



Präsentationen der Professoren

[Unsere Sonne ①](#)

Weitere interessante Infos

[Astrokramkiste ↗](#)

[Geolino ↗](#)

Inhalt

Überblick.....	2
Masse	2
Radius.....	2
Leuchtkraft	3
Entwicklung.....	3
Rotation	3
Strahlungsänderungen	4
Chemische Zusammensetzung.....	4
Aufbau	5
Transportzeitskalen	7
Sonnenflecken	8
Magnetfeld	8

Überblick

Um das Skriptum von der Sonne zu verstehen, ist es empfehlenswert, sich vorher das Skriptum von der Sternentwicklung und den Sterneigenschaften anzuschauen, weil viele von den dort vorgestellten Aussagen in diesem Skriptum vorausgesetzt werden.

Masse

Die Masse der Sonne beträgt 2×10^{30} kg, damit macht sie 99,84% der Masse des Sonnensystems aus. Sie ist tausendfach so massereich wie der Jupiter und 100.000fach so massereich wie die Erde. Im Vergleich zu anderen Sternen ist sie aber der Durchschnitt: Der massereichste Stern den wir kennen ist 265-fach so massereich wie sie, der masseärmste hat immerhin 8,9% der Sonnenmasse.

Radius

Der Radius der Sonne beträgt 7×10^5 km. Das ist 10-mal der Radius des Jupiter und sogar 100-mal so groß wie der Radius der Erde. Wenn man die Sonne mit anderen Sternen vergleicht, merkt man jedoch, dass das gar nicht so viel ist. Der kleinste Stern hat zwar nur ein Zehntel des Sonnenradius und ist damit kaum größer als der Jupiter, der größte Stern hat hingegen fast den 2000-fachen Sonnenradius.

Leuchtkraft

Die Sonne ist zwar aufgrund ihrer Nähe das hellste Objekt am Himmel, im Vergleich zu anderen Sternen ist aber ihre Leuchtkraft von $4 \times 10^{23} \text{ kW}$ nichts Besonderes. Der hellste Stern leuchtet 40-Millionen Mal stärker als sie.

Entwicklung

Wie andere Hauptreihensterne ist auch die Sonne durch die Verdichtung einer Molekülwolke entstanden. Kurz danach entstanden die übrigen Himmelskörper unseres Sonnensystems aus einer protoplanetaren Scheibe.

Derzeit gehört die Sonne mit ihren $4,5 \times 10^9$ Jahren zu den jüngeren Sternen im Universum. Zum Vergleich: Der derzeit älteste bekannte Stern ist fast genauso alt wie das Universum (also 3-mal so alt wie die Sonne). Das maximale Sternentalter ist damit aber nicht erreicht.

Im Vergleich zu den anderen Hauptreihensternen ist das Alter der Sonne durchschnittlich. Künftig wird sie immer größer werden. Dadurch wird es auch auf der Erde immer heller und heißer. In 3,5 Milliarden Jahren wird es auf der Erde so heiß sein, dass alle Meere verdampfen. Zu diesem Zeitpunkt wird sie um 40% heller erscheinen als heute. In 7 – 8 Milliarden Jahren wird sie sich zu einem roten Riesen aufblähen. Dann wird sie 100 – 150 mal so groß sein wie heute und alle inneren Planeten einsaugen. Könnte man sie von der Erde aus sehen wäre sie 1000-fach so hell wie heute und würde ein Drittel des Himmels einnehmen. Damit hat sie ihre maximale Ausdehnung erreicht. Nachher wird sie jedes Jahr 100.000 heutige Sonnenmassen verlieren. In 12,3 Milliarden Jahren hat sie das gesamte Helium zu Eisen fusioniert und fällt in sich zusammen: Sie wird zu einem weißen Zwerg. Die Teilchen, die zu träge zum Mitfallen waren, bleiben in Form eines planetarischen Nebels um den weißen Zwerg herum. Zuerst wird der weiße Zwerg wegen der Kernfusion nachglühen, aber dann ist die Energie aufgebraucht. Die Sonne wird kalt und dunkel. In diesem Zustand wird sie „schwarzer Zwerg“ genannt.

