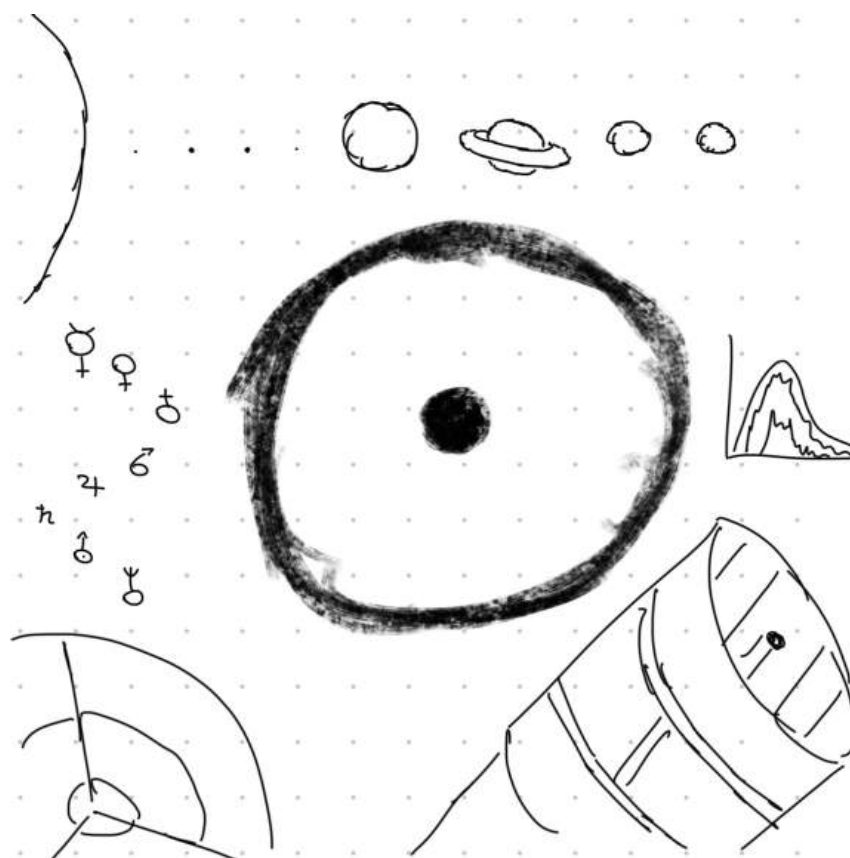

Wissenschaften fürs Gymnasium



Übersicht der Astronomietheorie

Inhaltsverzeichnis

Vorwort	6
0.1 Allgemein	6
0.2 Formelverzeichnis	6
0.3 Definitionen	6
1 Einführung	7
1.1 Einige wichtige Grössen	8
1.2 Einige wichtige Definitionen	8
2 Himmelskörper	9
2.1 Die Planeten	9
2.1.1 Definition eines Planeten	9
2.1.2 Merkur	10
2.1.3 Venus	10
2.1.4 Erde	11
2.1.5 Mars	11
2.1.6 Jupiter	12
2.1.7 Saturn	14
2.1.8 Uranus	15
2.1.9 Neptun	16
2.1.10 Zusammenfassung	16
2.2 Die Sonne	16
2.2.1 Temperatur	17
2.2.2 Sonneninneres	17
2.2.3 Sonnenatmosphäre	18
2.2.4 Energieproduktion	19
2.2.5 Die aktive Sonne	20
2.2.6 Die Entwicklung der Sonne	21
2.2.7 Sonnenstrahlung	22
2.3 Sterne	26
2.3.1 Bezeichnung von Sternen	26
2.3.2 Der Zodiak	27
3 Beobachtungsinstrumente	30
3.1 Das Auge	30
3.2 Das Teleskop	31
3.2.1 Das Linsenteleskop	31
3.2.2 Das Spiegelteleskop	32
3.3 Radioastronomie	33
3.4 Interferometrie	34
4 Eigenschaften der Sterne	36
4.1 Helligkeit	36
4.1.1 Bolometrische Helligkeiten	37
4.2 Farbe	37
4.2.1 Spektralklassifikation	38
4.3 Sternradien	39
4.4 Das Hertzsprung-Russell-Diagramm	40
4.4.1 Hauptreihenstadium	42
4.4.2 Riesenast	42
4.4.3 Weisse Zwerge	42
4.4.4 Leuchtkraftklassen	43

4.5	Doppelsterne	43
4.5.1	Visuelle Doppelsterne	44
4.5.2	Spektroskopische Doppelsterne	45
4.5.3	Bedeckungsveränderliche Doppelsterne	45
5	Sternentwicklung	47
5.1	Sonnenähnliche Sterne	47
5.2	Sehr leichte „Sterne“	48
5.3	Leichte Sterne ($0.08 - 0.26 M_{\odot}$)	48
5.4	Sterne mit mittleren Massen ($0.26 - 2.5 M_{\odot}$)	48
5.5	Sterne mit grosser Masse ($> 2.5 M_{\odot}$)	50
6	Sonnensystem	54
6.1	Geometrie	54
6.2	Bestandteile des Sonnensystems	55
7	Galaxien	57
7.1	Morphologische Klassifikation	58
7.1.1	Elliptische Galaxien, E	58
7.1.2	Spiralgalaxien, S	59
7.1.3	Balkenspiralgalaxien, SB	60
7.2	Unsere Nachbarschaft	60
8	Kosmologie	62
8.1	Olbers Paradoxon	62
8.2	Das Standardmodell	63
8.2.1	Die Rotverschiebung	63
8.2.2	Die Expansion des Universums	64
8.2.3	Kosmogogenesis	64
A	Anhang	66
	Allgemeinwissen	66

Abbildungsverzeichnis

2.1.1	Die Sonne mit ihren acht Planeten	9
2.1.2	Planet Merkur, 29.11.2011, Messenger, NASA/JHUAPL	10
2.1.3	Planet Venus als Sichel, Galileo spacecraft NASA/JPL	10
2.1.4	Die Erde, aufgenommen 1972 von Apollo 17 aus, NASA	11
2.1.5	Mars 2003 vom Hubble Space Telescope aufgenommen, STScI, NASA	11
2.1.6	Jupiter 2000 mit der Raumsonde Cassini aufgenommen, NASA/JPL, ESA	12
2.1.7	Die vier Galileischen Monde von oben nach unten: Io, Europa, Ganymedes, Callisto, NASA/JPL, DLR	14
2.1.8	Saturn mit dem Weltraumteleskop Hubble im Januar 2004, NASA	15
2.1.9	Das Ringsystem des Saturn mit den beiden Hauptringen A- und B-Ring. Dazwischen die Cassini-Teilung. Es sind sogar einige Monde sichtbar.	15
2.1.10	Uranus 1997 mit der Infrarotkamera NICMOS des Hubble Teleskops aufgenommen, NASA/JPL	15
2.1.11	Neptun mit Voyager 2 im Jahre 1989 aufgenommen, NASA	16
2.2.1	Aufbau der Sonne, NASA	18
2.2.2	Sonne im sichtbaren Licht, die Photosphäre. Die dunklen Flecken sind die sog. Sonnenflecken, NSO	19
2.2.3	Die Sonne im roten Teil des Spektrums ($H-\alpha$). Was man hier sieht, ist die Chromosphäre, NSO	19

2.2.4	Totale Sonnenfinsternis mit sichtbarer Korona	19
2.2.5	Zwei ^3He -Kerne verschmelzen zu einem ^4He -Kern	20
2.2.6	Sonnenfleck im Vergleich zur Erde: Im Zentrum die dunkle Umbra, darum herum die Penumbra. Um den Sonnenfleck erkennt man die Granulation.	21
2.2.7	Protuberanz: 14.09.97, SOHO	21
2.2.8	Der Katzenaugen-Nebel (NGC6543) ist ein planetarischer Nebel (optischer und Röntgen Komposit)	22
2.2.9	Elektromagnetische Welle mit dem elektrischen Feld \vec{E} , dem magnetischen Feld \vec{B} , dem Wellenvektor k und der Wellenlänge λ	23
2.2.10	Das Spektrum von elektromagnetischen Wellen	23
2.2.11	Sonnenintensität in Abhängigkeit der Wellenlänge einmal für einen idealen Schwarzkörper, einmal ausserhalb der Erdatmosphäre und einmal für eine <i>airmass</i> von 1.5	24
2.2.12	Sonnenspektrum (Echellespektrum) mit den Absorptionslinien	25
2.2.13	Das Fraunhoferspektrum der Sonne mit den wichtigsten Absorptionslinien	25
2.3.1	Sternbilder des Nordhimmels, wie er Mitte Juli gegen 23:00 von Chur aus gesehen werden kann. Etwas über dem Zentrum ist der Polarstern (α Ursae Minoris), also die Verlängerung der Polarachse der Erde.	28
2.3.2	Das Sternbild des Orion mit dem hellsten Stern darin: α Orionis (Beteigeuze).	28
2.3.3	Die 12 Tierkreiszeichen entlang der Ekliptik.	28
3.1.1	Querschnitt durch ein menschliches Auge	30
3.2.1	Links: Linsenteleskop wie zu Zeiten Galileo Galileis; rechts: Strahlengang in einem Linsenteleskop nach Bauart von Galileo Galilei bzw. Johannes Kepler	31
3.2.2	Links: 6-Zoll Reflektor von Newton aus 1672; rechts: Strahlengang in einem Spiegelteleskop nach Newton-Bauart	32
3.3.1	8.2m Hauptspiegel des Very Large Teleskope (VLT) in Chile, 1993 beim sog. <i>casting</i> (Abgiessen) (ESO)	33
3.3.2	Das 3.6m ESO Teleskop in La Silla, Chile. Es wurde 1977 fertiggestellt und ist immer noch im Einsatz und liefert dabei hervorragende Daten. Im Moment ist HARPS als Instrument am Teleskop.	33
3.3.3	Drei der vier very large telescopes. Jedes hat einen Durchmesser von 8.2 m. Bei Bedarf kann man sie „zusammenschalten“ und somit ein 100 m Teleskop simulieren (Interferometrie)	34
3.4.1	Links: Das european extremely large telescope (EELT) wie es einmal aussehen könnte. Der Spiegeldurchmesser beträgt 39 m. Es ist im Moment in Chile im Bau. (ESO) Rechts: das large binocular telescope (LBT) mit zwei 8.4m Spiegeln in Arizona	34
3.4.2	Links: Das William-E.-Gordon-Teleskop in der Nähe von Arecibo. Es war immer zum Zenith hin gerichtet. Rechts: Das Very Large Array in New Mexiko. Viele einzelne Teleskope sind zusammenschaltet (Interferometrie)	35
4.2.1	Transmissionskurven der Johnson U, B und V filter	37
4.3.1	Grössenvergleiche einiger Sterne	39
4.4.1	Hertzsprung-Russel-Diagramm	40
4.4.2	Leuchtkraft-Temperatur-Diagramm in logarithmischer Skala mit eingezeichneten Linien konstanter Sternradien und einigen Beispielen.	41
4.4.3	Sternhaufen NGC 2264 in einer Entfernung von ca. 2000 Ly. Das Alter des Sternhaufens ist mit ca. 60 Mio. Jahren recht jung. links: Farben-Helligkeits-Diagramm des Sternhaufens NGC 2264; rechts: Farbaufnahme eines Bereichs aus dem Sternhaufen	42
4.5.1	Exemplarisches Hertzsprung-Russel-Diagramm mit Helligkeitsklassen	43
4.5.2	Doppelsternsystem mit Sirius A und Sirius B	44
4.5.3	Doppelsternsystem gesehen mit unterschiedlichen Teleskopen und Kameras	45

4.5.4	Lichtkurve eines Algol Bedeckungsveränderlichen Doppelsterns. Bei 1 und 3 sind beide Sterne sichtbar, bei 2 schiebt sich der Begleiter vor den Hauptstern (Hauptminimum) und bei 4 ist der Begleiter hinter dem Hauptstern (Nebenminimum).	46
5.1.1	Der innere Teil des Orionnebel in einer Entfernung von etwa 1600 Lichtjahren. Dieser Ort in unserer Milchstrasse gilt als „Stern-Kreissaal“.	47
5.4.1	Schematischer Aufbau während des Wasserstoff-Schalen-Brennens.	49
5.5.1	Planetarischer Nebel um das stellare Überbleibsel M2-9	50
5.5.2	Schematischer Aufbau der Zwiebschalenstruktur eines schweren Sterns.	51
5.5.3	α Orionis kann mit den besten Teleskopen aufgelöst werden. Im Vergleich dazu die Erd- bzw. Jupiterbahn.	51
5.5.4	Supernova 1994D in der Galaxie NGC4526	52
6.1.1	Verschiedene Positionen der inneren bzw. äusseren Planeten	54
6.1.2	Dazugehörige Skizze	55
6.1.3	Ellipsenbahn eines Planeten um die Sonne mit der grossen und der kleinen Halbachse sowie dem Peri- und dem Aphel.	55
6.2.1	Links: Kometenbahn, welche die Planetenbahnen kreuzt. Rechts: Komet Hale-Bopp, 1995 entdeckt und 1997 im Perihel. Man konnte Hale-Bopp während ein- einhalb Jahren von blossen Auge beobachten.	56
7.1	Galaxienkollisionen im Galaxienhaufen Abell 1185 ca. 120 Millionen Parsec von uns entfernt	57
7.2	Filamentartige Struktur des Universums. Wir sind im Zentrum. Jeder Punkt ist eine Galaxie. Je weiter radial nach aussen, desto weiter weg. Linker Flügel zeigt den nordgalaktischen Pol (NGP), rechts den südgalaktischen Pol (SGP).	58
7.1.1	Die Hubble-Typen von uns bekannten Galaxien. Nach Edwin Hubble, 1936, „The Realm of the Nebulae“	59
7.1.2	Links: NGC 7785: eine elliptische Galaxie im Bildzentrum. Die Ausdehnung beträgt etwa $1.90' \times 1.30'$ (Simbad astronomical database), Rechts: Spiralgalaxie M104 (Sombroregalaxie) von der Seite gesehen in einer Entfernung von ca. 8.6 Mio. Parsec mit einem Durchmesser von ca. $15'000\text{pc}$	59
7.1.3	Balkenspiralgalaxie NGC1300 in ca. 21 Mio. pc Entfernung.	60
7.2.1	Künstlerische Darstellung unserer Milchstrasse mit der Balkenstruktur und dem galaktischen Koordinatensystem.	60
7.2.2	Die Umgebung der Sonne	61
8.1.1	Ist der Wald nur gross genug, so sieht man eine Wand von Bäumen. Dasselbe würde man mit den Sternen erwarten.	62

Tabellenverzeichnis

1.1.1	Wichtige Grössen in der Astronomie	8
1.2.1	Wichtige Definitionen in der Astronomie	8
2.2.1	Ursachen der Absorptionslinien	26
2.3.1	Zeiten des Verweilens der Sonne in den Sternbildern und Tierkreiszeichen.	29
4.2.1	Unterschiedliche Temperaturen und deren Farbindizes	38
4.2.2	Klassifikation der Sternspektren	38
8.2.1	Entwicklung des Universums (Standardmodell)	65

Quellenverzeichnis

Durandi, Werner (2022). *Formeln, Tabellen, Begriffe*. DMK, DPK, DCK.
 Joos, Dr. Franco (2024). *Unterrichtsnotizen*. Notizen aus dem Astronomieunterricht. Zeitraum: 2024 - 2025.

Vorwort

0.1 Allgemein

Übersicht der Astronomietheorie mit Stoffumfang 5G (Durandi 2022; Joos 2024).

Stand: Kapitel „Kosmologie“ (8), 28.06.2025

0.2 Formelverzeichnis

Kapitel **Definitionen:**

- Umschlag | Linienspektren, Konstanten

Kapitel **Himmelskörper:**

- S.209ff | Erde, Erdsatelliten, Sonne etc.
- S.212f | Übersicht Sonnensystem

Kapitel **Eigenschaften der Sterne:**

- S.215 | Hertzsprung-Russel-Diagramm

Kapitel **Galaxien:**

- S.216 | Galaxien

Kapitel **Kosmologie:**

- S.217 | Kosmos

Weitere Formeln siehe ab S.155 (Physik)

0.3 Definitionen

Heliozentrisches Weltbild

Sonne im Zentrum, Planeten kreisen um sie (Kopernikus, Galilei). Setzte sich im 17. Jh. durch.

Geozentrisches Weltbild

Erde im Zentrum, alles kreist um sie. Antikes Modell, später widerlegt.

Sonnenflecken

Dunkle, kühle Flecken auf der Sonne. Magnetisch aktiv, widerlegen perfekte Himmelskörper.

Albedo

Mass für Lichtreflexion (0 = schwarz, 1 = weiss). Venus: 0,76, Erde: 0,36.

Astronomische Masse

- Lichtjahr: ca. 9.46 Billionen km
- AE (astronomische Einheit): ca. 150 Mio. km (Erde–Sonne)
- Parsec: ca. 3.26 Lichtjahre

Sonnenschichten

- Photosphäre: sichtbare Oberfläche
- Chromosphäre: dünne, rötliche Schicht
- Korona: heisse Aussenschicht, bei Sonnenfinsternis sichtbar

„Aufgabenverzeichnis“ & „Informationen zum Astronomieunterricht“ nicht vorhanden!

1 Einführung

Dieses Skript soll den Schülern ein roter Faden sein. Es werden zusätzlich Skizzen, Ergänzungen und Herleitungen an der Wandtafel geboten oder projiziert. Der Inhalt entspricht heutigem Wissensstand.

Was ist Astronomie? Das Fremdwörter Duden liefert: „Astronomie ist die Stern- und Himmelskunde als exakte Wissenschaft“. Wortwörtlich kommt der Ausdruck aus dem Griechischen und meint: „Beobachtung der Sterne“. ASTRO ist der Stern und NOMOS ist das Gesetz.

Astronomie ist die älteste Naturwissenschaft und eine der ältesten Wissenschaften überhaupt. Die Beobachtung der Himmelskörper begann wahrscheinlich vor Jahrtausenden durch kultische Verehrung der Gestirne und entwickelte sich dann Schritt für Schritt zu einer exakten, messbaren Wissenschaft.

Die Astronomie gilt heute als Überbegriff von nicht wenigen Teilgebieten wie z.B.:

- Beobachtende Astronomie
- Himmelsmechanik
- Astrophysik
- Astrometrie
- Kosmologie
- etc.

Untersuchung:

1. Es werden alle Objekte im Universum untersucht, und zwar die Grösse, Art, Entfernung, Aufbau, Entwicklung, Bewegung, etc.
2. Es wird auch das Universum an sich untersucht: Eigenschaften von Raum und Zeit, Materie und Strahlung, Alter des Universums, Evolution des Universums, Grenzen? etc.

Informationen:

1. Elektromagnetische Strahlung (Licht):
Frequenz, Amplitude, Polarisation. Auch für das menschliche Auge unsichtbare Strahlung wird immer zugänglicher (Röntgen, UV, Mikrowellen, Radio, ...).
2. Sonden:
 - Weiche Landungen auf Erdmond (1966 Luna 9, 1969 Apollo 11, 2013 Chang-e 3, ...), Venus (1970 Venera 7, 1978 Pioneer-Venus 2, ...), Mars (1979 Viking 1), Titan (2004 Cassini-Huygens)
 - Harte Landungen, z.B. „deep impact“ auf Tempel 1
 - Vorbeiflüge: Erdmond und Sonne mit vielen Raumsonden, aber auch Merkur, Venus, Mars, Jupiter, Saturn, Uranus, Neptun
3. Funde:
Meteoriten

Probleme:

Praktisch kein direkter Zugang zu den Untersuchungsobjekten. „Ferndiagnosen“. Es gibt kein Labor.

Annahme:

Die bekannten Naturgesetze gelten im ganzen Universum.

1.1 Einige wichtige Grössen

Lichtgeschwindigkeit	$c \approx 3 \cdot 10^8 m/s$
Erdmasse	$m_E \approx 5.974 \cdot 10^{24} kg$
Erdradius	$r_E \approx 6.378 \cdot 10^6 m$
Sonnenmasse	$m_{\odot} \approx 1.989 \cdot 10^{30} kg \approx 333'000 m_E$
Sonnenradius	$r_{\odot} \approx 6.955 \cdot 10^8 m \approx 110 r_E$

Tabelle 1.1.1: Wichtige Grössen in der Astronomie

1.2 Einige wichtige Definitionen

Lichtjahr, ly	Die Strecke, welche das Licht in einem Jahr zurücklegt $1 ly \approx 9.46 \cdot 10^{15} m$
Astronomische Einheit, AE	Der mittlere Abstand zwischen Sonne und Erde $1 AE \approx 1.496 \cdot 10^{11} m$
Parsec, pc	Die Distanz, von welcher aus 1 AE unter einem Winkel von einer Bogensekunde erscheint $1 pc \approx 3.0857 \cdot 10^{16} m$
Leuchtkraft, L	Die über alle Wellenlängen gemessene Strahlungsleistung eines Objektes, z.B. der Sonne $L_{\odot} \approx 3.846 \cdot 10^{26} W$
Parallaxe, π	Der Winkel, unter welchem ein Objekt gesehen wird, z.B. die Sonne $\pi_{\odot} \approx 32'$ also etwa ein halbes Grad
Albedo	Verhältnis zwischen reflektierter Lichtintensität zu eingestrahelter Lichtintensität ($0 < a < 1$) auf einen Himmelskörper Beispiele: $a_{\text{weisses Papier}} \approx 0.8$, $a_{\text{Erde}} \approx 0.367$, $a_{\text{Mond}} \approx 0.12$

Tabelle 1.2.1: Wichtige Definitionen in der Astronomie

2 Himmelskörper

Hier beschreiben wir die von blossen Auge sichtbaren Objekte des Universums. Es geht hierbei um:

- **Planeten** (kugelförmige, dominante Objekte in einem Orbit um die Sonne)
- **Sonne** (unser Stern mit dem Namen „Sonne“)
- **Mond** (Erdmond, Trabant der die Erde umkreist)
- **Sterne** (ähnlich unserer Sonne, nur weiter weg)

Die Kometen würden eigentlich auch noch dazu passen. Weil diese aber nicht zu jeder Zeit beobachtbar sind, sondern einige davon mit einer (grossen) Periode erscheinen und wieder verschwinden, andere nur einmal bei „uns“ vorbei kommen und dann auf nimmerwiedersehen verschwinden, widmen wir den Kometen hier kein eigenes Kapitel.

2.1 Die Planeten

Wir beschreiben der Reihenfolge nach von innen nach aussen.



Abbildung 2.1.1: Die Sonne mit ihren acht Planeten

Merkspruch: **M**ein **V**ater **e**rklärt **m**ir **j**eden **S**amstag **u**nsere **N**atur.
Merkur, Venus, Erde, Mars, Jupiter, Saturn, Uranus, Neptun.

Bis vor 2006 gehörte Pluto auch noch zu den Planeten. Die Planeten liegen jeweils in einer Ebene um die Sonne. Diese Ebene nennt man die Ekliptik. Alle Planeten umlaufen die Sonne in der gleichen Richtung, nämlich im Gegenurzeigersinn, wenn man von Norden auf die Ekliptik schaut (rechtsläufig). Alle Planeten haben eine Eigenrotation. Die Rotationsrichtung ist dieselbe wie die Richtung der Planeten um die Sonne ausser bei Venus und Uranus, die sind rückläufig.

2.1.1 Definition eines Planeten

Durch die IAU (International Astronomical Union) 2006 in ihrer Sitzung in Prag wie folgt definiert:

A „planet“ is a celestial body that (a) is in orbit around the Sun, (b) has sufficient mass for its self-gravity to overcome rigid body forces so that it assumes a hydrostatic equilibrium (nearly round) shape, and (c) has cleared the neighborhood around its orbit.

2.1.2 Merkur

Der kleinste Planet unseres Systems, ca. 2400 km Radius, ca. 60 Mio. km Entfernung von der Sonne ($0.387 AE$), feste Oberfläche, erdähnlicher Planet mit einer Umlaufzeit um die Sonne von etwa 88 Tagen. Merkurs Rotationsachse steht fast senkrecht auf dessen Umlaufbahn. Dies hat zur Folge, dass Merkur keine Jahreszeiten kennt.

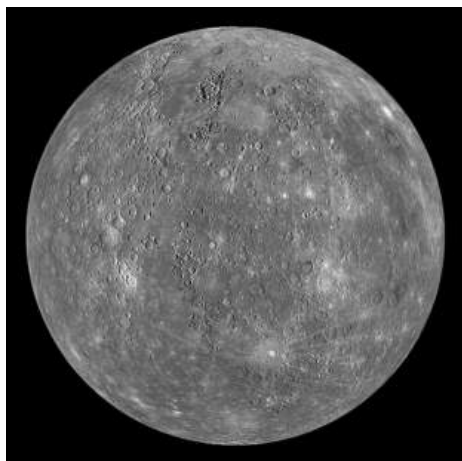


Abbildung 2.1.2: Planet Merkur, 29.11.2011, Messenger, NASA/JHUAPL

Die Oberfläche des Merkur sieht der des Erdmondes ähnlich, poröses, dunkles Gestein mit kleiner Albedo. Sein Inneres ist aber eher mit dem der Erde zu vergleichen. Merkur besitzt keine Atmosphäre im eigentlichen Sinn (Photoevaporation!). Der Druck ist kleiner als ein auf der Erde erzeugbares Vakuum. Extreme Temperaturschwankungen zwischen Nacht und Tag (-180° bis $+460^\circ$). Zwei Vorbeiflüge durch Mariner 10 (NASA 1974) und Messenger (NASA 2011 bis 2015). Seit 2018 ist eine weitere Mission (ESA & JAXA) unterwegs: BepiColombo. BepiColombo soll das Magnetfeld und die geologische Zusammensetzung untersuchen. BepiColombo soll 2025 in eine Merkurumlaufbahn eintreten und ein Jahr lang Daten sammeln. Merkur hat keinen eigenen Mond.

2.1.3 Venus

Die Venus ist etwa ähnlich gross wie die Erde. Sie ist der zweite Planet, in einem mittleren Abstand von ca. 108 Mio. km von der Sonne. Dies entspricht etwa $0.723 AE$. Ihr Radius beträgt ca. 6000 km.

Die Umlaufzeit um die Sonne beträgt etwa 225 Tage. Die Venus ist neben dem Mond das hellste natürliche Objekt am Nachthimmel. Da sie nie um Mitternacht, sondern immer in der Dämmerung sichtbar ist, nennt man die Venus auch Morgen- bzw. Abendstern. Ein Venustag dauert etwa 116 Erdentage.

