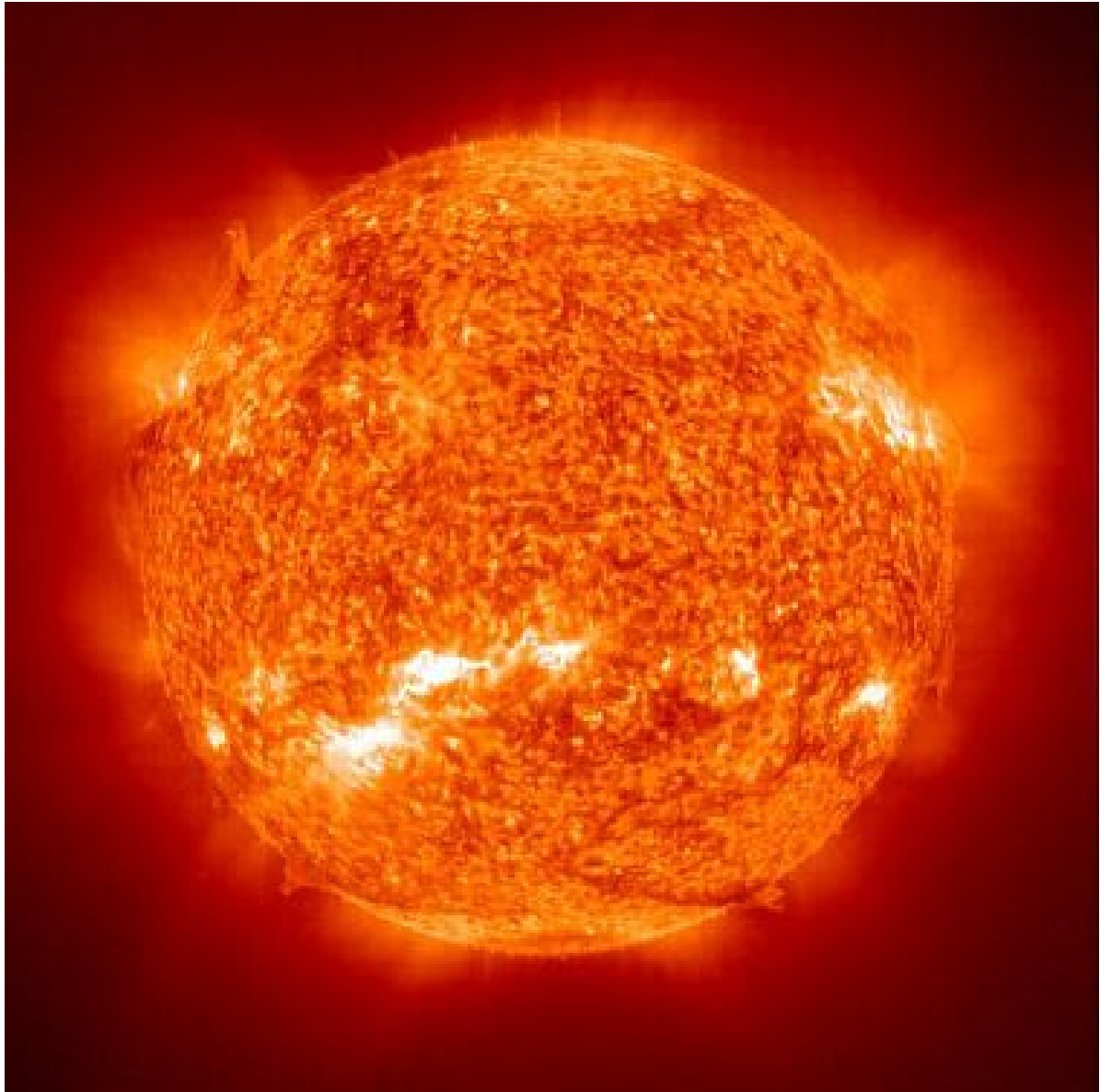


Sternentwicklung



Die Lebensgeschichte der Sterne

**@ KVHS-Astro-Stammtisch
Reinhard Woltmann
23 04. 2010**

Gliederung

1. Allgemeines

2. Der Urknall –

- Am Anfang war das Nichts

3. Entstehung der Elemente

- Die erste Generation von Sternen

4. Die Sterne, Bewohner des Alls

- Entstehung und Entwicklung

5. HRD

- Das Hertzsprung-Russel-Diagramm

6. Der Supergau

- Das Ende einer langen Reise

7. Quellennachweis

1. Allgemeines

Der Mensch hat sich immer wieder gefragt, woher die Materie, die Erde, die Sterne, das gesamte Universum und schließlich er selbst kommen. In der Vergangenheit wurden dazu Theorien aufgestellt, die aus heutiger Sicht abstrus anmuten. Eine dieser Theorien versuchte die Erde als eine Scheibe darzustellen. Diese Theorie ist spätestens seit den ersten Weltraumfotos – auf denen keine Scheibe zu erkennen ist – haltlos geworden.

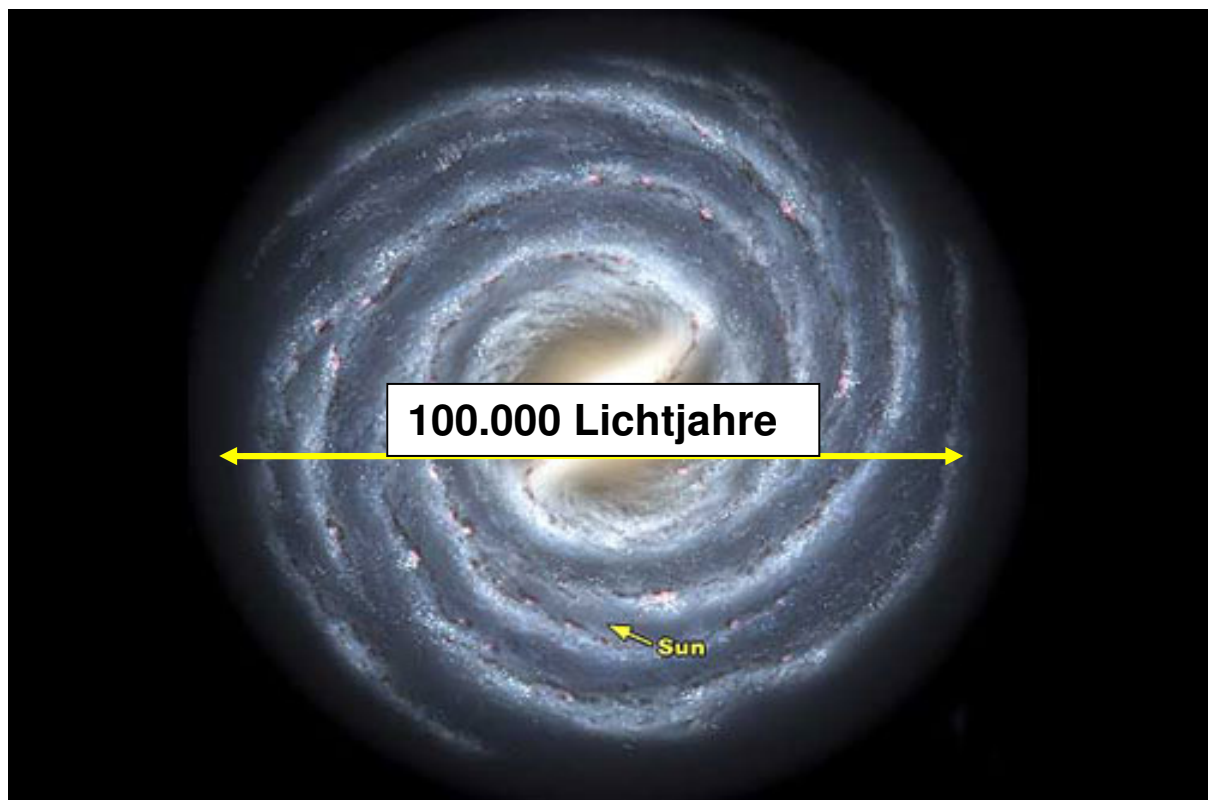


Aufnahme von Apollo 17

Das heutige Bild vom Aufbau und der Entstehung des Universums ist in erster Linie auf die starke Verbesserung und Vergrößerung der Teleskope und die Himmelsdurchmusterung mit modernsten Untersuchungsmethoden zurückzuführen. Ein Resultat war die erschreckend unbedeutende Stellung, die unsere Erde im Universum einnimmt.

Eine gedankliche Reise soll das noch mal deutlich machen:

Unsere Erde hat einen Abstand zur Sonne von knapp 150 Millionen Kilometern. Diese Distanz wird „Astronomische Einheit“, kurz AE, oder auch AU für „astronomical unit“ genannt. Unser Sonnensystem hat eine Ausdehnung von wenigen hundert AE. Unser Sonnensystem ist Teil der Milchstraße, einer Galaxie mit etwa 100-200 Milliarden Sonnen und einem Durchmesser von 100.000 Lichtjahren. Das entspricht etwa 6,33 Milliarden AE.



Unsere Heimatgalaxie

Unsere Milchstraße ist ihrerseits Mitglied eines Haufens aus Galaxien, der so genannten lokalen Gruppe. Nachdem die Erde in unserem Sonnensystem zu einem winzigen Pünktchen schrumpfte und dieses Sonnensystem in der Milchstraße nur ein Pünktchen ist, schrumpft die Milchstraße in der lokalen Gruppe zu einem durchschnittlichen Mitglied. Die lokale Gruppe gehört zu einem großen Galaxien-Superhaufen, in dem sich mehrere Galaxien-Haufen aufhalten - die lokale Gruppe ist einer davon. Solche Galaxien-Superhaufen durchziehen nun massenweise das Universum.

Unserer nächster Nachbar, die Andromeda-Galaxie - eher unter dem Namen „Andromeda-Nebel“ bekannt, ist schon mehr als 2,5 Millionen Lichtjahre entfernt.

Soviel zu unserer Stellung im Weltall.



Andromeda-Galaxie

Das ganze Universum hat einen Durchmesser von xxxx Milliarden Lichtjahren. Niemand weiß es genau, oder kann es errechnen. Die Frage aber ist, wie hat alles angefangen?

2. Der Urknall

-Am Anfang war das Nichts.

Nach heutiger Vorstellung ist das Universum vor etwa 13,7 Milliarden Jahren durch einen Urknall entstanden und dehnt sich seitdem aus.

