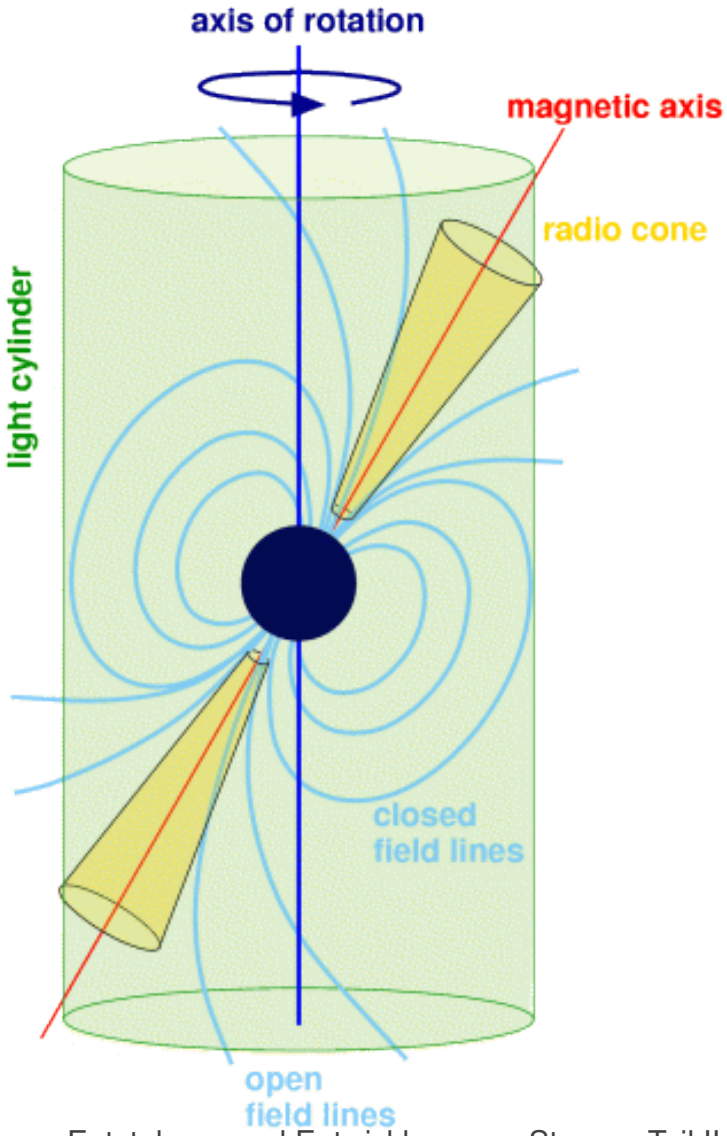
Genauere Rechnung ergibt $R \sim 10$ km

Ein Sternrest, so groß wie eine Großstadt!

Energetisch günstig: Protonen und Elektronen kombinieren zu Neutronen. Ergebnis: **Neutronenstern**

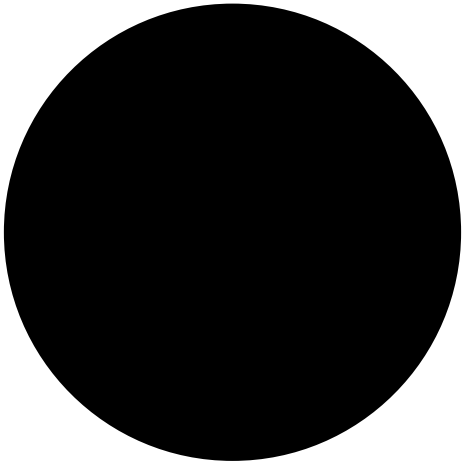
Pulsare

Alles zusammengenommen: Bei geeigneter Orientierung relativ zum Beobachter entsteht ein *Pulsar*: Strahl überstreicht Beobachter; Beobachter nimmt periodisches Aufblitzen („Pulse“) wahr.