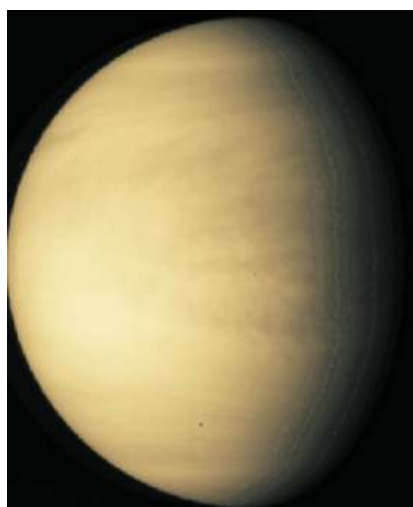


Abbildung 2.1.3: Planet Venus als Sichel, Galileo spacecraft NASA/JPL

Die Venus ist in Sachen Masse, Grösse und somit auch Dichte sehr ähnlich wie die Erde. Die Atmosphäre der Venus ist aber viel dicker und besteht zu einem grossen Teil ($> 96\%$) aus CO_2 . Der Druck auf Bodenniveau der Venus beträgt etwa dem 92-fachen des Erdatmosphärendrucks. Die Venus reflektiert sehr viel des eingestrahlen Lichtes (Albedo = 76%) und erscheint deshalb auch sehr hell.

Es hat schon sehr viele sowjetische, europäische und US-amerikanische „Expeditionen“ zur Venus gegeben, z.B. Mariner 2, NASA 1962; Venera 4 UdSSR 1967; Venera 9, UdSSR 1975 mit Lander. 2006 hat mit Venus Express die erste europäische Mission eine Venus Umlaufbahn erreicht. Auch die Venus hat keinen Mond.

2.1.4 Erde

Die Erde, unser Heimatplanet, ist ein Schwesterplanet zur Venus, denn einige der wichtigen Parameter (Masse und Grösse) stimmen bei beiden fast überein. Die Erde ist der einzige Planet, von dem man zur Zeit weiss, dass er Leben beherbergt. Sie besteht zum Grossteil aus Gestein.



Abbildung 2.1.4: Die Erde, aufgenommen 1972 von Apollo 17 aus, NASA

Die Oberfläche ist zu mehr als 70% mit Wasser bedeckt. Die Erde besitzt eine Atmosphäre, die jedoch sehr dünn ist.

Sie besteht zumeist aus Stickstoff (ca. 78 Volumen-%) und Sauerstoff (ca. 21 Volumen-%). Die Erde ist insoweit speziell, da sie in der sogenannten habitable zone liegt. Die habitable zone ist abhängig vom Zentralgestirn und ist so definiert, dass in dieser Entfernung vom Mutterstern Wasser flüssig vorkommt. Ist der Planet weiter weg, so friert das Wasser und ist der Planet näher dran, so verdampft das Wasser. Flüssiges Wasser ist aber eine Voraussetzung für Leben, wie wir es kennen. Die Erde hat bekanntlich einen Mond.

2.1.5 Mars

Mars ist der äusserste Planet, der noch zu den sog. inneren Planeten gehört. Er ist kleiner als die Erde (Äquatorradius: 3397 km) und rotiert etwas langsamer um die eigene Achse, nämlich in $24\text{ h }37\text{ min }23\text{ s}$. Er ist nach Merkur der zweitkleinste Planet.



Abbildung 2.1.5: Mars 2003 vom Hubble Space Telescope aufgenommen, STScI, NASA

Er befindet sich in einer Umlaufbahn mit einem mittleren Abstand von der Sonne von ca. 227 Mio. km (1.52 AE). Er umläuft die Sonne in etwa 687 Tagen. Er erscheint in einer rot-braunen Farbe was auf eine Eisen-Oxid (Rost) Schicht zurückzuführen ist. Deshalb nennt man ihn auch den roten Planeten. Er besitzt zwei unregelmässig geformte Monde (Phobos und Deimos). Der Mars besitzt eine sehr dünne Atmosphäre (ca. 0.6% des Erdatmosphärendrucks) aus über 95% Kohlendioxid, 2.7% Stickstoff und sehr wenig Sauerstoff. Durch diesen sehr geringen Druck, kann Wasser kaum in flüssiger Form vorliegen.

Zum Mars hat es schon viele Missionen gegeben. Folgend eine unvollständige Auswahl (nur unbemannte und meist erfolgreiche Missionen):

- Mariner 4 (NASA): 1965, Vorbeiflug, lieferte 22 Photos der Marsoberfläche
- Mariner 6 (NASA): 1969, näherer Vorbeiflug, lieferte 75 Photos

- Mariner 7 (NASA): 1969, gleich wie Mariner 6, jedoch das erste Photo des Marsmondes „Phobos“
- Mars 2 (UdSSR): 1971, Orbiter und Lander, Lander wurde jedoch bei der Landung zerstört
- Mars 3 (UdSSR): 1971, Orbiter und Lander, Lander überlebte 20s
- Viking 1 & 2 (NASA): 1976, jeweils ein Mutterschiff im Orbit und eine Tochtersonde als Landegerät auf der Oberfläche
- Mars Global Surveyor (NASA): 1996, Orbiter, 10 Jahre erfolgreich
- Mars Pahtfinder (NASA) 1996, erste erfolgreiche Landung eines Gefährts auf dem Mars
- Mars Climate Orbiter (NASA): 1998, verglühte in der Marsatmosphäre, wegen zu geringer Höhe (Probleme wegen SI-Einheiten und angelsächsischem System)
- Mars Odyssey (NASA): 2001, noch in Betrieb (Herbst 2024)
- Mars Express (ESA): 2003, eine Sonde umkreist den Planeten, um ihn zu kartographieren; zum Landemobil „beagle 2“ konnte jedoch kein Kontakt hergestellt werden.
- Mars Reconnaissance Orbiter (NASA): 2005, hohe Bildauflösung (1m/Pixel) der Marsoberfläche
- ExoMars Trace Gas Orbiter (ESA mit Roskosmos): 2016 Orbiter, Suche unter anderem nach Methan in der Atmosphäre.
Eigentlich wäre 2022 auch ein Lander vorgesehen gewesen. Abgesagt wegen Russlands Krieg gegen die Ukraine.

Der Mars ist also ein Planet, der schon oft durch Sonden besucht wurde. Mindestens so viele wie hier aufgeführt, waren erfolglos und explodierten meist bereits in der Erdatmosphäre.

2.1.6 Jupiter

Jupiter ist der grösste Planet in unserem Sonnensystem. Der Radius am Äquator beträgt etwa 72'500 km. Am Pol ist er stark abgeplattet, wegen der schnellen Eigenrotation von weniger als 10 Stunden. Die mittlere Entfernung Jupiter-Sonne beträgt 778 Mio. km. Jupiter hat keine harte Oberfläche.



Abbildung 2.1.6: Jupiter 2000 mit der Raumsonde Cassini aufgenommen, NASA/JPL, ESA

Seine chemische Zusammensetzung besteht zum grössten Teil aus Wasserstoff (ca. 90%) und Helium (ca. 10%). Daneben hat es noch Spuren von Methan und Ammoniak. Jupiter ist ein sog. Gasplanet. Mit zunehmender Tiefe geht der Aggregatzustand von gasförmig zu flüssig über. Jupiter braucht fast 12 Jahre für einen Umlauf um die Sonne. Die Masse des Jupiter ist mit $1.9 \cdot 10^{27} \text{ kg}$ grösser als die Summe der Massen aller anderen Planeten im Sonnensystem. Durch seine grosse Masse ist er für die gravitative Stabilität im Sonnensystem mitverantwortlich. Er erzwingt eine mehr oder weniger stabile Position des Asteroidengürtels. Ohne diese Stabilität würden sehr viel öfter grosse Asteroiden mit der Erde kollidieren und somit Leben wahrscheinlich verunmöglichen.

Jupiter dreht sich am schnellsten um die eigene Achse, was zu einer erheblichen Abplattung an den Polen führt. Da er keine feste Oberfläche besitzt, gibt es eine differentielle Rotation, d.h. die Pole drehen sich langsamer als die Äquatorregion um die eigene Achse. Jupiters „Oberfläche“ ist durch die Bandstruktur und den roten Flecken gekennzeichnet. Man unterscheidet Gürtel (dunkel) und Zonen (hell). Der „Grosse Rote Fleck“ wurde schon vor 300 Jahren gesichtet. Es ist ein Wirbelsturm, der den doppelten Durchmesser der Erde hat. Jupiter besitzt ein schwaches Ringsystem, welches bereits 1979 von Voyager I fotografiert wurde. Es ist jedoch viel schwächer ausgeprägt als jener des Planeten Saturn.

Jupiter besitzt sehr viele Monde (80 Monde; Herbst 2022). Darunter sind die vier grossen, sog. Galileischen Monde Io, Europa, Callisto und Ganymedes. Es gab bereits einige wenige Missionen zu Jupiter:

- Pioneer 10 (1973) und 11 (1974), beide Sonden swing-by
- Voyager 1 und 2 (beide 1979), beide Sonden swing-by
- Ulysses (1992), swing-by
- Galileo (1995), Orbit um Jupiter; zusätzlich noch ein Lander. Galileo stürzte 2003 kontrolliert auf Jupiter ab.
- Cassini-Huygens (2000/2001) swing-by zu Saturn
- New Horizons (2007) swing-by zu Pluto und noch weiter
- Juno seit 2016 im Orbit

Die Galileischen Monde

Die vier grossen Jupitermonde (von innen nach aussen) Io, Europa, Ganymedes und Callisto werden Galileo Galilei zu Ehren Galileische Monde genannt. Er hat sie um 1610 entdeckt, da er ab 1609 als erster Mensch durch ein Teleskop den Nachthimmel beobachtete. Unabhängig von Galileo hat auch Simon Marius, ein Astronom aus Bayern, etwa zur selben Zeit diese vier Monde durch ein Teleskop entdeckt. Als die Monde entdeckt wurden, war das ein krasser Widerspruch zur offiziellen Lehre der Kirche und der damaligen Gesellschaft, welche lehrte, dass sich alle Himmelskörper um die Erde drehen (Geozentrisches Weltbild). Somit war der Streit zwischen Galileo und der Kirche vorprogrammiert.

Die vier Monde haben recht grosse Durchmesser: 3643 km (Io), 3121 km (Europa), 5268 km (Ganimedes) und 4821 km (Callisto). Io ist der innerste der vier Monde. An seiner Oberfläche sind über 400 Vulkane sehr aktiv. Somit ist Io in dieser Hinsicht der aktivste Ort im Sonnensystem. Diese Aktivität rührt daher, dass Io ständig den grossen und ändernden gravitativen Kräften von Jupiter und den anderen drei Galileischen Monden ausgesetzt ist. Durch die hohen Temperaturen in der direkten Nähe der Vulkane und den ansonsten eisigen Temperaturen in dieser Region des Sonnensystems gibt es Gebiete auf Io mit einer Temperatur, an welcher Wasser flüssig vorkommen könnte, welches für Leben nach unseren Kenntnissen nötig ist. Demgegenüber übt Jupiter jedoch eine starke lebensfeindliche Strahlung auf Io aus. Die Wahrscheinlichkeit, dass es auf Io Leben gibt oder gab sind zwar äusserst gering, aber dennoch nicht Null. An der Oberfläche von Europa herrschen Temperaturen von maximal etwa -150°C . Jedoch werden unter der eisigen Oberfläche grosse Mengen an flüssigem Wasser vermutet.



Abbildung 2.1.7: Die vier Galileischen Monde von oben nach unten: Io, Europa, Ganimedes, Callisto, NASA/JPL, DLR

Die Oberfläche ist ziemlich eben mit sehr wenigen Einschlagskratern, was auf eine sehr junge Oberfläche schliessen lässt. Auffällig sind die kreuz und quer verlaufenden Furchen und Gräben von geringer Tiefe. Sie ähneln sehr stark der Oberfläche von irdischen Eisfeldern. Durch das mögliche Vorhandensein von flüssigem Wasser unter der Oberfläche, kamen Spekulationen über mögliches Leben in diesen Ozeanen auf, weil auch auf der Erde Lebensformen gefunden wurden, welche unter extremsten Bedingungen ohne Sonnenlicht überleben können.

Der grösste Mond des Sonnensystems ist Ganimedes. Seine Oberfläche kann man in zwei Typen unterteilen: eine dunkle, von Kratern übersäte und daher ältere Region und eine jüngere hellere mit vielen Verwerfungen und Gräben. Die Oberfläche wird wahrscheinlich durch zwei tektonische Schichten gestaltet, welche sich gegeneinander bewegen und somit Berge und Gräben bilden.

Callisto ist fast exakt gleich gross wie Merkur. Seine Dichte von etwa 1830 kg/m^3 ist viel geringer als jene der anderen, vor allem der beiden inneren Galileischen Monde. Callisto ist einiges dunkler als die anderen drei Monde. Seine Albedo beträgt nur etwa 20%, d.h. nur 20% des einfallenden Lichtes werden wieder reflektiert.

2.1.7 Saturn

Saturn ist der zweitgrösste Planet und durch sein markantes Ringsystem bekannt. Sein Radius am Äquator beträgt ca. $60'000 \text{ km}$, also 10 mal mehr als bei der Erde. Sein mittlerer Abstand von der Sonne beträgt 9.58 AE , was 1.433 Mia. km entspricht. Er braucht etwa 30 Jahre für eine Umrundung der Sonne. Saturn ist der entfernteste Planet, den man noch von blossen Auge sehen kann. Er besteht, wie Jupiter, vor allem aus Wasserstoff (ca. 96%) und Helium (ca. 3%) und ist somit auch ein Gasplanet mit einer sehr geringen mittleren Dichte von nur 690 kg/m^3 .



Abbildung 2.1.8: Saturn mit dem Weltraumteleskop Hubble im Januar 2004, NASA

Im Mittel rotiert Saturn in etwa 10.5 Stunden um die eigene Achse, welche ca. 27° gegen über seiner Umlaufbahn geneigt ist. Auch Saturn besitzt sehr viele Monde (83 Monde, Herbst 2022), von welchen der grösste, Titan, beinahe halb so gross wie die Erde ist. Im Jahre 1979 flog Pioneer 11 zwischen dem A- und dem F-Ring hindurch. 1980 und 1981 flogen die beiden Voyagersonden am Ringplaneten vorbei und machten hochaufgelöste Photos des Planeten sowie seiner Monde. 2004 erreichte Cassini-Huygens Saturn. Cassini blieb als Orbiter um Saturn bestehen, Huygens landete 2006 als Lander auf den grössten Saturnmond Titan.

Das „Markenzeichen“ von Saturn sind seine Ringe. Sie bestehen meist aus Staub und Wassereis. Die Ausdehnung des Ringsystems reicht weit in den Weltraum hinaus, seine Dicke ist aber nur wenige Dutzende Meter. Man unterteilt das ganze Ringsystem in einzelne Gruppen von Ringen. Wie beim Jupiter zeigt auch Saturn eine differentielle Rotation, bei welcher die Äquatorregionen etwas schneller rotieren als die Polregionen.

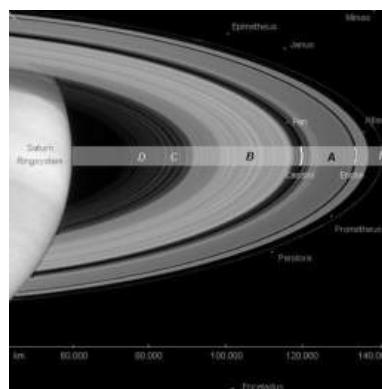


Abbildung 2.1.9: Das Ringsystem des Saturn mit den beiden Hauptringen A- und B-Ring. Dazwischen die Cassini-Teilung. Es sind sogar einige Monde sichtbar.

2.1.8 Uranus

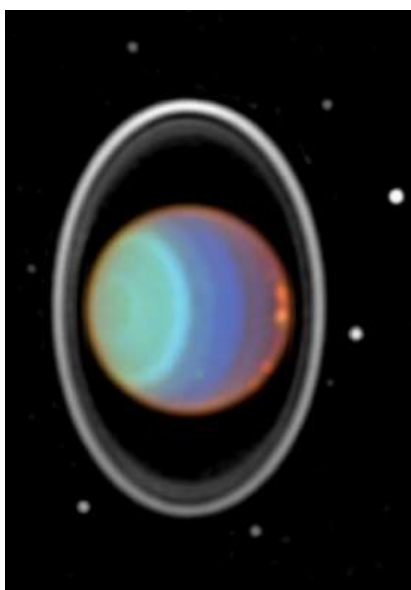


Abbildung 2.1.10: Uranus 1997 mit der Infrarotkamera NICMOS des Hubble Teleskops aufgenommen, NASA/JPL

Uranus gehört bereits zu jenen Planeten, welche nur noch mit einem Teleskop betrachtet werden können. Somit wurde Uranus erst spät (1781) entdeckt (von Wilhelm Herschel). Er ist im Mittel 19.2 AE von der Sonne entfernt, was 2.87 Mia. km entspricht. Für einen Umlauf um die Sonne braucht er bereits 84 Jahre. Sein Äquatorradius beträgt etwa $25'500 \text{ km}$. Er rotiert in etwa 17h um die eigene Achse, welche eine extreme Neigung von fast 98° zu seiner Umlaufbahn aufweist, d.h. Uranus „rollt“ auf seiner Umlaufbahn. Das ist extrem, weil somit eine Uranusnacht an den Polen bis zu 42 Jahren dauern kann. Auch Uranus besitzt ein Ringsystem, welches aber im sichtbaren Licht nicht sichtbar ist. Untersucht man Uranus aber im Infraroten, so wird der Ring sichtbar. Auch Uranus besteht zu einem Grossteil aus Wasserstoff und Helium. Uranus besitzt 28 bekannte Monde (Herbst 2024).

2.1.9 Neptun

Neptun ist der äusserste Planet. Er hat eine mittlere Entfernung von 30 AE von der Sonne, was etwa 4.5 Mia. km entspricht. Der Äquatordurchmesser beträgt mit $25'000 \text{ km}$ etwas weniger als jener des Uranus. Für einen vollen Umlauf um die Sonne braucht er 165 Jahre.



Abbildung 2.1.11: Neptun mit Voyager 2 im Jahre 1989 aufgenommen, NASA

Auch Neptun ist ein Gasplanet und besteht zum Grossteil aus Wasserstoff (ca. 80%) und Helium (ca. 19%). Trotz des etwas kleineren Volumens ist er schwerer als Uranus, hat somit eine höhere Dichte als Uranus. Neptun wurde 1846 durch Unregelmässigkeiten der Uranusbahn entdeckt. Neptun rotiert in etwa 16h um die eigene Achse, welche etwa um 28.3° gegen über seiner Umlaufebene geneigt ist. Die Temperatur auf einer Höhe von 1 bar beträgt etwa 72 K (-201°C) und ist somit eines der kältesten Orte des Sonnensystems. Auch der Neptun besitzt ein sehr feines Ringsystem, welches nur im Infraroten beobachtet werden kann. Das Ringmaterial besteht aus sehr feinem Staub, welcher durch Einschläge auf Neptuns Monden entstand. Es sind zurzeit (Herbst 2022) 14 Monde bekannt, wovon der grösste, Triton, einen Radius von 1350 km aufweist.

Auf Triton herrschen 38 K (-235°C). Dies ist der kälteste Ort, welcher je im Sonnensystem gemessen wurde. Zu Neptun gab es bisher nur eine einzige Mission. Voyager 2 passierte Neptun am 25. August 1989 auf ihrem Weg in die Tiefen des Weltraums. Voyager 2 sendet übrigens immer noch Radiosignale zur Erde. Die Sonde ist momentan etwa 12.6 Mia. km von der Erde entfernt.

2.1.10 Zusammenfassung

Man kann die acht Planeten in die inneren und die äusseren einteilen:

1. innere Planeten Merkur, Venus, Erde, Mars: erdähnlich, hauptsächlich fest, sehr dünne bis dichte Atmosphäre (O_2 , N_2 , CO_2 , H_2O). Langsame Eigenrotationen (1 - 240 Tage). Grosse mittlere Dichte ($\rho = 5000 \text{ kg/m}^3$)
2. äussere Planeten Jupiter, Saturn, Uranus, Neptun: Gaskugeln mit festem bzw. flüssigem Kern. Bestehen aus H , H_2 , He . Dichte Atmosphären aus H_2 , He , CH_4 , NH_3 . Schnelle Eigenrotation (10h), kleine mittlere Dichte ($\rho = 1000 \text{ kg/m}^3$)

Pluto ist seit 2006 kein Planet mehr.

Die Wochentage sind übrigens nach Himmelskörpern bzw. Gottheiten benannt.

2.2 Die Sonne

- Mittlere Entfernung: $1 \text{ AE} = 1.496 \cdot 10^{11} \text{ m}$
- Radius: $r_\odot = 6.960 \cdot 10^8 \text{ m}$
- Masse: $m_\odot = 1.989 \cdot 10^{30} \text{ kg}$
- Alter: 4.6 Mia. J.
- Spektralklasse („Farbe“): G2

- Leuchtklasse („Helligkeit“): V

Die Sonne ist ein Stern mit dem Namen „Sonne“ und ist das Zentralgestirn des Sonnensystems. Sie ist eine Gaskugel, welche vor allem aus Wasserstoff und Helium besteht. Die Sonne ist das bei weitem wichtigste Himmelsobjekt für uns. Ohne sie wäre kein Leben auf der Erde möglich. Sie versorgt uns mit genügender Strahlung, sodass eine passende Temperatur auf der Erde herrscht, um Wasser in flüssigem Zustand anzutreffen. Die Sonne konzentriert den grössten Teil der Masse im Sonnensystem, somit hält sie die Planeten auf ihren Bahnen.

Sie ist der einzige Stern, dessen Oberfläche wir mit genügender Auflösung beobachten können. Die meisten anderen Sterne sind selbst mit den besten Teleskopen nur als Punkte zu sehen.

Wie kann aber eine Gaskugel eine Oberfläche haben? Eigentlich nicht. Man bezeichnet aber diejenige Schicht in der Sonnenatmosphäre, von welcher das sichtbare Licht zu uns gelangt als Oberfläche der Sonne - die Photosphäre.

Die Masse der Sonne besteht zu 73.5% aus Wasserstoff und zu 25% aus Helium. Der Rest besteht aus Sauerstoff, Kohlenstoff, Neon, Stickstoff und allen anderen Elementen, welche wir im Sonnenspektrum sehen.

2.2.1 Temperatur

Die Temperatur in der Photosphäre beträgt etwa 5800 K. Wie kann man das wissen? Wir zeigen hier die Bestimmung dieser Temperatur mittels Energieerhaltungsgesetz:

In den obersten Schichten der Erdatmosphäre misst man eine von der Sonne ausgestrahlte Strahlungsleistung pro Quadratmeter (Intensität) von $S = 1.36 \text{ kW/m}^2$. Dies ist die sog. Solarkonstante. Da man den Abstand Sonne-Erde kennt, kann man die totale ausgesandte Sonnenleistung bestimmen:

$$L_{\odot} = A \cdot S = \underbrace{4\pi(1.496 \cdot 10^{11} \text{ m})^2}_{A=4\pi R^2} \cdot \underbrace{1.36 \cdot 10^3 \text{ W m}^{-2}}_S = \underline{\underline{3.825 \cdot 10^{26} \text{ W}}} \quad (2.2.1)$$

Das Stefan-BOLTZMANN'sche Gesetz sagt nun aus, dass ein Körper mit Oberfläche A und Temperatur T , eine bestimmte Leistung P abgibt.

$$P = e\sigma AT^4 \quad (2.2.2)$$

Hier ist e ein Faktor zwischen 0 und 1, der von der Oberflächenbeschaffenheit abhängt (bei der Sonne ist $e \approx 1$) und σ ist die Stefan-BOLTZMANN-Konstante mit dem Wert: $\sigma = 5.6703 \cdot 10^{-8} \text{ W m}^{-2} \text{ K}^{-4}$. A ist die Oberfläche der Sonne, also $A_{\odot} = 4\pi R_{\odot}^2 = 4\pi(6.96 \cdot 10^6 \text{ m})^2$.

Da wir nun alle Daten kennen, können wir nach T auflösen und erhalten:

$$T = \sqrt[4]{\frac{P}{e\sigma A_{\odot}}} = \sqrt[4]{\frac{3.825 \cdot 10^{26} \text{ W}}{1 \cdot 5.6703 \cdot 10^{-8} \text{ W} \cdot \text{m}^{-2} \cdot \text{K}^{-4} \cdot 4\pi(6.96 \cdot 10^6 \text{ m})^2}} = \underline{\underline{5770 \text{ K}}} \quad (2.2.3)$$

2.2.2 Sonneninneres

Das Innere der Sonne kann man in Schalen aufteilen. Im Zentrum, dem Kern, findet die Energiegewinnung statt. Es herrschen gegen 15 Mio. K und ein Druck von $2.5 \cdot 10^{16} \text{ Pa}$ (ca. 10^{11} mal mehr als auf der Erdoberfläche). Der Kern erstreckt sich von der Mitte bis zu etwa einem Viertel des Sonnenradius. Durch die hohe Temperatur liegt die Materie in einem sog. voll ionisierten Plasma vor (vierter Aggregatzustand), d.h. die Elektronen werden von den Atomkernen abgestreift. Beide atomaren Bestandteile liegen nun einzeln vor. Im Kern findet die sog. Kernfusion statt, d.h. es werden leichte Atomkerne zu schwereren verschmolzen. Dabei wird Energie frei. Die Energie wird dann durch Strahlung nach aussen transportiert. Im äussersten Teil des Sonneninneren wird dann die Energie in Form von Konvektion nach aussen geleitet, wo sie dann in die Photosphäre mündet. Diese sog. Konvektionszone macht etwa 20% des Sonnenradius aus.