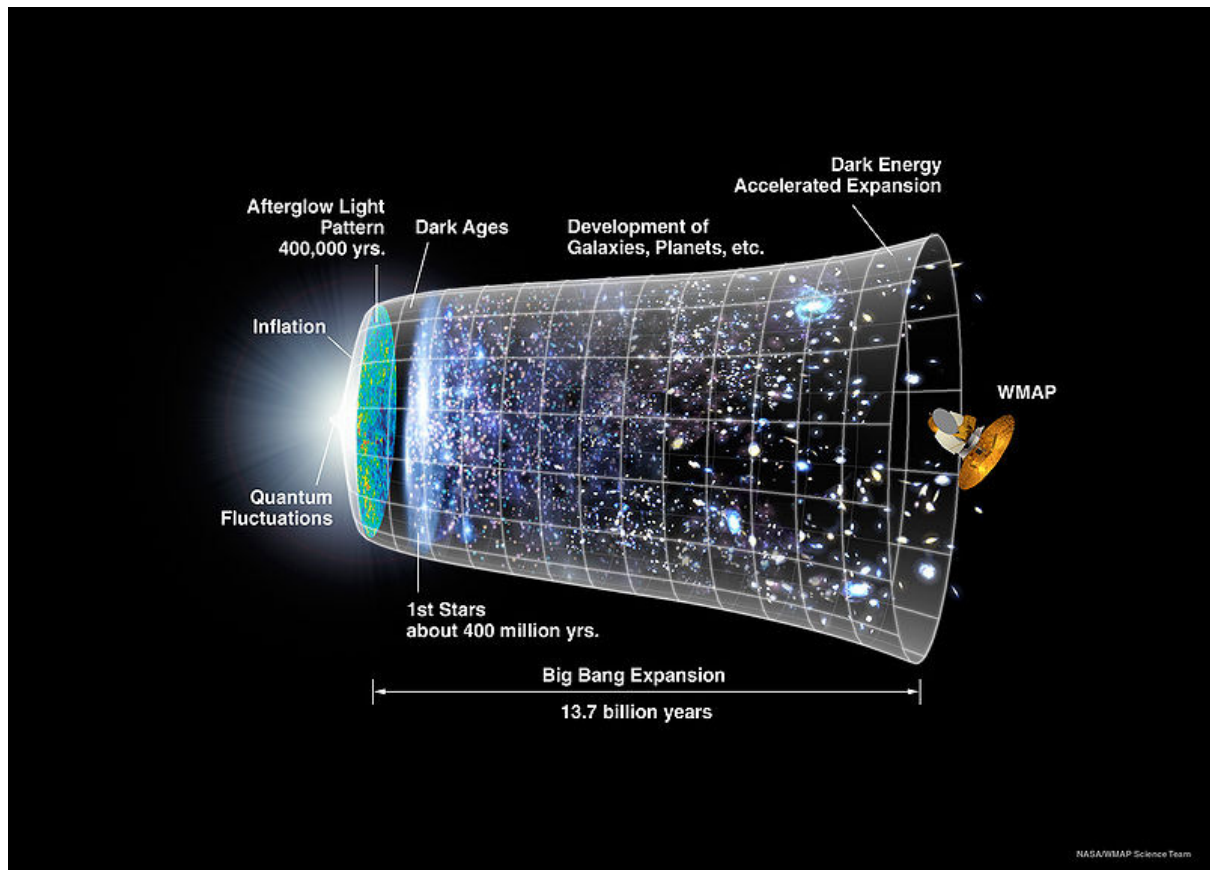


Beim Urknall war die gesamte Masse, Materie, Strahlung, einfach alles, in einem unvorstellbar winzigen Volumen konzentriert.

Dieser Zustand wird auch als singulärer Anfangszustand bezeichnet. Diese Urknall-Singularität ist wesensverwandt mit den Krümmungssingularitäten der Schwarzen Löcher in Einsteins Relativitätstheorie. Hier gelten nicht mehr

die Gesetze der Physik bzw. versagt jegliche physikalische Beschreibung.

Damals wurde dort das Energieäquivalent von der Masse Aber-Milliarden Sonnen in einem einzigen Augenblick freigesetzt.



Entwicklungsstadien des expandierenden Weltalls

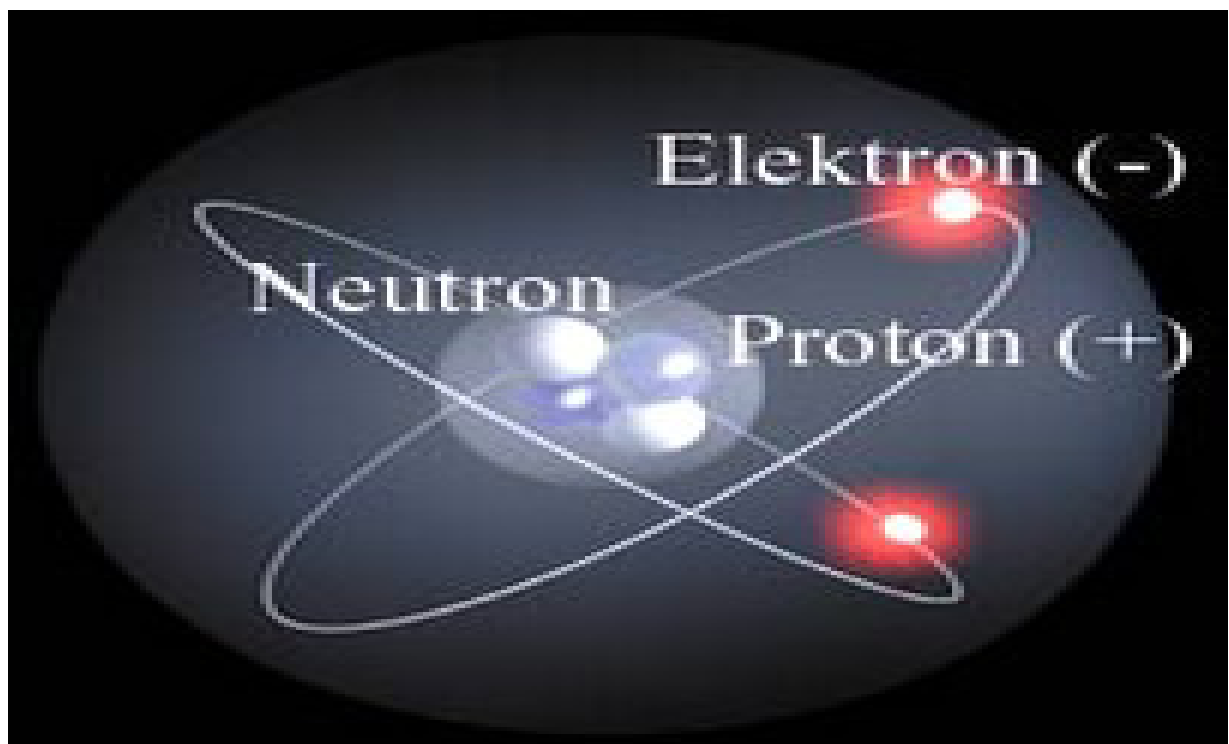
Am Anfang war der Kosmos ein einziger heißer Brei und noch undurchsichtig. Erst nach 400.000 Jahren war das Weltall so weit abgekühlt, dass es kaum noch geladene Teilchen gab, die Lichtteilchen ablenken konnten. Aus dieser Zeit erreicht uns mit der 3-Kelvin-Hintergrundstrahlung die älteste Strahlung im All - für die Kosmologen enthält diese Strahlung einzigartige Informationen über die Verteilung von Strahlung und Materie im gerade einmal 400.000 Jahre jungen Kosmos.

Beobachtungen dieser Strahlung passen am besten zur so genannten Inflationstheorie.

Danach hat sich das Universum für einen Sekundenbruchteil unmittelbar nach dem Urknall extrem schnell von winzigen Ausmaßen auf beträchtliche Größe aufgebläht - anschließend ging die Ausdehnung im "normalen" Tempo weiter.

3. Entstehung der Elemente

Nach den heutigen Modellrechnungen zur Entstehung des Universums kann man den Ablauf nach dem Urknall ab etwa 10^{-43} Sekunden danach berechnen, vorher galten noch keine physikalischen Gesetze. Bereits nach 10^{-30} Sekunden begannen erste Elementarteilchen wie Protonen, Neutronen und Elektronen aus dem unvorstellbar heißem Brei, die Kosmologen sprechen von einem Quark-Gluonen-Plasma, auszufrieren.

