minærva

AS 4

SKRIPT

Die Sonne

Erklärskript

Die Aufgaben 96–132 zu diesem Skript stehen im Aufgabenskript, die Lösungen im Lösungsskript. Verweise auf Aufgaben sind Links.

Astronomie – Klasse 7 bis Kursstufe

Pirmin Gohn

Nutzungshinweis: Dieses Skript darf nur im Rahmen des Unterrichts verwendet werden; insbesondere ist die eigenständige Weitergabe untersagt.

Skriptreihe AS · Astronomie (Klasse 7 bis Kursstufe)

AS1 Himmel	**AS2** Erde und Mond	**AS3** Sonnensystem	**AS4** Sonne	**AS5** Himmelsmechanik
AS6 Licht aus dem All	**AS7** Planeten und Leben	**AS8** Sterne	**AS9** Sternentwicklung	**AS10** Kosmos

Lernen mit minærva

Dieses Skript ist ein Teil von minærva. Alles gehört zusammen: Jedes Thema führt von der Erklärung zum Üben, zum Ausprobieren und ins große Bild.

minaerva.de

Skripte Verstehen
Der Stoff zum Nachlesen: Erklärungen, Herleitungen, Beispiele und typische Fehler.
minaerva.de

noctua Üben
Fragen zu jedem Abschnitt, mit sofortiger Rückmeldung.
noctua.minaerva.de

fabrica Ausprobieren
Versuche und Anschauungen zum Selbermessen und Anfassen, ohne Konto, auch auf dem iPad.
fabrica.minaerva.de

tela Vernetzen
Das Wissensnetz: worauf ein Thema aufbaut und wohin es führt.
tela.minaerva.de

So greifen die Skripte ineinander

Erklärskripte	Astronomie: zehn Themenskripte AS1–AS10 von Klasse 7 bis zur Kursstufe mit dem Stoff, aber ohne Aufgaben. Unter jeder Abschnittsüberschrift steht, aus welchem Bildungsplan der Stoff stammt (Physik, IMP, Basisfach Astrophysik, Wahlfach Astronomie) oder ob er Zusatz ist.
Aufgabenskript	Ein gemeinsames Aufgabenskript für alle Themen. Die Erklärskripte verweisen darauf; jede Aufgaben-, Abbildungs- und Tabellennummer gibt es in der Reihe nur einmal.
Lösungsskript	Die Lösungen zu allen Aufgaben, mit denselben Nummern.

Am Ende vieler Abschnitte stehen Links zur passenden Übung, zum Versuch und ins Wissensnetz. In der PDF-Datei lassen sie sich direkt antippen.

Inhaltsverzeichnis

Worum es geht **4**
1 Steckbrief der Sonne **5**
1.1 Die Sonne als Stern 5
1.2 Größe, Masse und Dichte 5
1.3 Rotation 6
1.4 Zusammensetzung und Alter 6
2 Energiequelle Kernfusion **8**
2.1 Woher nimmt die Sonne ihre Energie? 8
2.2 Massendefekt und Energie 8
2.3 Bindungsenergie 9
2.4 Die Proton-Proton-Kette 9
3 Aufbau und Energietransport **11**
3.1 Das Innere der Sonne 11
3.2 Gleichgewicht: Gravitation gegen Gasdruck 12
3.3 Der Weg der Energie nach außen 12
3.4 Die Sonnenatmosphäre 12
4 Sonnenstrahlung und Solarkonstante **14**
4.1 Das Spektrum des Sonnenlichts 14
4.2 Die Solarkonstante 15
4.3 Von der Solarkonstanten zur Leuchtkraft 16
4.4 Sonnenenergie nutzen 17
5 Sonnenaktivität **18**
5.1 Sonnenflecken 18
5.2 Der Sonnenfleckenzyklus 18
5.3 Protuberanzen, Flares und Massenauswürfe 19
5.4 Sonnenwind, Polarlichter und Weltraumwetter 19
6 Die Sonne sicher beobachten **21**
6.1 Gefahr für die Augen 21
6.2 Projektion 21
6.3 Was man beobachten kann 22

Worum es geht

Ohne die Sonne gäbe es auf der Erde kein Leben: Ihr Licht treibt die Photosynthese an, ihre Wärme hält das Wasser flüssig, Wind, Regen und Meeresströmungen holen ihre Energie letztlich von ihr. Auch Kohle, Erdöl und Erdgas sind gespeichertes Sonnenlicht aus früheren Erdzeitaltern, und auf immer mehr Dächern wird Sonnenlicht direkt in elektrische Energie umgewandelt.

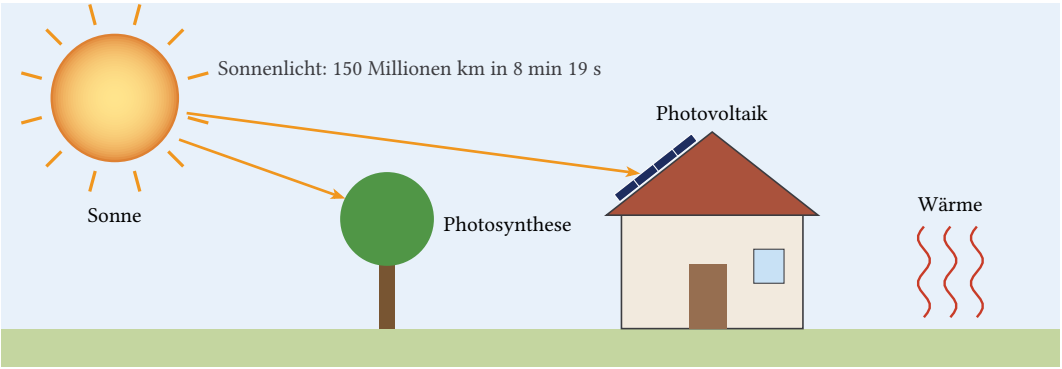


Abbildung 52: Die Sonne im Alltag (schematisch): Ihr Licht braucht für die 150 Millionen Kilometer bis zur Erde gut acht Minuten und liefert Energie für Pflanzen, Solaranlagen und das Klima.