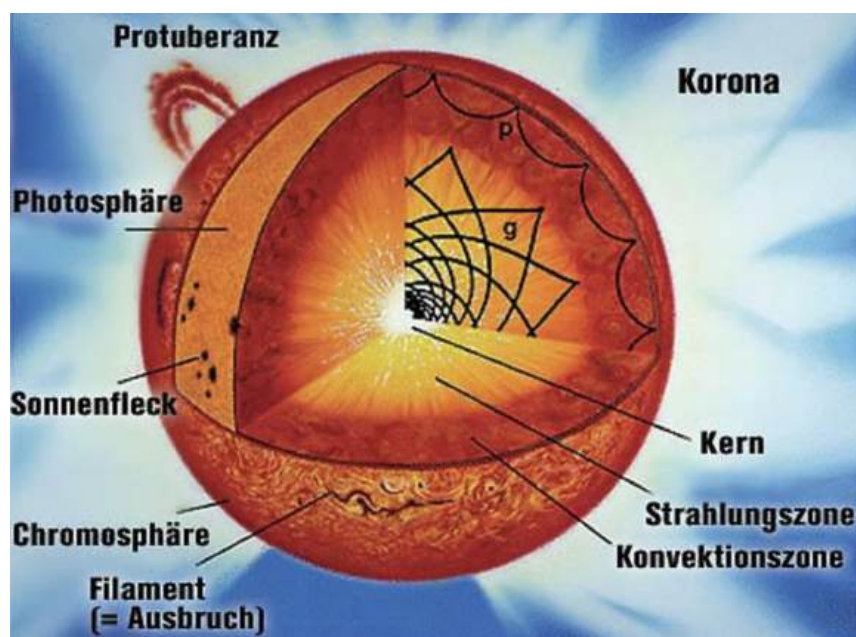


Abbildung 2.2.1: Aufbau der Sonne, NASA

2.2.3 Sonnenatmosphäre

Man gliedert die Sonnenatmosphäre in drei Teile von unten nach oben:

- **Photosphäre**: Sie ist die „Oberfläche“ der Sonne und nur 300 - 400 km dick. Von ihr kommt das Licht, das wir sehen. Der Ausdruck „Photosphäre“ stammt aus dem Griechischen und meint „Kugelschale aus Licht“.
- **Chromosphäre**: Sie ist für uns nicht sichtbar, weil sie zu dunkel ist im Vergleich zur Photosphäre. Man sieht sie nur zu Beginn einer totalen Sonnenfinsternis für wenige Sekunden. Dann gleicht sie einer brennenden, mit Fackeln überzogenen Schicht. Die Feuerzungen reichen mehrere 1000 km in die Höhe und verschwinden nach wenigen Minuten wieder. Das Erstaunliche ist, dass die Chromosphäre mit über 10'000 K heisser ist als die Photosphäre. Wieso dem so ist, weiss man jedoch nicht genau. Die Chromosphäre weist eine viel geringere Dichte auf als die Photosphäre (10'000 mal kleiner) und ist deshalb nur für einen geringen Anteil an der Absorption verantwortlich.
- **Korona**: Hier nimmt die Dichte nochmals um einen Faktor von etwa 10'000 gegenüber der Chromosphäre ab. Die Korona reicht mehrere Sonnenradien in den interplanetaren Raum hinaus. Die Temperatur steigt jedoch auf über eine Million Kelvin. Es ist immer noch ziemlich unklar, wie die Korona aufgeheizt wird. Die Korona geht in den Sonnenwind über. Der Sonnenwind besteht mehrheitlich aus Protonen, welche in den interplanetaren Raum geschleudert werden. Der Sonnenwind hat einen Einfluss auf das Kommunikations- und Stromnetz der Erde. Sichtbar wird der Sonnenwind durch die Polarlichter (Aurora borealis bzw. australis).



Abbildung 2.2.2: Sonne im sichtbaren Licht, die Photosphäre. Die dunklen Flecken sind die sog. Sonnenflecken, NSO

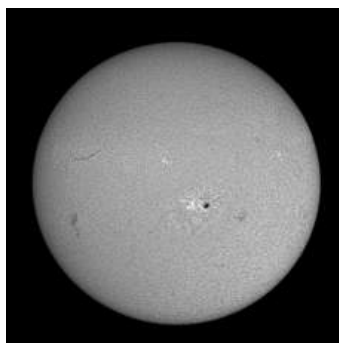


Abbildung 2.2.3: Die Sonne im roten Teil des Spektrums (H- α). Was man hier sieht, ist die Chromosphäre, NSO



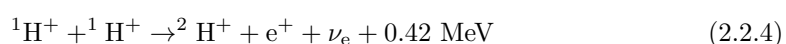
Abbildung 2.2.4: Totale Sonnenfinsternis mit sichtbarer Korona

2.2.4 Energieproduktion

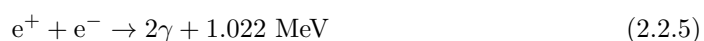
Energie wird durch Kernfusion bereitgestellt. Der häufigste Prozess ist jener, dass 4 Wasserstoffkerne (Protonen) zusammen einen Heliumkern (2 Protonen und 2 Neutronen) bilden. Es gibt noch einen weit selteneren Prozess (C-N-O, bzw. Bethe-Weizsäcker Zyklus), auf welchen wir hier nicht eingehen.

Die Summe der 4 Protonenmassen ist um etwa 1% grösser als die Masse des Heliumkerns (Massendefekt). Die Differenzmasse wird nach $E = mc^2$ in Energie umgewandelt (vor allem in Photonen und zu einem geringeren Anteil in Elektron-Neutrinos). Der ganze Ablauf geschieht in mehreren Schritten:

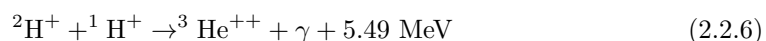
1. Zwei Protonen (P oder $^1\text{H}^+$) treffen aufeinander und verschmelzen zu einem Deuterium-Kern ($^2\text{H}^+$: 1 Proton und 1 Neutron). Dabei werden ein Positron e^+ und ein Elektron-Neutrino ν frei.



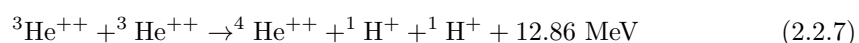
Ein MeV (Mega Elektronenvolt) entspricht etwa $1.602 \cdot 10^{-13} \text{ J}$. Das entstandene Positron annihiliert mit einem Elektron (e^-), d.h. sie werden vollständig in Energie, also in Gammaquanten umgewandelt:

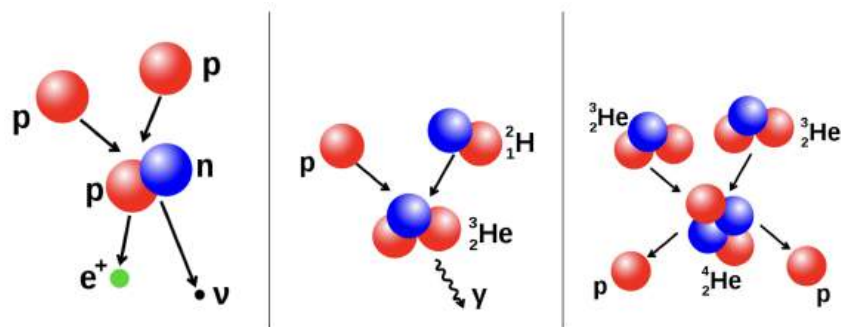


2. Ein Proton trifft auf den gerade gebildet Deuteriumkern. Die Partner verschmelzen zu einem Helium-Kern unter Abgabe eines Gammaquants.



3. Zwei ^3He -Kerne verschmelzen zu einem ^4He -Kern. Dabei werden zwei Protonen emittiert.



Abbildung 2.2.5: Zwei ${}^3\text{He}$ -Kerne verschmelzen zu einem ${}^4\text{He}$ -Kern

Durch diese Reaktionskette sind insgesamt (mit Abzug der Neutrinoenergie)...

$$2 \cdot (0.42 + 1.022 + 5.49 - 0.26)\text{MeV} + 12.86 \text{ MeV} = \underline{\underline{26.204 \text{ MeV}}} \quad (2.2.8)$$

... an Energie in Form von Licht freigesetzt. Diese Energie entspricht etwa $4.2 \cdot 10^{-12} \text{ J}$. Es dauert aber mehrere 10^4 Jahre, bis die Photonen aus dem Zentrum an die Oberfläche der Sonne gelangen.

2.2.5 Die aktive Sonne

Die Sonne erscheint auf den ersten Blick als ruhende Gaskugel, welche uns gleichmässig mit Energie versorgt. Sie ist aber alles andere als ruhig. Durch die hochliegende Konvektionszone wird die ganze Zeit heisses Material von unten nach oben transportiert, wo es Energie abstrahlt und somit abkühlt, um dann wieder nach unten zu tauchen. Somit sieht die Oberfläche aus wie eine kochende, zähflüssige Suppe. Die Oberfläche weist dann eine wabenförmige Struktur auf - die Granulation. In den einzelnen Granulen steigt das heisse Plasma in der Mitte der Waben (hell) auf und sinkt am Rande (dunkel) wieder ab. Eine einzelne Granule hat einen Durchmesser von einigen 100 bis 1000 km und „lebt“ einige Minuten, bis sie sich auflöst und wieder neue Granulen entstehen.

Magnetfeld

An der Grenzschicht zwischen Strahlungs- und Konvektionszone im Sonneninnern fließen enorm grosse elektrische Ströme. Diese Ströme wirken wie ein grosses Dynamo, welches ein Magnetfeld erzeugt. Das Sonnenmagnetfeld kann in erster Näherung als ein Dipolfeld angeschaut werden mit einer Feldstärke von etwa 0.1 mT (1 Gauss) an der Sonnenoberfläche. Das ist etwa doppelt so gross, wie das Magnetfeld an der Erdoberfläche. Das Magnetfeld ist aber nicht konstant. Es polt sich alle 11 Jahre um (11-Jahreszyklus der Sonne). So dass 11 Jahre lang der magnetische Nordpol am heliographischen Nordpol liegt und in den nächsten 11 Jahren der magnetische Nordpol am heliographischen Südpol liegt. Wie und warum diese Umpolung geschieht, weiss man heute nicht. Das solare Magnetfeld ist aber viel komplexer als nur das eines Dipols. Von Zeit zu Zeit ist die Sonne aktiver als sonst. D.h. es treten vermehrt gebündelte Magnetfelder in tieferen heliographischen Lagen aus der Oberfläche aus. Dies ist dann als Sonnenfleck zu sehen. Sonnenflecken sind dunkle Flecken in der Photosphäre. Im Moment (2023) ist die Sonne ziemlich aktiv, denn sie steuert auf ihr Maximum, welches 2025 erwartet wird, zu.

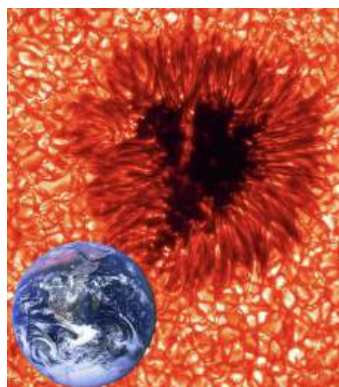


Abbildung 2.2.6: Sonnenfleck im Vergleich zur Erde: Im Zentrum die dunkle Umbra, darum herum die Penumbra. Um den Sonnenfleck erkennt man die Granulation.

Sie erscheinen dunkel, weil sie etwas kühler (ca. 4000 K) sind als die Umgebung. Ein Sonnenfleck hat im Zentrum die sog. Umbra und darum die Penumbra. Der Sonnenfleck entsteht, weil dort lokal sehr starke Magnetfelder vorhanden sind (mehrere tausend Gauss), welche das Nachströmen von heissem Plasma aus dem Untergrund verhindern. Dadurch kühlt die Oberfläche schneller ab als die Umgebung. Flecken treten meist in Gruppen auf. Es gehören immer zwei Flecken zueinander, welche gegenteilige Polarität haben. Zwischen solchen Paaren sind die Magnetfeldlinien bogenförmig ausgerichtet, entlang welcher ionisiertes Material verlaufen kann. Diese Strukturen nennt man die Protuberanzen.

D.h. also, wenn viele Sonnenflecken zu sehen sind, ist die Sonne aktiver und generiert viele starke Magnetfelder. Diese können auch Auswirkungen auf das Kommunikationsnetz auf der Erde haben. Auch die Sonnenflecken unterliegen dem 11-jährigen Sonnenzyklus. Am Anfang eines jeden Zyklus hat es praktisch keine Flecken. Dann nimmt ihre Anzahl zu, beginnend bei etwa ± 30 Breite. Je fortgeschrittener der Zyklus ist, desto weiter wandern die Flecken in Richtung Äquator. Nach etwa 5 bis 6 Jahren ist das Maximum erreicht, und die Anzahl Flecken nimmt wieder ab. Dann beginnt es wieder von vorne. 2025 sollte es wieder ein Maximum geben.



Abbildung 2.2.7: Protuberanz: 14.09.97, SOHO

2.2.6 Die Entwicklung der Sonne

Die Sonne entstand vor etwa 4.6 Mia. Jahren durch den gravitativen Kollaps aus einer riesigen Gaswolke. Durch das immer weitere Zusammenziehen der Materie, stiegen der Druck und die Temperatur immer weiter an. Bei diesem Kollaps sind auch die Planeten entstanden. Durch die Kontraktion wurde Gravitationsenergie in Form von infraroter Wärmestrahlung in den Raum

abgegeben. Dieses Stadium der Sonne nennt man Protosonne. Sobald die Temperatur im Kern etwa 3 Mio. K erreichte, war die Sonne geboren. In dieser Phase befindet sich die Sonne im Moment, und sie wird noch lange so weiter leben. In dieser Zeit wird sie sich jedoch aufblähen und ihre Leuchtkraft wird stark zunehmen. In etwa 5.5 Mia. Jahren wird der Wasserstoff im Zentrum nicht mehr ausreichen, um eine konstante Kernfusion aufrecht zu erhalten. Dies führt zu einer Verlagerung der Fusion in eine weiter aussen liegende Schale (Schalenbrennen). Dann wird der Kern der Sonne zu schrumpfen beginnen und der äussere Teil der Sonne bläht sich immer weiter auf. Am Ende dieser Phase des Aufblähens - die Sonne ist dann zu einem Roten Riesen geworden - ist die Leuchtkraft auf das 2300-fache und der Radius auf das 166-fache angestiegen, d.h. die Sonne reicht dann bis zur Venus. Durch die geringere Gravitation an der solaren Oberfläche wird sehr viel Materie durch Sonnenwind wegtransportiert. Dies führt zu einem erheblichen Masseverlust. Danach folgen zeitlich „dicht“ gedrängt einige komplizierte Veränderungen die letztlich zum Tod der Sonne führen - zu einem Weissen Zwerg mit planetarischem Nebel.



Abbildung 2.2.8: Der Katzenaugen-Nebel (NGC6543) ist ein planetarischer Nebel (optischer und Röntgen Komposit)

2.2.7 Sonnenstrahlung

Die Sonnenstrahlung wird unterteilt in solare elektromagnetische Strahlung (Licht) und in solare Teilchenstrahlung (Sonnenwind). Wir besprechen hier nur die elektromagnetische Strahlung.

Solare elektromagnetische Strahlung

Licht ist elektromagnetische Strahlung. elektromagnetisch, weil Licht aus einem gekreuzten elek-

trischen und magnetischen Feld besteht.

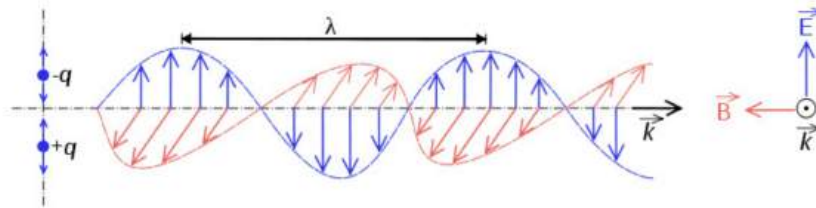


Abbildung 2.2.9: Elektromagnetische Welle mit dem elektrischen Feld \vec{E} , dem magnetischen Feld \vec{B} , dem Wellenvektor k und der Wellenlänge λ

Die Sonne emittiert Licht von verschiedener Farbe, d.h. von verschiedener Wellenlänge bzw. von verschiedener Frequenz¹. Die gesamte Palette an Licht aller Farben, welche von der Sonne emittiert wird (damit sind nicht nur die sichtbaren Wellenlängen gemeint, sondern alle), nennt man das Spektrum. Spektrum bedeutet im Lateinischen: Erscheinung, Gespenst.

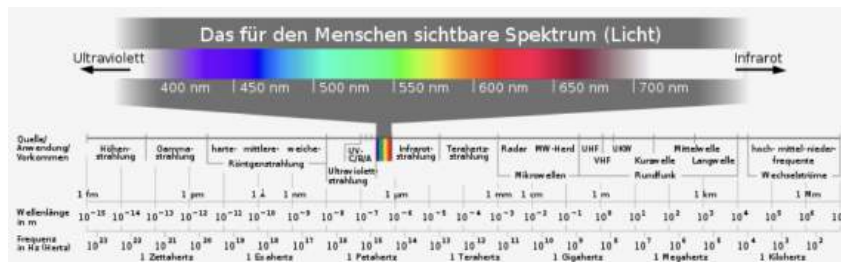


Abbildung 2.2.10: Das Spektrum von elektromagnetischen Wellen

Die grösste Intensität zeigt das Sonnenspektrum im sog. sichtbaren Bereich. Das ist jener spektrale Bereich von Licht, welcher mit dem menschlichen Auge wahrgenommen werden kann. Dies ist kein Zufall. Das menschliche Auge hat sich dem Sonnenlicht angepasst und ist in jenem Bereich sensitiv, welcher an der Erdoberfläche am intensivsten ist. Die Lufthülle der Erde, also die Atmosphäre, absorbiert einen Teil der einfallenden Strahlung. Die Absorption ist abhängig von der Dicke der durchstossenen Atmosphäre, was wiederum abhängig ist vom Zenitwinkel ζ . Man bezeichnet das Verhältnis der effektiv durchstossenen Atmosphärendicke zur kleinstmöglichen Atmosphärendicke als *airmass* (AM). Die AM ist 1 bei senkrechter Einstrahlung (Zenitwinkel $\zeta = 0^\circ$) und kann für andere Zenitwinkel durch folgende Formel angenähert werden: $AM = \frac{1}{\cos(\zeta)}$. Die Absorption ist jedoch auch abhängig von der Wellenlänge des Lichtes. Gewisse Farben passieren die Atmosphäre ungestörter als andere.

¹Wellenlänge λ und Frequenz ν einer elektromagnetischen Wellen hängen über die Lichtgeschwindigkeit c folgendermassen zusammen: $c = \lambda \cdot \nu$

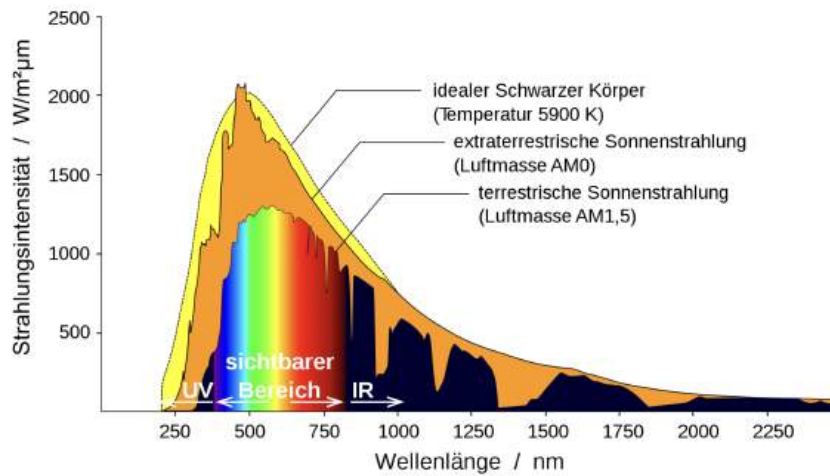


Abbildung 2.2.11: Sonnenintensität in Abhängigkeit der Wellenlänge einmal für einen idealen Schwarzkörper, einmal ausserhalb der Erdatmosphäre und einmal für eine *airmass* von 1.5

Absorbieren bedeutet „aufnehmen“, „aufsaugen“. Das Absorptionsgesetz sagt aus, wieviel Lichtintensität I noch vorhanden ist, nachdem die ursprüngliche Intensität I_0 die Schicht der Dicke d passiert hat...

$$I(\lambda, d) = I_{0, \lambda} \cdot e^{-\mu(\lambda) \cdot d} \tag{2.2.9}$$

... wobei $\mu(\lambda)$ der wellenlängenabhängige Absorptionskoeffizient ist, welcher vom Medium, von der Strahlungsart und von noch weiteren Parametern abhängt.

Entstehung der Sonnenstrahlung

Wieso leuchtet die Sonne? Weil sie heiss ist.

Durch die im Inneren der Sonne ablaufende Kernfusion steht sehr viel Energie zur Verfügung. Einen Teil davon tragen die Neutrini direkt aus dem Sonneninneren in den interplanetaren Raum hinaus. Ein anderer Teil wird als elektromagnetische Strahlung nach aussen transportiert. Durch die vielen Stösse der Teilchen und durch die Wechselwirkung der Strahlung mit den Teilchen, liegt ein sog. Kontinuum an elektromagnetischer Strahlung vor, d.h. die Sonne emittiert Licht aller Wellenlängen, also aller Farben obwohl bei der Entstehung der Lichtquanten nur wenige diskrete Wellenlängen vertreten waren. Von der Photosphäre der Sonne aus wird also ein Kontinuum an elektromagnetischer Wellen in den Raum gesandt. Die spektrale Verteilung entspricht dabei der eines sog. Schwarzkörpers. Die Verteilungsfunktion wird durch das PLANK'sche Strahlungsgesetz beschrieben:

$$u(\nu, T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{\frac{h\nu}{kT}} - 1} \tag{2.2.10}$$

$u(\nu, T)$ ist dabei die spektrale Energiedichte ($\frac{\text{Energie}}{\text{Frequenz} \cdot \text{Volumen}} = \frac{J_s}{m^3}$) bei einer fixen Temperatur T und Frequenz ν . c entspricht der Lichtgeschwindigkeit im Vacuum ($c = 3 \cdot 10^8 m/s$), h dem PLANK'schen Wirkungsquantum ($h = 6.6261 \cdot 10^{-34} Js$) und k der BOLTZMANN Konstanten ($k = 1.3807 \cdot 10^{-23} JK^{-1}$).

Wenn man die detektierte Lichtintensität in Abhängigkeit der Wellenlänge aufzeichnet, nennt man dies Spektroskopie. Beim Betrachten eines Spektrogramms der Sonne, entdeckt man, dass bei gewissen Wellenlängen die Intensität geringer ist als bei anderen, dass also dort Licht „fehlt“. Das (gesamte sichtbare) Sonnenspektrum ist ein sog. Echellespektrum, weil die ganze Achse mit den Wellenlängen in einzelne Abschnitte geteilt ist und dann untereinander aufgezeichnet ist. Das Spektrum beginnt bei rot, geht über gelb und grün zu blau. Dazwischen sieht man senkrechte, schwarze Striche unterschiedlicher Dicke. Dies sind die sog. Absorptionslinien oder auch Fraunhoferlinien.

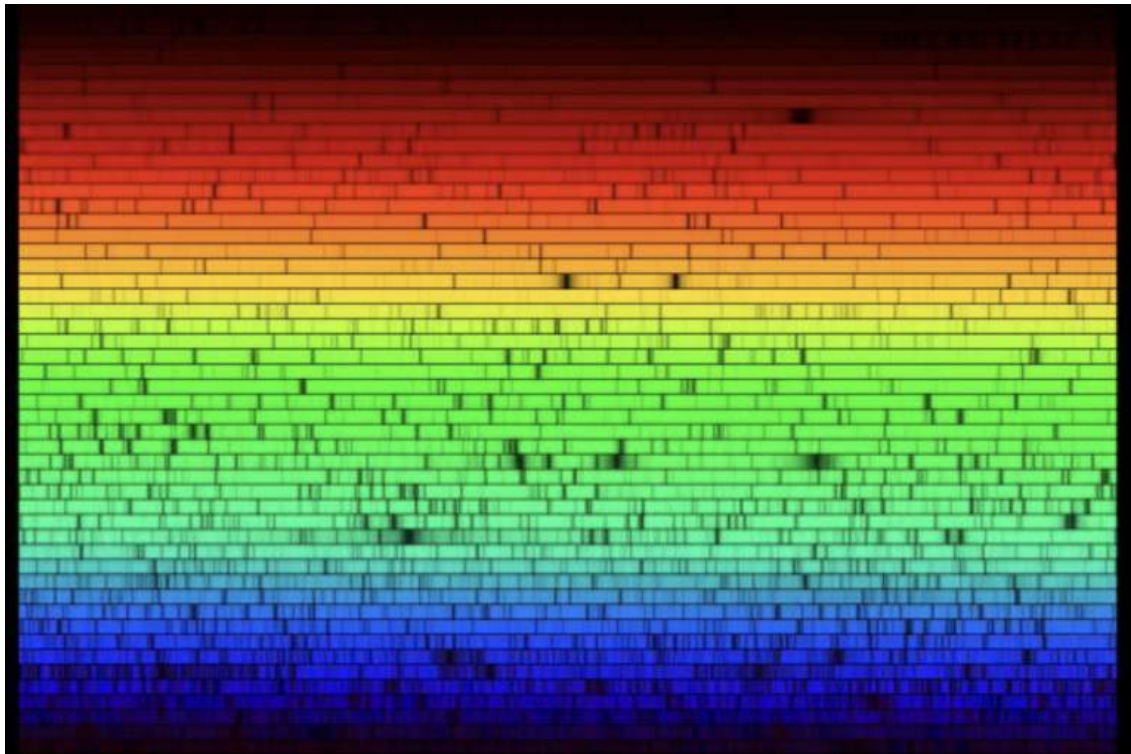


Abbildung 2.2.12: Sonnenspektrum (Echellespektrum) mit den Absorptionslinien

Jede dieser Linien entspricht einer bestimmten Wellenlänge. Fehlt nun bei einer bestimmten Wellenlänge Licht, so bedeutet dies, dass es auf dem Weg von der Photosphäre bis zu unserem Detektor absorbiert wurde. Dies geschieht zum grössten Teil in der untersten Schicht der Chromosphäre, wo die Temperatur noch etwa 1000 K niedriger ist als in der Photosphäre. Da die absorbierte Wellenlänge umgekehrt proportional zur Energiedifferenz der atomaren Energieniveaus der Atome ist, kann aufgrund der Absorptionslinien auf die atomare Zusammensetzung der entsprechenden Sonnenatmosphärenschicht geschlossen werden.

Einige der wichtigsten Absorptionslinien sind in der folgenden Abbildung zusammengestellt:

Wie kann man herausfinden, ob die Absorptionen in der Erdatmosphäre oder in der Sonnenatmosphäre passiert sind?