Rotation

Die Rotation der Sonne kann man gut daran erkennen, dass sich die Sonnenflecken bewegen. Die Rotation der Sonne ist je nach Position unterschiedlich stark. Das Material an den Polen bewegt sich nur langsam, unterhalb des 30. Breitengrades wird die Rotation der Sonne um einiges schneller. Im Kern ist die Rotation noch relativ gleichmäßig: Hier dauert eine Umdrehung ungefähr 27 Tage. Das Plasma bewegt sich in alle Richtungen (inklusive der Rotationsrichtung).

Strahlungsänderungen

Unsere Sonne gehört nicht zu den variablen Sternen, weil ihre Pulsation so gering ist, dass sie sich nur sehr wenig auf ihre Strahlung auswirkt. Dadurch, dass wir uns so nahe bei der Sonne befinden, können wir die Schwankungen trotzdem erkennen: Es handelt sich um geringfügige Farb- und Helligkeitsänderungen, die dadurch verursacht werden, dass sich Temperatur, Geschwindigkeit und Radius geringfügig ändern. Die Änderung von Radius und Geschwindigkeit nennt sich Pulsation. Diese Pulsation wird dadurch verursacht, dass die Sonne noch immer geringfügig von ihrer Phase als T-Tauri-Stern nachschwingt. Nach wie vor sind die gleichen Kräfte an der Schwingung beteiligt: Die Gravitation, die versucht die Sonne zusammenzuziehen und der Druck ihrer Elemente die versuchen die Sonne auszudehnen. Diese Bewegungen werden nach innen g-Moden (für englisch: gravity) und nach außen p-Moden (für englisch: pressure) genannt. Die Wissenschaft, die sich mit der Pulsation der Sonne beschäftigt, heißt Helioseismologie. Um diese Schwingungen zu messen, muss man sehr lange messen, weil sie sehr langsam sind. Das machen beispielsweise die Missionen GONG und BiSON. Aus den Schwingungen kann man auf die Struktur der Sonne schließen.

Chemische Zusammensetzung

Zusammensetzung der Sonne

Die Sonne fusioniert so wie alle Hauptreihensterne Wasserstoff zu Helium. Obwohl sie schon in der Mitte der Entwicklung des Hauptreihensterns ist, hat sie noch nicht einmal ein Drittel des Wasserstoffs in Helium umgewandelt. Das liegt daran, dass ihre Masse noch zunehmen wird und der steigende gravitative Druck die Kernfusion beschleunigen wird. So kommt es, dass in der Sonne noch 71% der Atome Wasserstoff und erst 27% Heliumatome sind. Die restlichen 2% sind schwerere Elemente, welche die Sonne von anderen Sternen angezogen hat.

Solare Häufigkeit

Die Zusammensetzung der Sonne wirkt sich direkt auf die Zusammensetzung des Sonnensystems aus. Schließlich sind alle Himmelskörper aus einer protoplanetaren Scheibe entstanden, die wiederum aus dem Stern entstanden ist. Es kommen zwar auch Elemente von anderen Sonnensystemen zu uns (das ist auch der einzige Grund, warum es überhaupt schwerere Elemente als Helium bei uns gibt), aber das kommt aufgrund der großen Distanz nur selten vor. Wenn unser Planet beispielsweise um einen roten Riesen kreisen würde, hätten wir viel weniger Wasserstoff und dafür viel mehr von den Metallen zwischen Helium und Eisen (wobei die Erde relativ viele schwere Elemente besitzt, wenn man es mit den Äußeren Planeten oder gar der Sonne vergleicht).

Aufbau

Allgemein gilt, dass die Sonne nach innen hin immer heißer und die Dichte, aufgrund des zunehmenden Druckes durch die Gravitation immer dichter wird. Die Schichten der Sonne von innen nach außen heißen

	Name	Dicke	Anschaulich (Erdradius = 1m)
Teil der Sonne	Kern	200.000 km	Sternwarte Hörsaal - Eingang
	Radiative Hülle	300.000 km	Sternwarte Hörsaal - Eingang
	Tachocline	200 km	1 Radiergummi
	Konvektionszone	200.000 km	Sternwarte Hörsaal - Eingang
	Photosphäre	500 km	1 Stift
	Chromosphäre	1500 km	1 Kübel
Einflussbereich der Sonne	Sonnenkorona	2 R _o	Sternwarte - Aumannplatz
	Sonnenwinde	90 AU	½ Strecke Erde - Mond
	Heliosphäre	120 AU	¾ Strecke Erde - Mond

Aus Platzgründen kann diese Abbildung nicht maßstabsgetreu dargestellt werden.