Schwarzes Loch

(Im einfachsten Fall) kugelförmige Region, in die Dinge hineinfallen, aus der aber nichts entkommen kann:

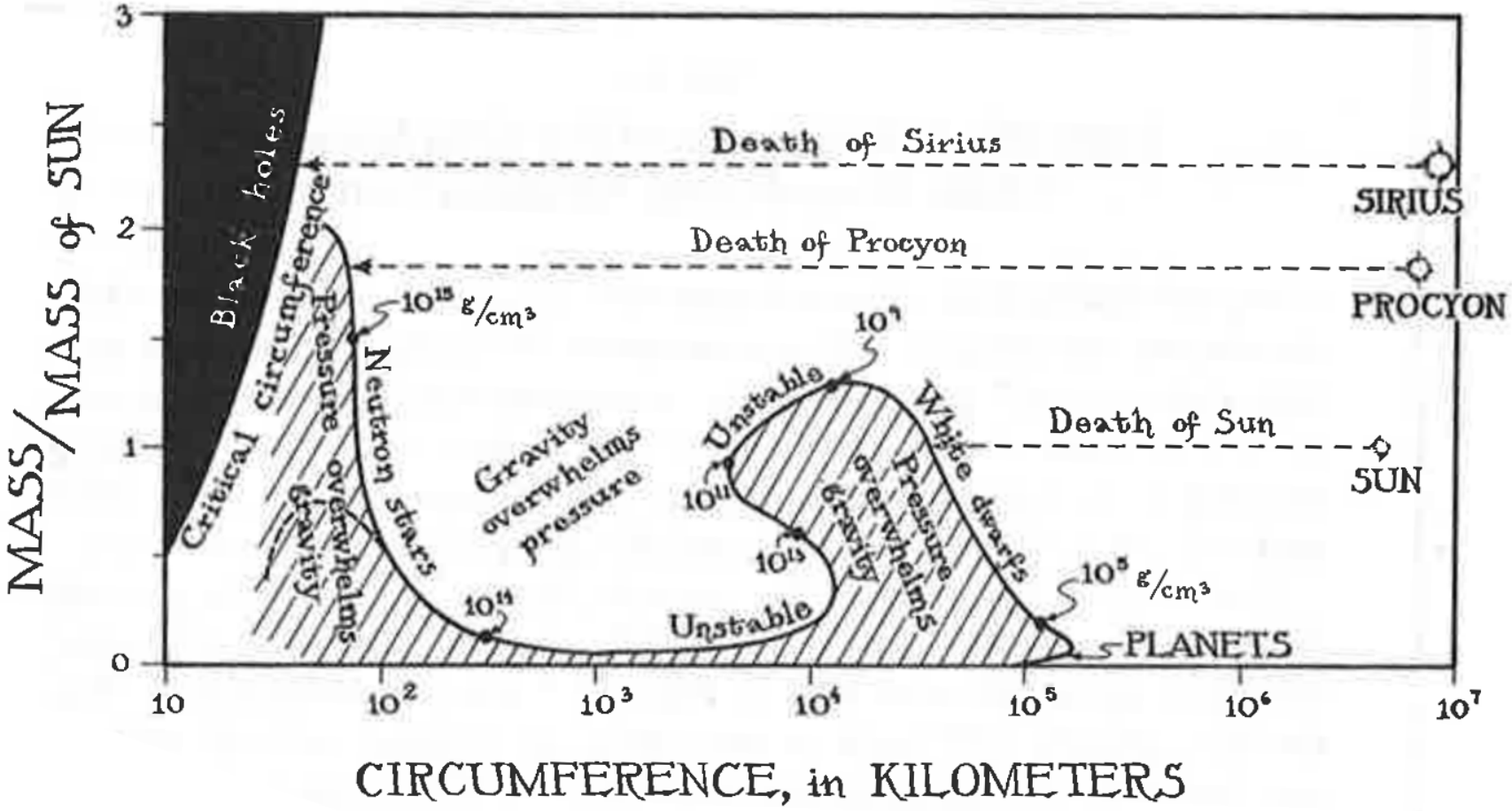


Begrenzungsfläche heißt **Horizont**; Radius gleich dem **Schwarzschildradius**:

$$\mathcal{R} = \frac{2GM}{c^2}$$

Stabilitätsrechnungen

Erst Oppenheimer, Volkoff u.a., hier genauere Rechnungen (Harrison, Wheeler, Wakano, Thorne und andere 1950+):



Quelle: Abb. 5.5. in Kip Thorne, *Black Holes and Time Warps*, W.W. Norton 1994

Weiter geht es. . .

. . . am 9. Januar 2018 mit der Planetenentstehung!

Frohe Festtage und Guten Rutsch!