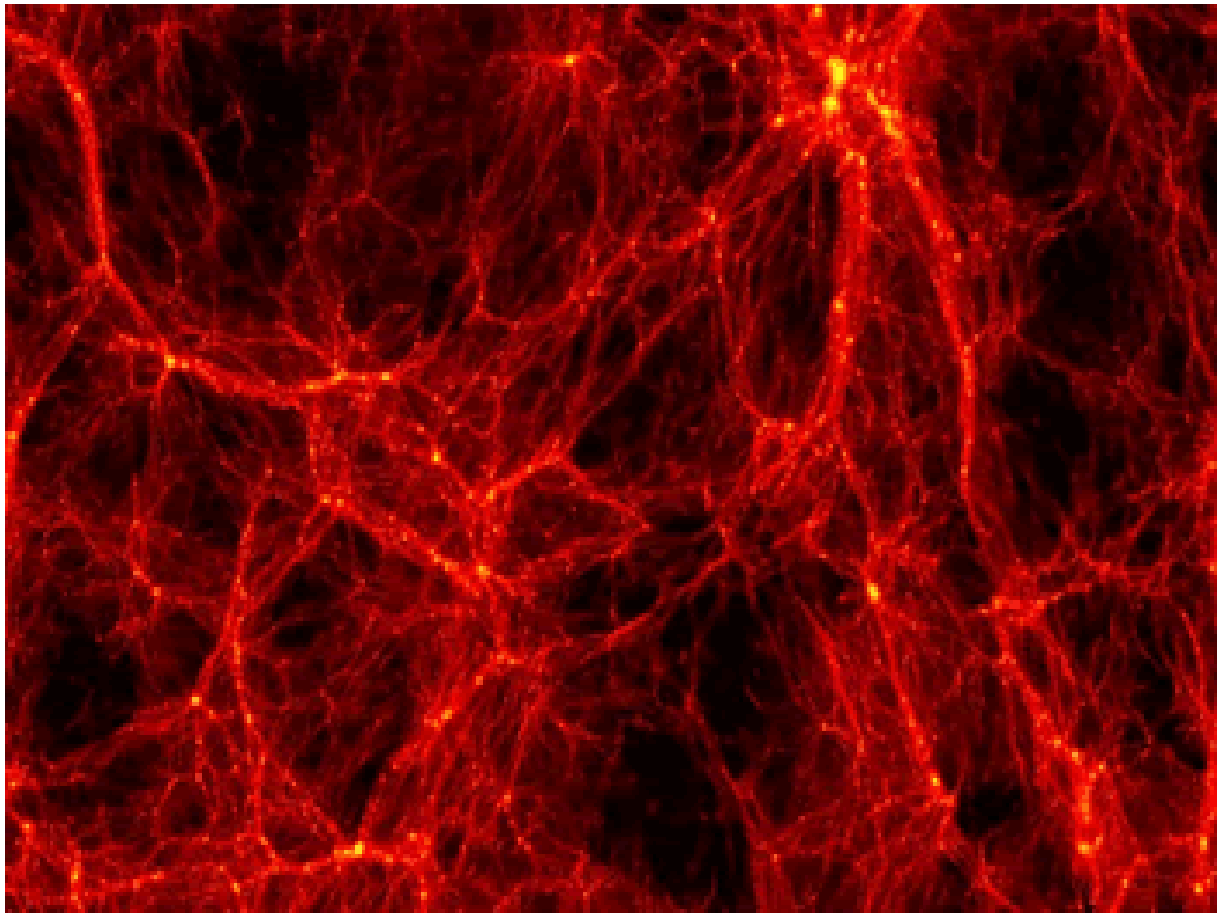


Sie zerstrahlten jedoch durch Kollisionen miteinander wieder zu Energiequanten. Übrig blieb schließlich nur ein Bruchteil der aus dem Plasma entstandenen Teilchen, aus der letztendlich die baryonische (sichtbar) Materie mit ca. 6×10^{66} kg entstand. Aus dieser Materie bildeten sich nach weiterer Expansion und Abkühlung auf ca. 3000 Kelvin die ersten Wasserstoff- und Heliumatome, wobei schließlich 75% der gesamten Masse auf Wasserstoff und 25 % auf Helium entfiel. Schwerere Elemente wurden nicht gebildet, weil die Temperatur inzwischen nicht mehr hoch genug war.

Als die Temperatur unter 3000 Kelvin sank, wurde das Plasma zu durchsichtigem Gas, aus dem die Photonen entweichen konnten. Das Universum wurde wieder dunkel.

-Die erste Generation von Sternen.

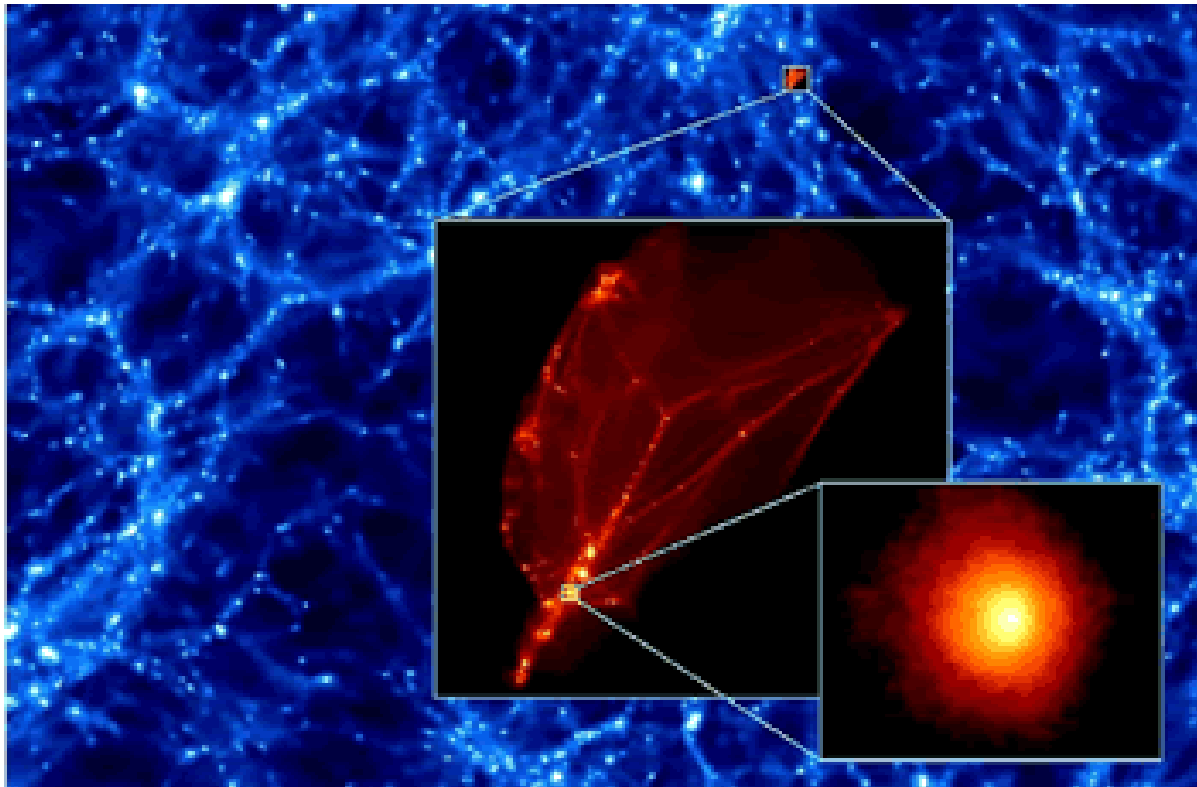
Die nun folgende Ausbildung von Strukturen im frühen Universum ist ein erstaunliches und noch wenig verstandenes Phänomen. In den Jahrmillionen nach dem Urknall verteilten sich die Wasserstoff- und Heliumatome nicht wie ein ideales Gas homogen im verfügbaren expandierenden Raum, sondern es entstanden in diesem dünnen Gas offensichtlich lokale Verdichtungen, die wohl die Vorgängerstrukturen der heutigen Galaxien-Superhaufen waren. In diesen riesigen Materieansammlungen entstanden durch Schwerkrafteinwirkung und Kühlung des Gases weitere Unterstrukturen, aus denen nach und nach Galaxien-Haufen und schließlich Galaxien entstanden.



Filamente im jungen Universum

In diesen feineren Unterstrukturen entstanden durch turbulente dynamische Prozesse kleinere Verdichtungen, die durch Schwerkraftwirkung und Kühlung allmählich in noch kleinere Teilbereiche zerfielen, die sich langsam weiter verdichteten.

Durch den Druck der verdichteten Gasmasse im Zentrum dieser Bereiche stiegen Dichte und die Temperatur schließlich so hoch, dass das Gas zum Plasma wurde und sich weiter verdichtete und erhitze, bis daraus ein massereicher Stern entstand, in dessen Kern Wasserstoffatomkerne zu Heliumkernen fusionierten und Energie freigesetzt wurde. Diese ersten Sterne waren extrem massereich, extrem heiß, extrem leuchtkräftig und extrem kurzlebig. Sie waren die erste Sternengeneration im Universum.



Bildung erster Sterne in den verdichteten Bereichen

Beim Kernfusionsprozess in diesen Sternen wurden alle Elemente bis zur Ordnungszahl 26 (Eisen) gebildet. Die übrigen 66 natürlich vorkommenden chemischen Elemente (bis hin zum Uran mit der Ordnungszahl 92) entstanden vorwiegend beim Vergehen dieser Sterne.

Als Überreste beim Vergang blieben schließlich rasch expandierende, strahlende Nebel aus Plasma, Gas und Staub übrig, die das umgebende Gas verdichten und bei der Kollision mit ihnen allmählich abgebremst wurden, worauf sich in diesem verdichteten und mit schweren Elementen angereichertem Gas schließlich irgendwann die nächste Generation von Sternen bilden konnte.



Überreste aus Sternen der ersten Generation enthalten bereits schwere Elemente



Expandierende Nebel aus Plasma, Staub und Gas

4. Die Sterne, Bewohner des Alls

- Entstehung und Entwicklung

Wie wir bereits gehört haben, sind die Sterne nicht gleichzeitig mit der Bildung des Universums entstanden, sondern nacheinander im Laufe der Geschichte des Weltalls. Der Prozess der Sternentstehung ist auch heute noch nicht zu Ende. Auch heute entstehen immer noch Sterne in so genannten Sternentstehungsgebieten wie z.B. dem Orionnebel und diversen anderen Gebieten.



Orionnebel im Sternbild Orion

Sterne bilden sich grundsätzlich aus interstellaren Gas- und Staubwolken.

Bei der Sternentstehung spielt die Gravitation die dominierende Rolle, sie bewirkt den Kollaps von

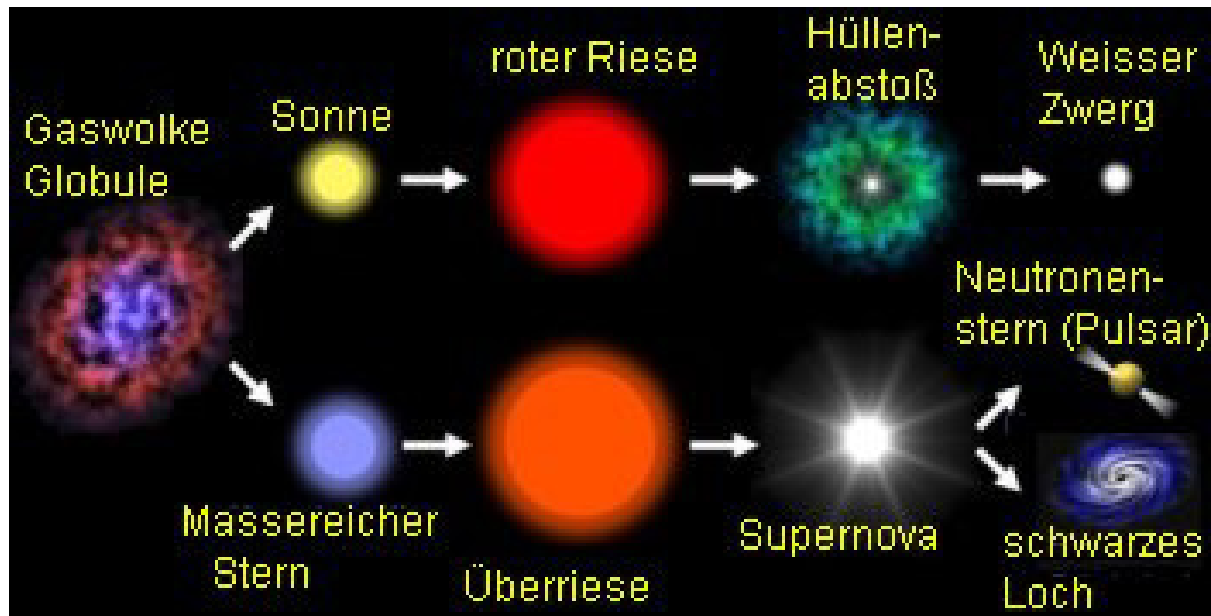
interstellaren Materiewolken. Die Schwerkraft lässt die Wolken zu kugelförmigen Objekten schrumpfen, wobei die Zentraltemperatur ansteigt. Ab einer bestimmten Temperatur und Dichte zündet dann im Innern der Kugel das Atomfeuer. Das so genannte Wasserstoffbrennen beginnt. Ein neuer Stern ist entstanden.