Kern

Die innersten 27% der Sonne heißen Kern. Der Kern ist der heißeste und dichteste Teil der Sonne. Die Temperatur beträgt 16-Millionen Kelvin, das ist mehr als 2500-fach so heiß wie die Temperatur auf der Sonnenoberfläche. Auch die Dichte ist wegen des Drucks durch die Gravitation mit 1,62kg/m³ sehr hoch. Dieser hohe Druck ist auch dafür verantwortlich, dass in der Mitte der Sonne (und nur dort) Wasserstoff zu Helium fusioniert. Die Kernfusion sorgt dafür, dass die Sonne so groß ist. Außerdem erzeugt sie auch die gesamte Energie der Sonne. Das ganze Licht und die gesamte Wärme, die wir von der Sonne bekommen, stammen nur von den 27% im Innersten der Sonne.

Radiative Hülle

In der radiativen Hülle werden die Wärme und das Licht, das im Kern erzeugt wurde durch Strahlung in Richtung Oberfläche geleitet. Die radiative Hülle schließt außen an den Kern an und endet bei 70% des Sonnenradius. Die Temperatur ist mit 2 bis 7-Millionen Kelvin weniger als halb so groß wie im Kern.

Tachocline

Die Tachocline ist eine Zone, die sich dadurch auszeichnet, dass sie ganz besonders schnell rotiert. Obwohl die Tachocline nur 1/25 des Sonnenradius ausmacht, entsteht hier das gesamte Magnetfeld der Sonne. Dieser Effekt hängt direkt mit der schnellen Rotation der Tachocline zusammen.

Konvektionszone

Im Gegensatz zur radiativen Hülle wird in der Konvektionszone die meiste Energie nicht durch Strahlung, sondern durch Turbulenzen in der Sonne erzeugt. So wie auf der Erde steigt auch hier die warme Luft auf, sinkt aber nicht mehr ab, weil von unten noch heißere Luft nachkommt. Diese Turbulenzen können wir auch von der Erde aus beobachten (allerdings nur, wenn sie in der Photosphäre stattfinden). Für uns schaut es so aus, als wäre die Oberfläche der Sonne körnig. Diesen Effekt nennt man Granulation.

Photosphäre

Die Photosphäre ist der oberste Teil der Sonne und damit der einzige, den wir wirklich sehen können. Alle Teile darunter werden von der Photosphäre verdeckt. Wir sehen nur 400km weit ins Sonneninnere, das ist weniger als ein tausendstel des Sonnenradius. Die Turbulenzen, die wir schon von der Konvektionszone kennen, finden auch in der Photosphäre statt. Sie bewegen sich mit 7km/s und sind damit doppelt so schnell wie ein Passagierflugzeug. Dadurch ist es möglich, dass die Granulen alle 20 Minuten auftreten.

Chromosphäre

Die Chromosphäre ist eine Schicht aus Wasserstoff und Helium 10.000km oberhalb der Oberfläche der Sonne. Das bedeutet, dass die Erde fast zwischen Photosphäre und Chromosphäre Platz hätte. Dennoch ist es hier mit 10.000K heißer als an der Sonnenoberfläche. Schuld daran sind Spikulen, eine Art Geysire aus heißem Plasma, die vom Sonneninneren in die Chromosphäre hinaufschnellen. Die Chromosphäre wird normalerweise vom Licht der Photosphäre überstrahlt. Man kann sie nur bei Sonnenfinsternis oder wenn das Sonnenlicht von einem Koronographen herausgefiltert wird, beobachten. Indirekt erkennt man sie an zusätzlichen Fraunhoferlinien im Sonnenspektrum.