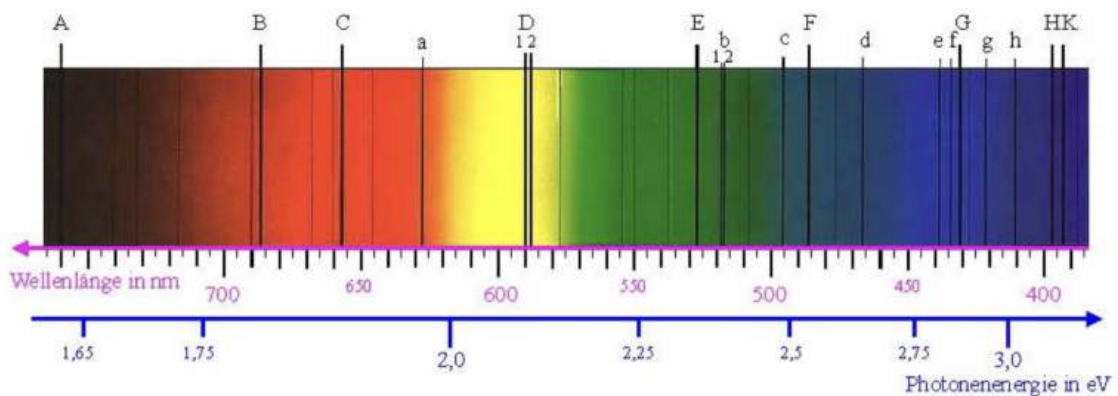


Abbildung 2.2.13: Das Fraunhoferspektrum der Sonne mit den wichtigsten Absorptionslinien

Bezeichnung	verursacht durch	Wellenlänge [nm]
A	O ₂	760
B	O ₂	687
C	H	656.3
a	O ₂	628
D1	Na	590
D2	Na	589
E	Fe	527
F	H	486

Tabelle 2.2.1: Ursachen der Absorptionslinien

2.3 Sterne

Die Sterne gehören zu den wichtigsten Objekten in der Astronomie. Sterne sind selbstleuchtende und massenreiche Gaskugeln. Fast alle leuchtenden Punkte des Nachthimmels sind Sterne. Die Sonne ist ein Stern. Von blossen Auge erkennt man am Nachthimmel einige Tausend Sterne.

Früher unterschied man zwischen Fix-, Wandel- und Schweifsternen. Heute entsprechen diesen Bezeichnungen: Sterne, Planeten und Kometen. Der Ausdruck Fixstern setzt voraus, wie es der Name sagt, dass sich der Stern am Himmel nicht bewegt. Dies stimmt aber nur beschränkt. Jeder Stern bewegt sich relativ zu den anderen Sternen (nicht zu verwechseln mit der Relativbewegung eines Objektes aufgrund der täglichen Erdrotation oder der jährlichen Bewegung der Erde um die Sonne). Früher konnte man diese geringen Bewegungen nicht messen, erkannte demgegenüber jedoch die rasch wandernden Planeten, und somit war die Terminologie offensichtlich. Kometen sind schmutzige Schneebälle, welche von weit ausserhalb des Sonnensystems herkommen und in der Nähe der Sonne zu verdampfen beginnen, weshalb sie einen Schweif aufweisen. Sie sind jedoch nicht selbstleuchtend. Wenden wir uns aber wieder den Sternen zu.

Das Kriterium ist also selbstleuchtend. Wie wir es schon bei der Sonne gesehen haben, leuchtet ein Stern weil er heiss ist. Heiss wird er wegen der grossen Masse, welche eine hohe Dichte im Kern erzeugt und somit eine Kernfusion in Gang setzt. Man könnte also auch sagen, ein Stern ist ein astronomisches Objekt, welches im Inneren Atomkerne fusioniert. Jedoch zählt man meist auch die Endstadien von Sternen zu den Sternen, obwohl dort keine Kernfusion mehr stattfindet (Weisse Zwerge und Neutronensterne). Die Schwarzen Löcher, welche auch eines der drei stellaren Endstadien beschreiben, werden aber meist nicht mehr zu den Sternen gezählt.

Sterne haben seit Menschengedenken eine wichtige Rolle gespielt, sei es aus religiösen Gründen, zur Bestimmung von Kalendern oder als Navigationshilfe. Ein wichtiges Merkmal von Sternen ist, dass im Verlaufe von vielen Jahren und Generationen ihre relativen Positionen zueinander praktisch gleich bleiben und somit eben zu „fixen“ Punkten am Firmament werden.

2.3.1 Bezeichnung von Sternen

Da Sterne am Nachthimmel ihre relativen Positionen über viele Generationen nur unmerklich ändern, entstand schon früh das Bedürfnis, eine Art Karte des Himmels zu erstellen. Man wollte mit dieser Karte:

- Orte am Nachthimmel klar identifizieren können (Bsp. Supernova 1604 (Keplers Stern) wurde von Johannes Kepler 1604 folgendermassen beschrieben: *De Stella nova in pede Serpentarii* (Vom neuen Stern im Fusse des Schlangenträgers))

- einen Kalender erstellen (Bsp. im alten Ägypten begann das Jahr mit dem sog. heliakischen² Aufgang von Sirius, welcher die Nilschwemme ankündigte und somit das landwirtschaftliche Jahr einläutete)

- Zusammenhänge zwischen Himmel und Erde finden (Bsp. Astrologie: man glaubte, dass stellare und / oder planetare Konstellationen zu bestimmten Zeitpunkten eine Auswirkung auf das menschliche Schicksal hätten. So benutzte man die Tierkreiszeichen um über die Geburt eines Kindes in einem bestimmten Tierzeichen Aussagen über seine Charakterzüge zu treffen.)

Aus diesen und noch anderen Gründen fasste man Sterngruppen zusammen zu Sternbildern. Dies war möglich, weil die Sterne nicht gleichmässig verteilt am Himmel sichtbar sind. Die uns bekannten Sternbilder gehen teils auf die Babylonier und die griechische Antike zurück. Bereits Ptolemäus (ca. 100 - 170 n.Chr.) fasste beispielsweise 1025 Sterne zu 48 Sternbilder zusammen. Sternbilder bestehen aus einigen bis sehr vielen einzelnen Sternen. Auch diesen einzelnen Lichtpunkten wurden Namen gegeben, die aber nicht mehr so phantasievoll wie die Namen der Sternbilder ausfielen. Als Beispiel sei hier die Bayer-Bezeichnung eines Sterns beschrieben: Sie besteht aus einem griechischen Buchstaben gefolgt vom Genitiv des lateinischen Namens des Sternbilds, in dem der Stern liegt. So ist α Orionis der hellste Stern im Sternbild Orion und γ Lyrae der dritthellste Stern im Sternbild Leier. Ganz wichtige (helle) Sterne erhielten aber zusätzlich noch einen „bürgerlichen“ Namen, so heisst α Orionis auch *Beteigeuze*.

Für die meisten Menschen sind aber nicht alle Sternbilder gleich bekannt. Es gibt 12 ausgezeichnete Sternbilder, die fast jeder vom Namen her kennt. Es geht hier um die Tierkreiszeichen oder den sog. Zodiak.

2.3.2 Der Zodiak

Wenn man auf einer Wiese einen Pfahl in den Boden rammt und ihn in einigen Metern Entfernung umkreist, so sieht man, wie der Pfahl vor dem Hintergrund des Horizontes vorbeigleitet. So ist es auch mit der Sonne als Pfahl vor dem Hintergrund der Sternbilder, welche wir in einem Jahr auf der Erde umkreisen. Wäre die Sonne nur so hell wie der Mond, so könnten wir auch tagsüber die Sonne während eines Jahres vor dem Hintergrund des Sternenhimmels vorbeigleiten sehen. Die Linie, die die Sonne dabei am Himmel zieht nennt man die Ekliptik. Das Zodiakalband ist das 18° hohe Band der Sternbilder entlang der Ekliptik. Obwohl mehr als 20 Sternbilder in diesem Band liegen oder in das Band hineinreichen, gelten seit der Antike nur deren zwölf als Zodiakalsternbilder (Tierkreiszeichen): Widder, Stier, Zwillinge, Krebs, Löwe, Jungfrau, Waage, Skorpion, Schütze, Steinbock, Wassermann, Fische.

²Heliakisch bedeutet zur Sonne gehörend. Der Tag des heliakische Aufgangs eines Sterns oder eines Planeten bezeichnet den Tag, an dem das Objekt wieder vor der Sonne aufgeht.



Abbildung 2.3.1: Sternbilder des Nordhimmels, wie er Mitte Juli gegen 23:00 von Chur aus gesehen werden kann. Etwas über dem Zentrum ist der Polarstern (α Ursae Minoris), also die Verlängerung der Polarachse der Erde.

Die Sonne wandert nun (wie der Pfahl) während des Jahres vor allen zwölf Tierzeichen hinweg. Da die Tierzeichen aber nicht alle gleich gross sind, hat man das Zodiakalband in 12 gleich grosse Abschnitte von je 30° Breite geteilt (Tierkreisfelder) und diesen Feldern den jeweiligen Namen des Tierkreiszeichens gegeben, welcher im Feld dominiert. Somit konnte man jedem Monat ein Tierkreiszeichen zuordnen. Ist die Sonne gerade im Tierzeichen Stier, so hat man diesem Monat das Sternzeichen Stier zugeteilt.

Seit etwa 550 v.Chr. hat man den Monaten die Tierzeichen zugeordnet, und man hat dem Frühlingspunkt (Ort auf einer Himmelskarte, an welchem die Sonne zum Frühlingsbeginn ist) das Tierzeichen Widder zugeordnet. Somit wurde der Widder zum ersten Tierkreisfeld und die anderen folgten im Abstand von einem Monat.



Abbildung 2.3.2: Das Sternbild des Orion mit dem hellsten Stern darin: α Orionis (Betgeuze).

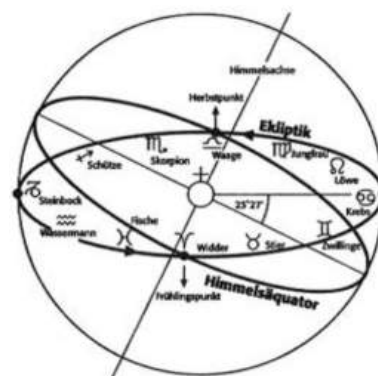


Abbildung 2.3.3: Die 12 Tierkreiszeichen entlang der Ekliptik.

Wegen der Präzession³ der Erde, liegt zur Zeit des Widders (20. März bis 19. April) die Sonne heute gar nicht mehr im Sternbild Widder sondern weit im Sternbild der Fische. Die Präzession bewirkt, dass der Frühlingspunkt um etwa 1.4° pro Jahrhundert wandert.

Die Astronomen haben deshalb den an sich nutzlosen Begriff des Tierkreisfeldes fallen gelassen. Sie teilen die Ekliptik aber immer noch in 360° ein und haben als Nullpunkt immer noch den Frühlingspunkt gewählt. Somit kann man genau angeben von wo bis wo die einzelnen Sternbilder reichen und zu welcher Zeit die Sonne durch diese Sternbilder zieht.

Die meisten Astrologen halten aber immer noch an den Tierkreisfeldern fest, obwohl, wenn jemand im Tierzeichen Widder geboren wurde, die Sonne in Wahrheit im Sternbild Fische lag und somit die astrologische Argumentation höchst fraglich wird.

In der folgenden Tabelle sind die Tierkreiszeichen mit den Zeiten angegeben, in welchen sich die Sonne wirklich in diesen Sternbildern aufhält und für welche sie als Tierkreiszeichen „herhalten müssen“.

Name	Sternbild	Tierzeichen
Fische	11.03 - 18.04	19.02. 20.03
Widder	18.04 - 13.05	20.03 - 19.04
Stier	13.05 - 21.06	19.04 - 20.05
Zwillinge	21.06 - 20.07	20.05 - 21.06
Krebs	20.07 - 10.08	21.06 - 22.07
Löwe	10.08 - 16.09	22.07 - 22.08
Jungfrau	16.09 - 30.10	22.08 - 22.09
Waage	31.10 - 23.11	22.09 - 23.10
Skorpion	23.11 - 29.11	23.10 - 21.11
Schütze	17.12 - 19.01	21.11 - 21.12
Steinbock	19.01 - 15.02	21.12 - 19.01
Wassermann	16.02 - 11.03	19.01 - 18.02

Tabelle 2.3.1: Zeiten des Verweilens der Sonne in den Sternbildern und Tierkreiszeichen.

Die Sonne wechselt Sternbilder und Tierkreiszeichen zu beliebigen Zeiten des Tages und somit eher selten um Mitternacht. Somit kann sie für ein bestimmtes Datum zuerst in einem und dann im anderen Bild oder Zeichen stehen. Die Tabelle gilt von Februar 2004 bis März 2005.

³Da die Erde eine ellipsoide Form hat, und die Sonne und der Mond dadurch ein Drehmoment auf die Erde ausüben, vollführt die Erde eine Kreiselbewegung wodurch die polare Erdachse um eine fixe Raumachse rotiert.

3 Beobachtungsinstrumente

Wie überall in den Naturwissenschaften, insbesondere in der Physik, muss man Theorien beweisen, meist durch Experimente. Nun erweist es sich aber als „schwierig“, Experimente mit astronomischen Objekten wie z.B. Sternen oder Galaxien durchzuführen. Wir als Menschen können die astronomischen Abläufe nicht beeinflussen. Wir sind nur Zuschauer. Wir blicken in das grösste Labor, das es gibt - ins Universum. Wir Astrophysiker betrachten das ganze Universum als „unser“ Laboratorium, sind aber verdammt uns als Zuschauer zu begnügen. Also wollen wir so gut wie möglich zuschauen. Dies bedeutet Licht aus den Tiefen des Universums zu empfangen (zu detektieren) und zu untersuchen (analysieren). Licht ist die wichtigste Informationsquelle, die wir nutzen können. Wir wollen die Informationsträger in mannigfaltiger Weise maximal ausnutzen können:

- Entfernung (so weit wie möglich bzw. so lichtschwache Objekte wie möglich)
- spektral (Radio-Mikrowelle-Infrarot-Sichtbar-Ultraviolett-Röntgen-Gamma)
- spatial (räumlich höchst mögliche Auflösung)

Dazu benötigen wir verschiedene Instrumente.

3.1 Das Auge

Wir sind von Natur aus mit einem optischen Instrument ausgerüstet, das technisch kaum zu übertreffen ist - unser Auge. Es fokussiert, blendet ab, reinigt sich automatisch. Es besteht aus einer Blende, der Iris, welche das Licht ins Auge treten lässt und sich bei Bedarf öffnet oder schliesst, ganz entsprechend der Helligkeit eines Objektes. Das Licht fällt dann durch die Öffnung (Pupille). Die Linse lässt sich dicker bzw. dünner machen, um das Bild zu fokussieren (scharf stellen), so dass das Bild auf der Netzhaut (unser Detektor) zu liegen kommt. Das Auge besteht, wie übrigens jedes optische Beobachtungsinstrument aus:

- der Optik: Hornhaut, Iris und Pupille, Linse, Glaskörper
- dem Detektor: Netzhaut mit den Stäbchen- (Helligkeit) und Zapfenzellen (Farbsehen)

Wenn also unser Auge so unübertroffen wäre, so müssten wir keine technischen Hilfsmittel zu Hilfe ziehen. Das Auge hat aber eben doch einige Nachteile, wenn man astronomische Beobachtungen anstellen will:

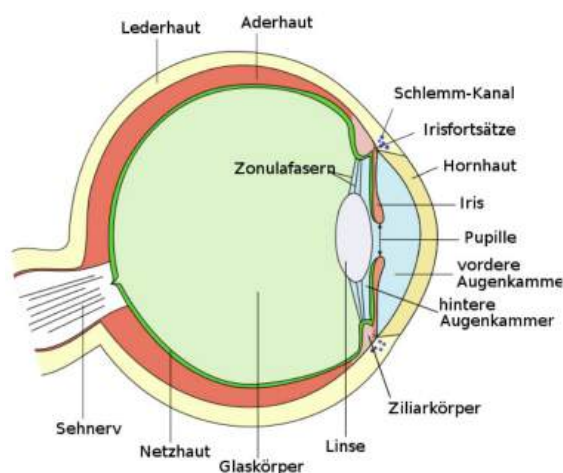


Abbildung 3.1.1: Querschnitt durch ein menschliches Auge

- Die Öffnung (Pupille) ist klein (ca. 6 mm Durchmesser), es gelangt also nur wenig Licht pro Zeit ins Auge, d.h. man sieht dunkle Objekte schlecht. Eine zweite Folge der kleinen Öffnung ist die beschränkte spatiale Auflösung, welcher wir uns später noch widmen werden.
- Die Netzhaut ist nur für sichtbares Licht empfindlich. Wir können mit dem Auge also keine spektralen Bestandteile von ausgesandtem Licht detektieren, welches jenseits des Sichtbaren liegt.
- Die Netzhaut hat keine Möglichkeit, Licht über einen längeren Zeitraum zu speichern, um auch lichtschwache Objekte sichtbar zu machen.

Aus hauptsächlich diesen drei Gründen reicht das menschliche Auge nicht mehr aus, um Neues am Himmel zu entdecken. In den nächsten Abschnitten erläutern wir einige Instrumente für den sichtbaren Bereich des elektromagnetischen Spektrums und gehen erst nachher kurz auf dergleichen für andere Wellenlängen ein.

3.2 Das Teleskop

Mit einem Teleskop kann man entferntere Objekte sehen als von Auge (tele = fern, skopein = beobachten). Als Erster hat Galileo Galilei 1609 ein Teleskop auf den Nachthimmel gerichtet und somit den Beginn der Teleskop-Astronomie eingeläutet. Entwickelt wurde das Teleskop jedoch schon vorher, 1608, vom holländischen Brillenmacher Hans Lippershey.

Ein Teleskop ist nur die Optik eines Beobachtungsinstrumentes, es kann nichts sehen, sondern ist nur dazu da, Licht zu sammeln und zu bündeln (fokussieren). Es gibt zwei Typen von Teleskopen, das Linsenteleskop (Refraktor) und das Spiegelteleskop (Reflektor).

3.2.1 Das Linsenteleskop

Ein Linsenfernrohr besteht meist aus einem Rohr (Tubus), bei welchem an der himmelsseitigen Öffnung eine Sammellinse, das Objektiv und an der beobachterseitigen Öffnung eine Streulinse (Galileiteleskop) oder eine weitere Sammellinse (Keplerteleskop) angebracht ist. Diese zweite Linse heisst Okular.

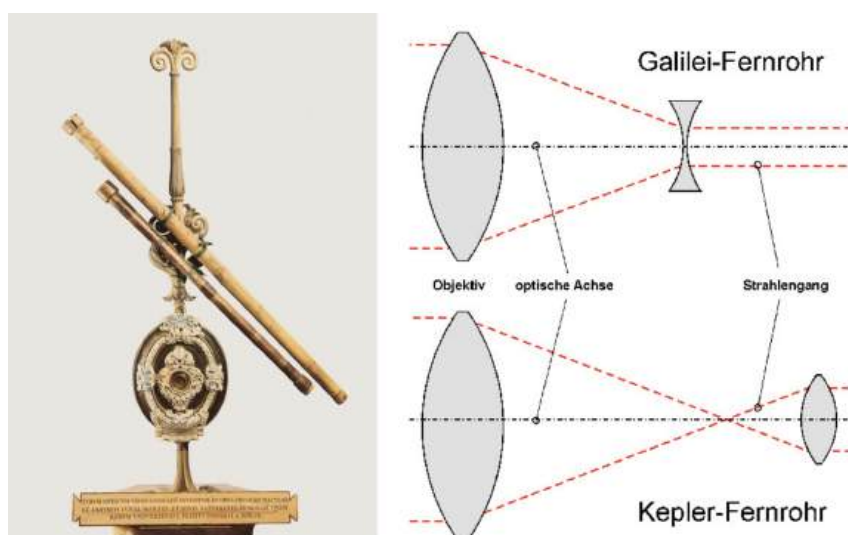


Abbildung 3.2.1: Links: Linsenteleskop wie zu Zeiten Galileo Galileis; rechts: Strahlengang in einem Linsenteleskop nach Bauart von Galileo Galilei bzw. Johannes Kepler

Die Entfernung vom Objektiv bis zur Bildebene oder auch Brennebene nennt man die Brennweite des Teleskops. Je grösser die Brennweite, desto stärker die Vergrösserung, jedoch desto weniger

Licht pro Einheitsfläche am Detektor. Es macht jedoch nicht viel Sinn eine sehr grosse Brennweite zu wählen ohne den Linsendurchmesser (die Öffnung) entsprechend zu vergrössern. Denn nur die Öffnung legt die theoretisch maximale Auflösung fest. Die Auflösung ist der Winkel ϕ , unter welchem man zwei vom Beobachter weit entfernte Punkte noch separat wahrnehmen kann. Sie ist durch das Rayleigh-Kriterium folgendermassen definiert:

$$\phi = 1.22 \cdot \frac{\lambda}{D} \quad (3.2.1)$$

wobei λ die beobachtete Wellenlänge (z.B. $550\text{nm} = 550 \cdot 10^{-9}\text{m}$) ist und D der Durchmesser des Objektivs (beides in SI-Einheiten also in Metern).

Beispiel: Auflösungsvermögen eines menschlichen Auges mit Pupillendurchmesser von 6 mm:

$$\phi = 1.22 \cdot \frac{\lambda}{D} = 1.22 \cdot \frac{550 \cdot 10^{-9}\text{m}}{6 \cdot 10^{-3}\text{m}} = 1.11833 \cdot 10^{-4}\text{rad} = 0.0064^\circ = \underline{\underline{23.067''}} \quad (3.2.2)$$

Zum Vergleich: der Vollmond hat einen Durchmesser von etwa $0.5^\circ = 300' = 1800''$.

Je grösser der Durchmesser des Objektivs, desto mehr Licht kann also gesammelt werden und desto besser ist die optische Auflösung. Deshalb war man bestrebt, immer grössere Teleskope zu bauen. Eines der grössten Refraktoren wurde 1897 fertig gestellt und steht am Yerkes Observatorium in der Nähe von Chicago. Sein Objektivdurchmesser beträgt 102 cm. Mit dieser Grösse war man aber an die Grenze des technisch realisierbaren gelangt. Zudem haben einlinsige Refraktoren den Nachteil, dass sie optische Fehler produzieren, weil verschiedene Farben unterschiedlich gebrochen werden und somit ein Regenbogeneffekt entsteht (chromatische Aberration).

Um den Abbildungsfehlern auszuweichen und um noch grössere Objektive herzustellen, besann man sich im 19. Jahrhundert wieder zurück auf bereits von Leonardo da Vinci und anderen Wissenschaftlern gebrauchten Hohlspiegeln, um ein Objekt optisch abzubilden.

3.2.2 Das Spiegelteleskop

Erst Isaac Newton hat es dann im 17. Jh. geschafft, Spiegelteleskope (Reflektoren) herzustellen, welche hervorragende optische Qualitäten besaßen. Es gibt verschiedene Bauarten von Reflektoren, jedoch ist das Prinzip bei allen ähnlich: Licht von der Quelle tritt in parallelen Strahlen durch die Öffnung des Tubus und trifft auf den Hauptspiegel, welcher das Objektiv bildet. An diesem wird das Licht so reflektiert, dass es in einer festen Distanz (Brennweite) gebündelt wird. Dort steht dann der Detektor, die Kamera, oder das Auge.

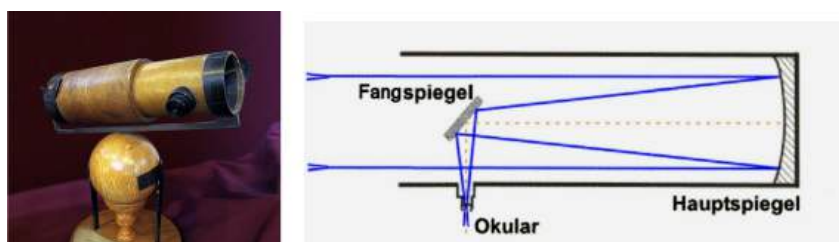


Abbildung 3.2.2: Links: 6-Zoll Reflektor von Newton aus 1672; rechts: Strahlengang in einem Spiegelteleskop nach Newton-Bauart

Der Vorteil bei Spiegelteleskopen ist, dass die sog. chromatische Aberration aber auch weitere Abbildungsfehler vermieden werden können. Zudem ist der Bau einfacher, da man keine dicken Linsen mehr herstellen muss, sondern fast beliebig dünne Spiegel, welche viel einfacher zu handhaben sind. Ein weiterer Vorteil ist auch die spektrale Ausbeute. Während Linsen nicht viel mehr Licht passieren lassen als das sichtbare, reflektieren Spiegel auch weite Bereiche darüber hinaus. Bei solchen Überlegungen kommt es natürlich immer auf das Material der Linsen bzw. der Spiegel

an. Die meisten Spiegelteleskope bestehen aus Glasspiegeln, welche mit Aluminium bedampft werden. Somit erreichen moderne Spiegel ein Reflexionsvermögen von bis gegen 96% in bestimmten Wellenlängen. Die Objektive heutiger professioneller Grossteleskope werden nur noch aus Spiegeln hergestellt.

3.3 Radioastronomie

Elektromagnetische Wellen in einem Wellenlängenbereich von 10 cm bis etwa 100 km nennt man Radiowellen. Unsere Augen sind nicht sensitiv für Radiowellen. Um sie zu „sehen“, muss man technische Mittel einsetzen (Radioempfänger, bzw. Radioteleskope). Da die Wellenlänge der Radiosignale sehr viel grösser sind als jene im sichtbaren Bereich, ist die Winkelauflösung bei gleichbleibendem Objektivdurchmesser auch dementsprechend kleiner. Nehmen wir als Beispiel eine Radiowellenlänge von $\lambda = 1\text{m}$ und ein Objektivdurchmesser von 1 m. Das ergibt eine Winkelauflösung von $\phi = 1.22 \cdot \frac{\lambda}{D} = 1.22 \cdot \frac{1\text{m}}{1\text{m}} = 1.22 \approx 70^\circ$, also eine katastrophale spatiale Auflösung. Deshalb muss man sehr grosse Radioteleskope bauen. Das einst grösste (einzelne) Radioteleskop der Welt lag bei Arecibo im Norden von Puerto Rico und hatte einen Durchmesser von etwa 305 m. Es stürzte im Jahr 2020 ein und wurde nicht mehr erneuert.