Die physikalischen Vorgänge, die bei der Sternentstehung ablaufen, können heute in leistungsfähigen Computern simuliert werden. Daher weiß man, dass eine Reihe von Randbedingungen erfüllt sein muss, damit sich aus interstellarer Materie Sterne bilden können.

Sterne leuchten nicht ewig, sondern sie durchlaufen eine Entwicklung. Für lange Zeit deckt das atomare Kernfeuer im tiefen Inneren der Sterne ihre Energieabstrahlung. Sterne leuchten für Millionen und Milliarden Jahre. Je weniger Masse ein Stern hat, desto länger leuchtet er, denn massereiche Sterne gehen mit ihrem Kernbrennstoff sehr verschwenderischer um.

So gibt es Sterne, die lediglich zehn bis 20 Millionen Jahre alt werden, bis sie sich zu roten Riesensternen aufblähen. Unsere Sonne und Sterne mit gleicher Masse leuchten jedoch etwa zehn Milliarden Jahre, bevor sie sich in einen roten Riesenstern verwandeln. In den Spätstadien verlieren Sterne einen großen Teil ihrer Materie, teils durch Abblasen von Materie in Form von Sternwinden, teils durch explosionsartiges Abstoßen äußerer Gashüllen. Sterne enden je nach Masse entweder als Weiße

Zwerge, als Neutronensterne oder gar als Schwarze Löcher.



Entwicklungsschema der Sterne verschiedener Masse

Wann und warum die eigentliche Bildung von Sternen beginnt, ist noch nicht genau bekannt. Eine verbreitete Theorie geht davon aus, dass Stoßwellen von Supernovaexplosionen und starke Sternwinde benachbarter Riesensterne die Kontraktion initiieren.

Mit beginnender Kontraktion setzen mehrere Effekte ein: Der Druck und damit die Temperatur erhöhen sich, die Rotation der Wolke beschleunigt sich, da der Drehimpuls der Wolke erhalten bleiben muss. Dieses Phänomen kennt jeder von der Eiskunstläuferin, die die Arme an den Körper zieht. Die hier beschriebene Kontraktion vollzieht sich über einen Zeitraum von Millionen Jahren, ist also alles andere als ein dramatischer Effekt.

Auch innerhalb der Gaswolken ist die Materiekonzentration nicht gleichmäßig. An den dichteren Stellen sammelt sich mehr und mehr Gas

an, während andere Bereiche der Wolke ausgedünnt werden.

Diese dichteren Regionen sind die zukünftigen Entstehungsorte der neuen Sterne. Sie rotieren unabhängig vom Drehimpuls des gesamten Systems und heizen sich je nach der individuellen Materiedichte unterschiedlich stark auf.

Nach sehr langer Zeit ist in den dichtesten Regionen - also in den Zentren der lokalen Ansammlungen - der Druck erheblich gestiegen; immer häufiger stoßen die Teilchen miteinander zusammen und wirken so mehr und mehr der Gravitation entgegen. Der Protostern nähert sich dem hydrostatischen Gleichgewicht: Der nach innen wirkende Gravitationsdruck ist nur noch wenig größer als der nach außen gerichtete Gasdruck. Als eine Folge dessen nähert sich das Zentrum der Gasansammlung der Kugelform an, während die nähere Umgebung des Zentrums, die relativ "dünn" ist, durch die Rotation in eine Scheibenform übergeht.

Die Kontraktion und die Druckerhöhung im Kern des Protosterns führen bald zu so hohen Temperaturen, dass die Gasatome ihre Elektronen verlieren; in den Zentralregionen bildet sich ein Plasma. Die Erhöhung der Temperaturen (einige 100 Kelvin) führt zu einer Verkürzung der Wellenlänge der emittierten Strahlung vom Radio- zum Infrarotbereich. Und immer noch komprimiert die Gravitation die Materie.

Protosterne in diesem Stadium sind für uns unsichtbar, da die Wolke, in die die lokalen Massekonzentrationen eingebettet sind, die

Emissionen weitgehend absorbiert. Die Masse der Gaskugel im Zentrum ist so groß, dass weitere Materie aus der äußeren Wolke angezogen wird. Diese fällt jedoch nicht einfach auf den Kern zu, sondern wird durch die schnelle Rotation des Zentralteils auf eine spiralförmige Bahn um den Äquator des Protosterns gezwungen. So entstehen die protoplanetaren Scheiben, aus denen später Planetensysteme entstehen können.



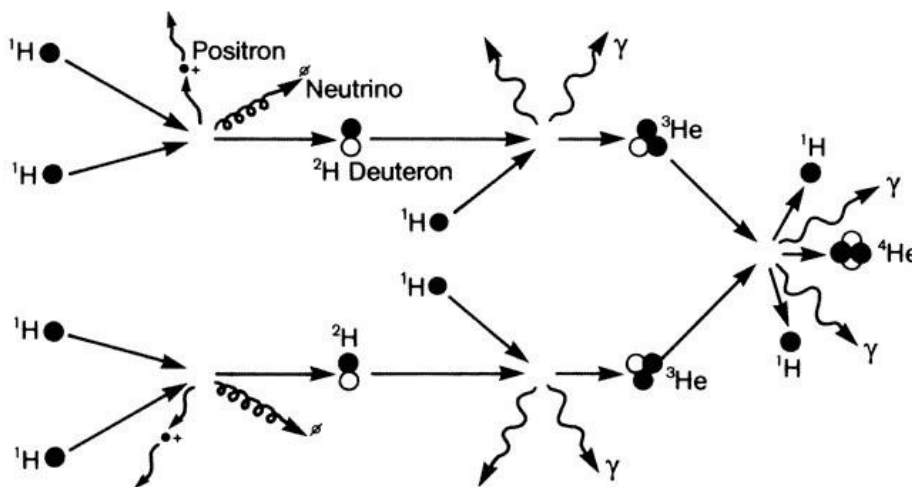
Protoplanetare Scheibe

Der gestiegene Gasdruck kann die weitere Kontraktion der Gasmassen nicht verhindern, und so steigen Druck und Temperatur immer weiter an. Schließlich erreicht das Plasma im Zentrum Temperaturen von einigen Millionen Grad; dementsprechend hoch ist die Geschwindigkeit der Elektronen und auch der Atomkerne. Diese sind zwar gleich geladen (positiv), stoßen sich also entgegen der Gravitation ab; die "Potentialbarriere" der Wasserstoffkerne wird aber bei 15 Millionen Grad Celsius überwunden - die Protonen können bei

so hohen Geschwindigkeiten nicht mehr ausweichen und kollidieren. Dies ist der Start einer neuen Epoche des Sternlebens: Die Kernfusion beginnt.

-Kernfusion

In den ersten 3 Minuten wurden, wie bereits gehört, im Feuerball des Urknalls lediglich Wasserstoff, Helium und Deuterium (schwerer Wasserstoff) gebildet. Alle schwereren Elemente wurden später von massereichen Sternen im Laufe ihres Lebens erbrütet. Die Kernfusion spielt bei der Energieerzeugung der Sterne die wesentliche Rolle. Die wichtigste Kernfusion, die den Energiebedarf der Sterne für viele Millionen und Milliarden von Jahren deckt, ist das bekannte Wasserstoffbrennen.



Der Proton-Proton-Prozess auf unserer Sonne

Kernfusionen finden nur bei sehr hohen Temperaturen und extremen Drücken statt. Solche Zustände finden sich im tiefen Inneren der Sterne. Durch Sternexplosionen werden die schwereren Elemente ins Weltall geschleudert, wo sie die interstellare Materie anreichern. So bestehen wir, die Erde und alle Planetensysteme aus "Sternenstaub",

da sich Planetensysteme zusammen mit ihren Sternen aus interstellarer Materie bilden.

-Interstellare Materie

Der Raum zwischen den Sternen ist gefüllt mit Gas- und Staubmassen, die sich teilweise zu mehr oder minder dichten Wolken zusammenfinden. Liegen die Gasnebel in der Nachbarschaft heller Sterne oder liegen die Sterne sogar in ihnen, so erscheinen sie als leuchtende Nebel und zwar entweder als Reflexionsnebel oder Emissionsnebel.

Letztere werden selbst zum Leuchten angeregt und emittieren eigenes Licht. Dazu braucht es junge, sehr heiße Sterne in ihrer Umgebung. Deren Licht ionisiert das Gas der Nebel. Bei Reflexionsnebeln sind die Sterne nicht so heiß, dass sie die Gase selbst zum Leuchten anregen. Doch ihr Licht wird von den Staubpartikeln des Nebels gestreut, es reflektiert.

Typische Vertreter eines Emissionsnebels sind der Rosettennebel und der Lagunennebel.



Rosettennebel im Sternbild Einhorn



Lagunennebel im Sternbild Schütze

Vertreter der Reflexionsnebel sind der Trifidnebel, der auch z.T. Emmissionsnebel ist und die Plejaden.