[Erklärung der Sonnenfinsternis im Maßeinheitenskriptum ⓘ](#)
[Erklärung des Koronografen, des Spektrums und der Fraunhoferlinien im Instrumenteskriptum ⓘ](#)

Sonnenkorona

Außerhalb der Chromosphäre schließt eine Schicht aus besonders dünnem Plasma, die sogenannte Sonnenkorona, an. Sie ist mit einer Million Kelvin noch heißer als die Chromosphäre. Diese Hitze entsteht vor allem dadurch, dass die Hitze vom Inneren der Sonne durch Stoßwellen weitergegeben wird. Die Stoßwellen werden wiederum vom Magnetfeld angetrieben. Die Sonnenkorona verdünnt sich nach außen hin zu einzelnen Sonnenwinden und geht nahtlos in das interstellare Medium über.

[Erklärung des Interplanetaren Mediums im Sonnensystemskriptum ⓘ](#)

Sonnenwind

Der Sonnenwind besteht aus Protonen, Elektronen und Heliumkernen, die sich weit außerhalb der Sonne befinden: Sie reichen sogar weiter als bis zum Neptun, dem äußersten Planeten unseres Sonnensystems. Bei der Erde sind die Sonnenwinde noch so dicht, dass auf jeden Kubikmeter 1-Million Teilchen kommen (das ist sehr dünn, zum Vergleich in 18 Gramm Wasser befinden sich 6×10^{23} Teilchen). Trotzdem können die Sonnenwinde schädlich für uns sein. Zum Glück sind wir durch das Erdmagnetfeld gut vor den Sonnenwinden geschützt, sodass wir nichts davon merken. Lediglich bei weit entfernten Satelliten oder bei Raumsonden, können die Sonnenwinde zu einem Problem für die technischen Geräte werden. An den Polen erkennen wir den Sonnenwind anhand von farbigen Leuchterscheinungen am Himmel, den Polarlichtern. Das liegt daran, dass die Sonnenwinde magnetisch sind und deshalb in unserem Magnetfeld hängen bleiben. An den Polen ist das Magnetfeld der Erde am nächsten, weshalb man dort die Polarlichter sehen kann. Der Sonnenwind fliegt mit einer Geschwindigkeit von 400 – 800km/s von der Sonne weg. Mit dieser Geschwindigkeit könnte man die Erde in nur 1 Minute umrunden. Deshalb sind die Sonnenwinde, die heute bei der

Erde ankommen, auch erst vor 2 – 3 Tagen entstanden. Ludwig Biermann hat 1951 erstmals Sonnenwinde vorhergesagt, weil sich dadurch die Schweife der Kometen erklären lassen. Eugene Parker hat alle Effekte genau durchgerechnet und konnte damit 1959 mit der MHD-Theorie eine sehr genaue Beschreibung der Sonnenwinde vorlegen. Abgestoßen werden diese Sonnenwinde demnach etwa alle 5 Tage durch das Magnetfeld der Sonne. In Spitzenzeiten fliegen die Sonnenwinde sogar täglich von der Sonne weg. Das Gewicht der Sonnenwinde kann man nur schwer abschätzen. Man schätzt die durchschnittliche Masse der Sonnenwinde auf 10^{12}kg .

Heliosphäre

Das Ende der Heliosphäre befindet sich zwischen dem Kuipergürtel und der Oort'schen Wolke. Laut manchen Definitionen befindet sich hier das Ende des Sonnensystems. Hier verdichtet sich das interstellare Medium, sodass die letzten Sonnenwinde abgehalten werden.

[Mehr über das interstellare im Skriptum über das interstellare Medium ①](#)

Transportzeitskalen

Die Transportzeitskalen geben an, wie lang es dauert, bis eine Eigenschaft durch die Sonne weitergegeben wird.

Schalllaufzeit

Die Schallausbreitung funktioniert auf der Sonne so wie auf der Erde: Es handelt sich bei Schall um eine Druckwelle, die sich mit einer Geschwindigkeit von einem Mach (der Schallgeschwindigkeit) durch Festkörper, Flüssigkeiten und Gase, nicht aber durch das Vakuum ausbreitet. Die Schallgeschwindigkeit variiert je nach Material und es gibt auch Materialien die schalldicht sind, also überhaupt keinen Schall durchlassen. Aus dem Verhalten des Schalls kann man auf die Elemente in der Sonne schließen. Die Schallgeschwindigkeit kann man aus folgender Formel ausrechnen:

$$c_s^2 = \frac{\delta P}{\delta \rho}$$

Dabei ist c_s die Schallgeschwindigkeit, P die Leistung und ρ die Dichte. Das δ sagt aus, dass es sich um eine partielle Ableitung handelt.