Dabei ist die Sonne nur ein ganz gewöhnlicher Stern – der einzige allerdings, der uns nahe genug ist, um seine Oberfläche in allen Einzelheiten zu sehen. Dieses Skript stellt die Sonne vor: ihre wichtigsten Daten (Kapitel 1), die Kernfusion in ihrem Inneren, die sie seit 4,6 Milliarden Jahren leuchten lässt (Kapitel 2), ihren Aufbau vom Kern bis zur Korona (Kapitel 3), ihre Strahlung und wie wir sie nutzen (Kapitel 4) und ihre „Launen“: Sonnenflecken, Ausbrüche und das Weltraumwetter, das bis zur Erde reicht (Kapitel 5). Kapitel 6 zeigt, wie man die Sonne sicher beobachtet – denn ein einziger ungeschützter Blick durch ein Fernglas kann das Auge für immer schädigen.

Wie die Sonne am Himmel läuft und wie Jahreszeiten und Finsternisse entstehen, steht im Skript AS2; wie sie sich in die Welt der übrigen Sterne einordnet, im Skript AS8; was aus ihr einmal wird, im Skript AS9.

Die Sonne im Lehrplan. Stufe: Klasse 9 bis Kursstufe. Welcher Plan welchen Abschnitt verlangt, sagen die Marken unter den Überschriften. In IMP 9 sind das Spektrum des Sonnenlichts und die Solarkonstante Pflicht (Kapitel 4), in Physik 9/10 die Kernfusion in Sternen (Kapitel 2). Ausführlich ist die Sonne Stoff des Wahlfachs Astronomie und des Physik-Basisfachs mit Schwerpunkt Astrophysik.

Quellen-Marken. Unter jeder Abschnittsüberschrift steht, aus welchem Bildungsplan Baden-Württembergs der Stoff stammt: Physik 7/8 | IMP 8 | IMP 9 | IMP 10 für die Mittelstufe (Physik und Profilfach IMP), Basisfach Astrophysik | Wahlfach Astronomie für die Kursstufe (Physik-Basisfach mit Schwerpunkt Astrophysik, Wahlfach Astronomie). Zusatz heißt: Der Abschnitt steht in keinem dieser Pläne, gehört aber in anderen Ländern zum Pflichtstoff Astronomie (Sachsen-Anhalt, Mecklenburg-Vorpommern, Thüringen) und ist hier Bonus.

Die Aufgaben zu diesem Skript stehen im Aufgabenskript der Reihe, die Lösungen im Lösungsskript. Jedes Kapitel endet mit Verweisen auf passende Übungen in **noctua** und Stationen in **fabrica**. Fachbegriffe sind beim ersten Auftreten **fett** gesetzt und am Ende jedes Kapitels in einem Kasten zusammengefasst.

Typischer Fehler

Falsch: Ein kurzer Blick in die Sonne, durch eine Sonnenbrille oder ein Fernglas, schadet nicht.

Richtig: Die Sonne darf man **nie** ohne geprüften Sonnenfilter oder ohne Projektion beobachten, schon gar nicht durch ein Fernglas oder Fernrohr. Die Netzhaut hat keine Schmerzsensoren; Verbrennungen merkt man erst, wenn es zu spät ist.

Mehr dazu in Kapitel 6. Alle Beobachtungsaufträge in diesem Skript setzen diese Regeln voraus.

1 Steckbrief der Sonne

1.1 Die Sonne als Stern

Wahlfach Astronomie

Die Sonne ist ein Stern wie die Tausenden, die man nachts sieht: eine riesige Kugel aus heißem Gas, die aus eigener Kraft leuchtet. Dass sie so viel heller erscheint als alle anderen Sterne, liegt allein an ihrer Nähe. Ihr Licht braucht 8 Minuten und 19 Sekunden zu uns, das des nächsten Sterns, Proxima Centauri, über vier Jahre. Rückte man die Sonne in 10 Parsec Entfernung (rund 33 Lichtjahre), sähe man sie nur noch als unauffälliges Sternchen der fünften Größenklasse (Skript AS8).

In der Ordnung der Sterne ist die Sonne ein **Hauptreihenstern** der Spektralklasse G2 (Kurzform G2V): In ihrem Kern verschmilzt Wasserstoff zu Helium, und ihre Oberfläche ist etwa 5800 K heiß. Damit ist sie ein Stern mittlerer Größe – allerdings größer und heller als die allermeisten Sterne der Milchstraße, denn die häufigsten Sterne sind kleine, lichtschwache **Rote Zwerge**.

Die Sonne ist das Zentrum unseres Sonnensystems: Sie vereinigt **99,86 %** seiner gesamten Masse auf sich. Ihre Schwerkraft hält die Planeten, Zwergplaneten, Asteroiden und Kometen auf ihren Bahnen (Skript AS3).

