

Neutronensterne

Ein Vortrag von Diego Semmler
www.dsemmler.de

Inhalt

Einführung

Was sehen wir am Nachthimmel?

Entstehung, Leben und Tod eines Sternes

Neutronensterne

Entstehung

Aufbau

Weitere Eigenschaften

Experimenteller Nachweis: Pulsare

Zusammenfassung

Quellen

Der Nachthimmel

Was sehen wir am Nachthimmel?

Planeten, Sterne, Galaxien und vieles Andere

Welche Observablen haben wir von Sternen?

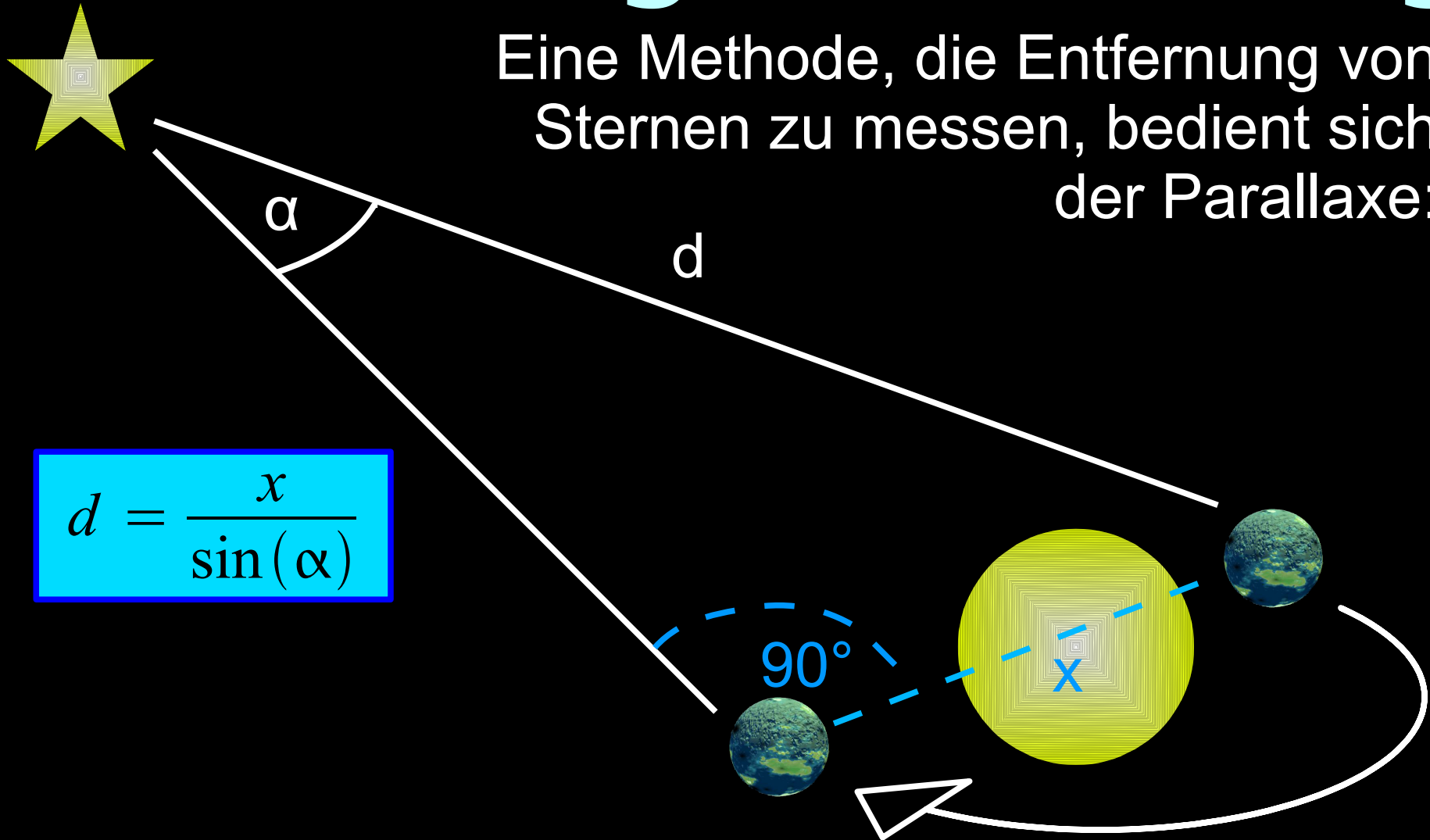
- Scheinbare Helligkeit (V)
- Farbe
- Entfernung (d)

Hieraus können wir berechnen:

- Absolute Helligkeit (L) $\sim V \cdot d^2$
- Temperatur (T)

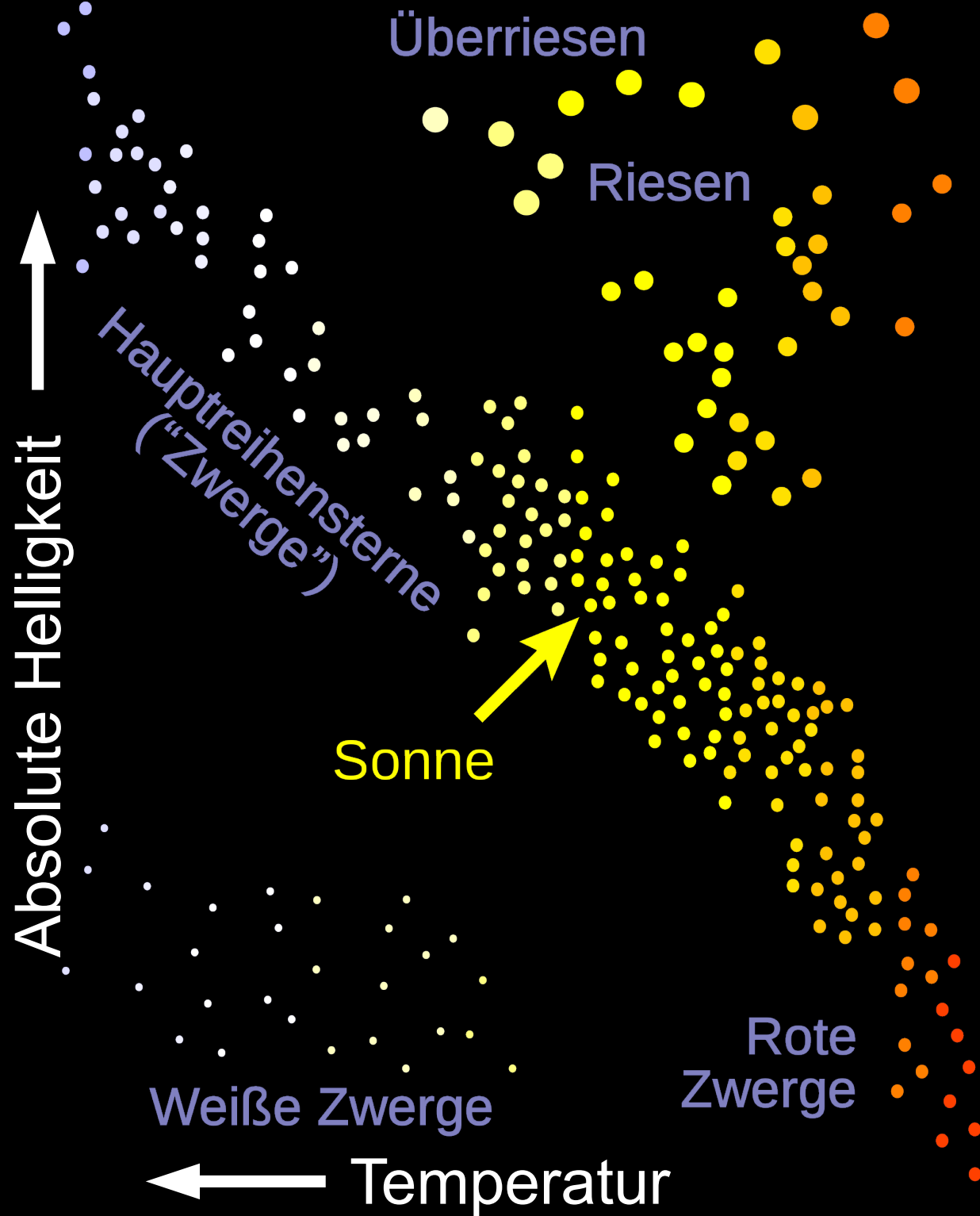
Entfernungsbestimmung

Eine Methode, die Entfernung von Sternen zu messen, bedient sich der Parallaxe:



$$d = \frac{x}{\sin(\alpha)}$$

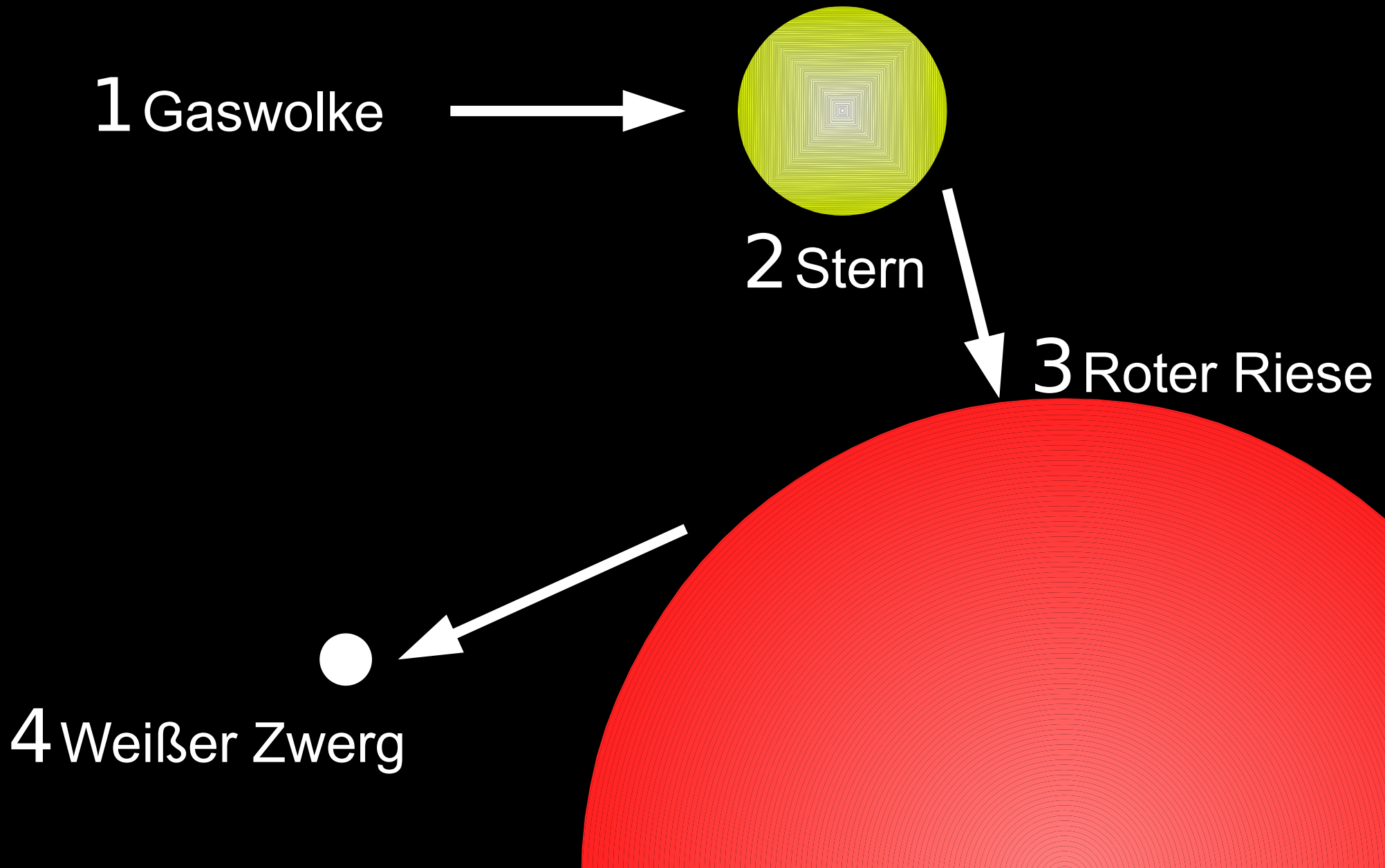
Der Winkel α ist bei allen Sternen kleiner als eine Bogensekunde.

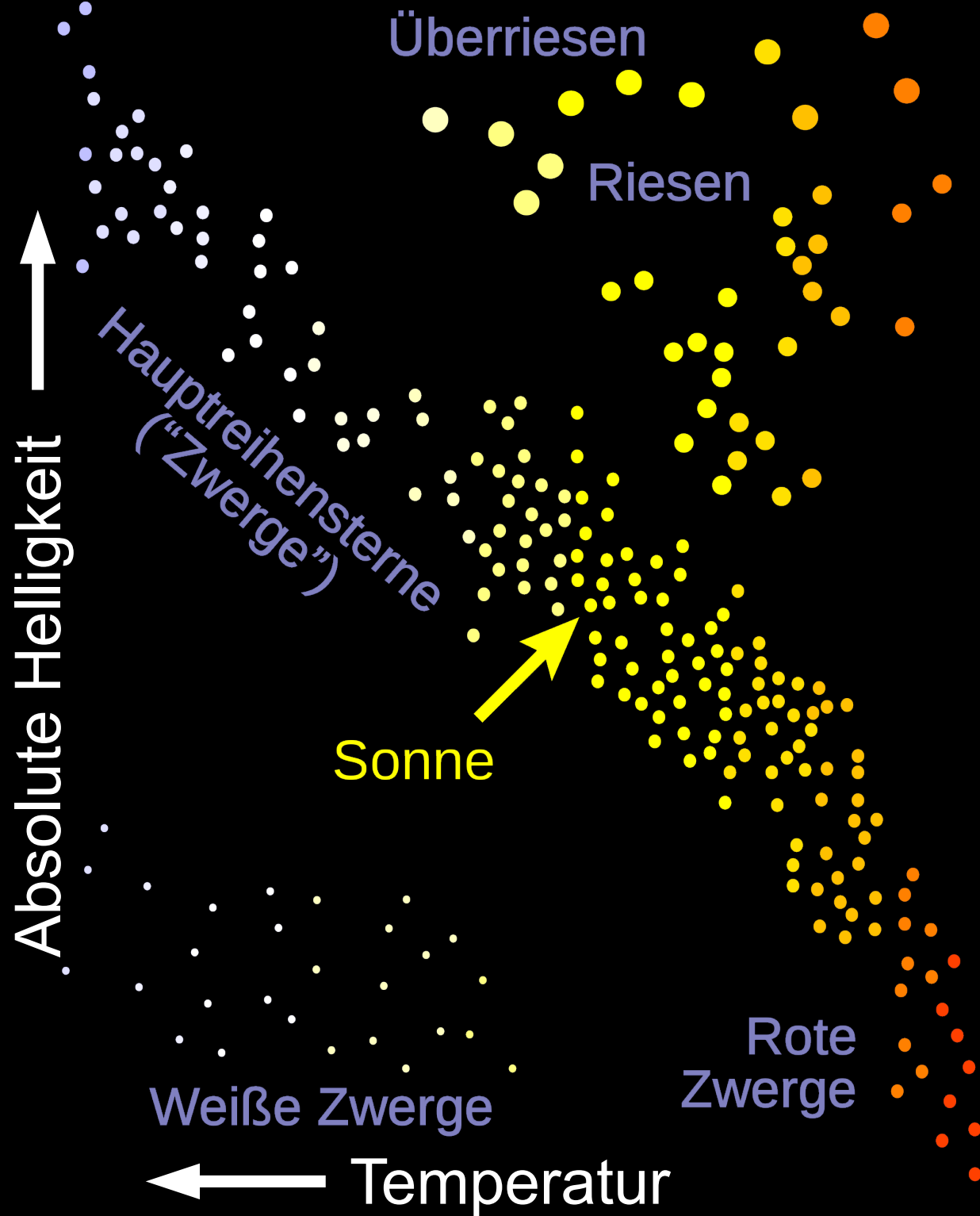


Das Hertzsprung-Russell-Diagramm

Warum sind die Sterne nicht gleich verteilt?

Lebenszyklus der Sonne





Das Hertzsprung-Russell-Diagramm

Warum sind die Sterne nicht gleich verteilt?

Physik der Hauptreihensterne

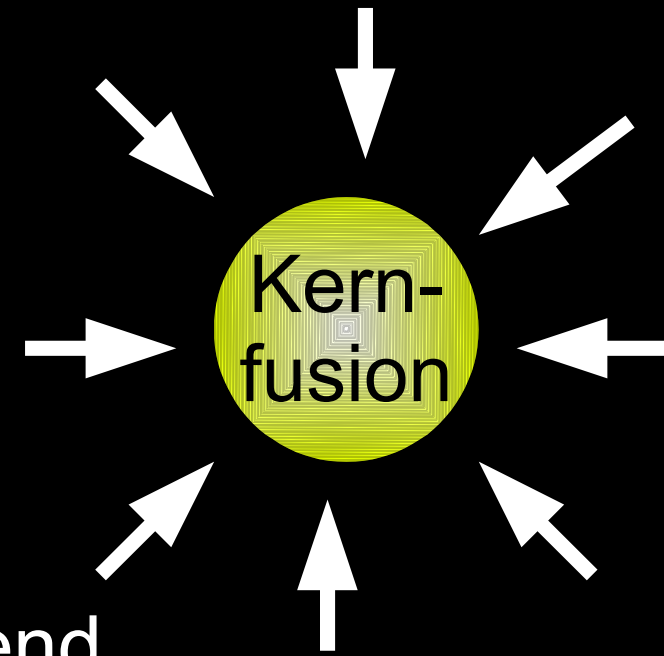
Die Gravitation übt auf die Sternmaterie einen gewissen Druck aus.

Dieser wird durch den thermodynamischen Druck ausgeglichen:

$$P_{\text{gravitativ}} := P_{\text{thermodynamisch}} \approx \frac{N k_B T}{V}$$

Solange der Stern im Kern ausreichend Wasserstoff zur Kernfusion hat, befindet sich der Stern in einem quasi-stabilen Zustand.

Hier sieht man auch: Kühlt der Stern ab, verringert sich sein Radius.



