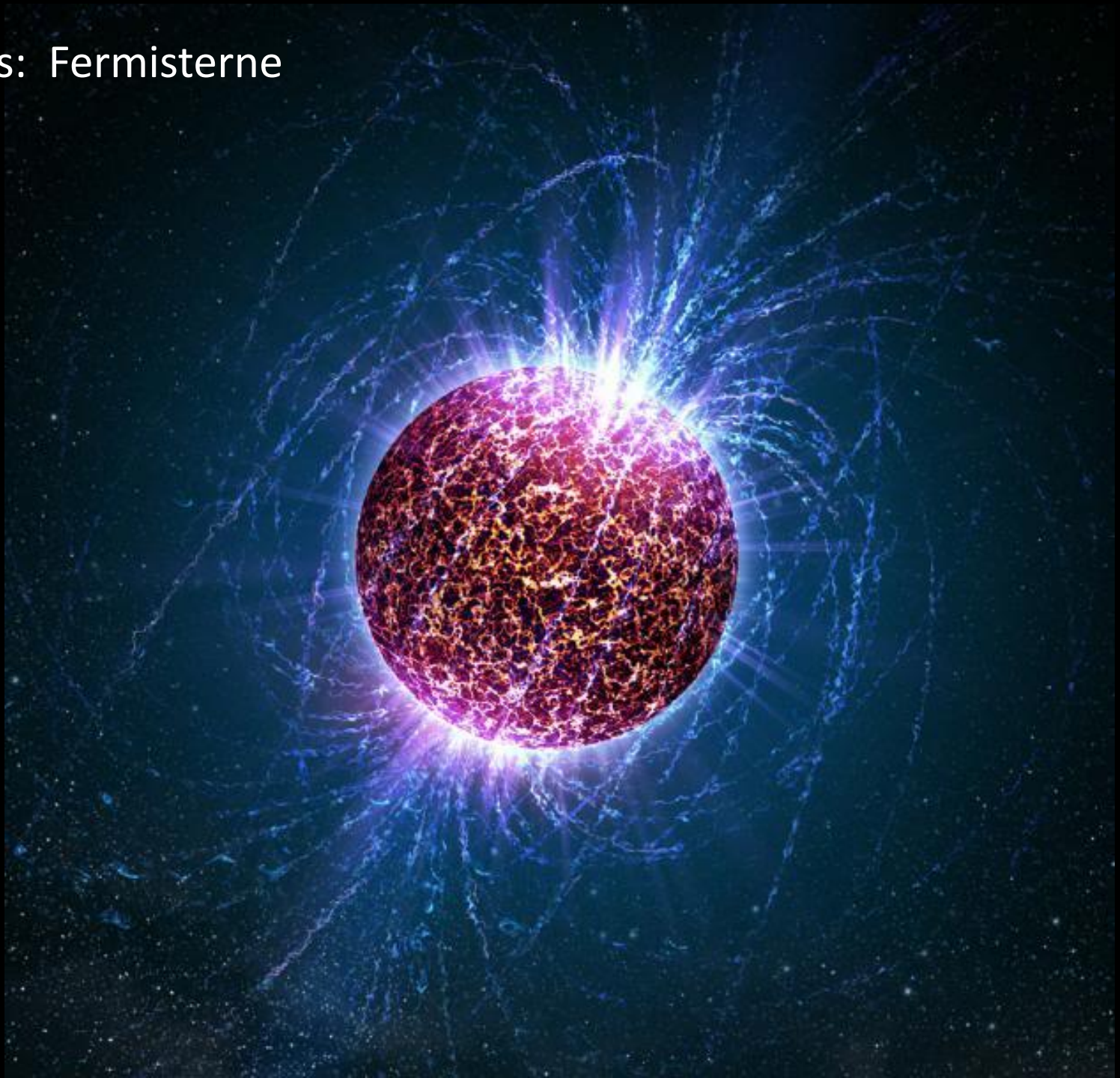


# Exkurs: Fermisterne



# Wann sind Sterne stabil?

Jede Masse ist bestrebt aufgrund der Eigengravitation zu kontrahieren. Sie kann davon nur durch Kräfte gehindert werden, die entgegengesetzt gerichtet sind...

Aufgrund der außergewöhnlich geringen Stärke der Gravitationsanziehung wird die gravitative Anziehung erst bei großen Massen (Planeten, Sterne) bedeutsam.