1.2 Größe, Masse und Dichte

Wahlfach Astronomie

Der Radius. Die Sonnenscheibe erscheint am Himmel unter einem Winkel von etwa 0,53° (rund 32 Bogenminuten) – fast genau so groß wie der Vollmond. Daraus und aus dem Abstand $r = 1\ \text{AE} = 1{,}496 \cdot 10^{11}\ \text{m}$ folgt der Radius: Der halbe Winkeldurchmesser $\frac{\delta}{2}$ gehört zu einem rechtwinkligen Dreieck mit der Ankathete r und der Gegenkathete $R_\odot$:

$$R_\odot = r \cdot \tan\left(\frac{\delta}{2}\right) = 1{,}496 \cdot 10^{11}\ \text{m} \cdot \tan(0{,}2665°) \approx 6{,}96 \cdot 10^{8}\ \text{m}\ .$$

Ihr Durchmesser ist 109-mal so groß wie der der Erde: 109 Erden passen nebeneinander auf ihren Durchmesser, dem Volumen nach füllen über eine Million Erden die Sonne.

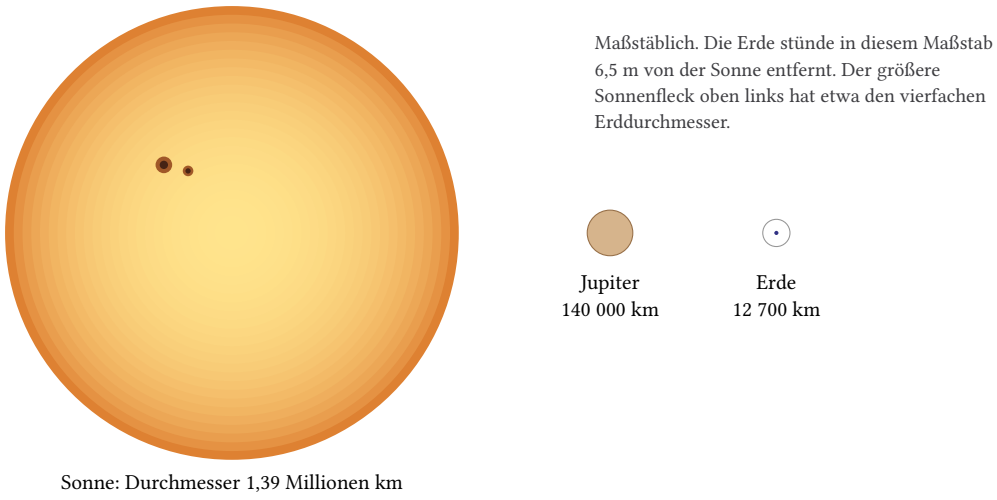


Abbildung 53: Sonne, Jupiter und Erde maßstäblich. Der Jupiter, der größte Planet, hat etwa ein Zehntel des Sonnendurchmessers, die Erde ein Hundertneuntel.

Die Masse. Wiegen kann man die Sonne natürlich nicht. Ihre Masse folgt aus der Bewegung der Erde: Eine Erde, die die Sonne in einem Jahr im Abstand von 1 AE umläuft, braucht eine bestimmte Anziehungskraft, und die hängt von der Sonnenmasse ab. Mit dem dritten Keplerschen Gesetz in der Form von Newton (Skript AS5) erhält man $M_\odot = 1{,}989 \cdot 10^{30}\ \text{kg}$ – das 333 000-Fache der Erdmasse.

Die Dichte. Masse geteilt durch Volumen ergibt die **mittlere Dichte**:

$$\rho = \frac{M_\odot}{\frac{4}{3}\pi R_\odot^3} = \frac{1{,}989 \cdot 10^{30}\ \text{kg}}{\frac{4}{3}\pi(6{,}957 \cdot 10^{8}\ \text{m})^3} \approx 1410 \frac{\text{kg}}{\text{m}^3} = 1{,}41 \frac{\text{g}}{\text{cm}^3}.$$

Die Sonne ist im Mittel also nur wenig dichter als Wasser und viel weniger dicht als die Erde ($5{,}51\,\frac{\mathrm{g}}{\mathrm{cm}^3}$). Das Mittel täuscht aber: Im Kern ist das Gas rund hundertmal dichter als Wasser, in den äußeren Schichten dünner als Luft (Kapitel 3).

Definition

Für die Sonne gibt es eigene Formelzeichen, die man in der Astronomie als Maßeinheiten benutzt:

- **Sonnenradius** $R_\odot = 6{,}957 \cdot 10^8$ m,
- **Sonnenmasse** $M_\odot = 1{,}989 \cdot 10^{30}$ kg,
- **Sonnenleuchtkraft** $L_\odot = 3{,}828 \cdot 10^{26}$ W (die gesamte Strahlungsleistung, Kapitel 4).

Ein Stern mit „2 Sonnenmassen“ ist also doppelt so schwer wie die Sonne.

An der sichtbaren Oberfläche der Sonne beträgt die Fallbeschleunigung $g = \frac{GM_\odot}{R_\odot^2} \approx 274\,\frac{\mathrm{m}}{\mathrm{s}^2}$, fast das 28-Fache des Werts auf der Erde. Ein Mensch mit 60 kg Masse würde dort mit einer Gewichtskraft von über 16 000 N nach unten gezogen.

1.3 Rotation

Wahlfach Astronomie

Beobachtet man Sonnenflecken (Kapitel 5) über einige Tage, sieht man sie über die Scheibe wandern: Die Sonne dreht sich. Johannes Fabricius, Galileo Galilei und Christoph Scheiner haben das um 1611/12 aus der Wanderung der Flecken geschlossen. Von der Erde aus gesehen braucht ein Fleck nahe dem Sonnenäquator etwa 27 Tage für einen Umlauf; ein Fleck, der am Ostrand auftaucht, verschwindet also knapp 14 Tage später am Westrand.