Physik der Hauptreihensterne

Um einen Hauptreihenstern besser zu beschreiben benötigen wir noch ein paar weitere Gleichungen:

Thermodynamischer-Druck

$$P_{\text{thermodynamisch}} = \frac{N k_B T}{V} + \frac{1}{3} a T^4 \quad a = 7,56 \cdot 10^{-16} \frac{\text{J}}{\text{m}^3 \text{K}^4}$$

Massen-Gleichung

$$\frac{dm(r)}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r)$$

Druck der Kugelschale

$$\frac{dP(r)}{dr} = -G \frac{m(r) \rho(r)}{r^2}$$

Wärme Leitung

$$\frac{dT(r)}{dr} = -\frac{l}{4\pi r^2 k}$$

Energieproduktion

$$\frac{dl(r)}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r) (\epsilon - \epsilon_v)$$

Der Fermi druck

Das Volumen kann jedoch aufgrund eines anderen Phänomens nicht auf Null absinken:

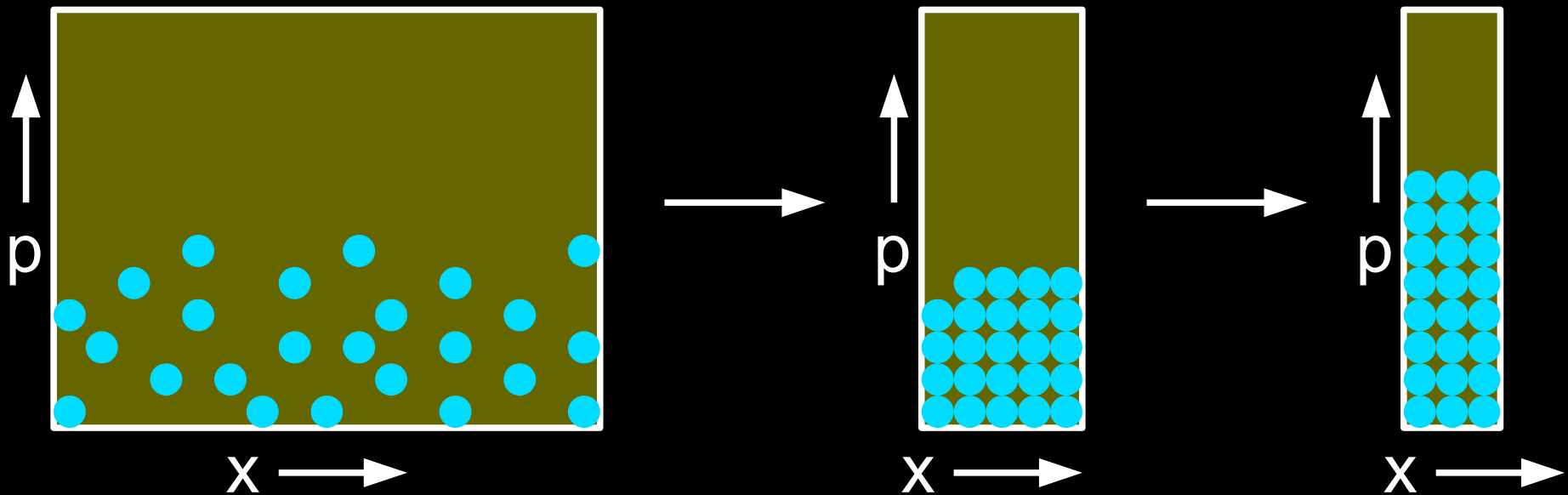
Pauli-Prinzip: Zwei Elektronen dürfen nicht die selben Quantenzahlen haben.

=> In einem Volumenelement (h^3) des Phasenraumes dürfen sich höchstens 2 Fermionen (Spin \uparrow , Spin \downarrow) befinden.

In einem Stern ist Phasenraum am unteren Ende durch die Temperatur zunächst nicht besonders dicht mit Zuständen besetzt.

Der Fermi druck

Bei einem Kollaps des Sternes gegen den Thermodynamischen Druck erhöht sich jedoch die Zustandsdichte, bis nahezu alle Zustände besetzt sind. In diesem Fall spricht man von entarteter Materie.



Eine weitere Kompression kann nur dadurch erreicht werden, indem man den Teilchen einen höheren Impuls und damit eine höhere Energie gibt.

Der Fermidruck

Dieser Anstieg der Energie bewirkt den Fermidruck der Elektronen, welcher der Kompression entgegen wirkt. Im klassischen Fall gilt dabei:

$$P \sim m \cdot \rho^{\frac{5}{3}}$$

Das ist ausreichend, um den Gravitationsdruck entgegen zu wirken.

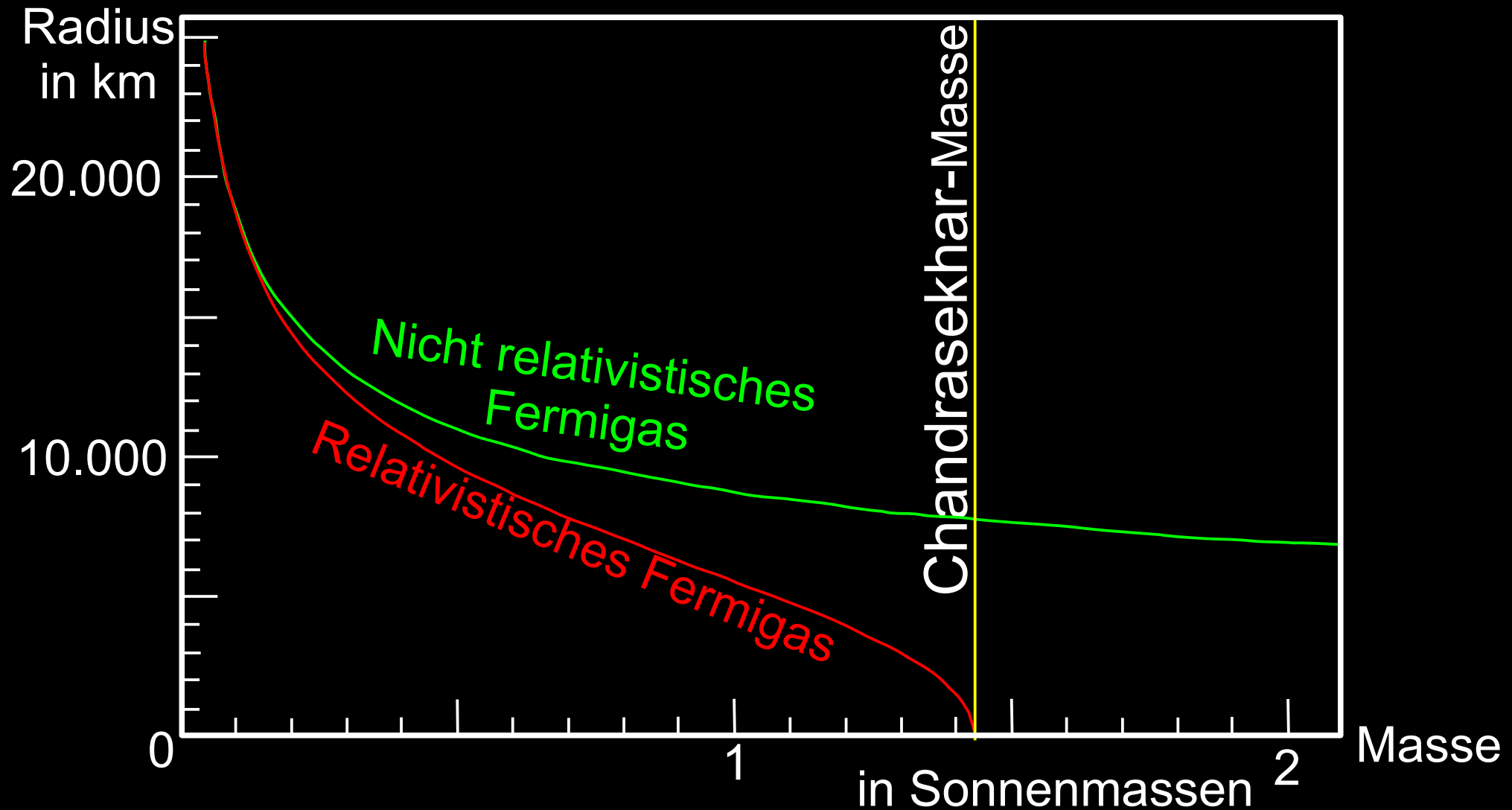
Mit zunehmendem Impuls werden die Energien jedoch relativistisch. Damit ändert sich der Proportionalitätsfaktor:

$$P \sim \rho^{\frac{4}{3}}$$

Das Entscheidende ist, dass dies dem Gravitationsdruck nicht mehr ausreichend entgegen wirkt.

Der Fermi druck

Damit existiert eine obere Massengrenze für einen weißen Zwerg, die Chandrasekhar-Grenze:





Supernova

Ein Stern, der diese Massengrenze übersteigt, explodiert in einer Supernova. Dabei werden die äußeren Hüllen abgestoßen, während das innere Zentrum zurückbleibt und kollabiert.

Eine Supernova kann auch vorkommen, wenn ein weißer Zwerg Masse von einem benachbarten Stern aufnimmt und auf diese Weise seine Massengrenze übersteigt.

Das Zentrum kann nicht mehr durch den Fermidruck der Elektronen stabilisiert werden, es kommt zur Neutronisierung.