Abbildung 3.3.1: 8.2m Hauptspiegel des Very Large Teleskope (VLT) in Chile, 1993 beim sog. *casting* (Abgiessen) (ESO)



Abbildung 3.3.2: Das 3.6m ESO Teleskop in La Silla, Chile. Es wurde 1977 fertiggestellt und ist immer noch im Einsatz und liefert dabei hervorragende Daten. Im Moment ist HARPS als Instrument am Teleskop.



Abbildung 3.3.3: Drei der vier very large telescopes. Jedes hat einen Durchmesser von 8.2 m. Bei Bedarf kann man sie „zusammenschalten“ und somit ein 100 m Teleskop simulieren (Interferometrie)

3.4 Interferometrie



Abbildung 3.4.1: Links: Das european extremely large telescope (EELT) wie es einmal aussehen könnte. Der Spiegeldurchmesser beträgt 39 m. Es ist im Moment in Chile im Bau. (ESO) Rechts: das large binocular telescope (LBT) mit zwei 8.4m Spiegeln in Arizona

Besonders in der Radioastronomie sind grosse Objektive nötig, um eine annähernd akzeptable Auflösung zu erhalten. Da es praktisch nicht möglich ist, Teleskope mit hunderten oder sogar tausenden Metern Durchmesser zu erstellen, bedient man sich eines Tricks - der sog. Interferometrie. Dabei werden mehrere einzelne Teleskope verwendet, welche auf das gleiche Objekt gerichtet sind. Die empfangene Information wird zentral analysiert. Dies ist gleichbedeutend mit einem grossen Teleskop mit dem Durchmesser vom einen „kleinen“ bis zum anderen „kleinen“ Teleskop. Somit erhält man eine räumliche Auflösung, die viel besser ist als ein einzelnes „kleines“ Teleskop. Dies gilt jedoch nicht für die Lichtempfindlichkeit. Zudem ist es höchst anspruchsvoll, die von den einzelnen Teleskopen gesammelten Informationen derart zusammenzufügen, dass man den Vorteil der Interferometrie überhaupt nutzen kann. Je kleiner die Wellenlänge, desto höher die Ansprüche an die Technik der Interferometrie.



Abbildung 3.4.2: Links: Das William-E.-Gordon-Teleskop in der Nähe von Arecibo. Es war immer zum Zenith hin gerichtet. Rechts: Das Very Large Array in New Mexiko. Viele einzelne Teleskope sind zusammenschaltet (Interferometrie)

Auch im Sichtbaren werden zurzeit interferometrische Beobachtungen getätigt, z.B am Very Large Teleskope in Chile, wo man mehrere 8 m Teleskope zusammenschalten kann, und somit eine „baseline“ von ca. 100 m erreicht.

4 Eigenschaften der Sterne

Durch die Beobachtung des Sternenlichtes kann man Helligkeit und Farbe messen. Weitere Zustandsgrößen sind nicht direkt beobachtbar, weil fast alle Sterne selbst in den grössten Teleskopen nur Lichtpunkte sind. Größen wie Leuchtkraft, Masse, Radius, Dichte, Oberflächentemperatur, Magnetfelder, chemische Zusammensetzung werden aus einer vertieften Analyse des Sternlichts bestimmt. In diesem Kapitel betrachten wir einige physikalische Gesetze, die für das Verständnis der stellaren Astrophysik von fundamentaler Bedeutung sind.

4.1 Helligkeit

Die älteste Bestimmungsgrösse für Sterne ist die sog. scheinbare Helligkeit. *Scheinbar* bedeutet hier, dass ein Stern dem Beobachter nur hell oder dunkel erscheint, weil man ja nicht weiss, wie weit weg er sich befindet. Ein Scheinwerfer in Genf erscheint uns dunkler als eine Kerze in der Hand.

Schon zur Zeit des Ptolemäus wurden die hellsten Sterne in die Helligkeitsklasse der 1. Grösse ($1^m = 1$. Magnitude) eingeteilt und die von Auge gerade noch wahrnehmbaren in die 6. Klasse (6^m). Da das Auge eine logarithmische Empfindlichkeit gegenüber dem Energiefluss (Intensität) aufweist, ist auch diese Einteilung logarithmisch. Wenn man einen Stern der Helligkeitsklasse m_1 und einen der Klasse m_2 hat, so gelten die Zusammenhänge zu den Intensitäten Φ_1 und Φ_2 :

$$\begin{aligned} m_1 - m_2 &= -2.5 \log \left(\frac{\Phi_1}{\Phi_2} \right) \\ \frac{\Phi_1}{\Phi_2} &= 10^{-0.4(m_1 - m_2)} \end{aligned} \quad (4.1.1)$$

Wobei Φ der auf der Erde empfangene Lichtfluss oder Intensität in W/m^2 ist. So entspricht also ein Stern A, von dem wir 100 mal mehr Energie pro Zeit und pro Quadratmeter empfangen als von Stern B einer Magnitude, welche um 5 kleiner ist, als jener von Stern B. Achtung: je kleiner die Magnitude, desto heller der Stern.

Die scheinbare Helligkeit ist aber kein gutes Charakteristikum für einen Stern, weil sie eben von der Distanz zu ihm abhängt. Also definiert man die absolute Helligkeit M eines Sterns, als die scheinbare Helligkeit m für eine einheitliche Distanz von 10 pc ($\approx 3 \cdot 10^{17} m$). Kennt man den Abstand r des Sterns, so kann man eine Beziehung zwischen scheinbarer (m) und absoluter Helligkeit (M) herstellen:

$$\begin{aligned} m - M &= -2.5 \cdot \log \left(\frac{\Phi(r)}{\Phi(10pc)} \right) = -2.5 \cdot \log \left(\frac{\frac{P}{4\pi \cdot r^2}}{\frac{P}{4\pi \cdot (10pc)^2}} \right) \\ &= -2.5 \cdot \log \left(\frac{(10pc)^2}{r^2} \right) = -2.5 \cdot \log \left(\frac{10pc}{r} \right)^2 \\ &= -2.5 \cdot 2 \cdot \log \left(\frac{10pc}{r} \right) = -5 \cdot [\log(10pc) - \log(r)] \\ &= -5 \cdot [1 - \log(r)] = 5 \cdot \log(r)[pc] - 5 \end{aligned} \quad (4.1.2)$$

Beispiel: α Orionis⁴ hat eine scheinbare Helligkeit im sichtbaren Bereich von $m = 0.42$, seine Entfernung beträgt etwa $130pc$, also ist seine absolute Helligkeit:

$$M = m - (5 \cdot \log(r)[pc] - 5) = 0.42 - [5 \cdot \log(130) - 5] = -5.15 \quad (4.1.3)$$

Aufgabe: Sonne: Scheinbare Helligkeit im Sichtbaren $m = -26.74$ und eine Entfernung von $r = 1.496 \cdot 10^{11} m = 4.848 \cdot 10^{-6} pc$. Wie gross ist dann die absolute Helligkeit der Sonne?

$$M = 4.83$$

⁴ α Orionis hat eine Parallaxe von 7.63mas, was einer Entfernung von $\frac{1}{0.00763} pc \approx 130pc$ entspricht.

Aufgabe: Wieviel mal heller ist α Ori als die Sonne?

9817 mal

4.1.1 Bolometrische Helligkeiten

Die scheinbare bolometrische Helligkeit m_{bol} ist die scheinbare Helligkeit integriert über alle Wellenlängen.

Die absolute bolometrische Helligkeit M_{bol} ist die absolute Helligkeit integriert über alle Wellenlängen. Sie wird auch Leuchtkraft L eines Sterns genannt. Für die Sonne ist die absolute bolometrische Helligkeit $M_{bol, \odot} = 4.73\text{mag}$, bzw. $L_{\odot} = 3.8 \cdot 10^{26}W$.

4.2 Farbe

Helle Sterne können von blossen Auge nach ihrer Farbe eingeteilt werden. Vega (α Lyr) ist weiss, Riegel (β Ori) bläulich, Beteigeuze (α Ori) rötlich und die Sonne ist gelb. Im Kapitel über die Sonnenstrahlung hatten wir gesehen, dass Sterne in allen Wellenlängenbereichen Licht emittieren. Somit ist die Farbe eines Sterns der Anzeiger für den dominierenden spektralen Anteil. Über die Wellenlänge des dominierenden Strahlungsanteils kann mit dem PLANK'schen Strahlungsgesetz auf die Oberflächentemperatur des Sterns geschlossen werden.

$$u(\nu, T) = \frac{8\pi h\nu^3}{c^3} \frac{1}{e^{\left(\frac{h\nu}{kT}\right)} - 1} \tag{4.2.1}$$

Die Farbe eines Sterns wird folgendermassen gemessen: man misst die scheinbare Helligkeit m eines Sterns in drei verschiedenen Farbfiltren und zwar in den U -, B -, V -Filtren, mit:

U	ultraviolett	$\lambda = 3650 \text{ \AA}$
B	blau	$\lambda = 4400 \text{ \AA}$
V	visuell	$\lambda = 5480 \text{ \AA}$

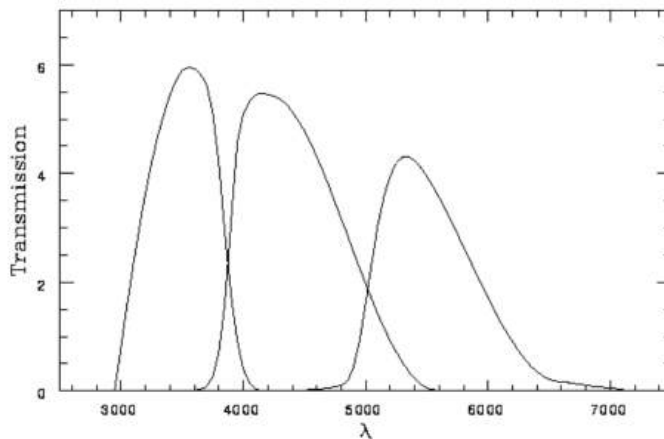


Abbildung 4.2.1: Transmissionskurven der Johnson U, B und V filter

Daraus erhält man die drei Helligkeiten m_U , m_B und m_V woraus die drei sog. Farbindices definiert werden:

$$\begin{aligned} FI_{B-V} &= m_B - m_V \\ FI_{U-V} &= m_U - m_V \\ FI_{U-B} &= m_U - m_B \end{aligned} \tag{4.2.2}$$

Der Nullpunkt für die drei Skalen wurde so gewählt, dass für Vega $m_U = m_B = m_V$ gilt. Wie gesagt, kann der Oberflächentemperatur eine Farbe zugeordnet werden. In der nächsten Tabelle haben wir für unterschiedliche Temperaturen die zugehörigen Farbindices:

$T[K]$	50'000	25'000	10'000	6'000	3'500
FI_{B-V} [mag]	-0.33	-0.26	-0.02	+0.58	+1.51
FI_{U-B} [mag]	-1.19	-0.95	-0.02	+0.06	+1.16

Tabelle 4.2.1: Unterschiedliche Temperaturen und deren Farbindices

Es werden selten alle drei Farbindices pro Stern angegeben. Meistens gibt man einen oder zwei an. Die Sonne hat z.B. eine Temperatur von knapp unter 6000 K und somit die Farbindices $FI_{B-V} = +0.63$ und $FI_{U-B} = +0.12$.

Beispiel: Aus dem Sternenkatalog von Simbad liest man für α Orionis:

- $m_U = 4.38$
- $m_B = 2.27$
- $m_V = 0.42$

Man sieht, dass Beteigeuze heller wird, je röter die Farbe, also ist es ein eher roter Stern. Man bestimmt dann $FI_{B-V} = 1.85$ und $FI_{U-B} = +2.11$ und man sieht, dass die Werte viel höher sind als bei der Sonne. Je grösser also FI_{B-V} desto weniger blau ist enthalten, also desto röter der Stern.

4.2.1 Spektralklassifikation

Die Farbe eines Sterns schlägt sich also in seinem Spektrum ab, blaue Sterne haben mehr blauen Anteil im Spektrum und rote mehr roten Anteil. So kann man anhand der Farbe, des Spektrums, die Sterne einer Klasse zuordnen (Harvard-Klassifikation):

O - B (blau) - A - F (gelb) - G - K (rot) - M

Dazu gibt es den berühmten Merkspruch: **Oh, Be A Fine Girl, Kiss Me.**

Da ja blaue Sterne heisse Sterne sind, ist die Harvard-Klassifikation nach absteigender Temperatur geordnet. Da die sieben Buchstaben nur eine grobe Einteilung ermöglichen, hat man noch unterteilt mit Ziffern von 0 bis 9. So ist die Sonne z.B. ein G2 Stern.

Die Zuordnung der Sterne zu den Spektralklassen erfolgt also über das Spektrum:

Spektraltyp	Temperatur [K]	Klassifikationskriterien
O	50'000	Linien hochionisierter Atome: He II, Si IV, N III, ... gelegentliche Emissionslinien
B0	25'000	He II fehlt, He I stark, Si III, O II
A0	10'000	He I fehlt, Mg II u. Si II stark Fe II, Ca II u. Ti II schwach
F0	7'600	Ca II stark, die ionisierten Metalle z.B. Fe II T II hatten Maximum bei A5 neutrale Metalle z.B. Fe I u. Ca I ca. gleiche Stärke
G0	6'000	Ca II u. neutrale Metalle sehr stark
K0	5'100	neutrale Atomlinien stark, Moleküllinien treten auf
M0	3'600	neutrale Atomlinien sehr stark, TiO-Banden
M5	3'000	Ca I sehr stark, TiO-Banden stärker

Tabelle 4.2.2: Klassifikation der Sternspektren

Die römischen Zahlen hinter den Elementen bezeichnen den Ionisationsgrad: I neutrales Atom, II einfach ionisiertes Atom, III zweifach ionisiertes Atom.

4.3 Sternradien

Es ist sehr schwierig die Sternradien zu messen, sowohl die Winkelradien insbesondere aber die absoluten Radien. Der Winkelradius eines Sterns ist der halbe Öffnungswinkel eines Sterns vom Beobachter aus gesehen. Der absolute Radius ist dann der Radius des Sterns in Metern.

Um den Winkelradius α zu bestimmen, muss man den Stern optisch auflösen können. Bei der Sonne ist das: $\alpha = 15'$ weil der Winkeldurchmesser ein halbes Grad misst. Bei allen anderen Sternen ist das mit ganz wenigen Ausnahmen nicht mehr möglich, weil sie zu weit weg sind.

Ist ein Stern in der Entfernung R und hat einen absoluten Radius von r , dann erscheint sein Radius unter einem Winkel:

$$\alpha = \arctan\left(\frac{r}{R}\right) \approx \frac{r}{R} \quad \text{in Radian} \quad (4.3.1)$$

oder in Bogensekunden

$$\alpha \approx 206'265 \cdot \frac{r}{R} \quad ["] \quad (4.3.2)$$

Selbst bei unserem nächsten Stern (Proxima Centauri) mit einem Abstand $R = 1.3pc$ ist der Winkel bereits so klein, dass seine Messung höchste Anforderungen stellt. Man konnte bis heute nur von wenigen Sternen den Winkelradius direkt messen, so z.B. von α Ori mit Hubble im UV (ca. 25 mas)⁵ und von R Dor im IR mit dem New Technology Telescope NTT (ca. 30 mas). Durch interferometrische Messungen mit Basislängen von 100m können jedoch Auflösungen von 0.1 mas erreicht werden.

Möchte man aus den Winkelradien α die absoluten Radien r bestimmen, so braucht man die Entfernungen zu den Sternen, welche im allgemeinen recht ungenau bestimmt sind.

Indirekt kann man aber über die Leuchtkraft L und die Temperatur T der Sterne deren Radien r bestimmen und zwar mit dem Stefan-Boltzmann-Gesetz:

$$L = 4\pi r^2 \cdot \sigma T^4 \quad (4.3.3)$$

Also erhält man:

$$r = \sqrt{\frac{L}{4\pi \cdot \sigma T^4}} = \sqrt{\frac{1}{4\pi \cdot \sigma}} \cdot \frac{\sqrt{L}}{T^2} \propto \frac{\sqrt{L}}{T^2} \quad (4.3.4)$$

In der nächsten Abbildung ist ein Grössenvergleich einiger Planeten bzw. Sterne zu sehen.

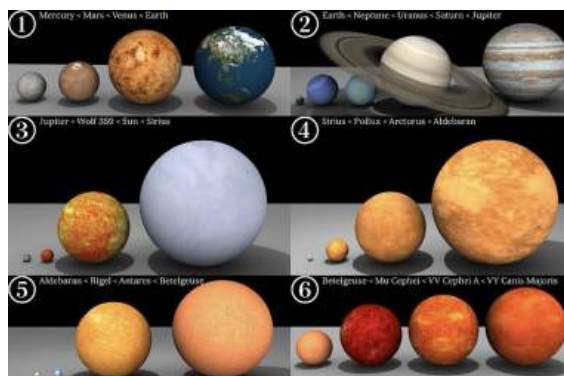


Abbildung 4.3.1: Grössenvergleich einiger Sterne

⁵mas ist die Abkürzung für milliarcsecond, also Millibogensekunde

4.4 Das Hertzsprung-Russell-Diagramm

Das Hertzsprung-Russell-Diagramm (HRD) ist ein zweidimensionales Diagramm, welches die Beziehung zwischen absoluter Helligkeit (M_V) auf der Ordinate und dem Spektraltyp auf der Abszisse eines jeden Sterns zeigt. Jeder Stern hat nun seinen Platz im HRD, jedoch ist dieser nicht fix sondern abhängig vom Entwicklungsstand des Sterns, also von seinem relativen Alter.

Das HRD wurde 1913 von Henry Norris Russell entwickelt und baut auf Forschungsarbeiten von Ejnar Hertzsprung auf.

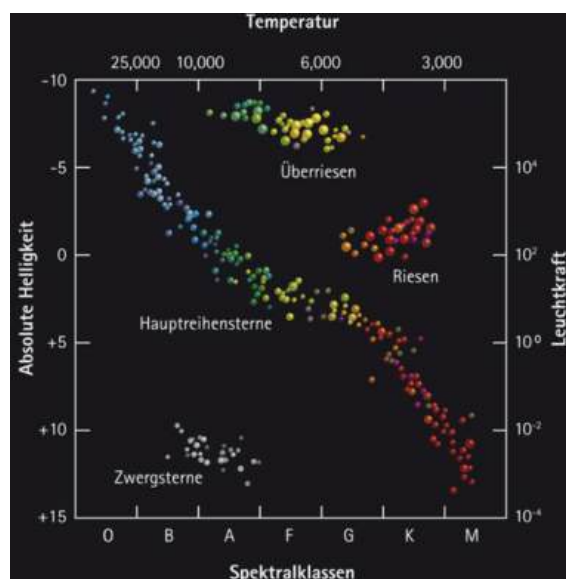


Abbildung 4.4.1: Hertzsprung-Russell-Diagramm

Anstelle des Spektraltyps auf der Abszisse, kann man auch die stellare Oberflächentemperatur wählen, da beide zueinander äquivalent sind (Abszisse Oberhalb des Diagramms). Die Helligkeit kann einerseits in absoluter Magnitude (M_V) im Visuellen oder als Leuchtkraft in Vielfachen der Sonnenleuchtkraft angegeben werden.

Helle Sterne sind also oben und dunkle unten zu finden, heisse Sterne links und kühlere Sterne rechts. Nun kann man also für hunderte oder tausende Sterne deren Spektraltyp und Helligkeit bestimmen und im HRD platzieren. Es fällt dann auf, dass nicht das ganze Diagramm besetzt ist, sondern nur ein paar wenige Bereiche. Die meisten Sterne sind in einem relativ engen Band von oben links (heiss und hell) nach unten rechts (kühl und dunkel) anzutreffen. Dieses Band nennt man die Hauptreihe.

Eine zweite Häufung findet man leicht oberhalb der Hauptreihe in einem horizontalen Ast, wo die Sterne hell aber nicht sehr heiss sind, es müssen also grosse Sterne sein. Und tatsächlich findet man dort die Riesensterne. Viele davon sind rot, also kühlere Sterne. Man nennt diesen Bereich deshalb den Riesen-Ast.

Noch weiter oben im HRD, also heller, hat es eine weitere Ansammlung von Sternen, die jedoch heisser sind als die Riesen. Es handelt sich dabei um die Überriesen.

Die letzte Häufung findet man unten links (heiss und dunkel). Da sie sehr heiss sind aber auch dunkel, müssen es kleine Sterne sein. Es handelt sich hierbei um die Weissen Zwerge.

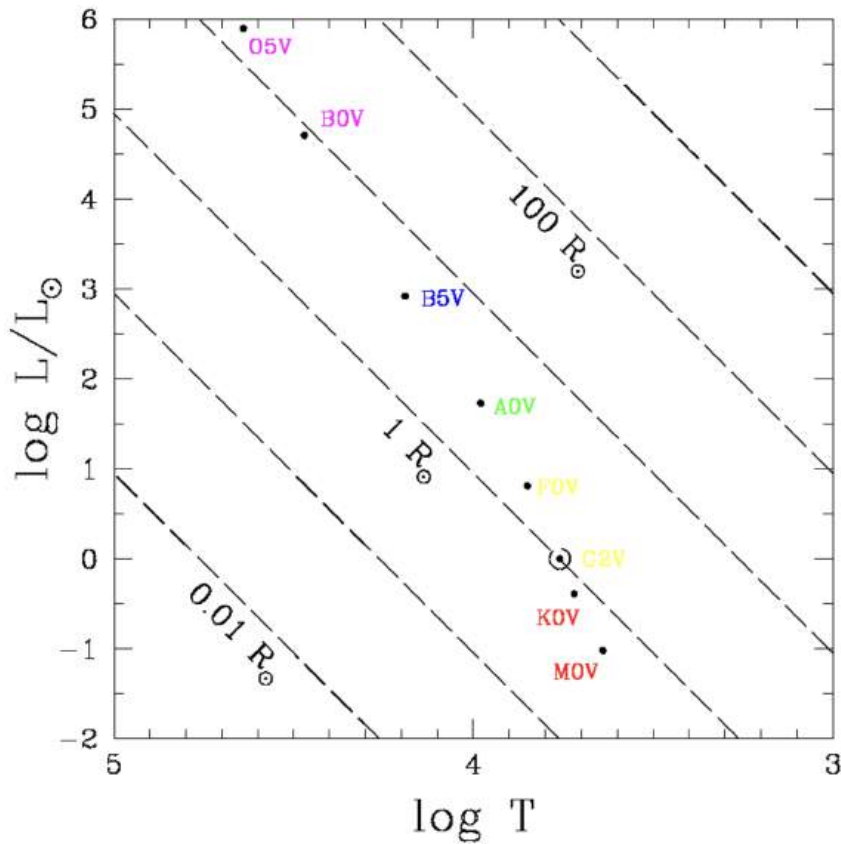


Abbildung 4.4.2: Leuchtkraft-Temperatur-Diagramm in logarithmischer Skala mit eingezeichneten Linien konstanter Sternradien und einigen Beispielen.

Aus der Formel für die Leuchtkraft $L = 4\pi R^2 \cdot \sigma T^4$ kann man ein Temperatur-Helligkeitsdiagramm erstellen (also auch ein HRD), mit der Leuchtkraft als Vielfaches der solaren Leuchtkraft (L / L_{\odot}) in logarithmischer Skala. Wenn man nun alle Kombinationen von L / L_{\odot} und T mit fixen Sternradien einzeichnet, so sieht man, dass diese im Diagramm Geraden von oben links nach unten rechts bilden (gestrichelte Linien):

Man sieht also, dass die grossen Sterne oben rechts und die kleinen unten links im HRD anzutreffen sind.

Wie anfangs des Kapitels bereits erwähnt, hat ein jeder Stern seinen Platz im HRD. Jedoch nur zu einem bestimmten Zeitpunkt, d.h. jeder Stern macht eine Entwicklung durch, während welcher er seine Helligkeit und seine Oberflächentemperatur ändert. Also wandert jeder Stern während seiner Entwicklung im HRD. Wie schnell er im HRD „wandert“ und welche Regionen im HRD er überhaupt besucht, hängt hauptsächlich von seiner Masse ab. Mehr über die Sternentwicklung folgt aber in einem späteren Kapitel.

Bei schwächeren Sternen und insbesondere bei Sternhaufen ist eine Spektralklassifikation meist nicht ohne weiteres durchführbar. Dann verwendet man als Abszisse die Farbe, die ebenfalls ein Mass für die Temperatur ist und damit eng mit dem Spektraltyp korreliert ist. Statt der im allgemeinen unbekanntem absoluten Helligkeiten kann man ferner bei Sternhaufen die scheinbaren Helligkeiten verwenden, da hier (bei Sternhaufen) alle Sterne in derselben Entfernung stehen und scheinbare und absolute Helligkeit sich nur um einen konstante Betrag unterscheiden. Man erhält so ein Farben-Helligkeits-Diagramm (FHD). Man trägt z.B. die Farbe im sichtbaren Filter (V) gegen den Farbindex B-V auf. Farben-Helligkeits-Diagramme sind aber nur aussagekräftig, wenn man einzelne Sternhaufen, bzw. Sterne gleichen Alters und gleicher Distanz betrachtet. Man kann im allgemeinen nicht verschiedene Sternhaufen im gleichen Diagramm abbilden.

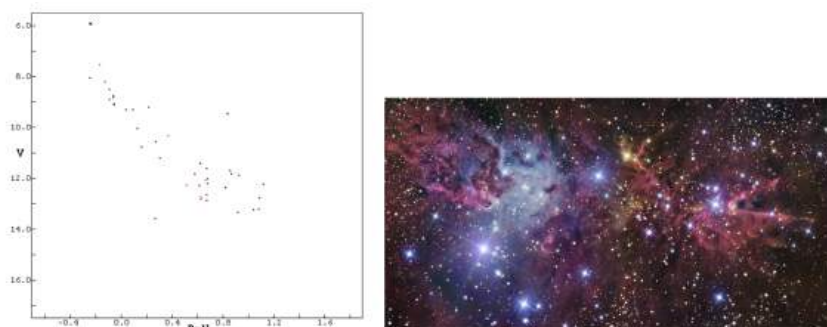


Abbildung 4.4.3: Sternhaufen NGC 2264 in einer Entfernung von ca. 2000 Ly. Das Alter des Sternhaufens ist mit ca. 60 Mio. Jahren recht jung. links: Farben-Helligkeits-Diagramm des Sternhaufens NGC 2264; rechts: Farbaufnahme eines Bereichs aus dem Sternhaufen

Im folgenden betrachten wir die einzelnen Bereiche des HRD etwas detaillierter.