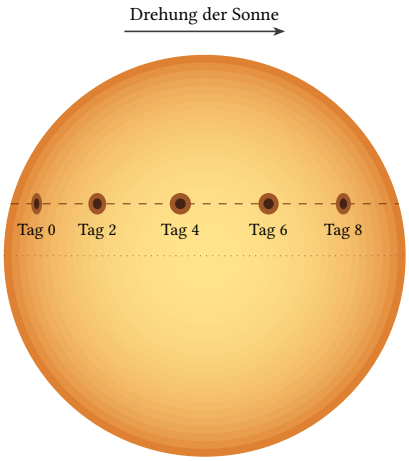


Abbildung 54: Ein Sonnenfleck auf 15° nördlicher Breite wandert in acht Tagen über die Scheibe (berechnet). In der Mitte legt er in zwei Tagen eine größere Strecke zurück als am Rand, und am Rand erscheint er schmaler: Man blickt schräg auf die Kugel.

Die Erde läuft in dieser Zeit ein Stück um die Sonne mit, in dieselbe Richtung, in die sich die Sonne dreht. Gegenüber den Sternen ist eine Umdrehung deshalb schon nach etwa 25 Tagen vollendet; der Unterschied ist derselbe wie zwischen synodischem und siderischem Monat (Skript AS2).

Die Sonne dreht sich nicht wie eine starre Kugel. Am Äquator braucht sie für eine Umdrehung rund 25 Tage, in hohen Breiten über 30 Tage und in Polnähe etwa 35 Tage. Diese **differentielle Rotation** ist nur möglich, weil die Sonne keine feste Oberfläche hat; sie verdrillt das Magnetfeld der Sonne und ist eine Ursache der Sonnenaktivität (Kapitel 5).

Typischer Fehler

Falsch: Die Sonne steht still, nur die Erde bewegt sich.
Richtig: Die Sonne dreht sich in etwa 25 bis 35 Tagen um ihre Achse und bewegt sich mit dem ganzen Sonnensystem in rund 230 Millionen Jahren einmal um das Zentrum der Milchstraße.

Still steht die Sonne nur im Modell des Sonnensystems, in dem man sie als Bezugspunkt nimmt.

1.4 Zusammensetzung und Alter

Wahlfach Astronomie

Woraus die Sonne besteht, verrät ihr Spektrum (Skript AS8): Die dunklen Fraunhofer-Linien stammen von Atomen in der Sonnenatmosphäre. Bezogen auf die Masse besteht die Sonne zu etwa 73 % aus Wasserstoff, 25 % aus Helium und knapp

2 % aus allen schwereren Elementen zusammen (Sauerstoff, Kohlenstoff, Neon, Eisen …), die Astronomen kurz „Metalle“ nennen. Zählt man Atome statt Masse, sind gut neun von zehn Atomen Wasserstoff.

Das **Alter** der Sonne ist gut bekannt, obwohl niemand dabei war: Die Sonne und ihre Planeten sind gemeinsam aus einer Gas- und Staubwolke entstanden. Die ältesten Bestandteile von Meteoriten, Überreste aus dieser Zeit, lassen sich mit radioaktiven Zerfällen datieren. Sie sind 4,57 Milliarden Jahre alt. Rechnungen zum Aufbau der Sonne (Kapitel 3) bestätigen das Alter von rund **4,6 Milliarden Jahren**: Nur dann passen die heutige Leuchtkraft, der Radius und die Schwingungen der Sonnenoberfläche zusammen.

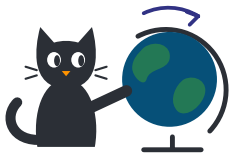
Größe	Wert (gerundet)
mittlerer Abstand	$1\ \mathrm{AE} = 1{,}496 \cdot 10^{11}\ \mathrm{m}$, Lichtlaufzeit 8 min 19 s
Radius	$R_\odot = 6{,}957 \cdot 10^{8}\ \mathrm{m}$, das 109-Fache des Erdradius
Masse	$M_\odot = 1{,}989 \cdot 10^{30}\ \mathrm{kg}$, das 333 000-Fache der Erdmasse
mittlere Dichte	$1{,}41\,\frac{\mathrm{g}}{\mathrm{cm}^3}$
Fallbeschleunigung an der Oberfläche	$274\,\frac{\mathrm{m}}{\mathrm{s}^2}$
Leuchtkraft	$L_\odot = 3{,}828 \cdot 10^{26}\ \mathrm{W}$
Oberflächentemperatur (effektiv)	$5772\ \mathrm{K}$
Temperatur im Zentrum	rund 15 Millionen K (genauer $1{,}57 \cdot 10^{7}\ \mathrm{K}$)
Spektralklasse	G2V (Hauptreihenstern)
Rotation (siderisch)	etwa 25 Tage am Äquator bis etwa 35 Tage in Polnähe
Zusammensetzung (Masse)	73 % Wasserstoff, 25 % Helium, 2 % schwerere Elemente
Alter	4,6 Milliarden Jahre
Helligkeit	scheinbar $-26{,}7\ \mathrm{mag}$, absolut $4{,}8\ \mathrm{mag}$ (Skript AS8)

Tabelle 15: Steckbrief der Sonne (Werte nach IAU und NASA, gerundet).

⋆ Den Sonnendurchmesser mit der Lochkamera messen
An einem sonnigen Tag (jede Jahreszeit, um die Mittagszeit) ein kleines Loch (etwa 2 mm) in eine Alufolie über einer Röhre oder einem dunklen Karton stechen und das Sonnenbild in 1 bis 2 m Abstand auf weißem Papier auffangen. Den Bilddurchmesser d und den Abstand b messen; dann gilt $D_\odot = \frac{d}{b} \cdot 1\ \mathrm{AE}$. **Sicherheit:** Man schaut nur auf das Bild auf dem Papier, nie durch das Loch in die Sonne.