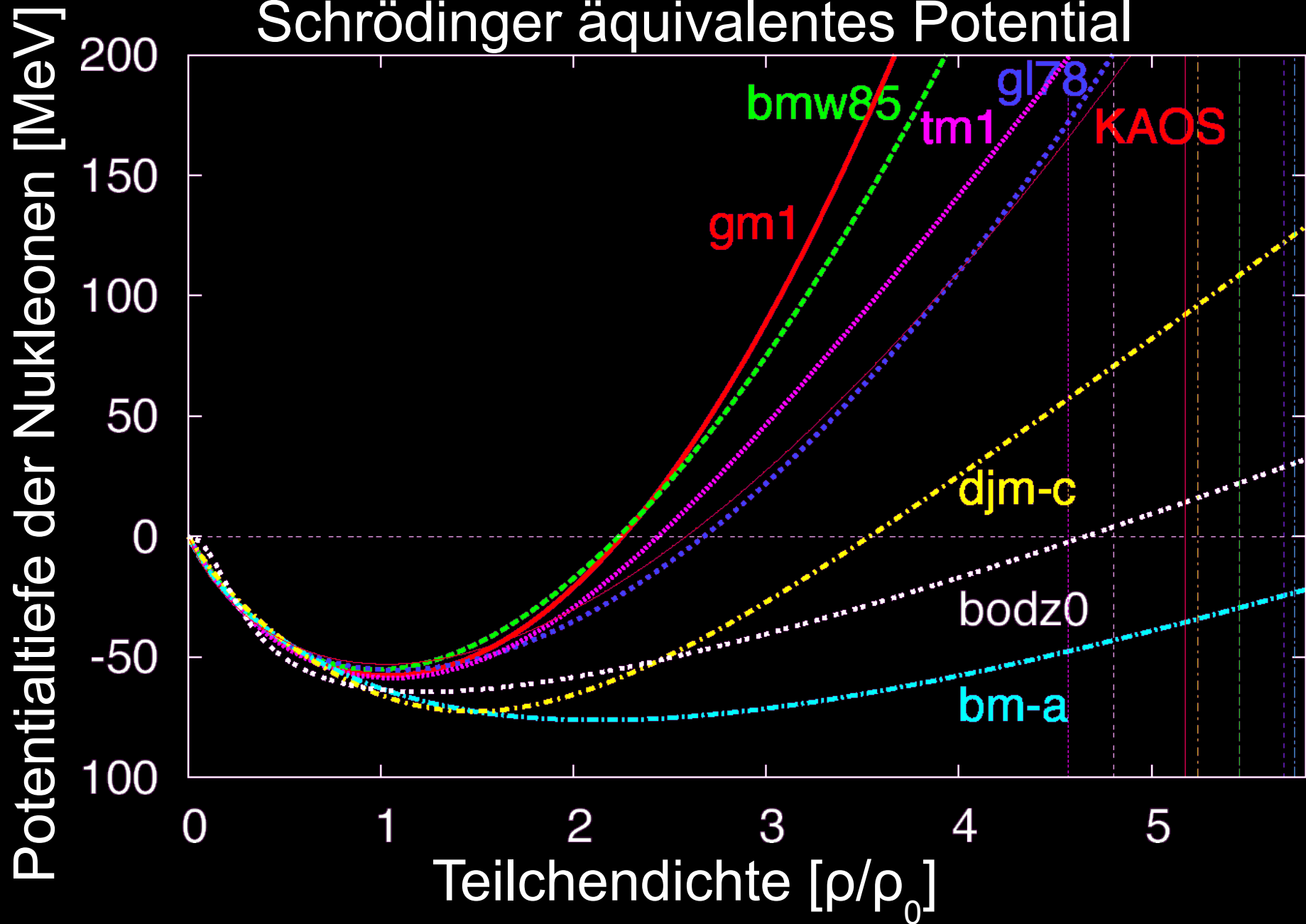
Praesupernovastern

Vor der Supernova besteht ein Stern aus verschiedenen Schichten:



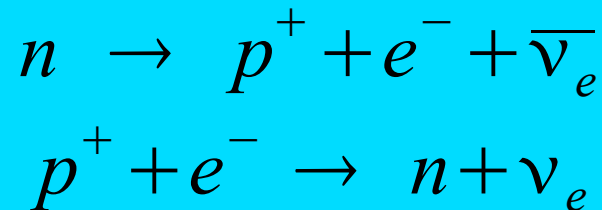
Zustandsgleichungen

Schrödinger äquivalentes Potential



Neutronisierung

Schnelle Elektronen können in einem inversen β -Prozess Protonen in Neutronen umwandeln:



Hierzu müssen die Elektronen genügend kinetische Energie, also auch einen genügend großen Impuls mitbringen, da dieser Prozess Endotherm ist:

$$E_{kin} \geq \Delta E - m_e c^2 \Rightarrow p_{min} = \sqrt{\left(\frac{\Delta E}{c}\right)^2 - (m_e c)^2}$$

Neutronisierung

Um ein Proton in ein Neutron um zu wandeln, muss das Elektron mindestens folgende Energie haben:

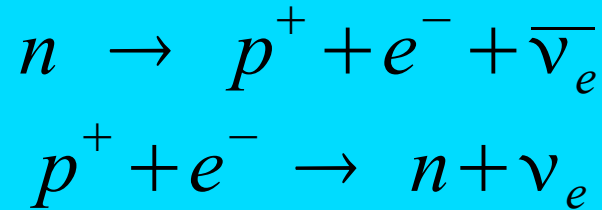
$$p_{min} \geq \sqrt{\left(782,3 \frac{keV}{c}\right)^2 - \left(511 \frac{eV}{c}\right)^2} = 592 \frac{keV}{c}$$

Möchte man einen ^{56}Fe -Kern in einen ^{56}Mn -Kern umwandeln, muss das Elektron einen Impuls von mindestens 2863 keV/c haben.

Der Neutronenstern wird nun durch den Fermidruck der Neutronen stabilisiert.

$$P \sim m \cdot \rho^{\frac{5}{3}}$$

Der Urca-Prozess



Die entstehenden Neutrinos können den Neutronenstern nahezu ungehindert verlassen.

Auf diese Weise wird Energie aus dem jungen Neutronenstern getragen, sodass er den ihn **in einem Tag** von 10^{11} K auf 10^9 K abkühlt und zum Erliegen kommt.

Der Urca-Prozess ist der effektivste bekannte Kühlmechanismus.

Fermi druck

Auch die Neutronen werden irgendwann relativistisch. Dann gilt auch hier:

$$P \sim \rho^{\frac{4}{3}}$$

Wie bei dem Fermidruck der Elektronen gibt es eine Grenze für die Masse eines Neutronensternes, die Tolman-Oppenheimer-Volkoff-Grenze.

Sie liegt bei ca. 3 Sonnenmassen, ist jedoch nicht genau bekannt, da die Zustandsgleichungen von hadronischer Materie nicht genau bekannt sind.

Was passiert danach?

Schwarzes Loch

Aufbau eines Neutronenst.

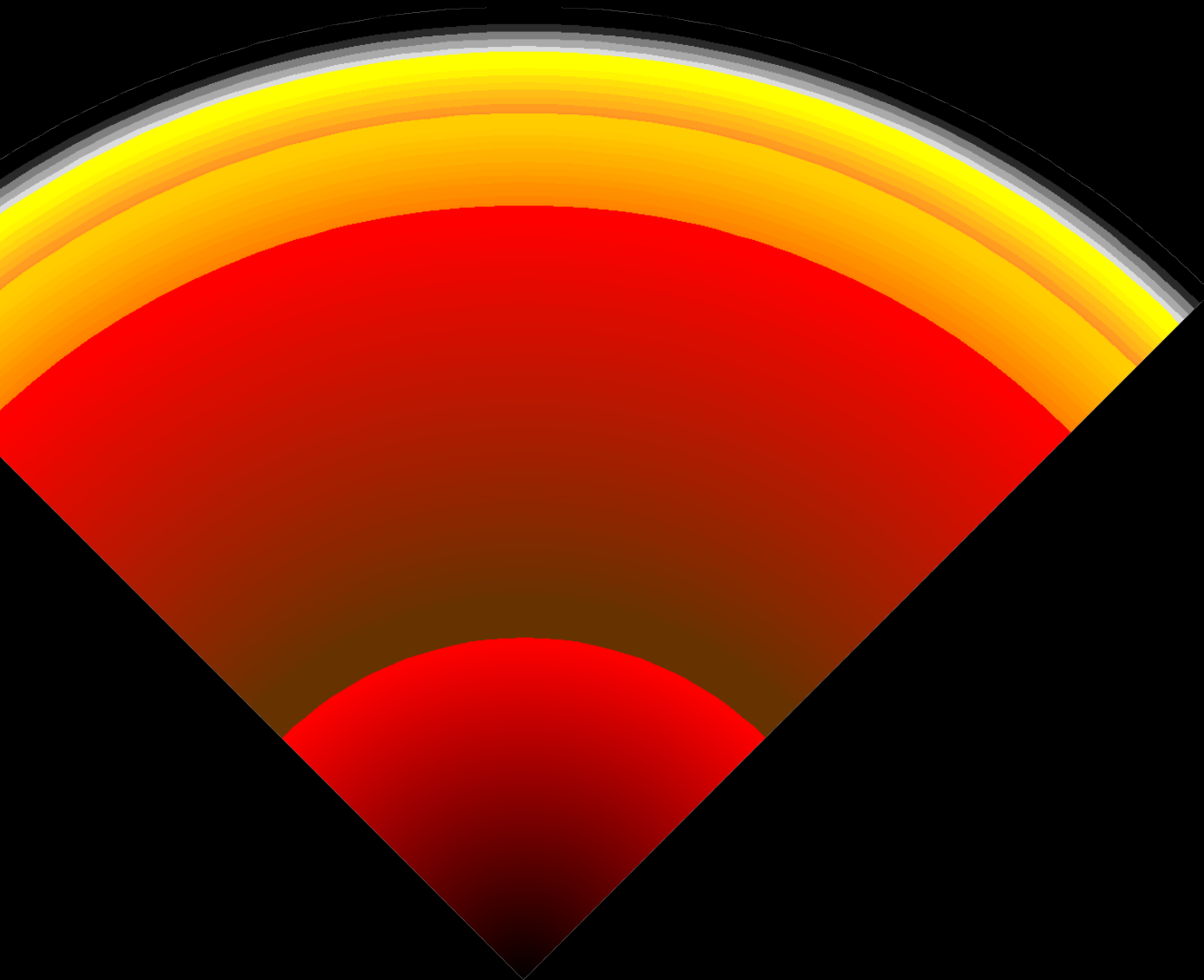
1 Atmosphäre

2 Äußere Kruste

3 Innere Kruste

4 Äußerer Kern

5 Innerer Kern



Aufbau eines Neutronenst.