Stabilisierung von Planeten:	Festkörperkräfte
Stabilisierung Sterne:	Thermischer Druck von Gasen
Stabilisierung von Weißen Zwergen:	Entartungsdruck eines Elektronengases
Stabilisierung von Neutronensternen:	Entartungsdruck eines Neutronengases
Schwarze Löcher:	keine Stabilisierung mehr möglich

Die Entwicklungsgeschichte eines Sterns ist die Geschichte seiner Kontraktion

## → Virialsatz

1870, Rudolf Clausius

Der Virialsatz stellt eine Verbindung zwischen der potentiellen Gravitationsenergie und der inneren (kinetischen) Energie eines Sterns her.

→ **Konsequenz:** Wenn ein Stern kontrahiert, wird eine Hälfte der dabei gewonnenen Energie abgestrahlt und die andere Hälfte dient der Erhöhung der inneren Energie des Sterns, d.h. er wird heißer,

Ein Stern ist dann stabil, wenn er genauso viel Energie in seinem Inneren durch Kernfusion erzeugt wie er über seine Oberfläche abstrahlt.

→ **Hydrostatisches Gleichgewicht**

Ein Stern befindet sich dann im hydrostatischen Gleichgewicht, wenn in jedem Punkt innerhalb des Sterns die nach innen gerichtete Gravitationskraft durch eine nach außen gerichtete Druckkraft ausgeglichen wird.

Der Druck eines idealen Gases ist seiner Temperatur proportional

→ **Konsequenz:** Wenn ein Stern im Innern nicht genug Energie erzeugt, um das Gas auf der Temperatur zu halten, daß die Bedingung des hydrostatischen Gleichgewichts gewahrt bleibt, dann muß er die Energiedifferenz durch Kontraktion (Virialsatz) ausgleichen

# Von der Gaswolke zum Weißen Zwerg...

## 1. Entstehung eines Protosterns: Kollaps einer Molekülwolke

Eine kalte ( $T \sim 20$  K) Wolke aus molekularem Wasserstoff („Molekülwolke“) wird gravitativ instabil, wenn ihre Masse die sogenannte Jeans-Masse übersteigt

➔ Gravitationskollaps



Helmholtz-Kelvin-Kontraktion

- ➔ Stabilisierung → Hauptreihenstern (Wasserstoff-Fusion, thermischer Druck)
- ➔ Brauner Zwerg ( $72 < M < 13$  Jupitermassen, Elektronenentartung)

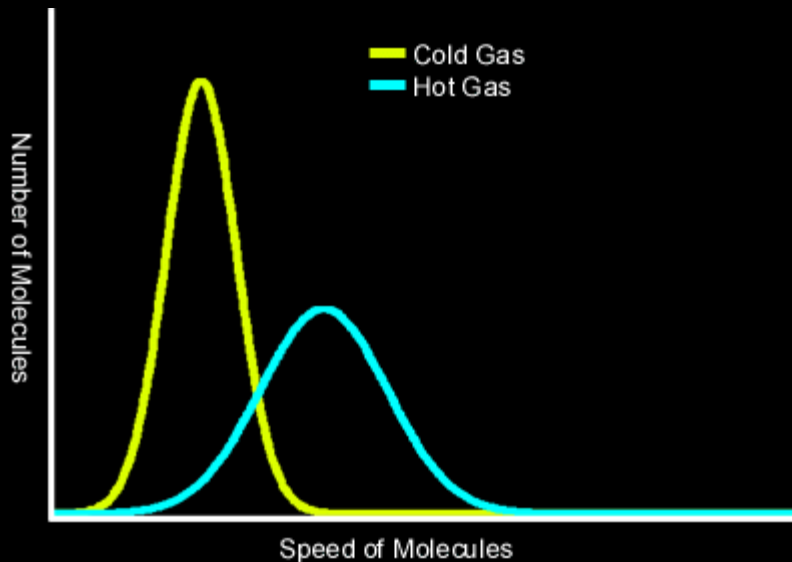
# 1. Hauptreihenstadium

Die Kontraktion des Sterns ist beendet. Die internen Wasserstoff-Fusionsprozesse erzeugen soviel Energie, daß der (thermische) Gasdruck den Stern stabil hält. Der Stern strahlt genauso viel Energie über seine Oberfläche ab, wie in seinem Inneren erzeugt wird.