Fachbegriffe: Hauptreihenstern · Spektralklasse G2 · Roter Zwerg · Winkeldurchmesser · Sonnenradius · Sonnenmasse · Sonnenleuchtkraft · mittlere Dichte · differentielle Rotation · Alter der Sonne

Üben: **noctua** ↗ Ausprobieren: **Hertzsprung-Russell-Diagramm** ↗ · **Keplersche Gesetze** ↗



2 Energiequelle Kernfusion

2.1 Woher nimmt die Sonne ihre Energie?

Wahlfach Astronomie | Physik 9/10

Die Sonne strahlt jede Sekunde $3{,}8 \cdot 10^{26}$ J ab, und das seit Milliarden Jahren. Woher kommt diese Energie? Im 19. Jahrhundert, als man die Leuchtkraft der Sonne zum ersten Mal abschätzen konnte, wurde diese Frage zu einem echten Rätsel.

Verbrennung? Bestünde die Sonne ganz aus Kohle und hätte genug Sauerstoff, könnte sie mit dem Heizwert der Kohle ($3 \cdot 10^7$ J pro kg) ihre heutige Leuchtkraft nur etwa 5000 Jahre lang aufrechterhalten – nicht einmal so lange, wie es Schrift gibt.

Schrumpfen? Hermann von Helmholtz und Lord Kelvin schlugen Mitte des 19. Jahrhunderts vor, dass die Sonne langsam schrumpft: Dabei wird Lageenergie im Schwerefeld frei und in Wärme umgewandelt. Das reicht für rund 30 Millionen Jahre. Geologen und Biologen (Charles Darwin) brauchten aber Hunderte Millionen Jahre für die Entstehung der Gesteinsschichten und die Entwicklung des Lebens.

Kernfusion! Die Lösung fand man erst im 20. Jahrhundert. 1920 vermutete Arthur Eddington, dass im Inneren der Sonne Wasserstoff zu Helium verschmilzt, und 1938/39 zeigte Hans Bethe, über welche Kernreaktionen das geht. Der Schlüssel ist Einsteins berühmte Gleichung $E = mc^2$ aus dem Jahr 1905.

Definition

Bei der **Kernfusion** verschmelzen leichte Atomkerne zu einem schwereren Kern. In der Sonne entsteht dabei aus vier Wasserstoffkernen (Protonen) ein Heliumkern. Der Heliumkern ist etwas **leichter** als die vier Protonen zusammen; die fehlende Masse wird als Energie frei.

Kernfusion und Kernspaltung (in Kernkraftwerken) sind die beiden Arten, Energie aus Atomkernen zu gewinnen: bei der Fusion durch das Verschmelzen sehr leichter Kerne, bei der Spaltung durch das Zerlegen sehr schwerer Kerne wie Uran.

2.2 Massendefekt und Energie

Basisfach Astrophysik | Physik 9/10

Atommassen misst man in der **atomaren Masseneinheit** $1\ \text{u} = 1{,}6605 \cdot 10^{-27}$ kg. Ein Wasserstoffatom hat die Masse $1{,}007825$ u, ein Heliumatom $4{,}002602$ u (gerechnet mit ganzen Atomen; die Elektronen sind also schon berücksichtigt).

Beispiel 1

Massendefekt bei der Fusion von Wasserstoff zu Helium.
Vier Wasserstoffatome: $4 \cdot 1{,}007825\ \text{u} = 4{,}031300\ \text{u}$. Ein Heliumatom: $4{,}002602$ u.
Massendifferenz: $\Delta m = 4{,}031300\ \text{u} - 4{,}002602\ \text{u} = 0{,}028698\ \text{u} \approx 4{,}765 \cdot 10^{-29}$ kg.
Das sind $\frac{0{,}028698}{4{,}031300} \approx 0{,}71\%$ der Ausgangsmasse.
Freigesetzte Energie: $E = \Delta m \cdot c^2 = 4{,}765 \cdot 10^{-29}\ \text{kg} \cdot \left(2{,}998 \cdot 10^8 \frac{\text{m}}{\text{s}}\right)^2 \approx 4{,}28 \cdot 10^{-12}$ J.
In der Einheit Elektronvolt ($1\ \text{eV} = 1{,}602 \cdot 10^{-19}$ J): $E \approx 26{,}7$ MeV.

Merksatz

Massendefekt: Bei der Fusion von vier Wasserstoffkernen zu einem Heliumkern gehen 0,71 % der Masse „verloren“. Sie werden nach

$$E = \Delta m \cdot c^2$$

als Energie frei: 26,7 MeV je Heliumkern oder $6{,}4 \cdot 10^{14}$ J je Kilogramm Wasserstoff. Das ist rund zwanzig Millionen Mal so viel wie beim Verbrennen von einem Kilogramm Kohle.

Damit lässt sich ausrechnen, wie viel Masse die Sonne in jeder Sekunde in Strahlung umwandelt:

$$\frac{\Delta m}{\Delta t} = \frac{L_\odot}{c^2} = \frac{3{,}828 \cdot 10^{26}\ \text{W}}{\left(2{,}998 \cdot 10^8 \frac{\text{m}}{\text{s}}\right)^2} \approx 4{,}3 \cdot 10^9 \frac{\text{kg}}{\text{s}}.$$

Die Sonne wird also in jeder Sekunde um gut vier Millionen Tonnen leichter. Weil das nur 0,71 % der umgesetzten Masse sind, verschmelzen dazu in jeder Sekunde rund 600 Millionen Tonnen Wasserstoff zu Helium. Das klingt nach viel, doch selbst in 4,6 Milliarden Jahren hat die Sonne auf diese Weise nur etwa drei Zehntausendstel ihrer Masse verloren.