4.4.1 Hauptreihenstadium

Die Hauptreihe stellt die Sterne dar, die in ihrem stabilen, lange dauernden Hauptreihen-Lebensstadium sind. In diesem Stadium findet die relativ ruhige Fusion von Wasserstoff zu Helium im Zentrum dieser Sterne statt. Es ist die Hauptlebensphase, die etwa 90% eines (leuchtenden) Sternlebens ausmacht. Die Sonne befindet sich zur Zeit im Hauptreihenstadium, sie ist also ein Hauptreihenstern.

Bei heisseren Hauptreihensternen (eher links im HRD) ist die Leuchtkraft sehr viel grösser als bei den kühleren Sternen (eher rechts). Die Erklärung kann aber nicht nur die Oberflächentemperatur sein. Die Leuchtkraft eines Sterns ist zwar proportional zu T^4 , aber die Hauptreihe liegt nicht genau entlang einer Linie mit konstantem Radius. Offenbar ist bei Sternen der Hauptreihe zu höherer Temperatur hin (nach links die Hauptreihe hoch) die Leuchtkraft grösser als nur gemäss T^4 , und deswegen muss auch der Radius grösser sein.

Hier sei noch angemerkt, dass, obwohl die Hauptreihensterne links oben mehr Masse enthalten als die rechts unten, sie dennoch eine kleinere Lebenserwartung haben. Dies geht auf die grosse Energieproduktion zurück, die proportional zu den Kuben der Masse (m^3) ist.

4.4.2 Riesenast

Der Riesenast löst sich von der Hauptreihe und driftet nach oben rechts, hat dann aber eher eine horizontale Ausrichtung. Hier findet man Sterne vom Typ Unterriesen bis Riesen, helle Riesen bis hin zu den Überriesen (jeweils weiter nach oben im HRD). Hier findet man z.B. den Stern Deneb (α Cyg) mit der Spektralklassifikation A2. Er hat eine absolute Helligkeit von -7.2^{mag} , das sind etwa 12 Magnituden heller als die Sonne, was einem Faktor von etwa 60'000 entspricht. Warum Sterne auf dem Riesenast anzutreffen sind, werden wir später noch sehen. Es sei hier nur gesagt, dass auch die Sonne auf dem Riesenast landen wird.

4.4.3 Weisse Zwerge

Ganz unten links hat es nochmals eine kleine Häufung. Es hat jedoch viel weniger Kandidaten. Dies hängt auch damit zusammen, dass diese Sterne sehr dunkel und somit schwer zu detektieren sind. Man kann deshalb aus einer geringen Population im Bereich der Weissen Zwerge nicht zwingend darauf schliessen, dass es weniger davon gibt.

Diese Sterne sind sehr heiss, haben aber eine extrem kleine Oberfläche (nur so gross wie ein Planet). Es handelt sich um „erloschene“ Sterne mit einer sehr hohen Dichte. Ein Beispiel eines Weissen Zwerges ist der Sirius Begleiter α CMa B mit einer Dichte von mehreren 10^8 kg/m^3 . Wir werden

auch zu diesen Sternen noch mehr erfahren im Kapitel der Sternentwicklung. Auch hier wird die Sonne in ferner Zukunft mal anzutreffen sein.

4.4.4 Leuchtkraftklassen

Sterne werden ähnlich der Spektralklassifikation in Leuchtkraftklassen eingeteilt. Man kennt 6 Klassen welche mit römischen Zahlen (I - VI) abgekürzt werden. Im HRD sind diese Helligkeitsklassen eingezeichnet: Klasse I sind die Überriesen, II die hellen Riesen, III die (normalen) Riesen, IV die Unterriesen, V die Zwerge (Hauptreihensterne) und VI die Unterzwerge.

Das Hertzsprung-Russel-Diagramm ist das weitaus wichtigste Diagramm in der Astrophysik.

4.5 Doppelsterne

Doppelsterne bzw. Mehrfachsterne sind eine sehr verbreitete Erscheinung. (Meistens nennt man auch Mehrfachsterne der Einfachheit halber Doppelsterne, egal ob es dabei 2, 3 oder noch mehr Sterne sind). Ein Grossteil aller Sterne sind *physische* Doppelsterne (oder Mehrfachsterne), d.h. Sterne, welche gravitativ aneinander gebunden sind. Demgegenüber unterscheidet man *optische* Doppelsterne, welche bloss durch die Projektion an das „Himmelszelt“ zufällig nahe beieinander zu stehen scheinen. In Wirklichkeit sind optische Doppelsterne aber weit voneinander weg. Wir besprechen hier nur die physischen Doppelsterne. Die hellere Komponente eines Doppelsterns wird als Hauptstern, die schwächere Komponente als Begleiter bezeichnet. Unter Doppelsternen kommen alle Kombinationen von Spektralklassen und / oder Leuchtkraftklassen vor.

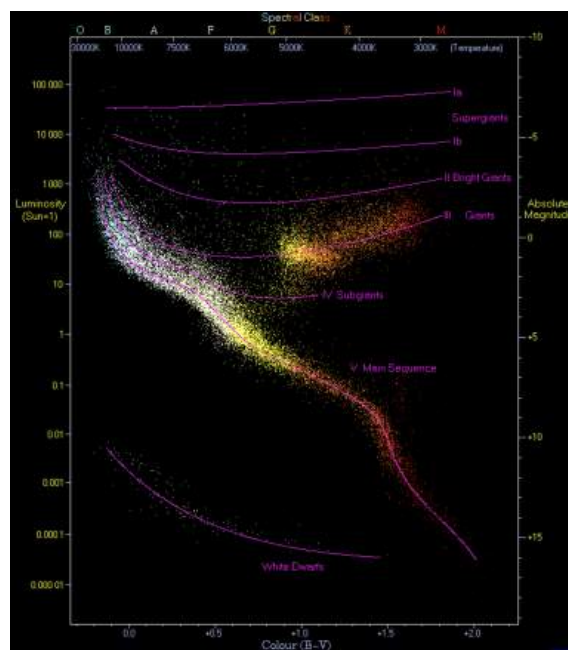


Abbildung 4.5.1: Exemplarisches Hertzsprung-Russel-Diagramm mit Helligkeitsklassen

Enge Paare sind für die Probleme der Sternentwicklung von grossem Interesse. Jeder Komponente eines engen Paares steht nur ein begrenztes Volumen zur Verfügung, innerhalb dessen ein Massenelement eindeutig zu diesem Stern gehört. Die Volumina berühren sich zwischen den Sternen in einem „neutralen“ Punkt (Librationspunkt), in dem sich die Schwerkraft beider Sterne gegenseitig aufheben (man gelangt aus dem Schwerebereich des einen in den Schwerebereich des anderen Sterns). Die Grenzfläche dieser kritischen Volumina nennt man Roche Grenze.

Wenn jetzt bei einem engen Hauptreihenpaar der massereichere Stern beginnt, sich infolge der

Sternentwicklung zum Riesenstern aufzublähen, so füllt die Masse nach einer gewissen Zeit das ganze kritische Volumen aus (halbgetrenntes System). Bei weiterer Ausdehnung wird schliesslich Masse über den neutralen Punkt hinausgeschoben und strömt auf den anderen Stern. Der ursprünglich massereichere Stern erleidet so unter Umständen einen erheblichen Masseverlust und kann dadurch z.B. vom Riesen- in das Unterriesen-Stadium gelangen. Der masseärmere erlebt hingegen einen Massenzuwachs und rutscht somit im HR-Diagramm der Hauptreihe hinauf an die Position, welche seiner Masse entspricht.

Beim Doppelstern Sirius handelt es sich um einen Hauptreihenstern (Sirius A: Hauptstern) und einen Weissen Zwergen (Sirius B: Begleiter).

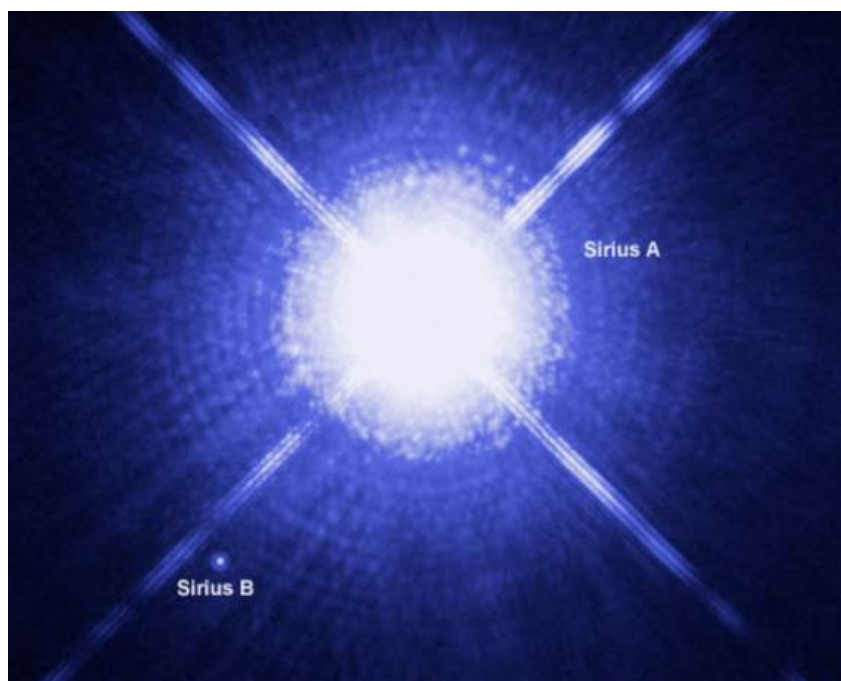


Abbildung 4.5.2: Doppelsternsystem mit Sirius A und Sirius B

Man unterscheidet verschiedene Typen von Doppelsternen. Die Unterscheidungskriterien sind jedoch eher beobachtungstechnischer als physikalischer Natur.

4.5.1 Visuelle Doppelsterne

Bei Visuellen Doppelsternen sind die Partner getrennt sichtbar, d.h. man erkennt auf Astrophotographien 2 Lichtquellen voneinander getrennt. Visuelle Doppelsterne können also nur detektiert werden, wenn die beiden so weit von einander entfernt sind, dass man sie mit den Teleskopen noch wahrnehmen kann. Da in der technischen Entwicklung das Auflösungsvermögen von Teleskopen immer grösser wird, kann man erwarten, dass man immer mehr von diesen Doppelsternen entdecken wird.

Je weiter weg vom Beobachter sich aber ein Doppelsternsystem befindet desto kleiner wird die scheinbare Separation, also desto schwieriger zu detektieren. Somit findet man eher in unserer Umgebung visuelle Doppelsterne. Die beiden uns nächsten Sterne α und Proxima Centauri bilden ein Paar mit einem projizierten Abstand von ca. 10'000 AE und einer grob geschätzten Umlaufzeit von einigen Millionen Jahren. α Cen selbst ist wieder ein visueller Doppelstern mit einer Umlaufzeit von ca. 80 Jahren und einer Separation von ca. 24 AE (etwa Abstand Sonne-Uranus).

4.5.2 Spektroskopische Doppelsterne

Diese Doppelsterne sind nicht mehr visuell voneinander unterscheidbar - die scheinbare Separation ist zu gering um als zwei individuelle Sterne wahrgenommen zu werden. 1889 beobachtete E. C. Pickering, dass im Spektrum des Mizar (ζ UMa) die Spektrallinien mit einer Periode von 20.54d sich verschieben, d.h. eine bestimmte Absorptionslinie ist nicht bei einer fixen Wellenlänge zu finden, sondern verschiebt sich um eine zentrale Wellenlänge hin und her.

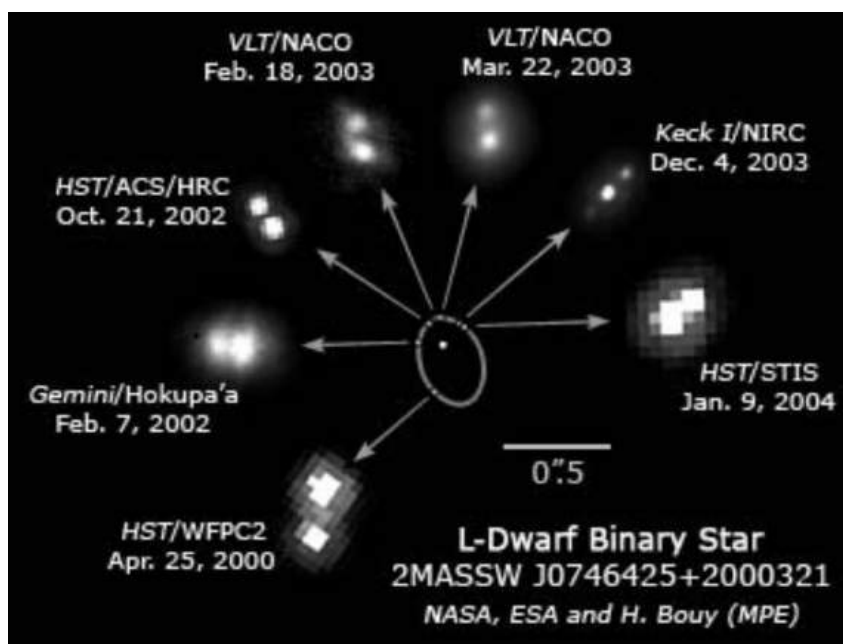


Abbildung 4.5.3: Doppelsternsystem gesehen mit unterschiedlichen Teleskopen und Kameras

Durch den sogenannten Dopplereffekt, verschiebt sich eine emittierte Wellenlänge um...

$$\Delta\lambda = \lambda_0 \cdot \frac{v_r}{c} \tag{4.5.1}$$

...ins Blaue, wenn er Stern auf den Beobachter zu kommt, bzw. ins Rote, wenn der Stern vom Beobachter weg geht. λ_0 ist die Wellenlänge eines sich in Ruhe befindenden Sterns, v_r die projizierte radiale Geschwindigkeit des Sterns und c die Lichtgeschwindigkeit.

Je näher die beiden Partner umeinander kreisen (auf Ellipsen), desto schneller bewegen sie sich. Während eines ganzen Umlaufs bewegt sich nun der hellere Stern einmal auf den Beobachter zu und einmal von ihm weg. So entsteht eine radiale Bewegung des Sterns relativ zum Beobachter. Da sich der Beobachter im allgemeinen nicht in der Ellipsenebene befindet, sieht er nur eine Projektion der wirklichen Radialgeschwindigkeit $\sim \tilde{v}_r$, d.h. wenn die Ellipsenebene unter einem Inklinationwinkel i zum Beobachter geneigt ist, ist die Projektion der Geschwindigkeit nur...

$$v_r = \tilde{v}_r \cdot \sin(i) \tag{4.5.2}$$

4.5.3 Bedeckungsveränderliche Doppelsterne

Sie werden auch photometrische Doppelsterne genannt. Ist die Bahnneigung eines Doppelsterns etwa $i = 90^\circ$, so liegt die Bahnebene etwa in der Beobachtungsrichtung und die Sterne bedecken sich gegenseitig während eines Umlaufs. Man beobachtet eine Lichtkurve mit einem Hauptminimum, wenn die hellere Komponente durch die dunklere verdeckt wird und mit einem Nebenminimum, wenn die hellere die dunklere verdeckt.

Einer der bekanntesten Bedeckungsveränderlichen Doppelsterne ist Algol im Sternbild Perseus mit

einer Periode von etwa 69 Stunden. Während der etwa zehnstündigen Bedeckung des Hauptsterns nimmt die Helligkeit um 1.2 Magnituden zu, im Nebenminimum jedoch nur um weniger als 1/10 Magnitude.

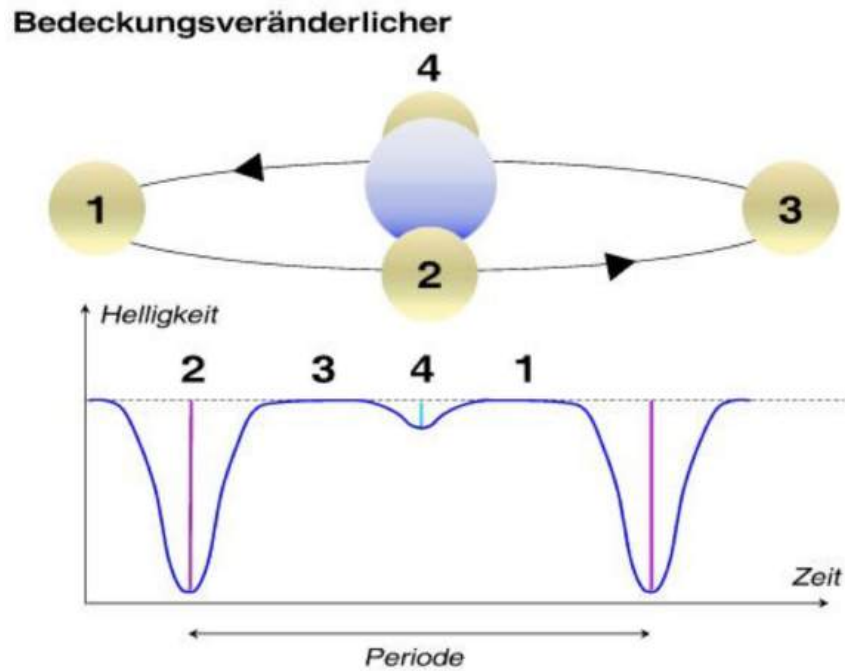


Abbildung 4.5.4: Lichtkurve eines Algol Bedeckungsveränderlichen Doppelsterns. Bei 1 und 3 sind beide Sterne sichtbar, bei 2 schiebt sich der Begleiter vor den Hauptstern (Hauptminimum) und bei 4 ist der Begleiter hinter dem Hauptstern (Nebenminimum).

5 Sternentwicklung

Sterne werden geboren, leben und sterben - sie machen eben eine Entwicklung durch. Im folgenden wird diese Entwicklung am Beispiel der Sonne schematisch aufgezeigt.

5.1 Sonnenähnliche Sterne

Kurz gesagt, entstehen Sterne wie unsere Sonne in den Scheiben von Spiralgalaxien wie der Milchstrasse durch die Kontraktion von Gaswolken (Wasserstoff und Helium). Dieser Vorgang kann von einigen Hunderttausend bis zu vielen Millionen Jahren dauern.

Vor etwa 5 Mia. Jahren entstand unsere Sonne in der Milchstrassenscheibe aus einer riesigen, wolkenartigen Ansammlung aus Molekülen. Etwa 73% dieser Wolkenmasse bestand aus molekularem Wasserstoff und etwa 25% aus Helium. Die restlichen 2% waren schwerere Elemente. Diese Molekülwolke war um ein Vielfaches grösser als unser Sonnensystem es heute ist. Die mittlere Dichte betrug etwa $10^4 - 10^6$ Teilchen pro cm^3 bei einer Temperatur von etwa 10 - 100 K. Aufgrund der Eigengravitation, zog sich diese Wolke in Richtung ihres Massenmittelpunktes zusammen und verdichtete sich dadurch. Durch die Kontraktion wurde die Wolke aufgeheizt. Dies hätte zu einem ansteigenden Gasdruck geführt, welcher dem gravitativen Kollaps entgegen gewirkt hätte. Der Kollaps wäre somit gestoppt gewesen, bevor ein Stern entstanden wäre.

Ohne eine Kühlung der Wolke, konnte diese nicht weiter kontrahieren. Abhängig von der Teilchendichte und Temperatur, gibt es verschiedene Strahlungsprozesse, welche Energie abstrahlen und somit die Wolke kühlen. In Molekülwolken wichtig ist die Kühlung durch einige in geringen Mengen vorhandenen besonderen Molekülen wie etwa Kohlenmonoxid oder Wasser. Diese Verbindungen strahlen bei besonderen Wellenlängen Energie in Form von Infrarot- und Radiostrahlung ab. Diese Strahlung kann die noch dünne Wolke verlassen und führt dadurch Wärmeenergie aus der Wolke ab. Somit ist eine weitere Kontraktion und Verdichtung des Gases möglich.



Abbildung 5.1.1: Der innere Teil des Orionnebels in einer Entfernung von etwa 1600 Lichtjahren. Dieser Ort in unserer Milchstrasse gilt als „Stern-Kreissaal“.

Ein Ort, wo man heute Sternentstehung beobachten kann, ist der Orionnebel (M42) im Schwert des Sternbildes Orion.

Durch die zunehmende Verdichtung wurde der Kern der Molekülwolke für die Wärmestrahlung mit der Zeit undurchlässig (bei etwa 10^{10} Molekülen pro cm^3), so dass die Temperatur ansteigen konnte. Als im Kern die Temperatur etwa 2000 K erreicht hatte, kam es zur Dissoziation der Wasserstoffmoleküle. Bei etwa 20'000 bis 30'000 K war der Wasserstoff vollständig ionisiert (man nennt einen solchen 'Kern' der Wolke Protostern). Bei einer Temperatur von etwa 6 - 10 Mio. K, war die mittlere Geschwindigkeit der Teilchen (Protonen) so hoch, dass sie, wenn sie aufeinander prallten, fusionierten. Zu diesem Zeitpunkt hatte der Protostern seine Energiequelle in Gang gesetzt. Jedoch sollte es noch einige Zeit dauern, bis man die Sonne von „ausserhalb“ im Optischen hätte sehen können, denn sie war ja immer noch in der riesigen Wolke eingebettet. Fortwährend fiel das den Kern umgebende Gas fast im freien Fall Richtung Zentrum. Erst als der Kern die

Umgebung „aufgesaugt“ hatte, konnte der neu geborene Stern für einen aussenstehenden Beobachter wahrgenommen werden. Unsere Sonne war geboren. Sie fusionierte nun leichte Atomkerne zu schwereren. Die dabei frei gewordene Bindungsenergie in Form von Strahlungsenergie stoppte die weitere Kontraktion der Sonne.

Die Fusion von Atomkernen ist stark temperaturabhängig. In der Sonne findet praktisch nur die Fusion von Protonen p zu Helium ${}^4\text{He}$ statt.

Die Sonne befindet sich seit etwa 4.6 Milliarden Jahren in diesem Zustand des Wasserstoffbrennens, also auf der Hauptreihe im Hertzsprung-Russel-Diagramm.

In etwa 5 Mia. Jahren wird sich die Struktur der Sonne verändern: Im Kern wird immer mehr Helium angereichert (Asche der Fusion), bis es zu wenig Wasserstoff hat, um das Wasserstoffbrennen im Zentrum der Sonne aufrecht zu erhalten. Es bildet sich ein heliumreicher Kern, um den das Wasserstoffbrennen nun in einer Schale weitergeht. Man nennt dies Wasserstoffschalenbrennen. Diese Strukturveränderung führt zu einer grossen Energieproduktion und zu einer Vergrösserung des Gesamtvolumens. Gleichzeitig wird die Temperatur an der „Oberfläche“ der Sonne leicht abnehmen, also die Farbe röter werden. Aus der Sonne ist nun ein Roter Riese geworden. Am Schluss dieser in Wirklichkeit viel komplizierter ablaufenden Entwicklung, wird die Sonne ihre ausgedehnte Hülle verlieren, und es bleibt nur ein „ausgebrannter“ Kern übrig. Dies wird der Endzustand der Sonne sein, ein Weisser Zwerg - weiss, weil sehr heiss und Zwerg, weil sehr klein. Im Weissen Zwerg wird keine Energie mehr aus Fusion produziert.

Weisse Zwerge sind Gaskugeln in Planetengrösse mit sehr hohen Dichten (einige $108\text{kg}/\text{m}^3$). Die Kernstruktur des Weissen Zwerges wird bestimmt durch die Gesetze eines entarteten Elektronengases. Ein vollständig entartetes Elektronengas hat alle nach den Gesetzen der Quantenmechanik möglichen Energieniveaus bis hin zu einer oberen Grenze mit den Elektronen besetzt. In diesem Zustand verharrt der Weisse Zwerg und strahlt die noch gespeicherte Wärmeenergie in den Raum ab, bis er als Schwarzer Zwerg kalt und dunkel auf unbestimmte Zeit im Raum verweilt.

In den nächsten Abschnitten werden wir die Sternentwicklung abhängig von der Masse der Sterne besprechen:

5.2 Sehr leichte „Sterne“

Ist zu wenig Masse in der ursprünglichen Gaswolke vorhanden, dann entwickeln sich „Sterne“, die zu leicht sind, um die Kernfusion zu zünden. Dann entsteht ein sog. Brauner Zwerg, ein missratener Stern. In ihm können keine Protonen zu Heliumkernen verschmelzen, und deshalb haben Braune Zwerge keine eigene Energieproduktion und werden nie hell leuchten. Braune Zwerge haben Massen zwischen etwa 1.3% und 8% der Sonnenmasse. Die Oberfläche von Braunen Zwergen kann etwa 2000K erreichen.

5.3 Leichte Sterne ($0.08 - 0.26 M_{\odot}$)

Hier kann die Kernfusion einsetzen, und es wandeln sich Protonen zu Heliumkernen um. Jedoch kann dies nur gerade im innersten Zentrum stattfinden. Im Stern gibt es dann ein sehr starkes Temperaturgefälle: innen heiss, aussen kühl. Dies führt zu sehr starken Konvektionsströmungen, welche die Asche (Heliumkerne) von innen nach aussen transportieren und frischen Brennstoff (Wasserstoffkerne) von aussen nach innen. Dies führt zu einer sehr guten Durchmischung des Materials. Somit verbrennt ein leichter Stern ganz langsam fast den ganzen Brennstoff, bis er zu einem Weissen Zwerg wird und weiter abkühlt, bis nur noch ein Schwarzer Zwerg übrig bleibt.

5.4 Sterne mit mittleren Massen ($0.26 - 2.5 M_{\odot}$)

In diesem Bereich ist auch die Sonne anzusiedeln. Wir gehen hier nochmals auf die Entwicklung ein, um ein paar weitere Details zu besprechen.

Im Gegensatz zu Sternen kleinerer Masse ist in Sternen mittlerer Masse der Bereich, in dem

das Wasserstoffbrennen stattfindet, deutlich ausgedehnter. Jedoch gibt es innerhalb solcher grosser Fusionsbereiche keine grossen Temperaturschwankungen: Die Temperaturen sind dort überall etwa gleich hoch. Folglich treten innerhalb der Fusionsbereiche keine oder nur sehr geringe Konvektionsströme auf. Die Ströme führen kaum zu einem Austausch von Materie zwischen dem Fusionsbereich und der umliegenden Hülle des Sterns. Die bei dem Wasserstoffbrennen entstehenden Heliumkerne gelangen nicht aus den zentralen Bereichen heraus, sondern konzentrieren sich dort immer weiter. Der Anteil der Heliumkerne im Fusionsbereich steigt, während der Anteil der Wasserstoffkerne sinkt. Da es immer weniger Wasserstoffkerne gibt, flauen die Fusionsreaktionen langsam ab. Temperatur und Druck reichen für eine Fusion von Heliumkernen noch nicht aus. Durch das Zuendegehen der Wasserstoffkerne im Fusionsbereich endet das Wasserstoffbrennen - und das, obwohl um diesen ausgebrannten Fusionsbereich herum noch genügend Wasserstoff existiert. Aufgrund fehlender Konvektion gelangt es aber nicht in den Fusionsbereich hinein und kann zum Fusionsprozess nichts beitragen.