Massearme Sterne: Gasdruck

Massereiche Sterne: Gasdruck + Strahlungsdruck

Je größer die Masse, desto größer die Temperatur im Sterninneren, desto effektiver die Wasserstoff-Fusionsprozesse, desto kürzer die Zeit, bis der Wasserstoff aufgebraucht und zu Helium fusioniert ist...



Maxwellsche Geschwindigkeitsverteilung

Zustandsgleichung ideales Gas:

$$\frac{P V}{T} = const.$$

# Pistolenstern

„Blauer Hyperriese“

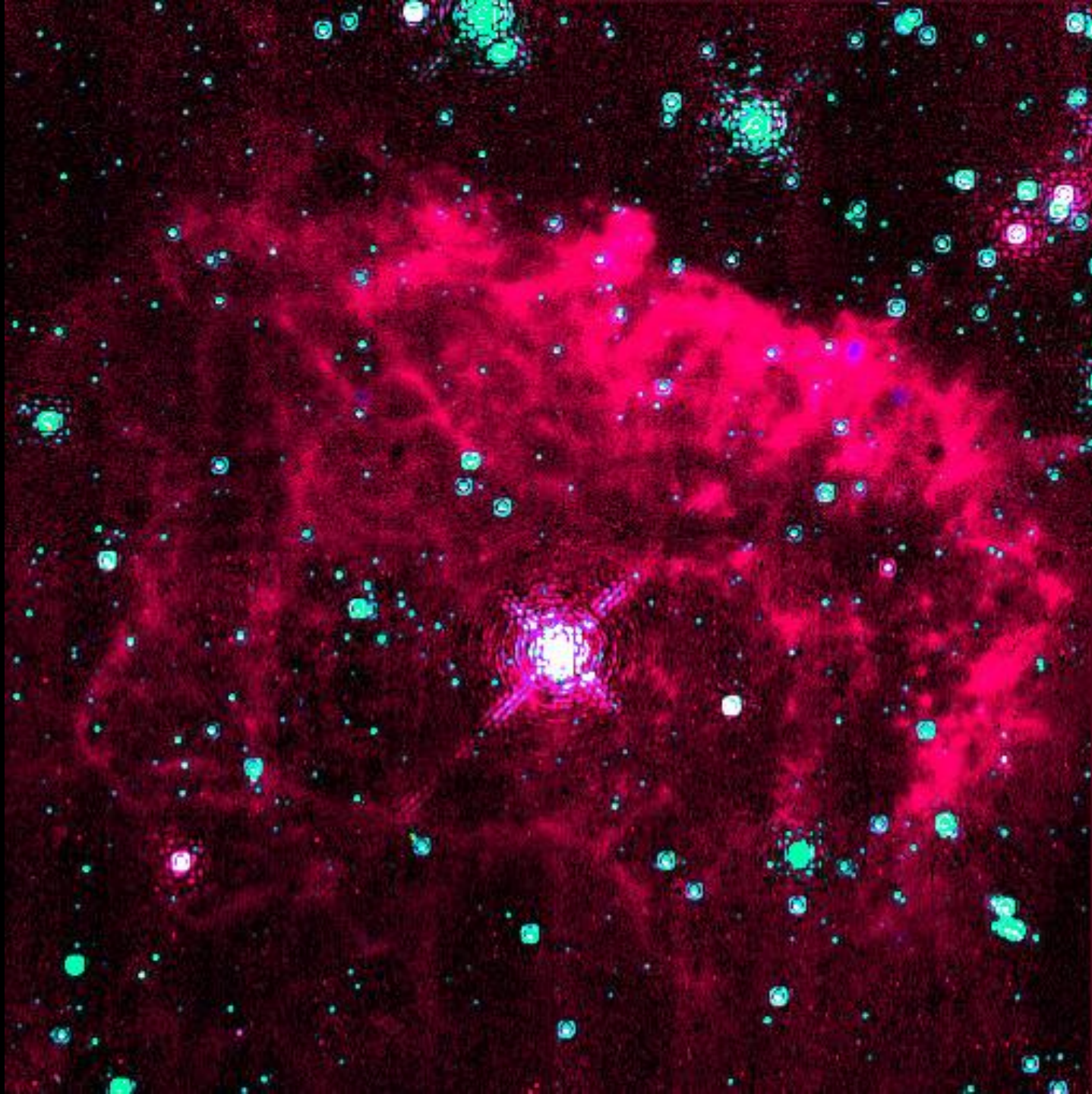
25000 Lj entfernt  
1.7 Millionen mal  
so hell wie die  
Sonne (4 Lj Ent-  
fernung –Vollmond)