Typischer Fehler

Falsch: Bei der Kernfusion wird Masse vernichtet, die Energie kommt aus dem Nichts.

Richtig: Masse und Energie sind nach $E = mc^2$ gleichwertig. Die Energie war vorher in den Kernen gespeichert; der Heliumkern hat weniger Energie und deshalb weniger Masse als die vier Protonen.

Die Energie bleibt insgesamt erhalten: Was dem Heliumkern an Masse fehlt, tragen Strahlung, Neutrinos und die Bewegungsenergie der Teilchen davon.

2.3 Bindungsenergie

Basisfach Astrophysik

Warum ist ein Heliumkern leichter als seine Bausteine? Protonen und Neutronen werden im Kern durch die **starke Kernkraft** zusammengehalten. Um einen Kern in seine Bausteine zu zerlegen, muss man Energie aufwenden, die **Bindungsenergie**. Umgekehrt wird genau diese Energie frei, wenn sich die Bausteine zu einem Kern zusammenfügen – und mit ihr verschwindet nach $E = mc^2$ die entsprechende Masse.

Definition

Die **Bindungsenergie** E_B eines Kerns ist die Energie, die man braucht, um ihn vollständig in einzelne Protonen und Neutronen zu zerlegen. Sie hängt mit dem Massendefekt zusammen: $E_B = \Delta m \cdot c^2$, wobei Δm der Unterschied zwischen der Masse der einzelnen Bausteine und der Masse des Kerns ist.

Entscheidend ist die **Bindungsenergie je Nukleon** (Nukleon: Kernbaustein, also Proton oder Neutron). Sie zeigt, wie fest die Bausteine im Mittel gebunden sind.

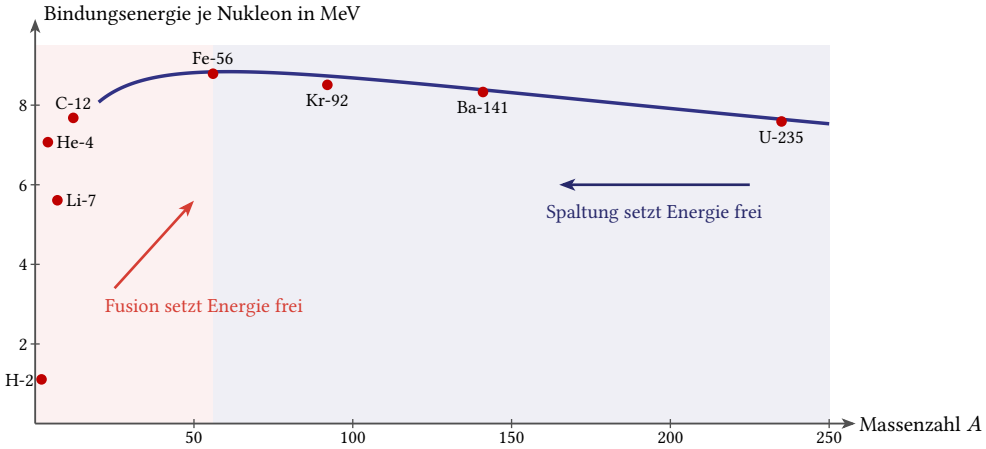


Abbildung 55: Bindungsenergie je Nukleon in Abhängigkeit von der Massenzahl (Kurve nach dem Tröpfchenmodell, Punkte gemessene Werte). Am festesten gebunden sind die Kerne um Eisen-56.

- Ein einzelnes Proton hat keine Bindungsenergie. Im Deuteriumkern (ein Proton, ein Neutron) beträgt sie nur 1,1 MeV je Nukleon, im Heliumkern dagegen 7,1 MeV je Nukleon: Helium-4 ist ein außergewöhnlich fest gebundener Kern. Seine gesamte Bindungsenergie ist $4 \cdot 7{,}07\ \text{MeV} \approx 28{,}3\ \text{MeV}$.
- Bei der Fusion von vier Protonen zu Helium werden nicht ganz 28,3 MeV frei, sondern 26,7 MeV, weil sich zwei der Protonen in Neutronen umwandeln müssen; ein Neutron ist etwas schwerer als ein Proton und ein Elektron zusammen.
- Bis zum Eisen steigt die Kurve: Die Fusion leichter Kerne setzt Energie frei. Jenseits des Eisens fällt sie wieder; hier liefert nur die Spaltung schwerer Kerne Energie. Kerne schwerer als Eisen können in Sternen deshalb nicht durch gewöhnliche Fusion „Energie liefernd“ entstehen (Skript AS9).