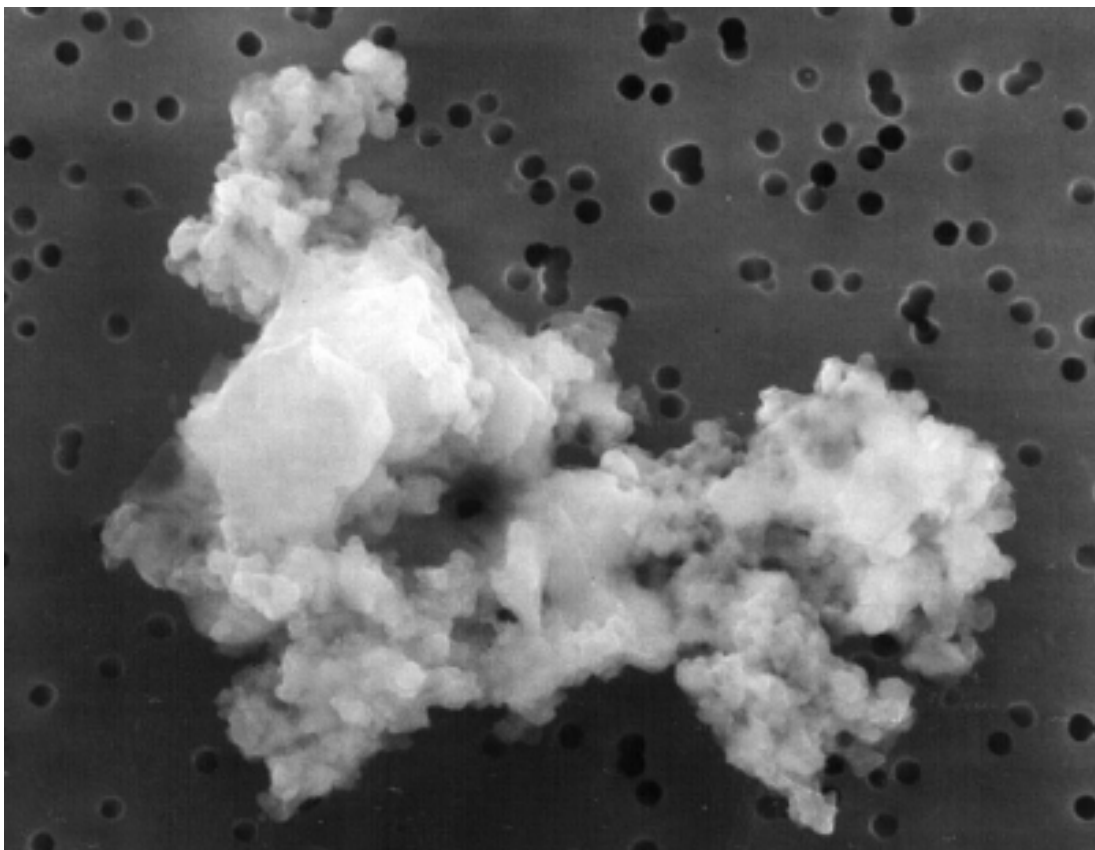


Trifidnebel im Sternbild Schütze

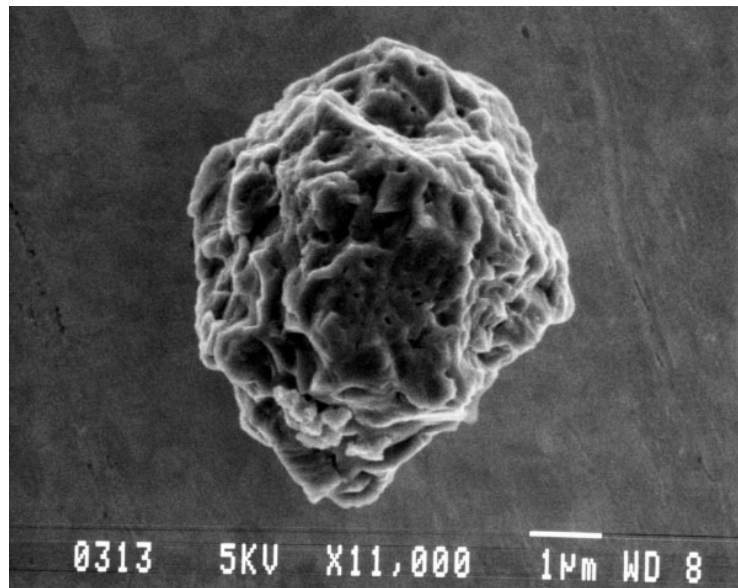


Die Plejaden M 45

Der interstellare Staub setzt sich aus kleinen, festen Teilchen zusammen, die in das interstellare Gas eingebettet sind.



Interstellarer Staub zu größeren Teilchen verklumpt



Staubkorn unterm Elektronenmikroskop

Besonders dichte Wolken aus Gas und Staub leuchten nicht und lassen auch das Licht dahinter liegender Sterne nicht mehr durch. Diese so genannten Dunkelwolken sind Bereiche absoluter Schwärze, die das optische Sternenlicht fast vollständig absorbieren. Nur noch Infrarotstrahlung durchdringt sie. Dennoch kann man manche Dunkel-Wolke sehen, etwa den schönen Pferdekopfnebel.



Weil sein Umriss vor dem Emmissionsnebel IC434 steht, ist der „Pferdekopf“ auf langbelichteten Aufnahmen gut zu erkennen.



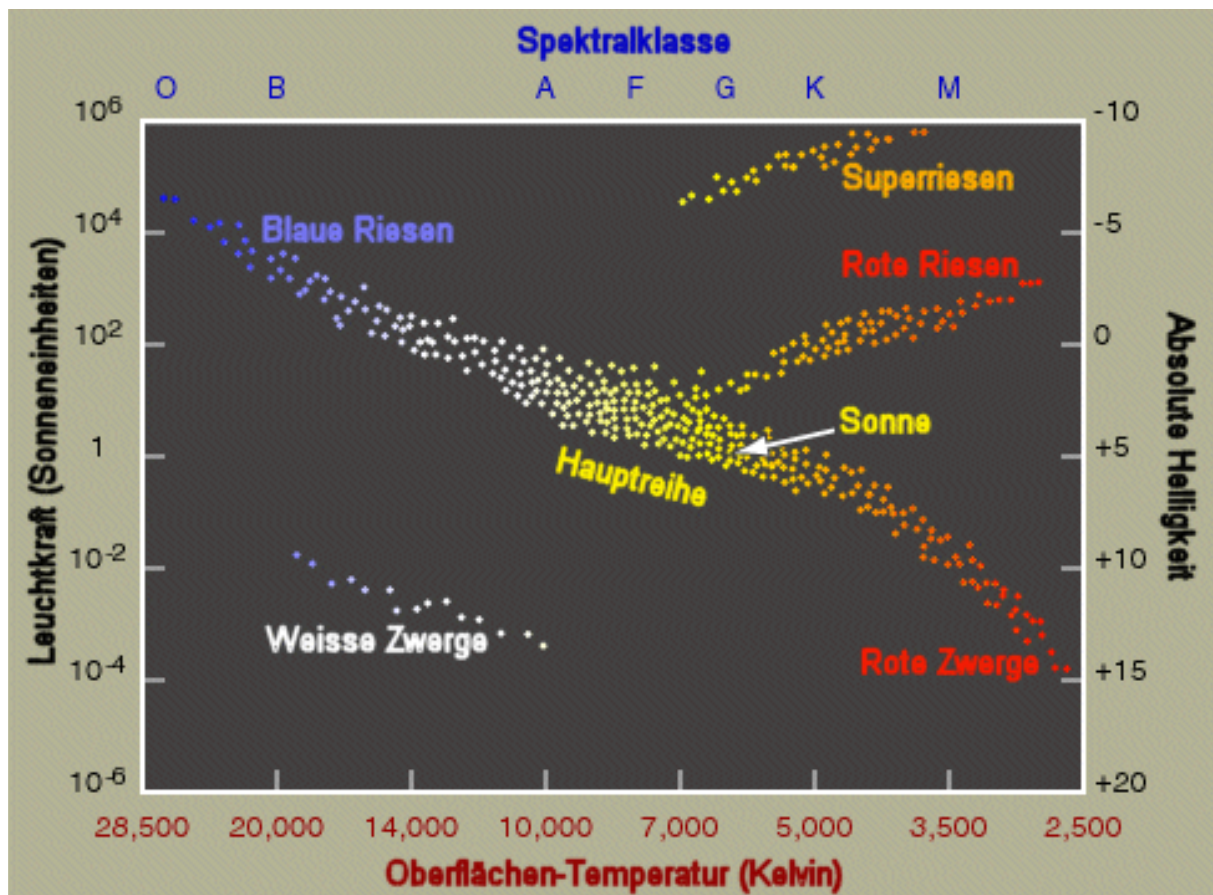
Pferdekopfnebel im Sternbild Orion

Die interstellare Materie ist einerseits der Baustoff für neue Sterne, wobei der Hauptanteil Wasserstoff und Helium ist, andererseits wird sie durch Sternexplosionen immer wieder mit schwereren Elementen von Lithium über Kohlenstoff, Sauerstoff, Stickstoff, Eisen bis hin Uran angereichert. Dadurch haben jüngere Sterne von Anfang an einen höheren Anteil an schwereren Elementen.

5. HRD

-Das Hertzsprung-Russell-Diagramm

Um die Vielzahl der Sterne zu klassifizieren, benutzt man gerne ein so genanntes Hertzsprung-Russell-Diagramm, in Fachkreisen auch abgekürzt HRD.



In einem solchen Diagramm findet man als y-Achse die absolute Helligkeit der Sterne (also ihre wirkliche Leuchtkraft unabhängig von ihrer Entfernung), als x-Achse die Oberflächentemperatur; oft sind hier auch die Spektralklassen angegeben. Ermittelt man nun Helligkeit und Temperatur vieler Sterne und trägt diese Daten in das HRD ein, so findet man - neben einigen Ausreißergruppen - die allermeisten Sterne in einer S-förmigen Kurve aufgereiht, der so genannten Hauptreihe. Um es gleich vorweg zu

nehmen: Das Hauptreihenstadium der Sterne ist diejenige Lebensphase, in der die Sterne stabil und einigermaßen gleichmäßig leuchten; sie sind im energetischen Gleichgewichtszustand.

Oberflächentemperatur und Helligkeit der Hauptreihensterne, also somit ihre Position in diesem Diagramm, hängen nur von einer Größe ab: Der Masse des Sternes. Ist die Masse größer als z.B. bei unserer Sonne, ist der Druck im Kern dementsprechend höher. Damit steigt die Reaktionsgeschwindigkeit weil die Wasserstoffkerne näher aneinander sind, und der Stern setzt pro Zeit mehr Materie im Fusionsprozess in Energie um. Diese Energie muss den Stern verlassen, was ja die Abstrahlung von der Oberfläche erledigt; somit steigen also Leuchtkraft und Temperatur der Oberfläche.

Rein beschreibend kann man das HRD und seine Hauptlinie also so deuten: Links oben finden wir die schwersten, leuchtkräftigsten und heißesten Sterne (Spektraltypen O, B und "frühe" A), in der Mitte die durchschnittlicheren Kandidaten (Spektraltypen späte A, F, G; zu diesen gehört unsere Sonne) und rechts unten die "mickrigen" Gestalten, die leicht, leuchtschwach und relativ kühl sind (K, M). Zugleich hängt die Farbe der Sterne von der Temperatur ab. Um dies zu verstehen, muss man sich vor Augen halten, dass kurzwellige elektromagnetische Wellen eine höhere Energie besitzen als langwellige. Quantitativ ist der Effekt der Kopplung von abgestrahlter Wellenlänge und Temperatur 1894 von Wilhelm Wien erfasst und im Wiensche Verschiebungsgesetz niedergeschrieben

worden.

Bei den wirklich heißen Vertretern vom Spektraltyp O finden wir Oberflächentemperaturen von 25.000 Grad - sie wirken bläulich, da im Bereich des roten Lichtes viel weniger Strahlung abgegeben wird als im energiereichen blauen Teil des Spektrums. Teilweise liegt ihr Emissionsmaximum sogar schon im UV-Bereich. Das ist unter Anderem die Energiequelle, die H-II-Regionen zum Leuchten bringt.