340  $D_{\odot}$   
150  $M_{\odot}$

in 6 Sekunden  
strahlt er soviel  
Energie ab wie  
die Sonne in  
einem Jahr

Wäre mit freiem  
Auge noch in  
mehr als 100000 Lj  
Entfernung zu  
sehen

Quintuplet Cluster



Unter den Bedingungen des Sternkerns entmischt sich Wasserstoff und Helium und es bildet sich im Laufe der Zeit schwerkraftbedingt ein stetig wachsender Helium-Kern aus -> das Wasserstoffbrennen konzentriert sich in einer Schale.

Mit abnehmender Wasserstoffkonzentration nimmt die Effektivität des Wasserstoffbrennens ab und der Stern kann seine Leuchtkraft nicht mehr aufrecht erhalten.

→ Zusätzliche Energiequelle

## **2. Roter Riese** - Kontraktion des Sternkerns

Der Kern beginnt zu kontrahieren – Virialsatz – gleicht damit das Leuchtkraftdefizit aus und die Temperaturen im Sternkern erhöhen sich immer mehr, bis das Heliumbrennen zündet.

Die Sternatmosphäre expandiert, der Stern geht wieder in einen stabilen Zustand über. Im Kern sammelt sich Kohlenstoff und Sauerstoff an...



## Nuclear Fuels used by Massive ( $M > 8M_{\odot}$ ) Stars

Process	Temp (K)	Time*
H Burning $4\text{H} \rightarrow \text{He}$ via CNO cycles	40 million	70 million yrs
He Burning $\text{He} \rightarrow {}^{12}\text{C}, {}^{16}\text{O}$ via 3 $\alpha$ -Process	200 million	500,000 yrs
C Burning $2{}^{12}\text{C} \rightarrow {}^4\text{He}, {}^{20}\text{Ne}, {}^{24}\text{Mg}, {}^{16}\text{O}, \dots$	600 million	600 yrs
Ne Burning ${}^{20}\text{Ne} \rightarrow {}^{16}\text{O}, {}^{24}\text{Mg}, {}^{28}\text{Si}$	1200 million	1 yr
O Burning $2{}^{16}\text{O} \rightarrow {}^4\text{He}, {}^{28}\text{Si}, {}^{32}\text{S}, \dots$	1500 million	1/2 yr
Si Burning $2{}^{28}\text{Si} \rightarrow {}^{56}\text{Ni} \rightarrow {}^{56}\text{Co} \rightarrow {}^{56}\text{Fe}$	4000 million	1 day

Table is for a  $20 M_{\text{sun}}$  star.



Immer, wenn ein Kernfusionsprozeß ineffektiver wird, muß der Sternkern kontrahieren, um das Reservoir der potentiellen Gravitationsenergie anzuzapfen und damit das Energiedefizit auszugleichen... Bei Fe ist mit Kernfusion aber Schluß!

Das hydrostatische Gleichgewicht wird dabei über den Gasdruck bzw. (bei leuchtkraftstarken Sternen) über Gasdruck + Strahlungsdruck aufrecht erhalten.

Was passiert aber, wenn der Gasdruck nicht mehr ausreicht und beim Kernkollaps auch nicht mehr eine Temperatur erreicht wird, wo neue Fusionsprozesse zünden?

**Gibt es eine Kraft, die den Gravitationskollaps aufhalten kann?**

Ja, es gibt einen Druck, der nichtthermischer (quantenmechanischer) Natur ist und einen Stern stabilisieren kann



**Entartungsdruck eines Fermi-Gases**



# Was ist ein Fermi-Gas?

In der Quantenmechanik sind identische Teilchen ununterscheidbar, d.h. es gibt keine Möglichkeit, Teilchen anhand ihrer intrinsischen Eigenschaften zu unterscheiden.