2.4 Die Proton-Proton-Kette

Basisfach Astrophysik | Wahlfach Astronomie

Vier Protonen treffen nie gleichzeitig zusammen. Die Fusion zu Helium läuft in der Sonne über mehrere Schritte ab, die man **Proton-Proton-Kette** (kurz pp-Kette) nennt. Ihr Hauptzweig hat drei Schritte:

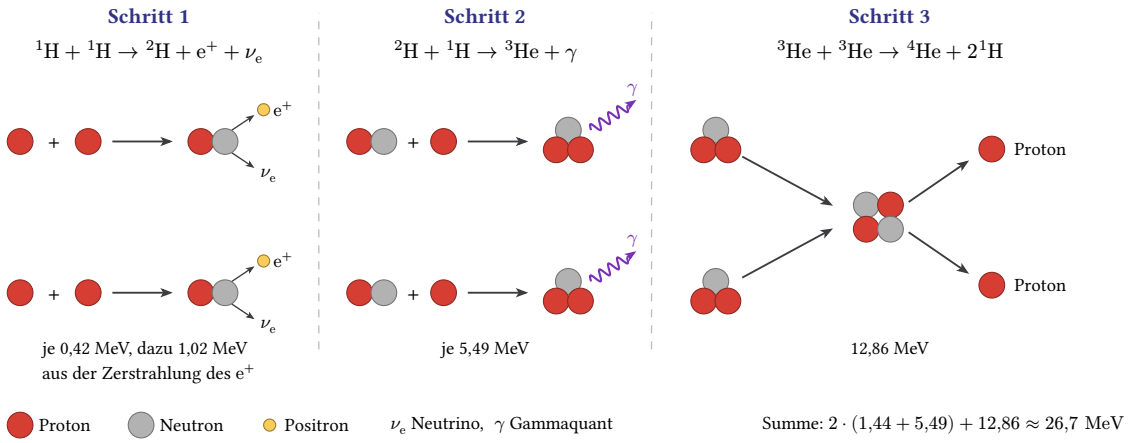


Abbildung 56: Hauptzweig der Proton-Proton-Kette (schematisch). Schritte 1 und 2 laufen zweimal ab, bevor zwei Helium-3-Kerne in Schritt 3 zu Helium-4 verschmelzen. Rot: Protonen, grau: Neutronen.

- **Schritt 1: Zwei Protonen verschmelzen zu einem Deuteriumkern** (^{2}H, schwerer Wasserstoff). Dabei wandelt sich ein Proton in ein Neutron um und sendet ein **Positron** e^+ (das positive Gegenstück zum Elektron) und ein **Neutrino** ν_e aus. Das Positron trifft sofort auf ein Elektron; beide zerstrahlen. Dieser Schritt ist extrem selten: Ein Proton wartet im Mittel **Milliarden Jahre**, bis es ihn schafft. Deshalb „brennt“ die Sonne so langsam und gleichmäßig.
- **Schritt 2: Ein Deuteriumkern fängt ein weiteres Proton ein** und wird zu Helium-3 (^{3}He). Die frei werdende Energie trägt ein Gammaquant γ davon. Das geschieht schon nach wenigen Sekunden.
- **Schritt 3: Zwei Helium-3-Kerne verschmelzen zu Helium-4**, dabei werden zwei Protonen wieder frei. Sie stehen für neue Fusionen zur Verfügung.

Merksatz

Bilanz der pp-Kette:

$$4\,{}^1H \to {}^4He + 2e^+ + 2\nu_e + \text{Energie} \quad (26{,}7\ \text{MeV}).$$

Ladung und Zahl der Nukleonen bleiben in jedem Schritt erhalten. Die Energie wird als Gammastrahlung und Bewegungsenergie der Teilchen frei und heizt das Sonneninnere; nur rund 2 % tragen die Neutrinos davon. Daneben gibt es Nebenzweige der pp-Kette und den **CNO-Zyklus**, bei dem Kohlenstoff, Stickstoff und Sauerstoff als „Helfer“ dienen. In der Sonne liefert der CNO-Zyklus nur etwa 1 % der Energie, in schwereren, heißeren Sternen überwiegt er.

Warum braucht man 15 Millionen Kelvin? Protonen sind positiv geladen und stoßen sich ab. Damit die starke Kernkraft wirken kann, müssen sie sich bis auf etwa 10^{-15} m nähern. Die Abstoßung auf diesem Abstand (die **Coulomb-Barriere**) ist einige hundertmal größer als die mittlere Bewegungsenergie der Protonen selbst bei 15 Millionen Kelvin. Nach der klassischen Physik dürfte es in der Sonne gar keine Fusion geben. Erst die Quantenphysik erklärt sie: Mit einer kleinen Wahrscheinlichkeit „tunneln“ die schnellsten Protonen durch die Barriere (**Tunneleffekt**). Weil die Sonne unvorstellbar viele Protonen hat, reicht das.

Neutrinos – Boten aus dem Sonnenkern

Neutrinos sind elektrisch neutrale, fast masselose Teilchen, die kaum mit Materie wechselwirken. Sie verlassen die Sonne ungehindert und erreichen die Erde 8 Minuten nach ihrer Entstehung. Durch jeden Quadratzentimeter deiner Haut fliegen in jeder Sekunde rund 65 Milliarden Sonnenneutrinos, auch nachts – dann eben durch die ganze Erde hindurch. Man weist sie mit riesigen unterirdischen Detektoren nach (Skript AS6). Ihre Messung hat bestätigt, dass in der Sonne wirklich die pp-Kette abläuft.

Fachbegriffe: Kernfusion · Massendefekt · $E = mc^2$ · atomare Masseneinheit · Elektronvolt · Bindungsenergie · Nukleon · Proton-Proton-Kette · Deuterium · Positron · Neutrino · CNO-Zyklus · Coulomb-Barriere · Tunneleffekt

Üben: **noctua** ↗ Ausprobieren: **Energie, Impuls und E = m · c²** ↗ · **Tröpfchenmodell** ↗ · **Nuklidkarte** ↗



3 Aufbau und Energietransport

3.1 Das Innere der Sonne

Wahlfach Astronomie | Basisfach Astrophysik

In das Innere der Sonne kann niemand hineinsehen. Trotzdem kennt man es recht genau: aus physikalischen Gesetzen, die man in einem Rechenmodell, dem **Standardmodell der Sonne**, zusammenfasst, und aus Messungen, die das Modell prüfen – die Neutrinos aus dem Kern und die Schwingungen der Sonnenoberfläche, die wie bei Erdbeben Auskunft über das Innere geben (**Helioseismologie**).