Auf der anderen Seite der Größenskala stehen die lichtschwachen, rot leuchtenden K- und M-Sterne. Sie strahlen einen guten Teil ihrer Energie im Infraroten Bereich ab und erreichen Oberflächentemperaturen von vielleicht 3000 Grad.

Die Masse, damit die Dichte und der Materie- und Energieumsatz sinken also von links oben bis rechts unten im HRD - das hat eine weitere wichtige Konsequenz: Massereiche Sterne verbrauchen ihren Brennstoffvorrat im Kern weitaus schneller als durchschnittliche oder gar leichte. Damit setzen sie ihre Lebensdauer beträchtlich herab, denn sobald der Wasserstoff im Kern zur Neige geht, gerät das Verhältnis aus nach innen gerichteter Gravitation und Entgegengesetztem Strahlungsdruck aus dem Gleichgewicht, die Sterne beenden dann ihre stabile Phase auf der HRD-Hauptreihe. Kleine, kühle M-Sterne dagegen haben ungeheuer große Lebenserwartungen.

6. Der Supergau

- Das Ende einer langen Reise

Die Entwicklung eines Sterns ist mit dem Abschluss des Wasserstoffbrennens im Kern noch nicht ganz beendet. Lässt nämlich die Energieerzeugung im Kern eines Sterns nach und damit auch der Gas- und Strahlungsdruck, kommt das innere Gleichgewicht des Sterns in Unordnung. Die Gravitation macht sich in einer Kontraktion des Kerns bemerkbar. Dadurch steigen die Zentraltemperaturen aber weiter auf über 100 Millionen K an. Nun kann auch das inzwischen angereicherte Helium über Beryllium zu Kohlenstoff aufgebaut werden. Der wiederum verbindet sich ab 500 Millionen K mit Heliumkernen zu noch schwereren Elementen. Diese liefern weitere Energie.

Die Wasserstoffbrennzone setzt sich allmählich in Richtung Sternoberfläche ab. Die gesamten Energieproduktionen des Sterns sind jetzt bei weitem größer als zu den Zeiten des Wasserstoffbrennens. Wieder ist das innere Gleichgewicht gestört. Der Gasdruck im Inneren des Sterns wächst an und die äußeren Sternschichten werden solange nach außen gedrängt, bis ein neuer Gleichgewichtszustand erreicht ist. Jetzt ist aus dem Hauptreihenstern ein roter Riesenstern geworden. Die Dauer der Expansion selbst ist unterschiedlich, dürfte sich aber wiederum bei den massereichen Sternen schneller vollziehen. Unsere Sonne wird ebenfalls ein Riesenstern. Ihr Durchmesser dürfte etwa auf das 44fache anwachsen, also rund 550

Millionen km. Die Oberflächentemperatur beträgt dann 3000 Grad Celsius. Die Leuchtkraft ist 10000mal größer als heute. Es werden noch etwa 3,5 Milliarden Jahre bis zu ihrer Verwandlung in einen Roten-Riesen vergehen. Die Oberflächentemperatur der Erde wird dann allmählich so weit ansteigen, dass das organische Leben zu Grunde gehen muss. Die Zentraltemperaturen in den Riesensternen können schließlich auf über 1 Milliarde K ansteigen. Dabei können Elemente bis etwa zum Eisen aufgebaut werden.

Rote Riesensterne haben nach ihrer Expansion vorübergehend ein neues Gleichgewichtsstadium gefunden. Es ist aber lange nicht so stabil wie zu der Zeit, als der Stern noch auf der Hauptreihe stand. Bei fast allen roten Riesen sind daher irgendwelche periodische oder unregelmäßige Veränderungen zu beobachten, vor allem in der Helligkeit und im Spektrum.

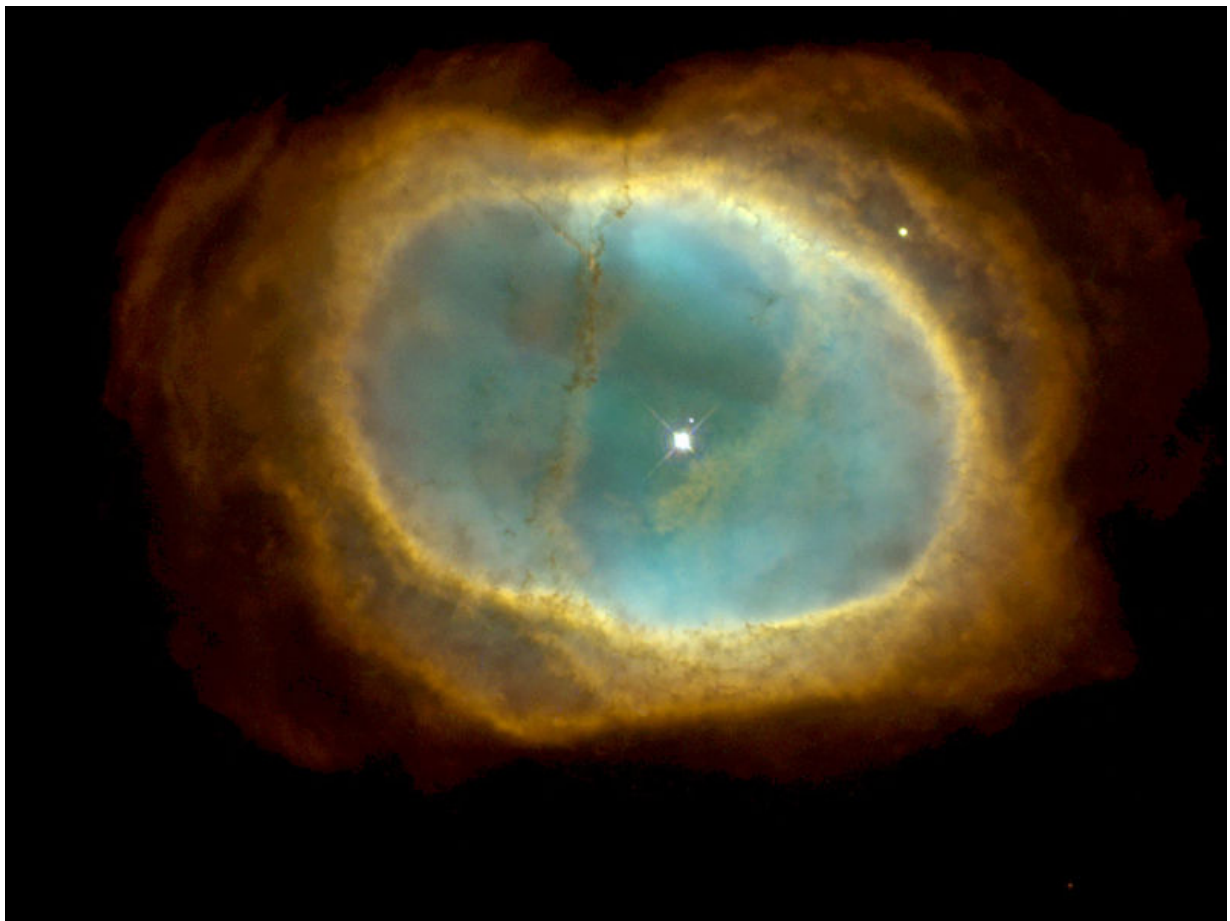
Die grundlegende Theorie dazu wurde bereits zwischen 1914 und 1919 wie folgt aufgestellt:

Expandiert ein Stern, sinkt sein Druck im Inneren ab. Dadurch sinken aber auch Temperatur und Helligkeit, der Stern wird etwas röter. Nachdem der Stern seinen Maximaldurchmesser erreicht hat, fällt er wieder etwas zusammen, er kontrahiert. Der Innendruck beginnt wieder anzusteigen, die Temperatur ebenso und die Farbe geht gegen Weiß. Irgendwann einmal reichen die Innentemperaturen des Sterns nicht mehr aus, um immer schwerere Elemente unter Energiefreisetzung aufzubauen.

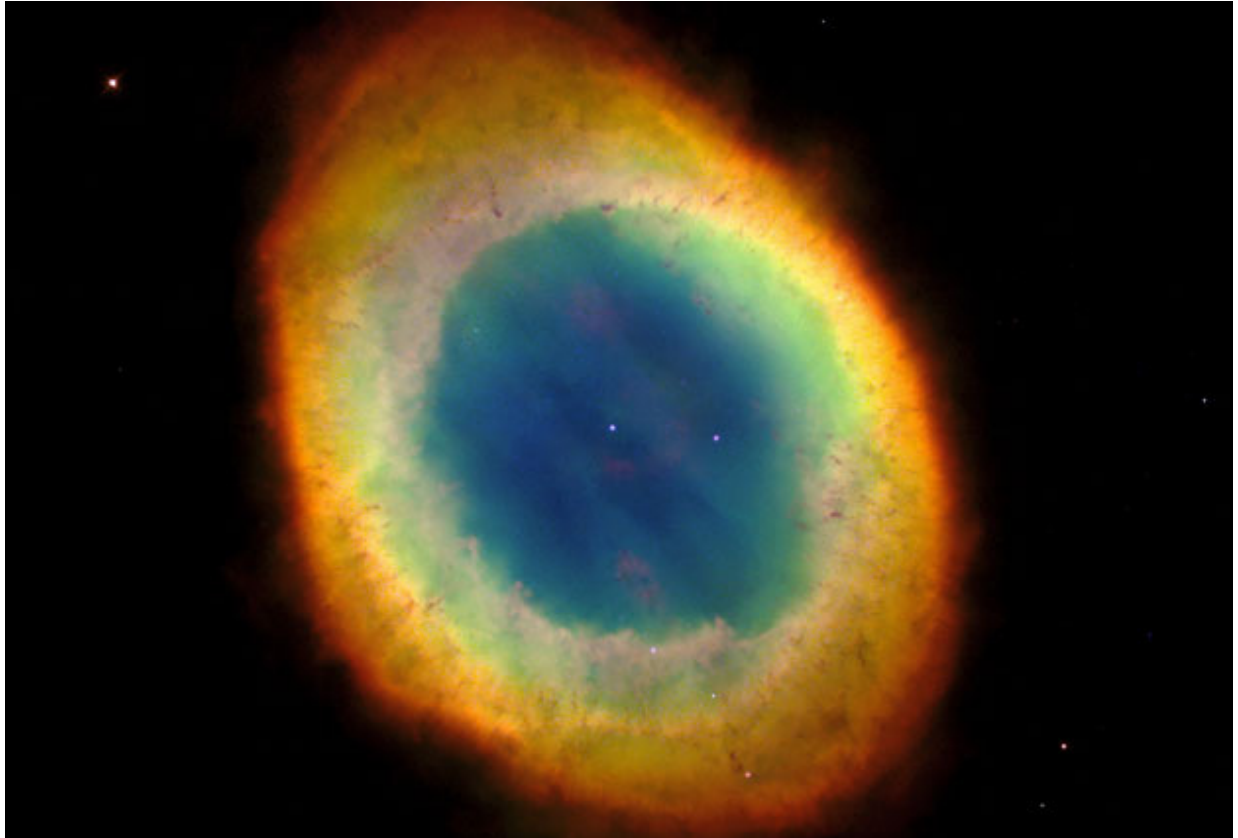
Damit sinkt aber auch der Druck der bisher die Gravitation kompensierte. Das innere Gleichgewicht des alternden Sterns kann nicht mehr aufrechterhalten werden. Der Kern des Sterns muss in sich zusammenfallen.