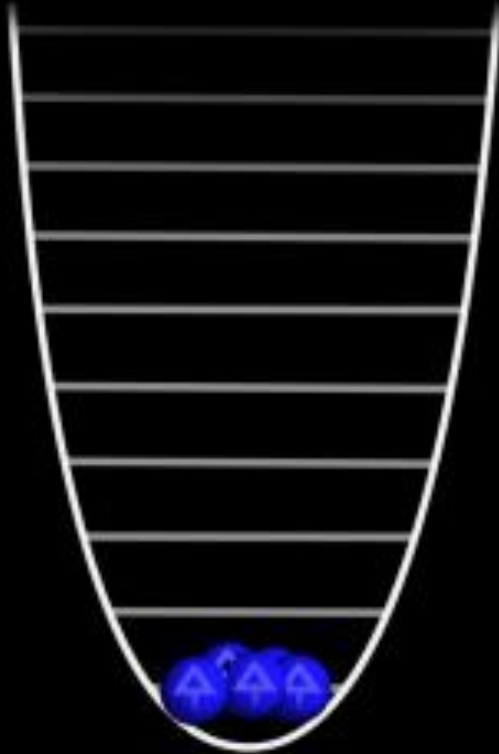
→ **dramatische Auswirkungen auf das statistische Verhalten von Teilchenensembles**

(Nachprüfung in Streuexperimenten)

**Zwei Sorten von Teilchen:** Bosonen -> ganzzahliger Spin  
Fermionen -> halbzahliger Spin

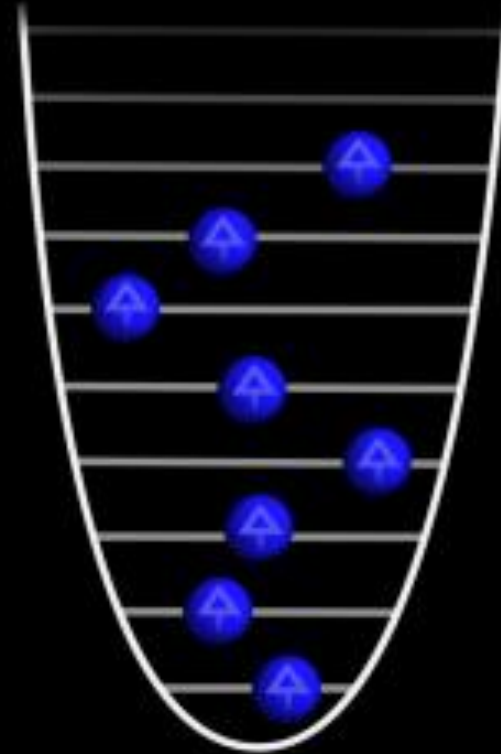
Fermionen		Bosonen	
Leptonen und Quarks	Spin = $\frac{1}{2}$	Spin = $1^*$	Kraft-Träger Teilchen
Baryonen (qqq)	Spin = $\frac{1}{2}, \frac{3}{2}, \frac{5}{2}, \dots$	Spin = 0, 1, 2, ...	Mesonen (q $\bar{q}$ )

# Bosons



Einstein-Bose-Kondensation

# Fermions

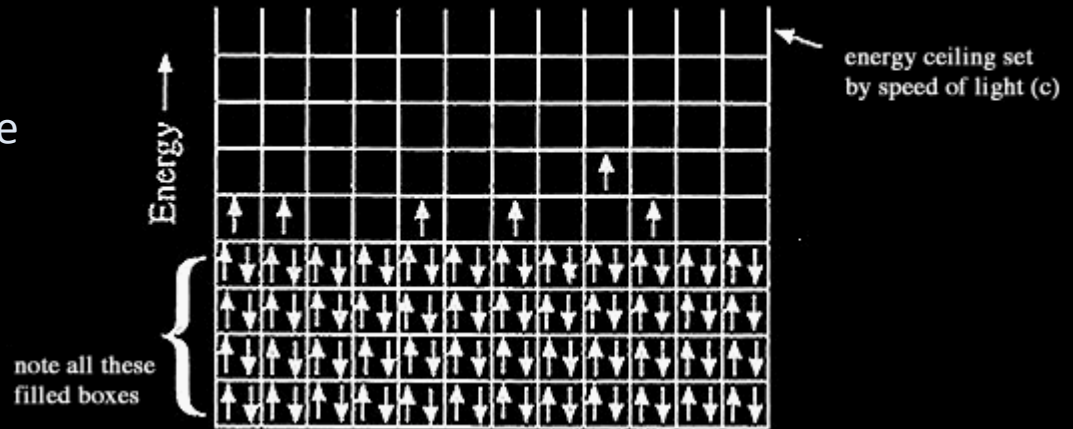


Pauli-Verbot (Entartung)

In einem quantenmechanischen System können niemals zwei Fermionen den gleichen Quantenzustand einnehmen.