Wenn in den Fusionsbereichen kein Wasserstoffbrennen mehr stattfindet, entsteht im Innern des Sterns keine neue Wärmeenergie: Der Gasdruck im Stern sinkt. Der Gravitationsdruck nimmt wieder Überhand, und der Stern kontrahiert. Durch die fortlaufende Kontraktion erhöht sich die Temperatur im Sterninneren nach und nach. Und zwar so weit, bis Druck und Temperatur in den schalenförmigen Bereichen um die ausgebrannte Zone herum eine Grösse erreichen, die ausreicht, um die Kernfusion mit den dort noch vorhandenen Wasserstoffkernen in Gang zu setzen. Dieses Stadium nennt man Wasserstoff-Schalenbrennen.

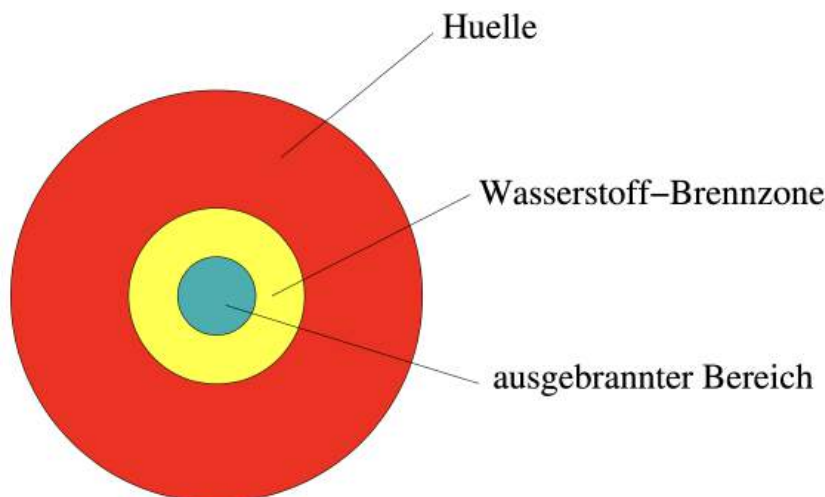


Abbildung 5.4.1: Schematischer Aufbau während des Wasserstoff-Schalen-Brennens.

Beim Wasserstoff-Schalenbrennen werden in der Brennzone Wasserstoffkerne zu Heliumkerne fusioniert. Die Heliumkerne sinken aufgrund ihrer grösseren Dichte in den ausgebrannten Bereich ab. Dieser vergrössert sich dadurch und die Schale des Wasserstoffbrennens entfernt sich immer weiter vom Zentrum des Sterns. Mit der Zeit erhöhen sich Druck und Temperatur in den ausgebrannten Heliumbereichen derart, dass die zur Fusion von Helium-Kernen benötigte Grösse erreicht wird. Dabei verbinden sich unter Abgabe grosser Energiemengen drei Heliumkerne zu einem Kohlenstoffkern. Nach Zünden der Helium-Fusionsprozesse entstehen im Stern nicht nur in der Wasserstoff-Brennzone, sondern zusätzlich auch in den ehemals ausgebrannten Bereichen grosse Energiemengen. Die Temperatur und somit der Gasdruck im Sterninneren steigen. Aufgrund des nun viel grösseren, nach aussen gerichteten Gasdruckes bläht sich der Stern um ein Vielfaches seiner ursprünglichen Grösse auf. Er wird zum Roten Riesen.

Nach einiger Zeit geht das Helium in den zentralen Bereichen des Sterns aus. Zurück bleibt Kohlenstoff, der nicht weiter fusionieren kann, da die Temperatur zu gering ist. Ist die Masse des Sterns

im oberen Bereich, so findet das Helium-Brennen ähnlich wie bei Wasserstoff in Schalen um den Kern statt. Man hat dann Helium-Schalen-Brennen. Dies führt zu einem sehr instabilen Prozess, bei welchem der Stern die Hülle abwirft und der Kern kontrahiert. Es entsteht ein erloschener Kohlenstoffkern und eine Hülle von Wasserstoff und Helium, ein sog. Planetarischer Nebel. Die planetarischen Nebel leuchten oft in allen Farben, denn sie werden von ultravioletter Strahlung des verstorbenen Sterns zur Emission von Licht angeregt.

5.5 Sterne mit grosser Masse ($> 2.5 M_{\odot}$)

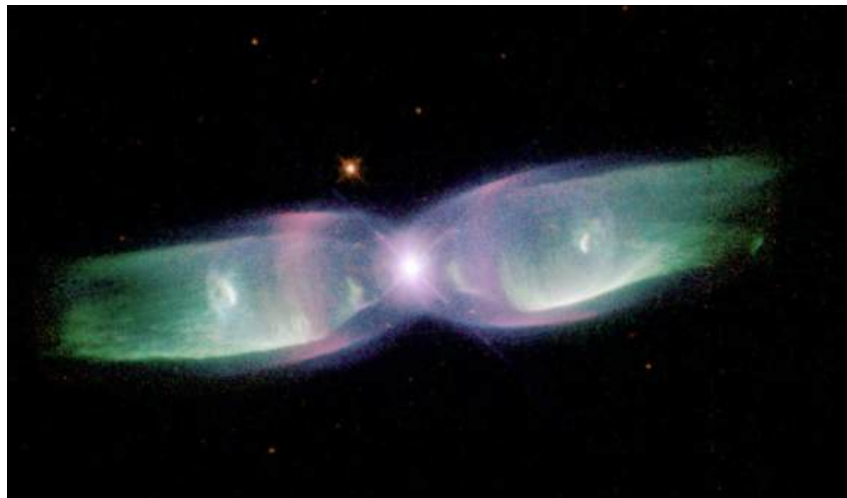


Abbildung 5.5.1: Planetarischer Nebel um das stellare Überbleibsel M2-9

Die Masse mittelgrosser Sterne und damit der Druck und die Temperatur im Sterninnern reicht nicht aus, um die Kohlenstoff-Fusion zu zünden. Bei massereichen Sternen ab 2.5 Sonnenmassen ist das jedoch der Fall: Kohlenstoffatome fusionieren (unter Abgabe eines Alphateilchens) zu einem Neonatom. Je nachdem, wie gross die Masse des Sterns ist, setzt sich die Fusionskette über Sauerstoff, Silizium, u.s.w. bis zum Eisen fort. Nebenprodukte dieser hier sehr stark zusammengefassten Fusionsprozesse sind alle anderen Elemente bis zum Eisen. Doch beim Eisen hört die Fusionskette auf: Bei der Fusion der oben genannten Elemente entsteht stets mehr Energie, als für die „Anregung“ der Fusion benötigt wird. Der Teil der Energie, der nicht zur Anregung weiterer Fusionsprozesse benötigt wird, erhöht die Temperatur des Fusionsbereiches so weit, bis sich der damit zusammenhängende (nach aussen gerichtete) Gas„druck“ mit dem nach innen gerichteten Gravitations„druck“ die Waage hält.⁶ Ab Eisen wird für die Anregung der Fusion dieser Elemente mehr Energie benötigt, als bei den Fusionsprozessen frei wird. Daher findet ab dem Element Eisen keine Kernfusion mehr statt: Die dazu nötige Energie kann nicht aufgebracht werden (d.h. eine solche Reaktion wäre endotherm). Alle Elemente zwischen Helium und Eisen, die wir auf der Erde kennen, entstanden in den Sternen durch die beschriebenen Fusionsprozesse aus Wasserstoff. Die Materie wurde dann über Sternexplosionen (mehr dazu im Laufe dieses Kapitels) aus den Sternen hinausgeschleudert. Die Erde ist (zusammen mit dem Rest des Sonnensystems) aus solchen Sternen-Überbleibsel entstanden.

Innerhalb eines sehr massereichen Sterns entsteht im Laufe weniger Millionen Jahre eine so genannte Zwiebschalenstruktur: Vom Zentrum des Sterns hin zu den Aussenbereichen fusionieren immer „leichtere“ Elemente in den entsprechenden Brennschalen.

⁶Es handelt sich dabei natürlich nicht um einen Druck, sondern um eine Kraft, welche vom Druck herrührt. Ein Druck hat ja keine Richtung! Man nennt es aber trotzdem einen Druck.

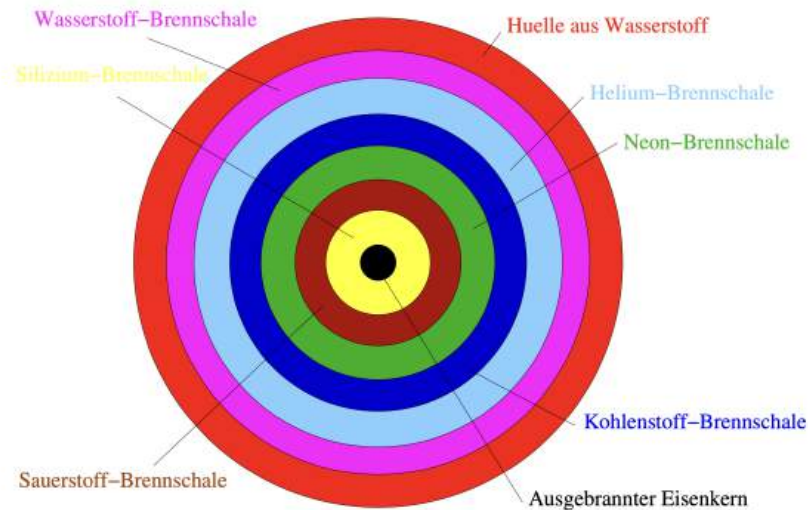


Abbildung 5.5.2: Schematischer Aufbau der Zwiebelschalenstruktur eines schweren Sterns.

In diesem Entwicklungsstadium sind viele Fusionsreaktionen miteinbezogen. Der Stern befindet sich daher im weit aufgeblähten Zustand. Man nennt solche sehr weit aufgeblähten Sterne auch (Rote) Überriesen. Je nach Masse des Sterns, kann er auch schon vor dem Siliziumbrennen zum Überriesen anwachsen. Der Stern Beteigeuze (α Ori) ist ein solcher Roter Überriese. Sein Durchmesser wird auf bis zu 480'000'000 km geschätzt - das ist der über 300-fache Sonnendurchmesser. Mit den besten Teleskopen lässt sich Beteigeuze als einer von wenigen Sternen flächenmässig auflösen - die meisten anderen Sterne erscheinen auch in den besten Teleskopen bloss punktförmig.



Abbildung 5.5.3: α Orionis kann mit den besten Teleskopen aufgelöst werden. Im Vergleich dazu die Erd- bzw. Jupiterbahn.

Aufgrund des hohen Druckes im Sterninnern laufen die Fusionsreaktionen bei massereichen Sternen sehr schnell ab. Bei einem Stern mit 25 Sonnenmassen dauert das Siliziumbrennen beispielsweise nur ein halbes Jahr. Die unterschiedlichen Brennschalen sorgen für eine instabile Konstellation. So schwanken einige Sterne in ihrem Durchmesser um bis zu 50%. Bei vielen Sternen kommt es zu starken Materieauswürfen. Hören die Reaktionen in der Silizium-Brennschale auf, erhöht sich der Druck auf den ausgebrannten Eisenkern, bis dort die Elektronen in die Protonen „hineingedrückt“ werden. Bei diesem Vorgang schrumpft dieser ausgebrannte Kern bis auf eine minimale Grösse herab. In einem Stern, bei dem der Eisenkern beispielsweise eine Masse von vier Sonnenmassen besitzt, schrumpft dieser auf eine Grösse von nur 10 Kilometern Durchmesser. Bei der Materie handelt es sich dann auch nicht mehr um Eisen-Plasma, sondern um Neutronen in der dichtesten Packung.



Abbildung 5.5.4: Supernova 1994D in der Galaxie NGC4526

Das Schrumpfen des ausgebrannten Zentrums des Sterns wird bei dieser Minimalgrösse abrupt aufgrund des so genannten Entartungsdrucks der Neutronen gestoppt. Die Sternmaterie, die im Zuge des Schrumpfens auf das Sternzentrum fällt, prallt auf den Neutronen-Kern des Sterns und verursacht dadurch eine Rückstosswelle (Explosion), die sich mit $50'000 \text{ km/s}$ radial vom Zentrum weg durch den Stern ausbreitet. Diese Welle sorgt lokal für einen extremen Druckzuwachs. Dadurch werden die Fusionsreaktionen mit einem Schlag angeheizt und es können lokal Elemente fusioniert werden, die schwerer sind als Eisen. D.h. alle Elemente schwerer als Eisen sind in Supernovae entstanden.

Die dabei frei werdende Energie führt zu einem sprunghaften Anstieg der Leuchtkraft des Sterns auf den milliardenfachen Wert der ursprünglichen Leuchtkraft. Man nennt dies eine Supernova. Eine Supernova kann dabei eine ganze Galaxie erleuchten.

Bei einer solchen Supernova Explosion wird die ganze Hülle in den Raum geschleudert und zurück bleibt nur der Kern aus Neutronen. Es entsteht ein sog. Neutronenstern. Ein Neutronenstern besteht zum grössten Teil aus Neutronen und hat dieselbe Dichte wie Atomkerne ($\approx 10^{16} \text{ kg/m}^3$). Neutronensterne und Weisse Zwerge sind zwei der drei möglichen Endstadien von Sternen.

Masse, die nicht abgeworfen wurde oder nicht schnell genug weggeschleudert wurde regnet nach und nach auf den Neutronenstern nieder. Der Entartungsdruck der Neutronen verhindert, dass der Stern weiter kollabiert, er wirkt also der Gravitation entgegen.

Ist jedoch die Masse, die noch übrig bleibt (nach der Supernova Explosion) grösser als etwa 8 Sonnenmassen, dann reicht auch der Neutronen-Entartungsdruck nicht aus, um der Gravitation entgegenzuwirken. Es gibt keine Kraft mehr, die den ultimativen Kollaps verhindern kann, und der Stern kollabiert weiter in sich zusammen. Die ganze Masse zieht sich dann auf einen einzigen Punkt zusammen (die Singularität). Ein Schwarzes Loch ist entstanden. Ein Schwarzes Loch ist für unsere Physik nicht zugänglich. Man weiss nicht was es genau ist, denn die Gravitation ist

dort derartig stark, dass nicht mal mehr Licht entweichen kann und somit keine Information von „innen“ nach aussen gelangen kann. Ein schwarzes Loch ist das dritte und (wahrscheinlich) letzte mögliche Endstadium eines Sterns.

6 Sonnensystem

In diesem Kapitel werden die Gegebenheiten des Sonnensystems erläutert, da über die Planeten und die Sonne bereits in Kapitel 2 informiert wurde.

6.1 Geometrie

Die Planeten können in besonderen geometrischen Anordnungen zueinander stehen. Wir gehen dabei immer von der Erde als Heimatort des Beobachters aus. Man unterscheidet dabei einen beobachteten Planeten:

- der auf einer Umlaufbahn näher zur Sonne kreist, als es die Erde tut
- der auf einer Umlaufbahn weiter weg von der Sonne kreist, als es die Erde tut

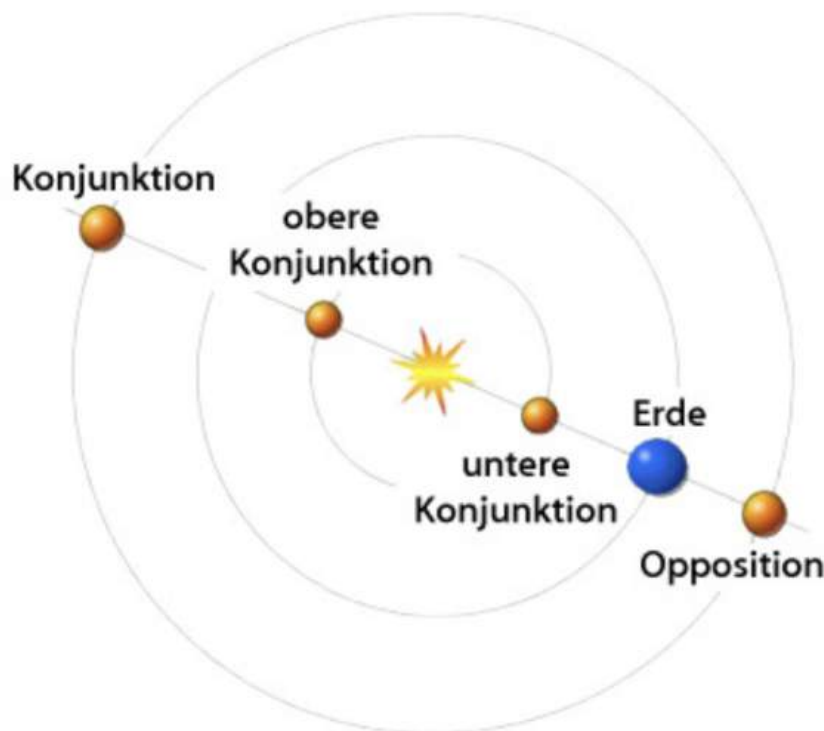


Abbildung 6.1.1: Verschiedene Positionen der inneren bzw. äusseren Planeten

Schauen wir zuerst einen Planeten an, der innerhalb der Erdbahn seinen Orbit hat. Er kann einmal zwischen Erde und Sonne sein, dann ist er in einer unteren Konjunktion zu beobachten. Ist er aber hinter der Sonne, dann steht er in der oberen Konjunktion.

Ein Planet, der seine Bahnen ausserhalb der Erdbahn zieht, kann einmal hinter der Sonne sein, also in Konjunktion zur Sonne, oder auf der von der Sonne abgewandten Seite, also in Opposition. Alle inneren Planeten sieht man also projiziert immer in der Nähe der Sonne, also am Tag. Deshalb heisst der innere Planet Venus auch Morgen- bzw. Abendstern. Manchmal ist er nämlich morgens und manchmal abends zu sehen, aber nie in der Nacht. Merkur ist noch viel näher an der Sonne und kann deshalb fast nie von Auge betrachtet werden. Manchmal aber, vor allem während einer Sonnenfinsternis, sieht man Merkur nahe an der Sonne auch von blosssem Auge.

Wie weit weg von der Sonne (als Winkel von der Erde aus betrachtet) ein innerer Planet maximal beobachtet werden kann, ist durch eine einfache trigonometrische Überlegung herzuleiten

(wir gehen dabei von kreisförmigen Planetenbahnen aus). Der Winkel α ist maximal, wenn die Verbindungslinien zwischen Sonne und Planeten einen rechten Winkel einschliessen. Dann gilt $\tan(\alpha) = \frac{r}{R}$ und somit $\alpha = \arctan\left(\frac{r}{R}\right)$.

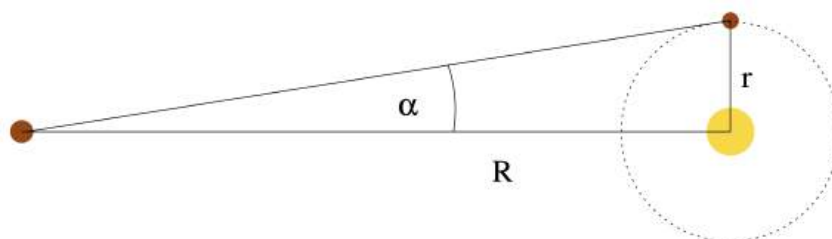


Abbildung 6.1.2: Dazugehörige Skizze

Für Venus ist somit $\alpha = 35.88^\circ$ und für Merkur nur noch $\alpha = 21.16^\circ$. Die scheinbare Winkeldistanz eines Planeten von der Sonne nennt man seine Elongation. In Wirklichkeit ist die maximale Elongation etwas grösser, da sich die Planeten nicht auf Kreis- sondern auf Ellipsenbahnen bewegen. Durch die unterschiedlichen relativen Positionen der Planeten zueinander verändern sie auch andauernd ihre scheinbare Grösse. Zum Beispiel kann Jupiter in Opposition gegen $48''$ und in Konjunktion nur gerade etwa $30''$ (zur Erinnerung; der Vollmond hat einen Winkeldurchmesser von ca. $30'$, also $1800''$).

Da sich Planeten und alle anderen Bestandteile des Sonnensystems auf Ellipsenbahnen um die Sonne bewegen (sog. Keplerbahnen), haben sie eine nächste und eine weiteste Entfernung zu ihr. Die nächste Distanz zur Sonne nennt man Perihel und die weiteste Aphel.

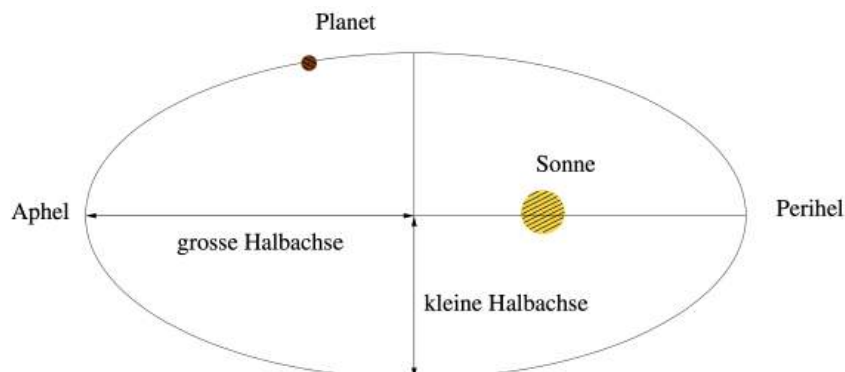


Abbildung 6.1.3: Ellipsenbahn eines Planeten um die Sonne mit der grossen und der kleinen Halbachse sowie dem Peri- und dem Aphel.

6.2 Bestandteile des Sonnensystems

Es gibt keine eindeutige Grenze des Sonnensystems. Oft nimmt man aber den Ort, an dem der gravitative Einfluss der Nachbarsterne überwiegt als Grenze. Dies ist in einer Entfernung von etwa $150'000$ astronomischen Einheiten der Fall.

Wie bereits gesehen, gehört natürlich die Sonne als wichtigster Bewohner und die acht Planeten zum Sonnensystem. Weiter gehören alle Monde der Planeten zum Sonnensystem. Monde oder Satelliten nennt man alle Körper, welche auf festen Umlaufbahnen die Planeten umkreisen. Es gibt weitere Körper, welche zum Sonnensystem gehören. Es sind dies:

- **Meteore (Meteoriten):** Objekte bis wenige Meter im Durchmesser (z.B. Staubteilchen), welche auf die Erde niederfallen und teilweise verglühen (Sternschnuppen).

- **Planetoiden (minor planets), Asteroiden:** Grössere Objekte, jedoch kleiner als Planeten, welche meist zwischen Mars und Jupiter um die Sonne kreisen (im Asteroidengürtel). Beispiele: Ceres, Pallas, Juno, Vesta.
- **Near earth objects (NEOs):** Asteroiden, welche die Erdbahn kreuzen.
- **Transneptunische Objekte (TNOs):** Ähnlich wie Planetoiden aber jenseits der Neptunbahn (Kuipergürtel). Pluto ist ein TNO, wird oft aber auch zu den minor planets gezählt. Beispiele: Pluto, Haumea, Eris.
- **Kometen:** Gefrorene Objekte, welche von weit ausserhalb der Planetenbahnen her kommen (aus der Oortschen Wolke) und in Sonnennähe teilweise verdampfen und dadurch den Kometenschweif bilden. Kometen werden oft auch „schmutzige Schneebälle“ genannt. Kometen besitzen eigentlich zwei Schweife: der eine wird durch Teilchenbombardement (Sonnenwind) und der zweite durch Lichtdruck gebildet. Beispiele: Halley, Hale-Bopp, Tempel 1, Shoemaker-Levy 9.



Abbildung 6.2.1: Links: Kometenbahn, welche die Planetenbahnen kreuzt. Rechts: Komet Hale-Bopp, 1995 entdeckt und 1997 im Perihel. Man konnte Hale-Bopp während eineinhalb Jahren von blossen Auge beobachten.

- **Staub und Gas** welches nicht als kompaktes Gebilde vorliegt, sondern " überall im Sonnensystem vorkommt.

Die Sonne macht über 99.8% der Masse im Sonnensystem aus, besitzt jedoch nur etwa 0.5% des gesamten Drehimpulses. Alle⁷ Objekte im Sonnensystem laufen in der gleichen Richtung (rechtsläufig) um die Sonne. Dies ist „von oben herab“ im Gegenuhrzeigersinn.

⁷Bis heute ist jedenfalls nichts anderes bekannt. Es sind aber extra-solare Planeten bekannt, welche anders rum laufen als die anderen Planeten in diesen Systemen. Sie sind also rückläufig.

7 Galaxien



Abbildung 7.1: Galaxienkollisionen im Galaxienhaufen Abell 1185 ca. 120 Millionen Parsec von uns entfernt

Durch immer besser werdende Teleskope konnte man bald Objekte am Nachthimmel sehen, welche sich mehr und mehr in einzelne Sterne auflösten, je besser die Auflösung wurde. Man erkannte somit eine milchige Fläche von leuchtender Materie und nannte die neu entdeckten Gebilde Nebel. Mit der Zeit gelang man zur Ansicht, dass diese Nebel weit ausserhalb unserer Milchstrasse liegen und somit eigene Milchstrassen sind. Man nennt diese Gebilde Galaxien.

Galaxien sind Ansammlungen von vielen Milliarden von Sternen. Sie bilden Welten-Inseln im Beinahe-Nichts des Universums. Die Galaxie, in welcher unser Sonnensystem zu finden ist, heisst Milchstrasse. Der Durchmesser unserer Milchstrasse beträgt etwa 30'000 Parsec (100'000 Lichtjahre). In ihr hat es etwa dreihundertmilliarden ($3 \cdot 10^{11}$) Sterne.