Damit kommt es aber auch zu einer Trennung des dichten Kerns und der immer weiter aufgeblasenen Hülle: die äußeren Sternschichten werden abgestoßen und es entsteht ein planetarischer Nebel. Zurück bleibt im Inneren ein weißer Zwergstern, der freigesetzte Kern des Sterns.

Einige schöne Exemplare dieser Kategorie sind NGC 3132, der so genannte südliche Ringnebel, der Ringnebel M57 und der Helixnebel NGC 7293.



NGC 3132 südlicher Ringnebel oder Eight-Burst-Nebel



Ringnebel M 57



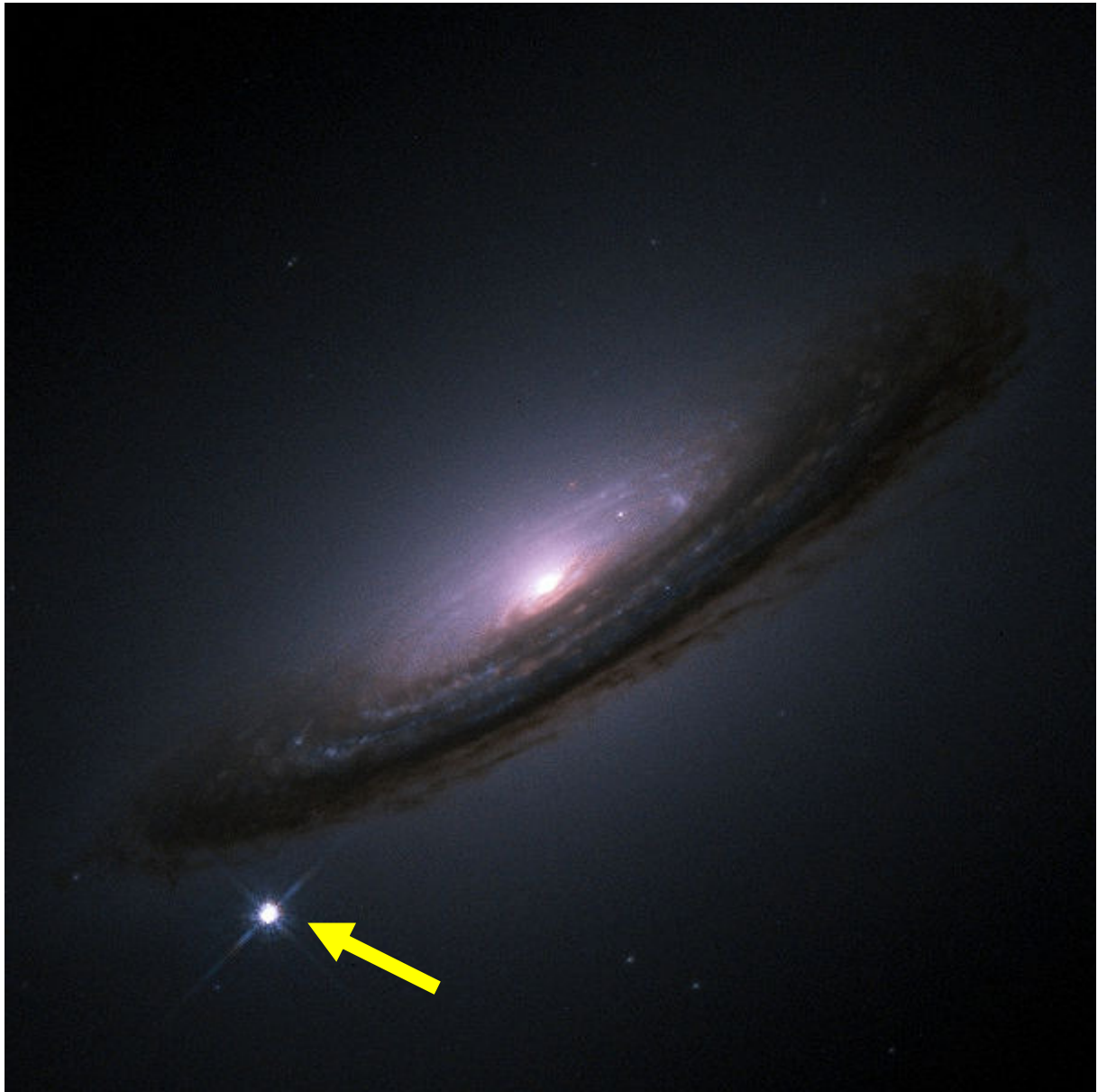
Helixnebel NGC 7293

Ein weißer Zwerg besteht also aus entarteter Materie. Das mechanische Gleichgewicht wird nicht mehr durch den normalen Gasdruck aufrecht gehalten sondern durch den Elektronendruck. Im entarteten Gas mit seiner Dichte um 1 Million g/cm^3 ist der Druck nicht mehr von Temperatur und Dichte, sondern nur mehr von der Dichte abhängig. Im Verlauf von 1-10 Milliarden Jahren kühlt ein weißer Zwerg allmählich aus und wird dann unsichtbar (schwarzer Zwerg). Die meisten Sterne enden als weißer Zwerg. Das erklärt auch ihre gar nicht so geringe Häufigkeit. Berechnungen zeigen aber, dass es für einen weißen Zwerg eine obere Massengrenze bei 1,5 Sonnenmassen gibt (Chandrasekhar-Grenze).

Massereiche ältere Sterne haben in ihrem Inneren einen Schalenbau. Außer H und He nach innen hin die im Laufe der Sternenentwicklung aufgebauten schwereren Elemente C, Si und Fe. Bei der Sonne, also einem Stern geringer Masse hört die Kernfusion bereits beim Kohlenstoff auf, für die nächsthöheren Reaktionen sind über 8 Sonnenmassen erforderlich. Schließlich enthält der Sternkern nur noch Fe (und ähnlich schwere Elemente). Es können keine schwereren Elemente aufgebaut werden, da dies nicht energiefreisetzend sondern verbrauchend sein würde.

Die Elektronen, deren Druck bei normaler Entartung zuvor zum Ausgleich der Gravitation diente, können immer weniger zum Gegendruck beitragen. Es kommt zum Kollaps.

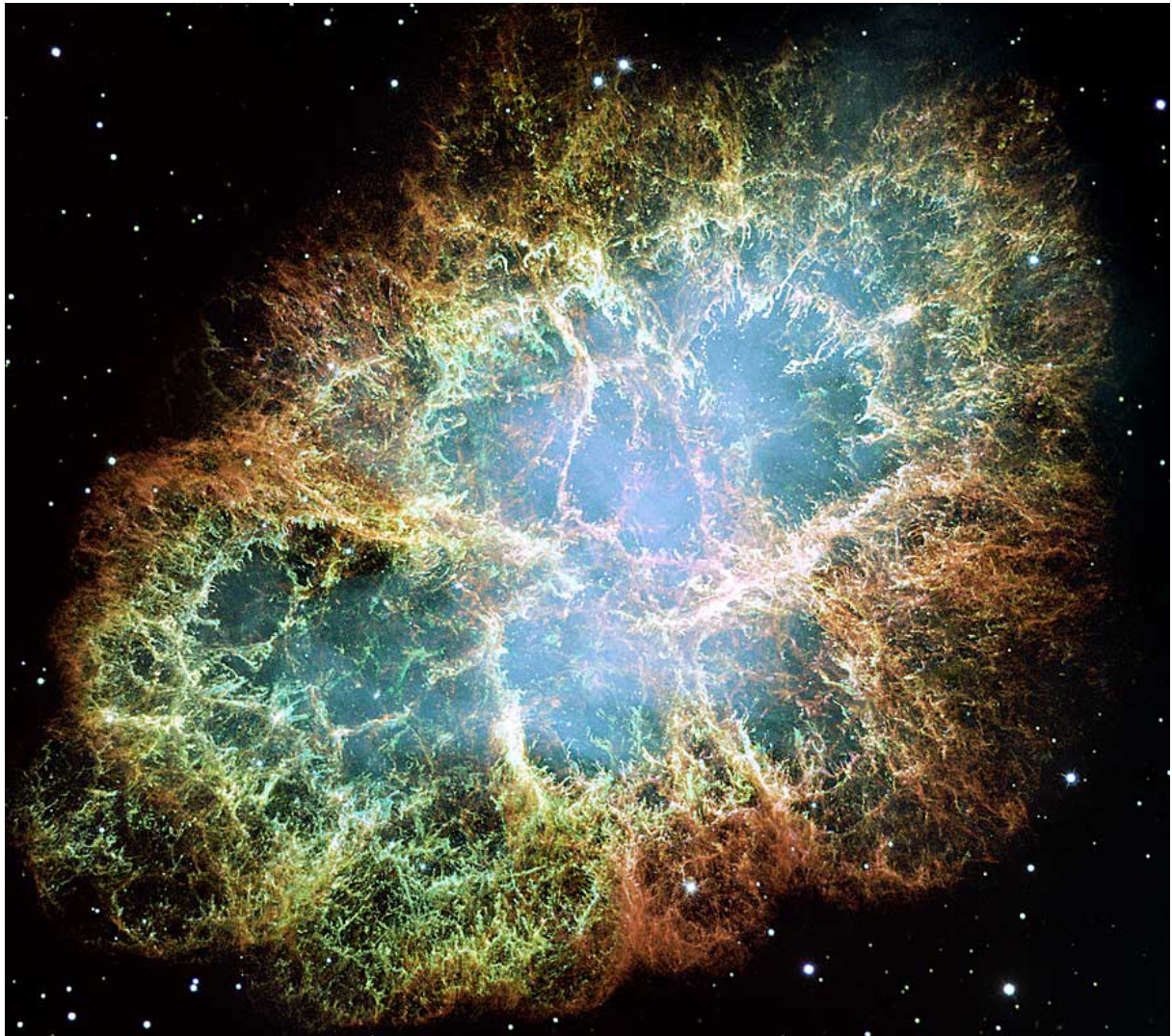
Vermutlich dauert der Kollaps nur 0,1 Sekunden. Dabei entsteht eine Stosswelle, die im Inneren reflektiert wird: Die äußeren Sternschichten explodieren, eine Supernova leuchtet auf.