# Entartungsdruck:

In einem entarteten Fermionengas sind alle quantenmechanischen Zustände bis hin zu einer Grenzenergie (Fermi-Energie) besetzt. Fermionen, die Zustände mit dieser Grenzenergie besetzen, können keine Energie verlieren, d.h. nur sie sind für den „Entartungsdruck“ verantwortlich.



Je höher die Fermi-Energie, desto größer der Entartungsdruck. Er ist nichtthermischer Natur und würde auch bei Temperaturen um den absoluten Nullpunkt bestehen.

→ Elektronenentartung (Stabilisierung Weißer Zwerge, „Metallglanz“ von Metallen)

Sterne, deren hydrostatisches Gleichgewicht durch den Entartungsdruck eines Fermionengases aufrecht erhalten wird, nennt man **Fermi-Sterne**

# Weißer Zwerge

Wenn z.B. der Kohlenstoffkern eines Sterns beginnt zu kontrahieren ohne daß die Temperatur für das „Kohlenstoffbrennen“ erreicht wird, dann stoppt der Entartungsdruck des Elektronengases den Kernkollaps. Aus dem Sternkern entsteht ein Weißer Zwerg (die Außenhülle wird abgestoßen).

**Bedingung:** Die Masse muß kleiner als  $\sim 1.4$  Sonnenmassen sein

→ **Chandrasekhar-Grenze**

Ein Weißer Zwerg wird durch den Entartungsdruck eines Elektronengases stabilisiert und kann ohne weiter seine Größe zu ändern langsam auskühlen...

Beispiel: Sirius B

Masse: 0.97 Sonnenmassen  
Radius: 6010 km ( $\sim$ Erdgröße)  
Temperatur:  $\sim 9900$  K  
Dichte: 2.38 Tonnen /  $\text{cm}^3$



# Neutronensterne

Wenn ein Stern mit einer Kernmasse oberhalb der Chandrasekhar-Grenze und unterhalb der Oppenheimer-Volkoff-Grenze von  $\sim 3.2$  Sonnenmassen kollabiert, entsteht ein Neutronenstern. („Supernova-Ereignis“)

## → Oppenheimer-Volkoff-Grenze

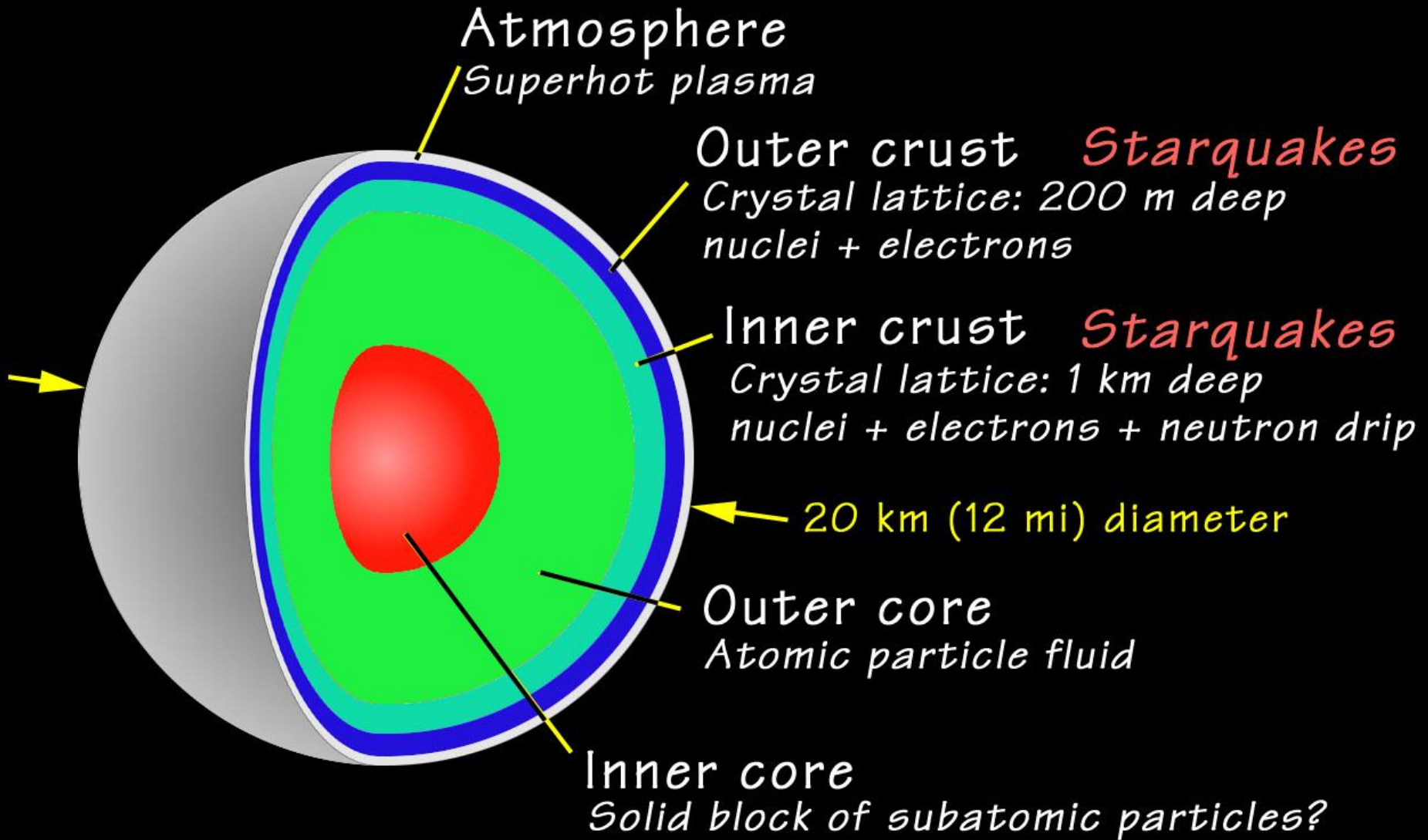
Ein Neutronenstern wird durch den Entartungsdruck eines Neutronengases stabilisiert und kann ohne weiter seine Größe zu ändern langsam auskühlen...