1 Atmosphäre

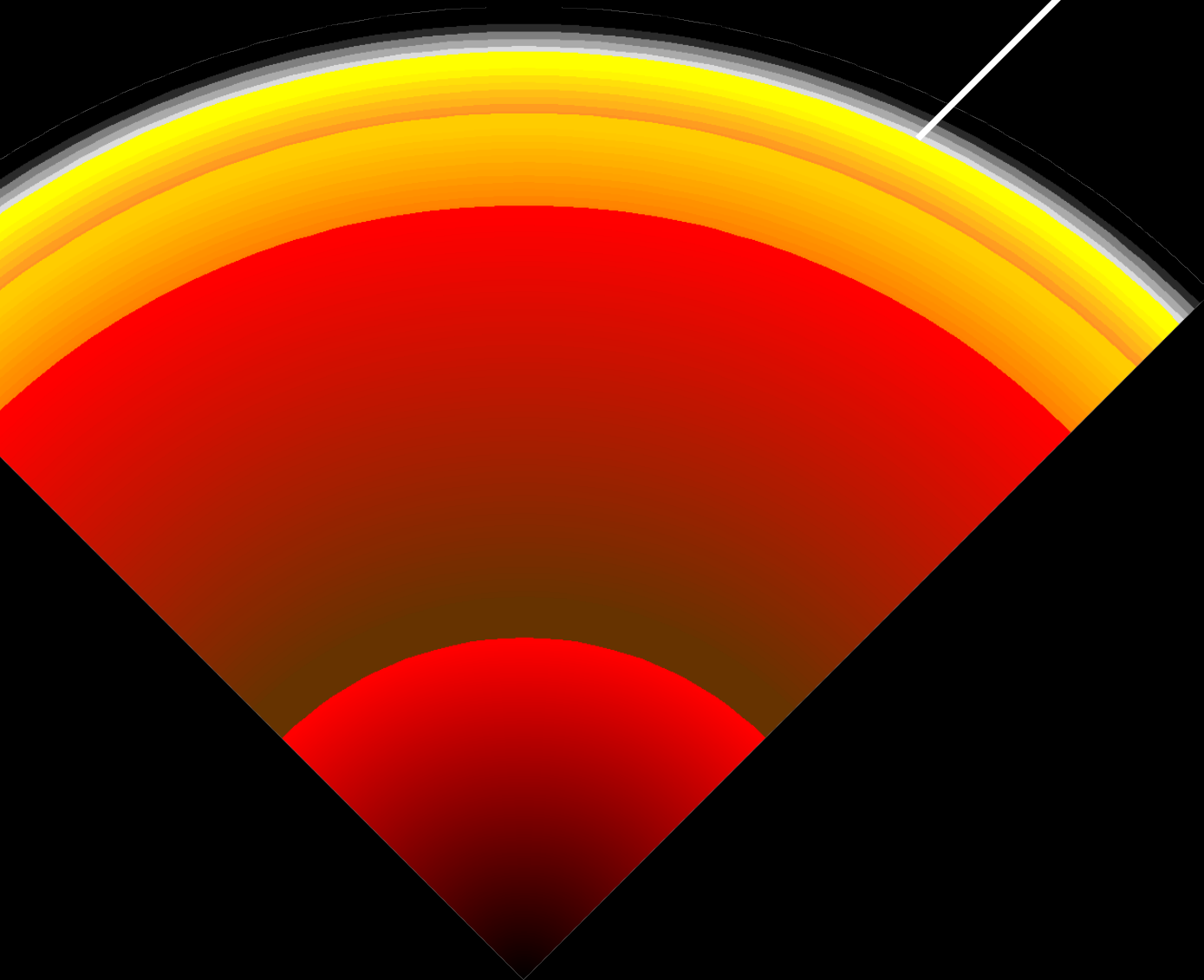
Sehr dünn
Spielt nur eine
Rolle für
Spektrallinien

2 Äußere Kruste

3 Innere Kruste

4 Äußerer Kern

5 Innerer Kern



Aufbau eines Neutronenst.

1 Atmosphäre

2 Äußere Kruste

^{56}Fe -Kerne und
freie Elektronen
später auch
neutronenreiche
Kerne

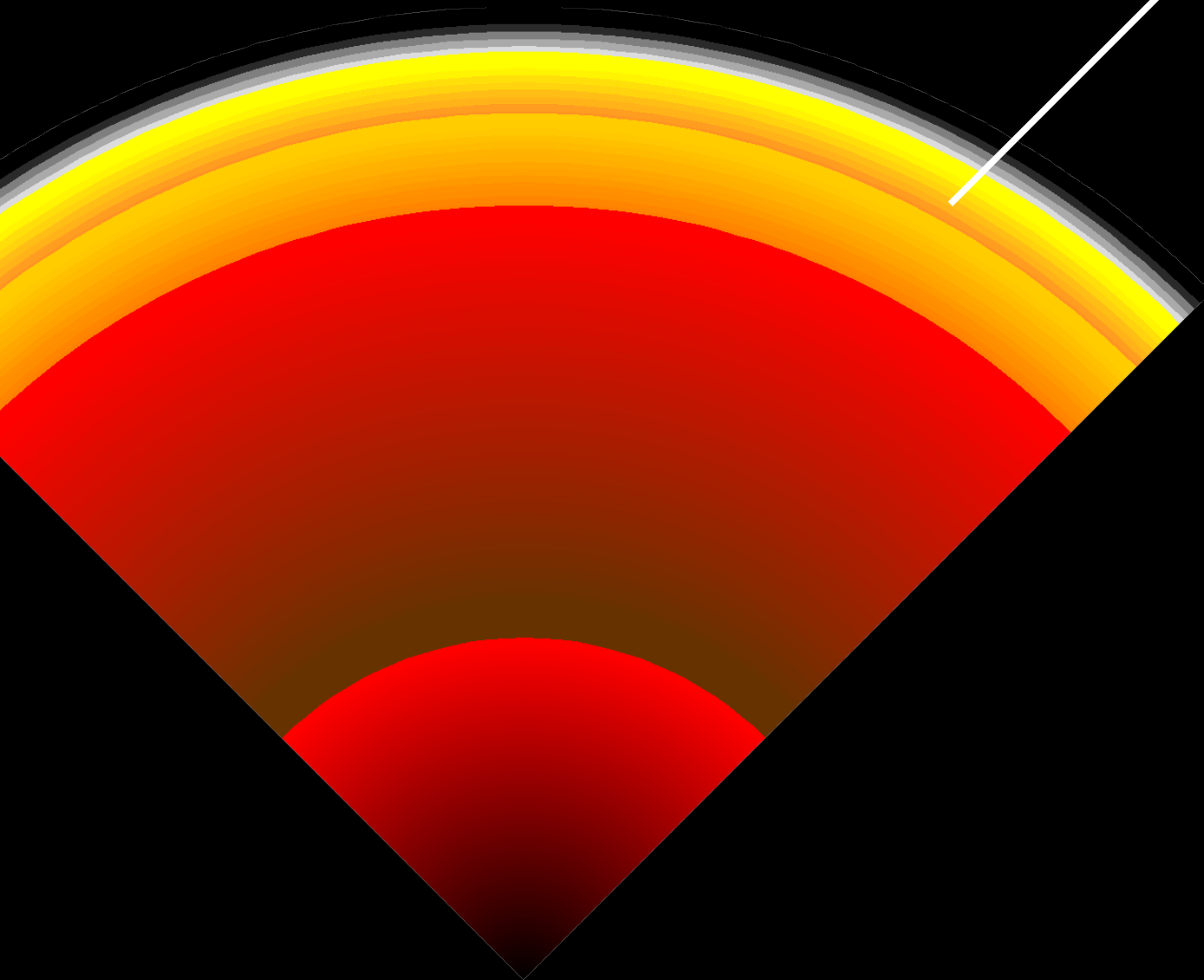
Dichte: bis zu
 10^6g/cm^3

Dicke: ca. 300m

3 Innere Kruste

4 Äußerer Kern

5 Innerer Kern



Aufbau eines Neutronenst.