[Erklärung der partiellen Ableitung im Rechenmethodenskript ab Seite 76 ①](#)

Strahlungstransport

Normalerweise bewegt sich die elektromagnetische Strahlung (z.B. unser sichtbares Licht) mit annähernder Lichtgeschwindigkeit. In der Sonne ist das nicht so einfach: Die elektromagnetische Strahlung bewegt sich zwar auch hier mit annähernder Lichtgeschwindigkeit, wird aber so oft hin- und her reflektiert, dass sie nach ihrer Entstehung durchschnittlich 100.000 Jahre benötigt, um die Sonne zu verlassen. Die entscheidende Größe ist nicht die Geschwindigkeit, sondern, wieviel im Weg ist. Die Weglänge wird als mittlere freie Weglänge bezeichnet und mit l_{mfp} abgekürzt. Die Abkürzung mfp steht dabei für mean free path.

Sonnenflecken

Bei den Sonnenflecken handelt es sich um Teile der Sonne, die besonders schwach strahlen. Das liegt daran, dass die Strahlen in der Konvektionszone durch die Turbulenzen von der Sonne weggeweht werden. Dadurch werden diese Teile der Sonne dunkler und kälter. Die Temperatur in den Sonnenflecken liegt 1500K unter der Durchschnittstemperatur der Sonnenoberfläche. Da sich die Turbulenzen ändern, sind die Sonnenflecken nicht statisch. Obwohl sie mit einer Ausdehnung von 50.000km größer als unsere Erde sind, sind manche Sonnenflecken schon nach wenigen Stunden wieder verschwunden. Die langlebigsten Sonnenflecken halten einige Monate. Die Sonnenflecken entstehen normalerweise 40° nördlich und südlich des Sonnenäquators und wandern von dort aus Richtung Äquator, wo sie wieder verschwinden. Es gibt Phasen, in denen die Sonne viele Sonnenflecken besitzt und Phasen, in denen sie wenige Sonnenflecken aufweist. Das wird als Sonnenfleckenzyklus bezeichnet. Der Name Zyklus ist irreführend, denn die Zahl und der Ort der Sonnenflecken wiederholen sich nicht. Streng genommen ist der Sonnenfleckenzyklus also gar kein Zyklus.

Magnetfeld

Das Magnetfeld der Sonne ist im Gegensatz zum Erdmagnetfeld nicht immer gleich stark, sondern es variiert zeitlich und örtlich. Die durchschnittliche Magnetfeldstärke der Sonne beträgt 1 Gauß (1/1000 Tesla), über Sonnenflecken ist das Magnetfeld aber wesentlich stärker. Im Gegenzug bestimmt das Magnetfeld auch die Dynamik der Sonnenatmosphäre, weil magnetische Partikel in der Sonne vom Magnetfeld angezogen werden und die Strahlung dadurch schwächer wird. Das ist auch der Grund, weshalb Sonnenflecken so kurzlebig sind. Die Stärke des Magnetfeldes steigt zuerst 11 Jahre lang an und nimmt dann wieder 11 Jahre lang ab, bevor der Vorgang wieder von vorne beginnt. Das nennt man Magnetfeldzyklus. Wo der Nordpol und wo der Südpol ist, ändert sich bei jedem Zyklus. Durch den Magnetfeldzyklus wird auch der Sonnenfleckenzyklus ausgelöst: Wenn das Magnetfeld stark ist, gibt es viele Sonnenflecken. Wenn es schwach ist, gibt es nur wenige Sonnenflecken. Man unterscheidet mittlere und fluktuierende Anteile des Magnetfeldes. Bei den mittleren Anteilen bleibt die Magnetfeldstärke ungefähr gleich, bei den fluktuierenden Anteilen ändert sich das Magnetfeld. Das Magnetfeld sorgt auch für den Aufbau der Sonne.