### Beispiel: Krebsnebelpulsar

Masse:	1.4 Sonnenmassen
Radius:	10 km
Temperatur:	$\sim 1.6$ Millionen K (Oberfläche)
Dichte:	$\sim 6 \times 10^{11}$ kg / cm <sup>3</sup>

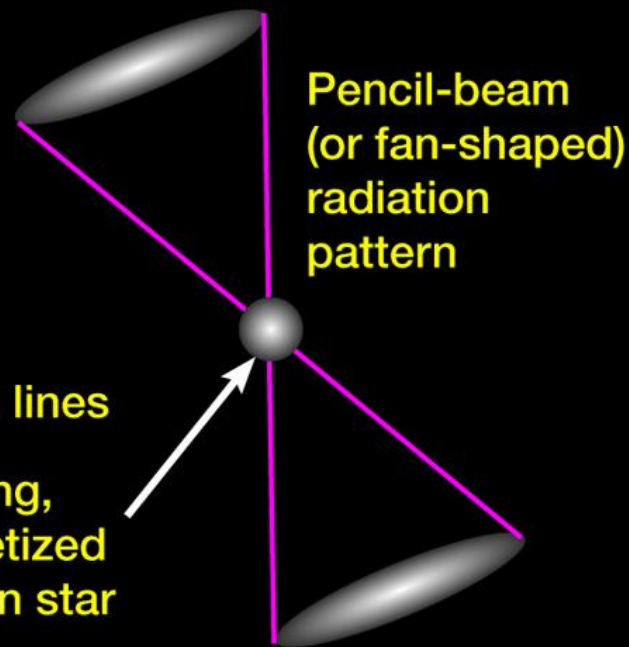
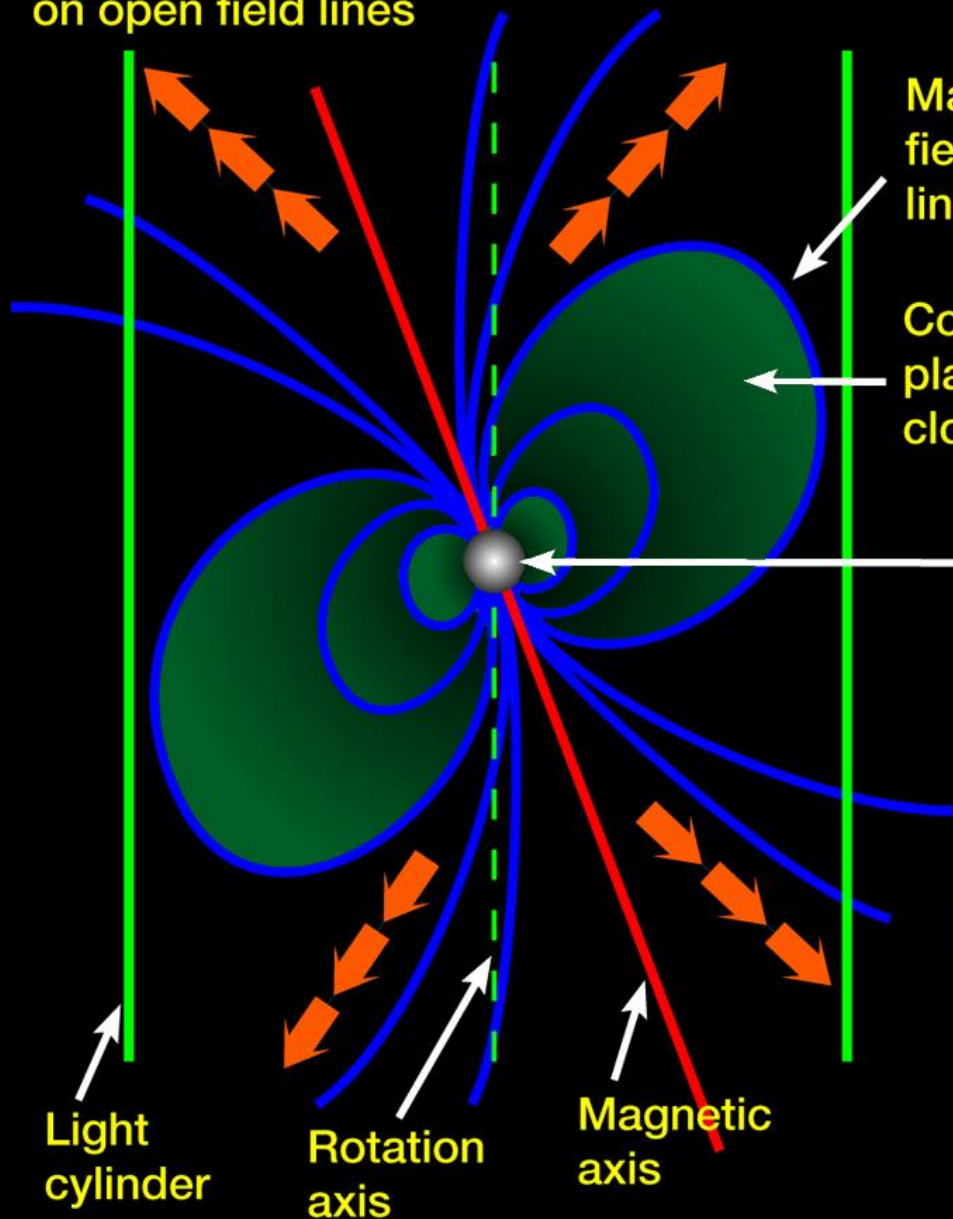


# Innerer Aufbau eines Neutronensterns

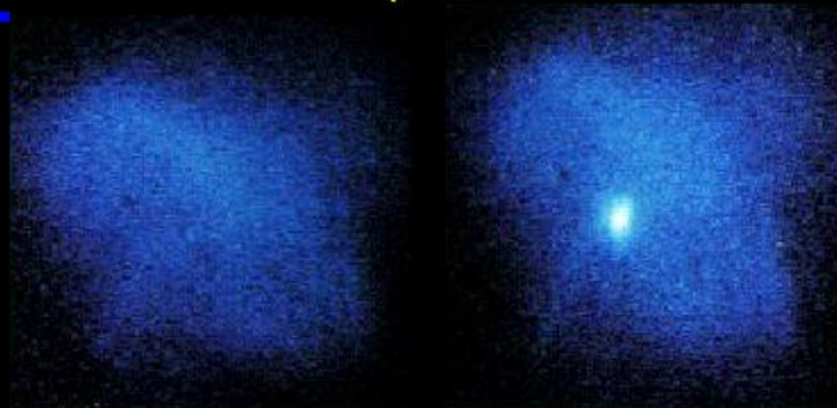


# Pulsar geometry

Relativistic outflow of charged particles on open field lines



Pulsed X-rays from neutron star in Crab Nebula (30 pulses/second)



Off pulse

On pulse



Vela-Pulsar

465 Umdrehungen pro Sekunde !



Krebsnebel-Pulsar

30 Umdrehungen pro Sekunde !