1 Atmosphäre

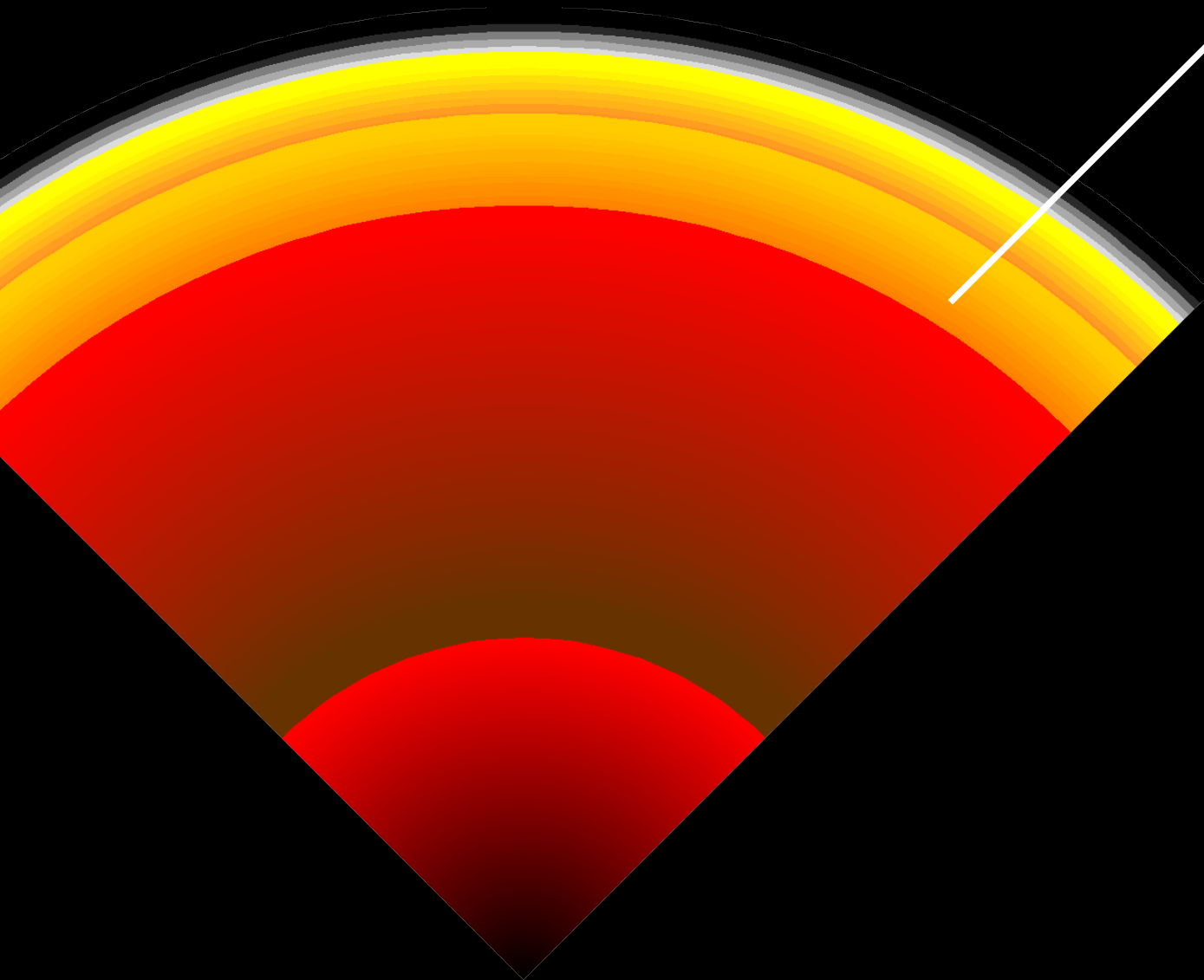
2 Äußere Kruste

3 Innere Kruste

Neutronenreiche
Kerne (^{118}Kr),
freie Elektronen
und Neutronen
Supraflüssig
Dichte: bis zu
Atomkerndichte
Dicke: ca. 600m

4 Äußerer Kern

5 Innerer Kern



Aufbau eines Neutronenst.

1 Atmosphäre

2 Äußere Kruste

3 Innere Kruste

4 Äußerer Kern

freie Elektronen,
Neutronen und
Protonen (1:8:1)