Supernova SN 1994 D in der Galaxie NGC 4526 Sternbild Jungfrau

Ein gasförmiger Überrest nach Art des Krebsnebels bildet sich, zurück bleibt außerdem ein kompaktes Objekt entweder als Neutronenstern wenn die Sternmasse zwischen 1,5 und 5 Sonnenmassen, oder als schwarzes Loch wenn die Sternmasse

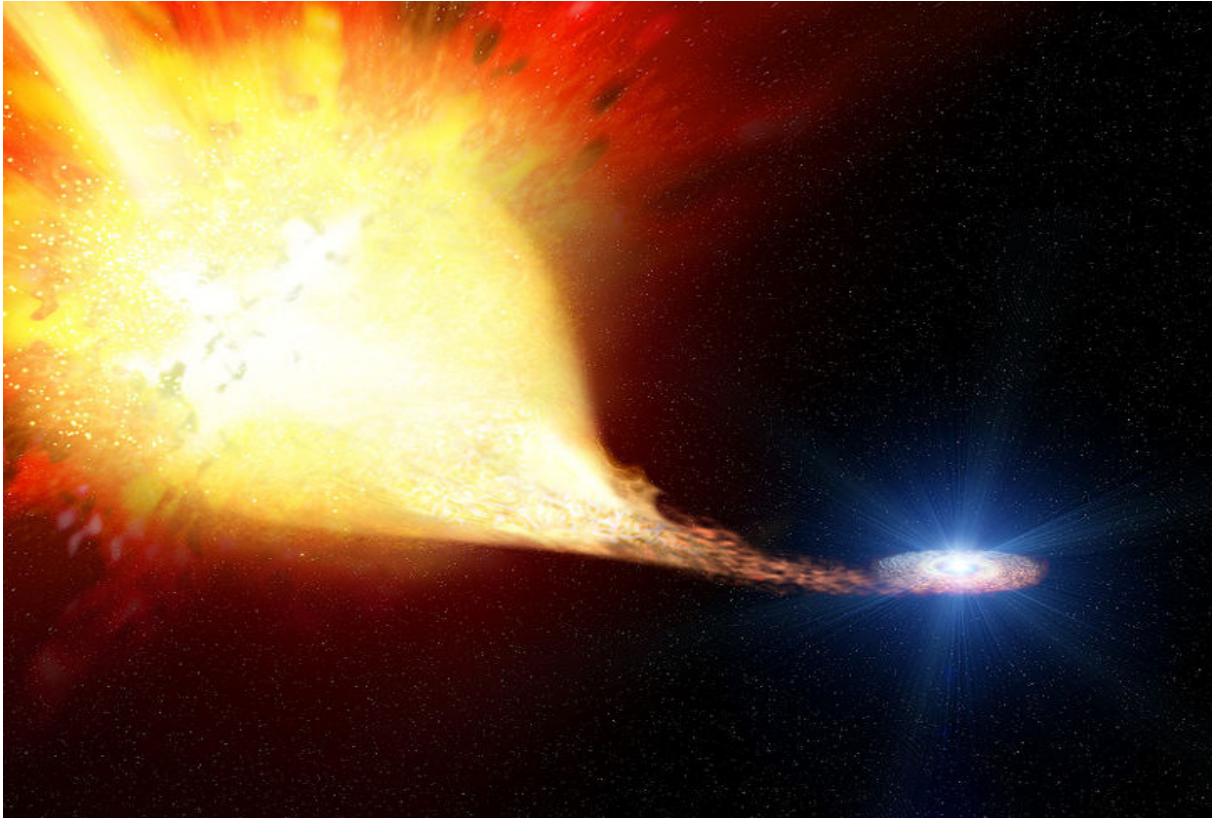
vorher über 5 bis zu 100 Sonnenmassen betragen hat.



Krebsnebel M1 im Sternbild Stier

Dieses Szenario gilt für Supernovae vom Typ II.

Bei Typ I erfolgt die Explosion eines weißen Zwergsterns. Dieser war Partner in einem Doppelsternsystem. Vom anderen Partner fließt Materie auf den weißen Zwerg über. Schließlich übersteigt die Masse des weißen Zwergs die Chandrasekhar-Grenze. Er stürzt so abrupt in sich zusammen, dass die freiwerdende Gravitationsenergie den Stern völlig zerreißt.



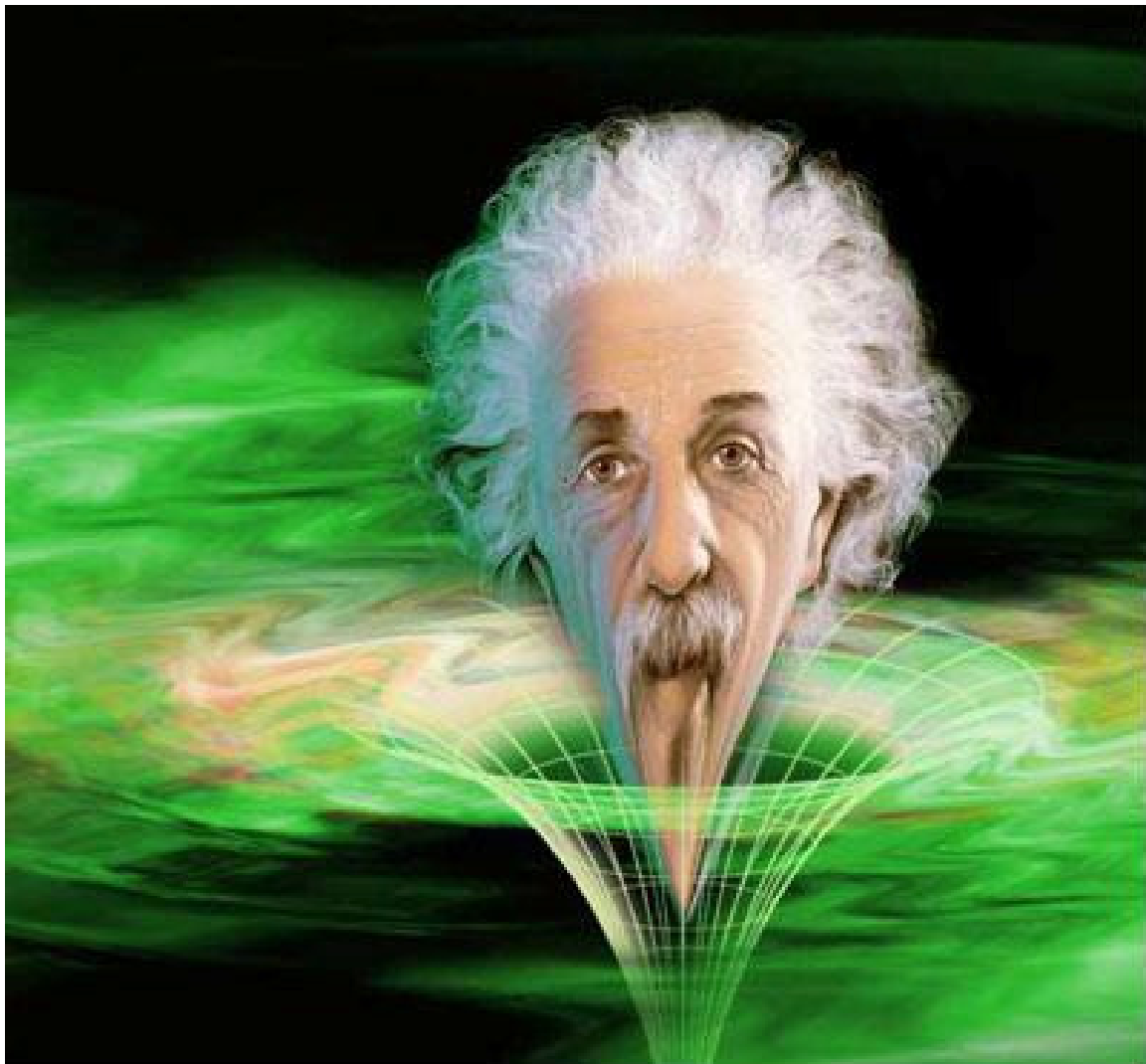
Supernova Typ I

Als Überrest sieht man also nur expandierende Gasfetzen, die sich wieder neu verdichten können.



Supernovaüberrest N 49 LMC

Bleiben beim Zusammenbruch eines Sterns bzw. einer Supernova Typ II mehr als 2,5 Sonnenmassen übrig, fällt der Sternkern zu einem schwarzen Loch zusammen. Sein so genannter Schwarzschild Radius beträgt bei 1 Sonnenmasse 2,5 km. Bei größeren Massen ist der Radius größer und umgekehrt. Bei 5 Sonnenmassen beträgt der Radius 20 km. Schwarze Löcher sind also so kompakt, dass keine Strahlung oder materielle Teilchen nach Außen dringen. Sie können also nicht beobachtet werden. Der Nachweis schwarzer Löcher ist nur indirekt möglich.



Es gibt doch schwarze Löcher

7. Quellennachweis:

Bei der Erstellung dieser Ausarbeitung wurden Bilder und Textpassagen aus den nachfolgenden Internetseiten verwendet:

www.leifiphysik.de/web_ph12/umwelt_technik/12sternentw/index.htm
www.weltderphysik.de/img/article_large/stern
www.mpe.mpg.de/Highlights/PR20100210/text-d.html
www.wikipedia.org/wiki/Stern#Sternentwicklung
www.astronomia.de/index.htm?http://www.astronomia.de/sternent.htm
www.drfreund.net/astronomy_starlife.htm
www.abenteuer-universum.de/sterne/stern.html
www.schulphysik.de/sterne.html
www.dieterortner.ch/Luzern%20Astronomie/Sternentwicklung.pdf
www.referate10.com/referate/Sonstige/2/Sternentstehung---Sternentwicklung---Endstadien-der-Sterne-reon.php
www.ngclog.de/vhs/sterne/hrd.php
www.drfreund.net/astronomy_hrd.htm
www.ngclog.de/vhs/sterne/entstehung.php
http://de.wikipedia.org/wiki/Liste_der_planetarischen_Nebel
<http://de.wikipedia.org/wiki/Stern>
<http://www.pro-physik.de/Phy/leadArticle.do?laid=5779>
<http://www.weltraumforschung.de/wissenssystem-sonne.html>
http://www.astrofoto.de/german/highlite/k_nebel.htm
www.ralf-schoofs.de/blog/tag/deep-sky/
<http://www.nasa.gov/>

Diese Ausarbeitung dient keiner kommerziellen Nutzung sondern wurde ausschließlich zu Informationszwecken bei unserem Astro-Stammtisch benutzt. Etwaige Copyright-Verletzungen wären unbeabsichtigt, der Verfasser bittet dies zu Entschuldigen.