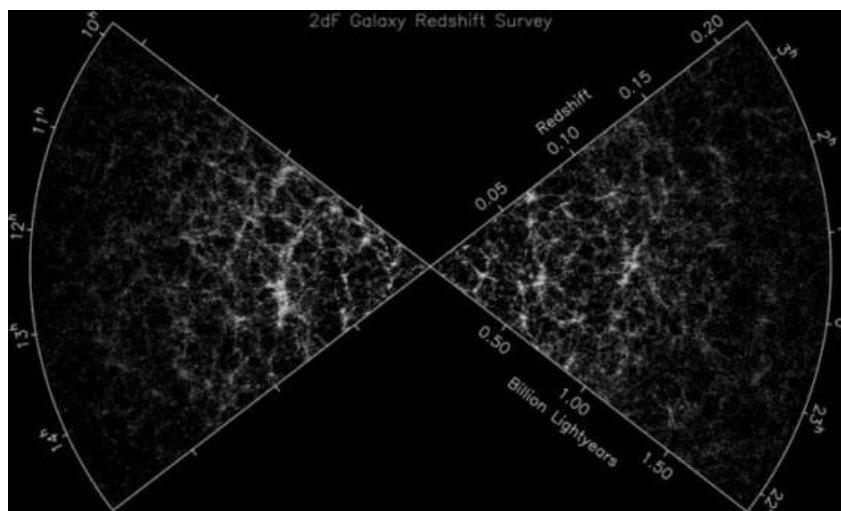


Abbildung 7.2: Filamentartige Struktur des Universums. Wir sind im Zentrum. Jeder Punkt ist eine Galaxie. Je weiter radial nach aussen, desto weiter weg. Linker Flügel zeigt den nordgalaktischen Pol (NGP), rechts den südgalaktischen Pol (SGP).

Galaxien gehören zu den grössten Strukturen im Universum. Man kann sie zwar noch zusammenfassen zu Galaxiengruppen, jedoch ist diese Strukturierung von untergeordneter Rolle ausser für kosmologische Betrachtungen. Die Galaxien geben dem Universum die Struktur. Es ist nicht das ganze Universum homogen mit Galaxien bevölkert, sondern es gibt ein netzförmiges Gebilde von Galaxien im Raum. Die Galaxien sind die Elemente für kosmologische Betrachtungen.

7.1 Morphologische Klassifikation

Edwin Hubble hat ein morphologisches Klassifikationsschema für Galaxien eingeführt. Er unterschied elliptische Galaxien (E), linsenförmige Galaxien (S0), normale Spiralgalaxien (S) und Balkenspiralgalaxien (SB). Die verschiedenen Galaxientypen werden demnach oft in einem stimmig angeordneten Diagramm angeordnet:

Später wurden noch die irregulären Galaxien als eigener Typ definiert, da sie in kein vorhandenes Schema passten. Sie werden mit der Bezeichnung *irr* abgekürzt. Zu den E-, S- und SB-Typen werden noch weitere Unterklassen geführt, welche hier nicht weiter von Bedeutung sind.

7.1.1 Elliptische Galaxien, E

Sie sind Galaxien von ellipsoider Form oder Kugelform. Man erkennt keine ausgezeichnete Bewegungsrichtung der Sterne in der Galaxie. Sie sind einfach Anhäufungen vieler alter Sterne. Es hat keinen Staub mehr in diesen Galaxien, deshalb können auch keine jungen Sterne entstehen. Sie zeigen sehr grosse Helligkeitsunterschiede von mehr als 15 Magnituden. Man erkennt jedoch kaum einen Helligkeitsgradienten innerhalb einer elliptischen Galaxie.

7.1.2 Spiralgalaxien, S

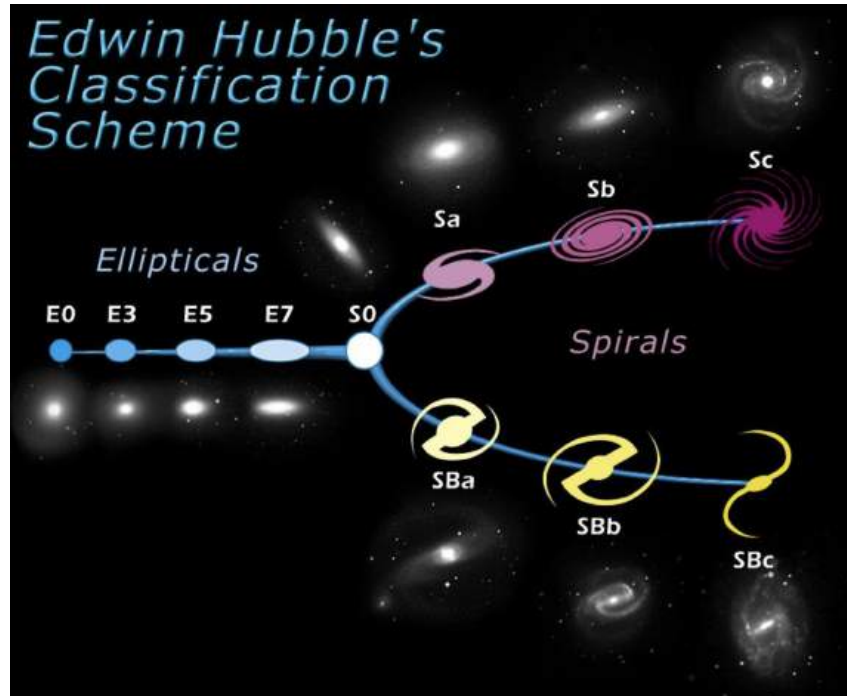


Abbildung 7.1.1: Die Hubble-Typen von uns bekannten Galaxien. Nach Edwin Hubble, 1936, „The Realm of the Nebulae“

Spiralgalaxien sind Galaxien mit einer Scheibe, strukturiert durch meistens zwei Spiralarme. Im Zentrum einer Spiralgalaxie findet man einen linsenförmigen Kern, den sogenannten bulge. Die Spiralstruktur ist vor allem als erhöhte Helligkeit im blauen Licht, hervorgerufen durch junge, leuchtkräftige Sterne, erkennbar. Zudem befindet sich in der Scheibe viel interstellares Gas, das entlang der Spiralarme als Staubbänder erkennbar ist. In den Galaxienscheiben haben die Sterne und das interstellare Gas eine stark vorherrschende Rotationsbewegung um das Galaxienzentrum.



Abbildung 7.1.2: Links: NGC 7785: eine elliptische Galaxie im Bildzentrum. Die Ausdehnung beträgt etwa $1.90' \times 1.30'$ (Simbad astronomical database), Rechts: Spiralgalaxie M104 (Sombrotergalaxie) von der Seite gesehen in einer Entfernung von ca. 8.6 Mio. Parsec mit einem Durchmesser von ca. $15'000\text{pc}$

7.1.3 Balkenspiralgalaxien, SB

Sie sind ähnlich wie die Spiralgalaxien, haben aber vom Zentrum ausgehend einen Balken, an welchem dann die Spiralarme „angehängt“ sind. Unsere Milchstrasse ist wahrscheinlich eine Balkenspirale.



Abbildung 7.1.3: Balkenspiralgalaxie NGC1300 in ca. 21 Mio. pc Entfernung.

7.2 Unsere Nachbarschaft

Unsere Sonne ist mit ihren 8 Planeten und all den anderen Körpern des Sonnensystems stets in Bewegung um das Zentrum unserer Galaxis - der Milchstrasse. Die Sonne hat einen Abstand von ca. 8'000 pc vom galaktischen Zentrum. Die Milchstrasse ist wahrscheinlich eine Balkenspirale mit zwei Hauptarmen und einigen Nebenarmen. Wir befinden uns im sogenannten Orion-Arm und bewegen uns mit ca. 220 km/s in etwa 230 Mio. Jahren um das galaktische Zentrum (ein galaktisches Jahr). Die Sonne befindet sich etwa 20 pc nördlich der galaktischen Ebene. Im Zentrum der Milchstrasse befindet sich ein massives Schwarzes Loch mit einer Masse von mehr als 4 Mio. M_{\odot} . Es befindet sich in Richtung des Sternbildes Schütz. Dieses galaktische Schwarze Loch gehört zu den grossen unter ihnen. Es gibt jedoch noch viel massereichere mit mehr als 6 Mia. M_{\odot} , z.B. im Zentrum der Galaxie M87.

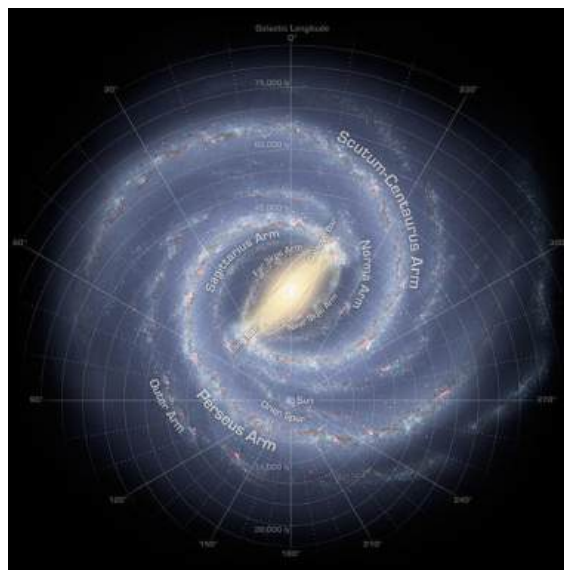


Abbildung 7.2.1: Künstlerische Darstellung unserer Milchstrasse mit der Balkenstruktur und dem galaktischen Koordinatensystem.



Abbildung 7.2.2: Die Umgebung der Sonne

8 Kosmologie

Die Kosmologie ist ein Teilgebiet der Astronomie und befasst sich mit der ganzheitlichen Struktur und Geschichte des Universums - dem Kosmos. Man hat schon sehr früh in der Geschichte versucht, Fragen zu beantworten, welche mit dem Woher und dem Wohin zu tun haben. Wann ist das Universum entstanden? Ist es überhaupt entstanden oder war es schon immer hier? Entwickelt es sich? Gibt es ein Ende? usw. Wir werden im folgenden einige dieser Fragen aufgreifen und nach heutigem Wissensstand versuchen zu erläutern.

8.1 Olbers Paradoxon

Der deutsche Astronom Heinrich Wilhelm Olbers wunderte sich darüber, dass die Nacht dunkel ist und nicht hell wie der Tag. Er hat 1826 dieses Paradoxon folgendermassen formuliert:

Galileo Galilei und Kepler waren der Überzeugung, dass unsere Sonne ein Stern wie jeder andere sei, d.h. alle Sterne, die wir am Nachthimmel sehen, sind Sonnen. Wenn nun das Universum unendlich gross ist und es überall Sterne hat (homogene Sternendichte auf kosmologischer Skala), die unserer Sonne ähnlich sind und das Universum unendlich alt ist (statisches Universum), dann müsste die Nacht hell erleuchtet sein. Sie ist es aber offensichtlich nicht.

Diese Feststellung hat auch schon Kepler 1610 gemacht.

Zuerst fragen wir uns mal, wieso der Tag hell ist. Wegen der Sonne, die sehr nahe liegt und wegen der Erdatmosphäre, welche das Sonnenlicht in alle Richtungen streut und so für eine gleichmässige Helligkeitsverteilung am Himmel sorgt. Ohne Atmosphäre würden wir eine gleissend helle Sonnenscheibe vor einem schwarzen Hintergrund sehen.

Wieso müsste aber auch die Nacht hell sein, falls alle Annahmen von Olbers zutreffen würden? Ein weit entfernter Stern (Entfernung d) erscheint uns dunkel, weil er eben weit weg ist und somit die Helligkeit proportional zu $\frac{1}{d^2}$ abnimmt. Somit erscheint er uns auch sehr klein. Hätte es aber unendlich viele Sterne so müsste man in jeder beliebigen Richtung einen Stern sehen und der Nachthimmel wäre eine einzige Fläche von Sternen, also hell erleuchtet in einem Strahlenmeer von 6000 Kelvin.

Den gleichen Effekt hat man in einem Wald. Ist der Wald nur gross genug und stellt man sich mitten in den Wald, so wird man eine Wand von Bäumen sehen aber keine Wiese am Ende des Waldes.

Wieso beobachtet man aber keine helle Nacht? Es muss offensichtlich nicht genügend Sterne geben, oder sie leben nicht unendlich lange, oder das Universum ist nicht unendlich weit mit Sternen gefüllt, oder nicht das gesamte Sternenlicht kommt bei uns an.

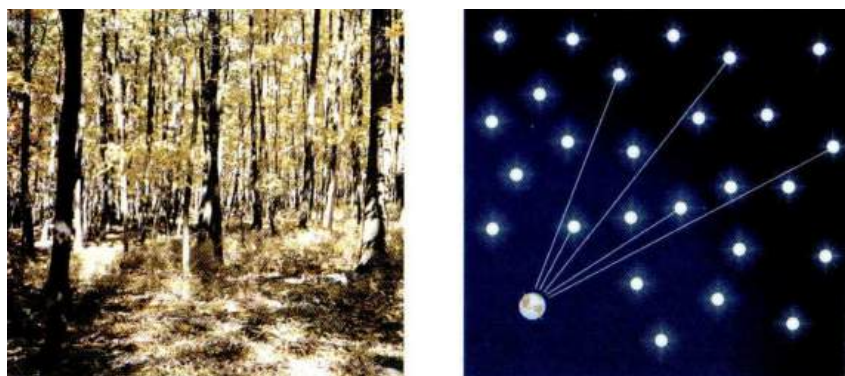


Abbildung 8.1.1: Ist der Wald nur gross genug, so sieht man eine Wand von Bäumen. Dasselbe würde man mit den Sternen erwarten.

Die Lösung des Paradoxons ist eine Kombination dessen. Da das Universum nicht unendlich alt

ist (Urknall), hatte es nicht unendlich lange Zeit, sich auszudehnen. Es gibt also einen Rand des mit Materie gefüllten, sichtbaren Universums. Die Sterne haben zudem eine endliche Lebensdauer und durch die Expansion des Universums erreicht uns das Sternenlicht stark rotverschoben, so dass wir es nicht mal sehen würden.

Aus solchen und vielen anderen Überlegungen und Beobachtungen sind sich heute die meisten Astronomen über eine Theorie weitgehend einig - dem Standardmodell der Kosmologie.

8.2 Das Standardmodell

Die kosmologischen Erkenntnisse beruhen auf wenigen aber überzeugenden Beobachtungen. Egal in welche Richtung man schaut, man sieht ein mehr oder weniger gleiches Bild des Universums (auf grossen Skalen). Man findet ähnliche Sternspektren in allen Entfernungen und in allen Richtungen. In allen Spektren findet man dieselbe relative Häufigkeit der Elemente. Man geht also davon aus, dass unser Universum isotrop und sogar homogen ist.

Das Standardmodell geht von einem homogenen sich in Expansion befindenden Universum aus, welches mit dem Urknall begonnen hat zu existieren.

Das Problem beim Standardmodell ist aber die Frage nach Ursache und Wirkung beim Urknall, also, was hat den Urknall ausgelöst?

8.2.1 Die Rotverschiebung

In den 1920er Jahren wurden die Wellenlängenverschiebungen der Galaxienspektren systematisch untersucht. Man fand in unserer Nachbarschaft zufällige Blau- und Rotverschiebungen. Diese sind mit dem klassischen Dopplereffekt zu erklären, welcher sich einstellt, wenn sich Galaxien aufeinander zu- oder wegbewegen.

Sendet ein mit der Geschwindigkeit v von uns weg bewegtes Gas ein Spektrum aus, so beobachten wir die bei λ_0 ausgesandte Spektrallinie um einen Betrag $\Delta\lambda$ verschoben:

$$\frac{\lambda_0 + \Delta\lambda}{\lambda_0} = \frac{1 + \frac{v}{c}}{\sqrt{1 - \frac{v^2}{c^2}}} = \sqrt{\frac{1 + \frac{v}{c}}{1 - \frac{v}{c}}} \quad (8.2.1)$$

Für $v \ll c$ entspricht dies dem bekannten Dopplergesetz.

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} = \frac{v}{c} \quad (8.2.2)$$

Nun beobachtet man aber für grosse Entfernungen der Galaxien nur noch eine Rotverschiebung. Diese Verschiebung wurde später durch Edwin Hubble systematisiert, und man hat ein Gesetz gefunden, welches die Entfernung d und die Fluchtgeschwindigkeit v der Galaxien verbindet:

$$v = H \cdot d \quad (8.2.3)$$

Dieses lineare Gesetz wird als Hubble-Gesetz bezeichnet und besagt, dass sich eine Galaxie umso schneller von uns wegbewegt, je weiter weg sie sich befindet. Über den numerischen Wert der Hubble-Konstante H ist man sich nicht bis auf die letzte Genauigkeit einig. Modernste Messungen zeigen aber einen Wert von ca.

$$H = 70 \pm 5 \frac{km}{Mpc \cdot s} \quad (8.2.4)$$

Diese kosmologische Rotverschiebung hat nichts mit dem klassischen Dopplereffekt zu tun. Sie kommt nämlich dadurch zustande, dass sich der ganze Raum ausdehnt, die Galaxien darin aber sich in Ruhe befinden (Rosinen im Kuchen). Die kosmologische Rotverschiebung wird meistens mit

$$z = \frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} \quad (8.2.5)$$

bezeichnet. Somit kann die Distanz einer weit entfernten Galaxie einfach mit dem entsprechenden z -Wert angegeben werden.

8.2.2 Die Expansion des Universums

Wie man aus den Beobachtungen sieht, expandiert das Universum in alle Richtungen von uns aus gesehen. Es stellt sich nun die Frage, ob das Universum irgendwann mal wieder in sich zusammenfällt. Dazu bedient man sich der mechanischen Gesamtenergie einer weit entfernten Galaxie:

$$E = E_{\text{kin}} + E_{\text{pot}} = \frac{1}{2}mv^2 - \frac{GMm}{R} \quad (8.2.6)$$

wobei M die Gesamtmasse aller Galaxien innerhalb einer Kugel mit Radius R ist und m die Masse der betrachteten Galaxie mit Geschwindigkeit v . Falls nun E kleiner als Null ist, dann ist die Galaxie gebunden und das Universum wird wieder implodieren. Ist aber $E \geq 0$ dann kann das Universum auf unendliche Zeit expandieren. Man setzt nun also $E = 0$ und sucht nach der kritischen Massendichte ρ_k des Universums, damit die Grenze zwischen ewig expandierendem und implodierendem Universum gefunden werden kann.

$$\frac{1}{2}mv^2 = \frac{GMm}{R} \quad (8.2.7)$$

Wir ersetzen v durch das Hubble Gesetz und kürzen m weg:

$$\begin{aligned} \frac{1}{2}(H \cdot R)^2 &= \frac{GM}{R} \\ \frac{1}{2}H^2 &= \frac{GM}{R^3} \end{aligned} \quad (8.2.8)$$

Beschreibt man die Gesamtmasse M durch die Dichte ρ_k im Volumen $V = \frac{4}{3}\pi R^3$ so enthält man für die Dichte:

$$\rho_k = \frac{3H^2}{8\pi G} \quad (8.2.9)$$

Setzt man die aktuellen Werte für G und H ein, so erhalten wir eine kritische Dichte von $\rho_k \approx 9.2 \cdot 10^{-27} \text{ kg/m}^3$. Dies entspricht etwa 5.7 Protonen pro Kubikmeter.

Ein Ziel ist es also, die heutige Dichte des Universums herauszufinden, um sie mit der kritischen Dichte zu vergleichen. Im Virgo-Überhaufen dürfte die mittlere Dichte bei etwa $6 \cdot 10^{-28} \text{ kg/m}^3$ liegen, was deutlich unter der kritischen Dichte liegt. Dieser Wert ergibt sich aber nur aus dem sichtbaren Teil des Universum. Viele Beobachtungen deuten aber darauf hin, dass der grösste Teil der Materie unsichtbar, also dunkel ist (Dunkle Materie). Zieht man auch diesen Teil in Betracht, so könnte sich das Verhältnis der Massendichte zur kritischen Massendichte des Universums wieder verändern und aus einem ewig expandierendem Universum könnte vielleicht ein sich umkehrendes Universum ergeben.

Momentan deuten aber alle Messungen darauf hin, dass unser Universum beschleunigt expandiert und somit auf alle Zeit sich weiter ausdehnen wird. Was für die beschleunigte Expansion verantwortlich ist, weiss man nicht. Deshalb nennt man diese Energie, welche dazu notwendig wäre *Dunkle Energie*.

8.2.3 Kosmogenese

Alles deutet darauf hin, dass das Universum mit dem Urknall begonnen hat zu existieren. In den theoretischen Betrachtungen konnte die Häufigkeit der Elemente schwerer als Helium in der Sternenentwicklung erklärt werden. Nicht jedoch die Häufigkeit von Helium selber. Dies liess den Schluss zu, dass ein Grossteil des heutigen Heliums nicht in den Sternen sondern während des Urknalls gebildet werden musste. Dazu war eine sehr hohe Temperatur nötig. Man vermutete, dass diese damalige Temperatur sich im Universum (durch die Expansion) abgekühlt haben muss auf heute etwa 3 Kelvin. Tatsächlich entdeckten Penzias und Wilson 1965 per Zufall diese Strahlung mit einer Temperatur von $2.735 \pm 0.06 \text{ K}$, was eine hervorragende Bestätigung der Urknalltheorie war. Diese Strahlung - die kosmische Hintergrundstrahlung - ist in jeder Richtung zu sehen und ist der direkte Überrest des Urknalls. Diese Strahlung wird auch Mikrowellenhintergrundstrahlung

genannt.

Betrachten wir das Standardmodell und die zeitliche Entwicklung des Universums von der Zeit Null bis heute (ca. $1.4 \cdot 10^{10}$ Jahre), so geht man von folgendem Zeitplan aus:

Heute geht man davon aus, dass das Universum zu etwa 5% aus „normalen“ Atomen, zu 25% aus dunkler Materie und zu 70% aus dunkler Energie besteht.

Zeit t	Temperatur [K]	Ereignis
$0 - 10^{-43}\text{s}$	$> 10^{32}\text{K}$	Die vier grundlegenden Kräfte: Gravitation, elektromagnetische Kraft, starke und schwache Kernkraft waren vereinigt
$10^{-43} - 10^{-35}\text{s}$	$> 10^{27}\text{K}$	Die Gravitation entkoppelt sich von den anderen Kräften. Es bildet sich ein kleiner Überschuss von Quarks gegenüber Antiquarks ($10^9 + 1$ zu 10^9), unsere heutige Materie
$10^{-35} - 10^{-6}\text{s}$	$> 10^{13}\text{K}$	Die starke Kernkraft entkoppelt sich, es bilden sich die Hadronen (Neutronen und Protonen)
$10^{-6} - 10^{-4}\text{s}$	$> 10^{10}\text{K}$	Annihilation von Hadronen und Antihadronen, es werden Photonen und Leptonen (Elektronen) erzeugt
$10^{-4}\text{s} - \text{Minuten}$	$> 10^6\text{K}$	Elektronen und Positronen annihilieren zum grössten Teil, Atomkernen (Deuterium und Helium) entstehen durch Fusion
bis 10^{12}s	3000K	übriggebliebene Elektronen bilden zusammen mit den Kernen Atome, das Universum wird durchsichtig und die Strahlung kann entweichen, Aussenendung der kosmischen Hintergrundstrahlung

Tabelle 8.2.1: Entwicklung des Universums (Standardmodell)

A Anhang

Allgemeinwissen

Galileo Galilei

Galileo Galilei (1564–1642) war ein italienischer Naturwissenschaftler, der mit seinem Teleskop 1610 die vier grössten Jupitermonde entdeckte: Io, Europa, Ganymed und Callisto. Er war ein entschiedener Verfechter des heliozentrischen Weltbildes von Kopernikus, also der Idee, dass die Sonne im Zentrum des Planetensystems steht. Wegen dieser Position geriet er in Konflikt mit der katholischen Kirche und wurde 1633 verurteilt. Heute gilt Galilei als Vater der modernen Naturwissenschaft.

Simon Marius

Simon Marius (1573–1624), ein deutscher Astronom, beobachtete die Jupitermonde nahezu gleichzeitig mit Galilei und gab ihnen später ihre heutigen Namen. Obwohl er zunächst als Plagiator galt, wurde später anerkannt, dass seine Beobachtungen unabhängig erfolgten. Marius steht exemplarisch für die Entdeckungskonkurrenz in der frühen Neuzeit.

Wilhelm Herschel

Wilhelm Herschel (1738–1822) war ein deutsch-britischer Astronom und Musiker, der 1781 den Planeten Uranus entdeckte – der erste neue Planet seit der Antike. Seine Beobachtungen erweiterten das bekannte Sonnensystem. Herschel entdeckte auch Infrarotstrahlung und baute riesige Spiegelteleskope, mit denen er die Struktur der Milchstrasse untersuchte.

Apollo 11 (1969)

Die US-Raumfahrtmission Apollo 11 war die erste bemannte Mondlandung der Menschheitsgeschichte. Am 20. Juli 1969 betraten Neil Armstrong und Buzz Aldrin die Mondoberfläche, während Michael Collins im Orbit blieb. Armstrongs Worte „Ein kleiner Schritt für einen Menschen, ein riesiger Sprung für die Menschheit“ gingen in die Geschichte ein. Die Mission war ein Meilenstein im Wettlauf ins All.

Voyager 2 (seit 1977)

Voyager 2 ist eine Raumsonde der NASA, die 1977 gestartet wurde. Sie ist die einzige Sonde, die Uranus (1986) und Neptun (1989) direkt passierte und lieferte dabei bahnbrechende Bilder und Daten. Bis heute sendet sie Signale zurück zur Erde – aus über 20 Milliarden Kilometern Entfernung – und ist ein Symbol für die Langlebigkeit menschlicher Technik im All.

Cassini-Huygens (2004–2017)

Die Raumsonde Cassini-Huygens war ein Gemeinschaftsprojekt der NASA, ESA und ASI zur Erforschung des Saturnsystems. Cassini erreichte 2004 den Saturnorbit und setzte die Landeeinheit Huygens 2005 auf dem Saturnmond Titan ab – die erste Landung auf einem Himmelskörper im äusseren Sonnensystem. Die Mission lieferte spektakuläre Daten über Saturns Ringe und Monde.

BepiColombo (seit 2018)

BepiColombo ist eine laufende Mission der ESA und der japanischen Raumfahrtagentur JAXA zum Planeten Merkur. Sie besteht aus zwei Raumsonden, die gemeinsam gestartet wurden und 2025 am Ziel ankommen sollen. Ziel ist es, Merkurs Oberfläche, Magnetfeld und Umgebung zu untersuchen. Die Mission ist ein Beispiel für moderne, internationale Weltraumkooperation.