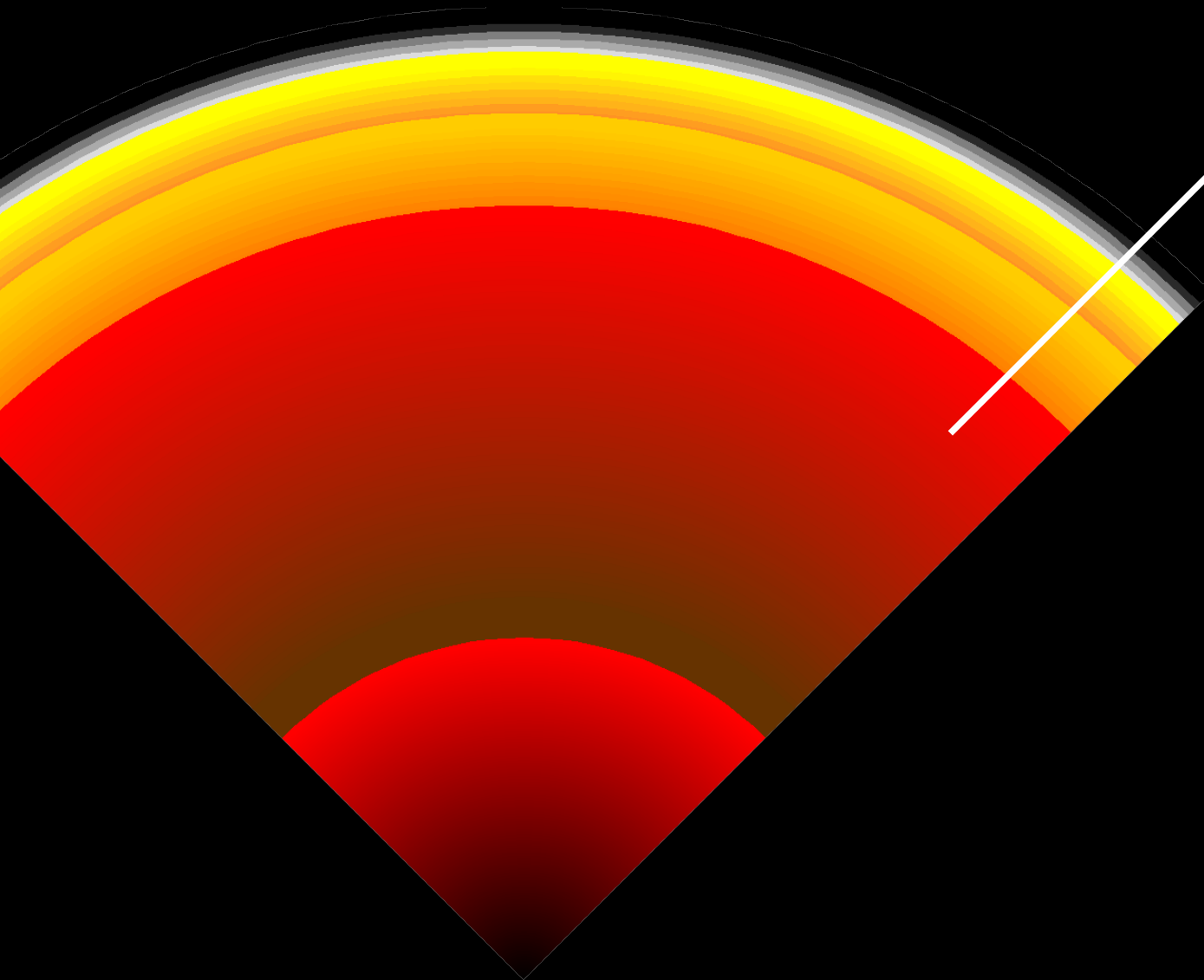
Supraflüssig und
supraleitend

Dichte: ca. 3x

Atomkerndichte

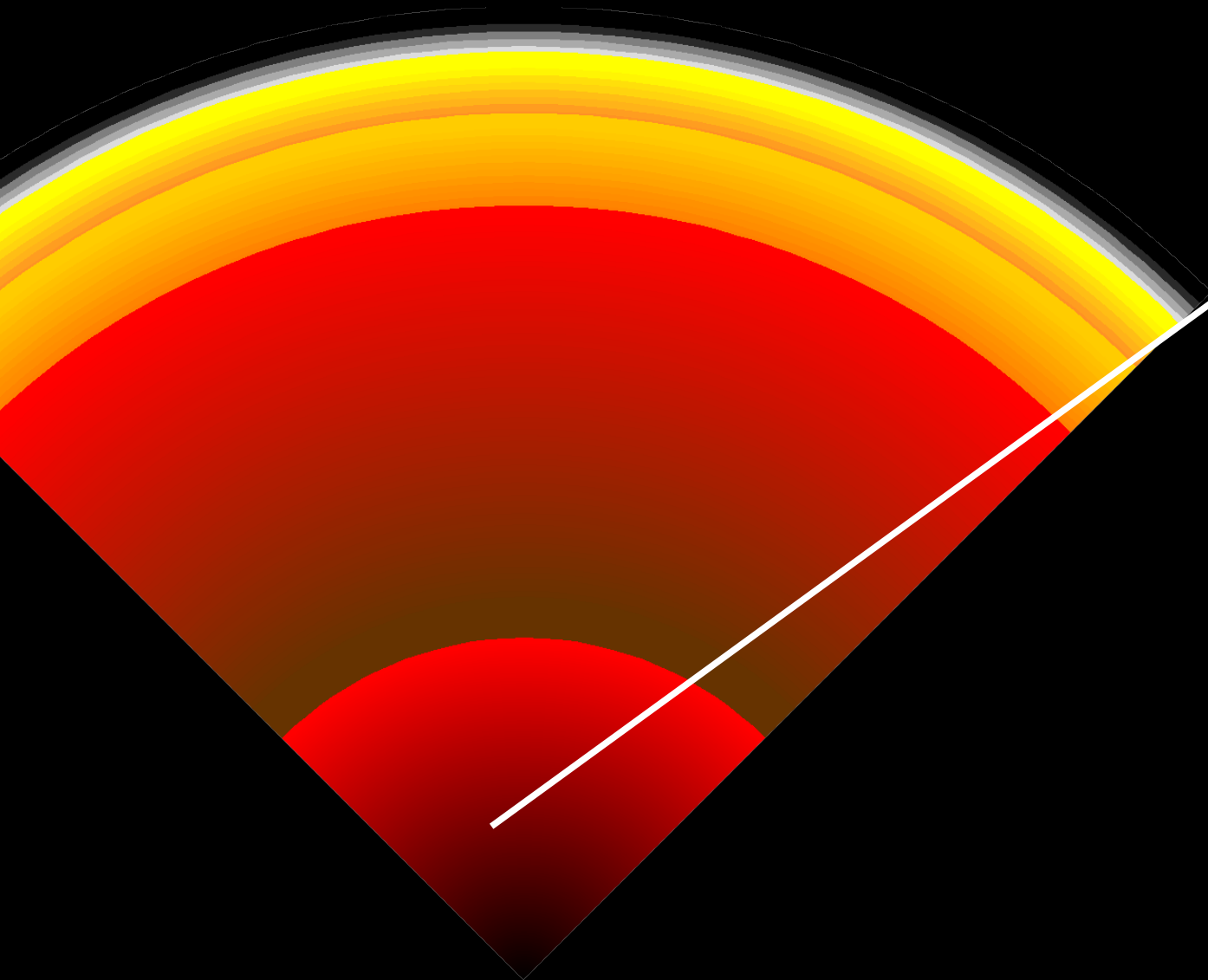
Dicke: einige km

5 Innerer Kern



Aufbau eines Neutronenst.

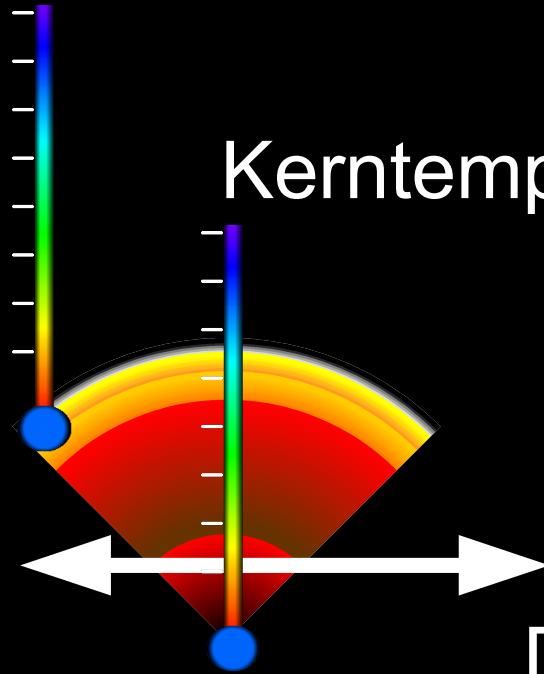
- 1 Atmosphäre
- 2 Äußere Kruste
- 3 Innere Kruste
- 4 Äußerer Kern
- 5 Innerer Kern



Neutronen?
Myonen?
Mesonen?
freie Quarks?
Dichte: über
 10^{15}g/cm^3
(10x Kerndichte)
Dicke: einige km

Weitere Eigenschaften

Oberflächentemperatur: 10^6K



Kerntemperatur: 10^8K

Magnetfeld: 10^8T

Durchmesser: 10 bis 20 km

Fluchtgeschwindigkeit:
100 000 km/s

Dichte: bis ca. 10^{18}kg/m^3

Masse: 1,4 bis 3 Sonnenmassen

Gravitation

Die Gravitationsbeschleunigung auf der Oberfläche eines Neutronensternes ($R = 10\text{km}$; $M = 1,4 \cdot M_{\text{Sonne}}$)

ist:

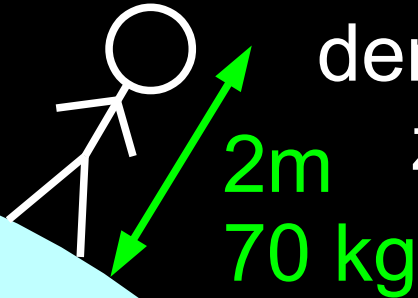
$$a = G \cdot \frac{M}{R^2} = 6,674 \cdot 10^{-11} \frac{\text{m}^3}{\text{kg s}^2} \cdot \frac{1,4 \cdot 1,989 \cdot 10^{30} \text{ kg}}{10.000^2 \text{ m}^2} = 1,9 \cdot 10^{12} \frac{\text{m}}{\text{s}^2}$$

Das ist 190 Milliarden mal so viel wie auf der Erde. Der größte Höhenunterschied auf der Erde (vom Marianengraben bis zum Mount Everest entspricht:

$$\frac{8848 \text{ m} + 11.034 \text{ m}}{1,895 \cdot 10^{11}} = \frac{19882 \text{ m}}{1,895 \cdot 10^{11}} = 0,1 \mu\text{m}$$

Gravitation

Angenommen jemand steht auf der Oberfläche eines Neutronensternes. Dann ist die Gravitationsbeschleunigung am Kopf etwas geringer als an den Füßen. Wir berechnen die Kraft, die zwischen den Beiden entsteht:



$$\begin{aligned}\Delta F &= F_1 - F_2 = G \cdot \frac{m_1 M}{r^2} - G \cdot \frac{m_2 M}{(r + \Delta r)^2} \\ m_1 &= M_2 = m/2 \\ &= G \cdot \frac{m}{2} \cdot M \left(\frac{1}{r^2} - \frac{1}{(r + \Delta r)^2} \right) \\ &= 6,67 \cdot 10^{-11} \text{ N} \frac{\text{m}^2}{\text{kg}^2} \cdot \frac{70 \text{ kg}}{2} \cdot 1,4 \cdot 1,989 \cdot 10^{30} \text{ kg} \cdot \left(\frac{1}{(10.000 \text{ m})^2} - \frac{1}{(10.002 \text{ m})^2} \right) \\ &= 2,6 \cdot 10^{10} \text{ N}\end{aligned}$$

Bei der Rechnung wurde angenommen, dass die Masse je zur Hälfte auf Kopf und Füße verteilt ist.

Schwarzkörperstrahlung

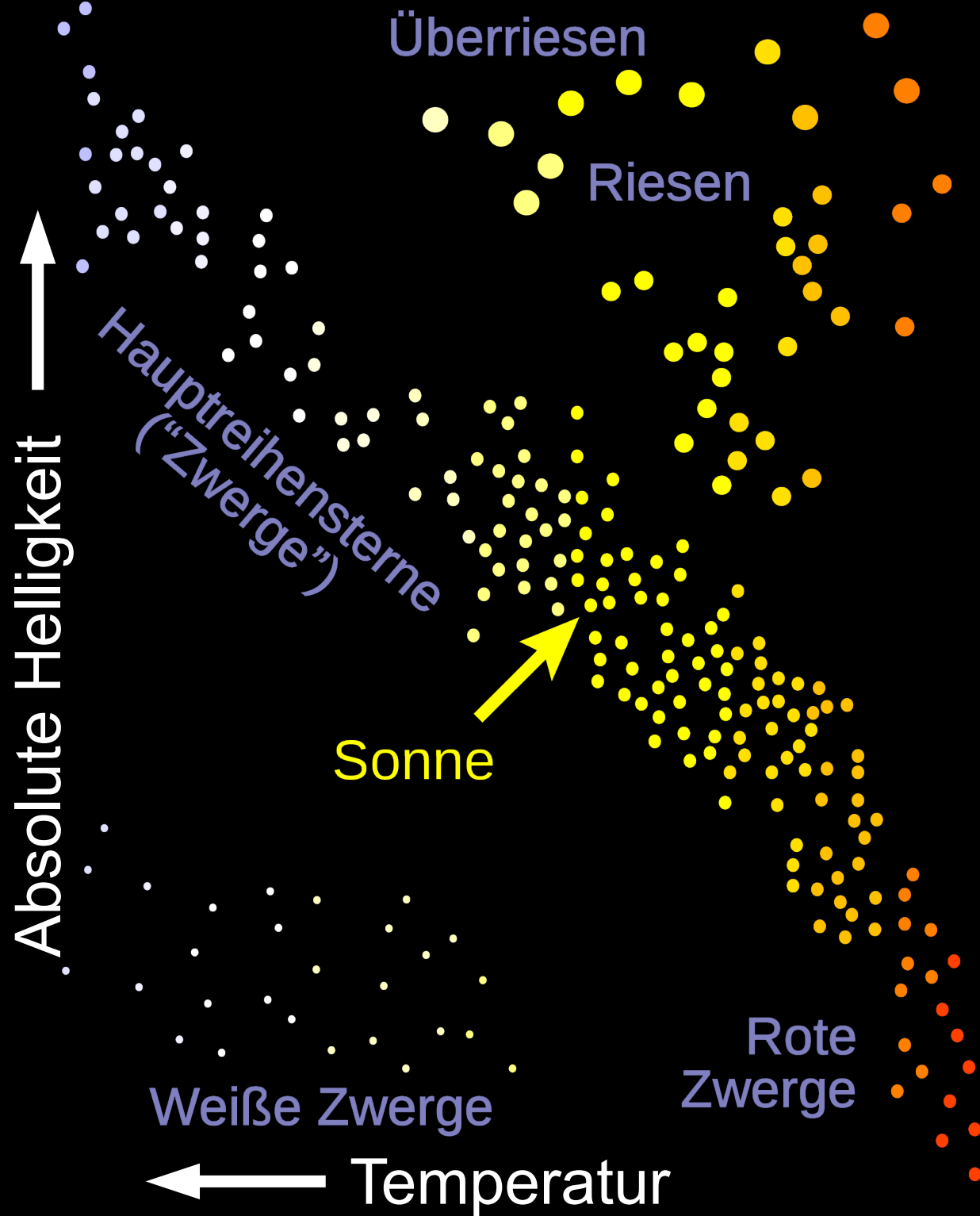
Berechnung der Schwarzkörperstrahlung eines sehr jungen Neutronensternes ($R = 10\text{km}$; $T = 10^6\text{K}$) ist:

$$P = \sigma AT^4 = \sigma 4\pi R^2 T^4 = 5,6704 \cdot 10^{-8} \frac{W}{m^2 K^4} \cdot 10.000^2 m^2 \cdot (10^6 K)^4 = 7,1 \cdot 10^{25} W$$

Das ist ca. 1/5 der Leistung der Sonne.

Allerdings liegt das Strahlungsmaximum an einer anderen Stelle:
1 cm^2 strahlt ca. 12 mal so viel Leistung ab, wie in Deutschland an Primärenergie benötigt wird.

$$\lambda_{max} = \frac{2,898 m K}{10^8 K} = 29 nm$$

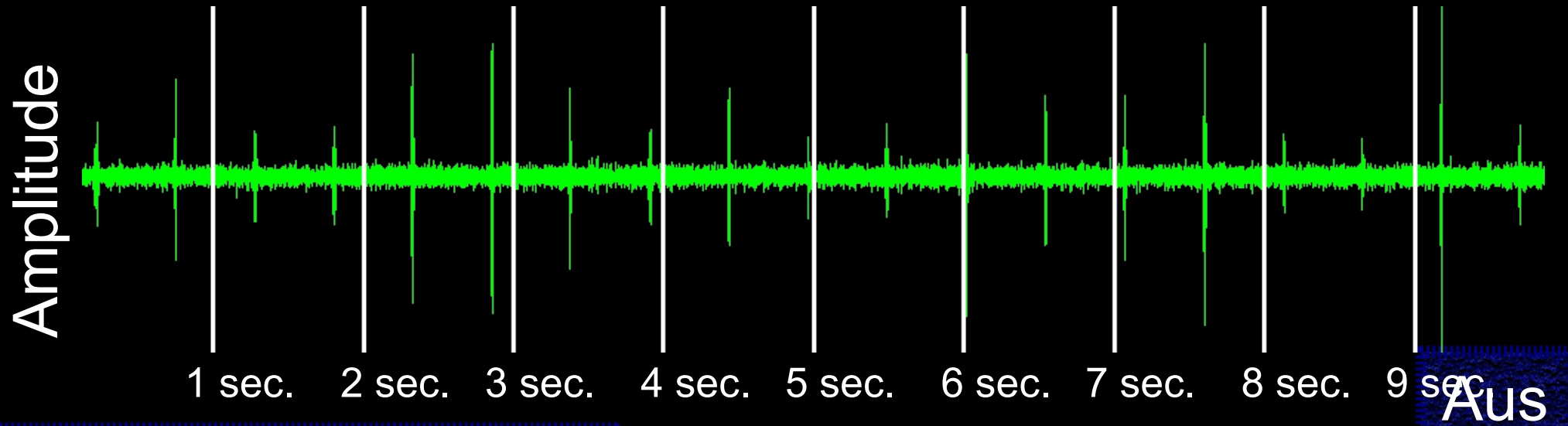


Hertzsprung-Russell-Diagramm

Wie können wir Neutronensterne beobachten, wenn wir sie nicht sehen können?

Evidenz: Pulsare

Es gibt Objekte am Himmel, die gepulst strahlen:



Pulsar PSR
2021+51 im
Sternbild Cygnus
(Schwan),
aufgenommen vom
Radioteleskop
Effelsberg.

eine Gruppe von 22 Pulsaren,
die sich im Sternenhaufen 47
Tucanae im südlichen Himmel
befindet, aufgenommen vom
Parkes Radioteleskop in
Australien.

Anmerkung: Für das abspielen der Töne ist eine Internetverbindung erforderlich.

Was ist ein Pulsar?

Mit ihrem fixen Radioteleskop empfing Jocelyn Bell 1967 solche Signale alle 23h 56min.

=> Quelle außerhalb des Sonnensystems

Aliens

=> Wurde nach der Entdeckung des zweiten Pulsars unwahrscheinlich.

Kompaktes Objekt

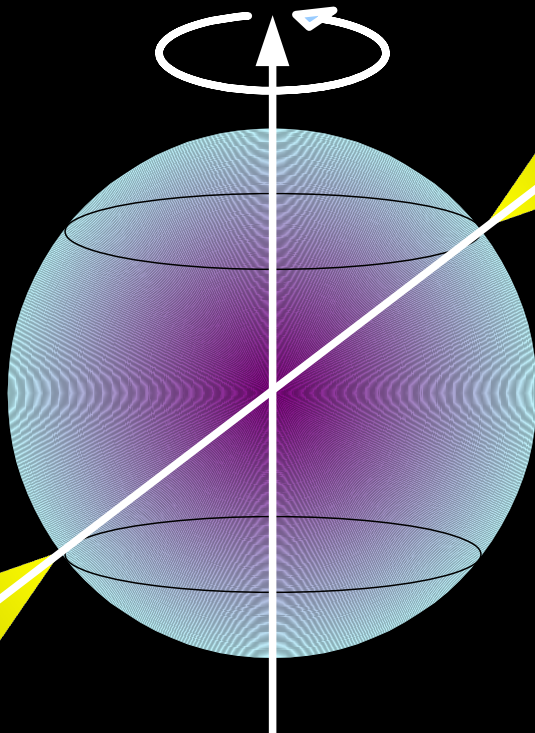
=> Wegen der Kausalität können wir eine obere Grenze der Objektgröße angeben:

$$d < c \cdot T = \frac{c}{f} \approx \frac{3 \cdot 10^8 \frac{m}{s}}{600 \text{ Hz}} = 500 \text{ km}$$

Physik eines Pulsars

Jeder Pulsar ist ein Neutronenstern. Dies gilt aber nicht umgekehrt:

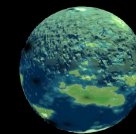
Rotationsachse



Magnetische Achse

Die Pole wandern auf den Linien

Befindet sich die Erde Innerhalb des Leuchtkegels, können wir das Pulsar messen.



Außerhalb nicht.

Zusammenfassung

Ein Stern wird vom thermodynamischen Druck am Kollabieren gehindert.

Bei einem weißen Zwerg ist es der Fermidruck der Elektronen. Man spricht von entarteter Materie.

Bei einem Neutronenstern der Fermidruck der Neutronen.

Neutronensterne sind, was Temperatur, Dichte, Magnetfeld und Gravitation betrifft eines der extremsten Objekte im bekannten Universum.

Die Zustandsgleichungen der Materie eines Neutronensternes sind noch nicht so genau bekannt. Daher kommen viele rechnerische Unsicherheiten.

Quellen

Inhaltliche Quellen:

„An Introduction to Modern Astrophysics“ by Bradley W. Carrol & Dale A. Ostly 1996

„The Physics of Neutron Stars“ J.M. Lattimer and M. Prakash

http://library.thinkquest.org/29026/tq_wz.htm

Und: CODATA 2006, Wikipedia und meinen Praktikumsbericht zum „Stefan-Boltzmann-Gesetz“

Tonquellen:

<http://www.mpifr-bonn.mpg.de/audioobjekte/pulsar2021/audio.mp3>

<http://www.mpifr-bonn.mpg.de/audioobjekte/47tuc/audio.wav>

Quellen

Bildquellen:

ipac.jpl.nasa.gov/media_images/ssc2006-10c_small.jpg

i33.tinypic.com/wkk4jm.jpg

Kai Dekoeppers Video „Griechenlandfreizeit 2008“

de.wikipedia.org/w/index.php?title=Datei:HR-sparse-de.svg&filetimestamp=20080306213831

www.mondatlas.de/chronologie/mondchronologie-dateien/verdgasnebel.jpg

de.wikipedia.org/w/index.php?title=Datei:WhiteDwarf_mass-radius.jpg&filetimestamp=20080530023950

„The nuclear equation of state and neutron stars“ Jürgen Schaffner–Bielich

www.lsw.uni-heidelberg.de/users/mcamenzi/BH_storm.jpg

www.weltderphysik.de/intern/upload/news/090416__PSU__Neutronenstern.jpg

www.sound-spirit.de/shop/abilder/as-bis0320g_matt.jpg

ngepress.com/wp-content/uploads/2009/05/the-simpsons-season-20-episode-19-s20e19.gif

Vielen Dank an Herr
Lange und insbesondere
Herr Kühn für die
Unterstützung und natürlich
für Ihre Aufmerksamkeit