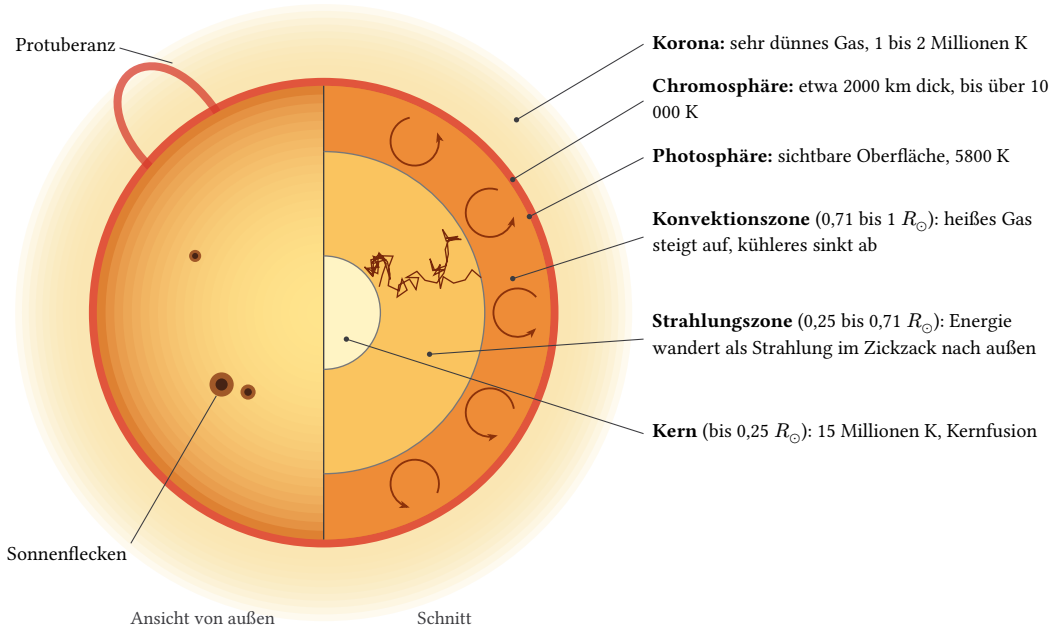


Abbildung 57: Aufbau der Sonne. Links die Ansicht von außen mit Sonnenflecken und einer Protuberanz am Rand, rechts ein Schnitt durch das Innere. Die Zickzacklinie deutet den Weg der Strahlung durch die Strahlungszone an. Chromosphäre und Korona sind nicht maßstäblich.

Von innen nach außen unterscheidet man drei Zonen:

- Der **Kern** reicht bis zu einem Viertel des Radius. Er macht nur rund 1,6 % des Sonnenvolumens aus, doch hier wird fast die gesamte Energie erzeugt. Im Zentrum herrschen rund 15 Millionen Kelvin, ein Druck von etwa $2{,}5 \cdot 10^{11}$ bar und eine Dichte von rund $150\,\frac{\mathrm{g}}{\mathrm{cm}^3}$ – über zehnmal so dicht wie Blei. Trotzdem ist die Materie gasförmig: Die Atome haben alle Elektronen verloren, es ist ein **Plasma** aus Atomkernen und freien Elektronen.
- In der **Strahlungszone** (von $0{,}25 R_\odot$ bis $0{,}71 R_\odot$) wird die Energie durch Strahlung nach außen transportiert. Die Temperatur fällt von etwa 7 Millionen auf etwa 2 Millionen Kelvin.
- In der **Konvektionszone** (von $0{,}71 R_\odot$ bis zur Oberfläche, eine rund 200 000 km dicke Schicht) übernimmt das strömende Gas selbst den Transport: Heißes Gas steigt auf, gibt oben Energie ab und sinkt abgekühlt wieder ab.

Zone	Bereich	Temperatur	Energietransport
Kern	0 bis $0{,}25 R_\odot$	15 bis 7 Mio. K	Energieerzeugung durch Kernfusion
Strahlungszone	$0{,}25$ bis $0{,}71 R_\odot$	7 bis 2 Mio. K	Strahlung, die immer wieder absorbiert und neu ausgesandt wird
Konvektionszone	$0{,}71$ bis $1 R_\odot$	2 Mio. K bis 5800 K	Konvektion: auf- und absteigendes Gas
Photosphäre	einige 100 km dick	etwa 5800 K	Abstrahlung ins All (sichtbares Licht)

Tabelle 16: Die Zonen der Sonne (Werte des Standardmodells, gerundet).

3.2 Gleichgewicht: Gravitation gegen Gasdruck

Basisfach Astrophysik

Warum stürzt die Sonne nicht unter ihrer eigenen Schwerkraft zusammen, und warum fliegt sie bei 15 Millionen Kelvin nicht auseinander? Jede Schicht der Sonne wird von der Gravitation der darunterliegenden Masse nach innen gezogen. Dagegen drückt der Gasdruck von innen, der nach innen hin immer größer wird. In jeder Tiefe halten sich beide gerade die Waage: Die Sonne ist im **hydrostatischen Gleichgewicht**.

Dieses Gleichgewicht regelt sich selbst wie ein Thermostat:

- Würde im Kern etwas mehr Energie erzeugt, stiege der Druck; der Kern würde sich ausdehnen und dabei abkühlen. Bei niedrigerer Temperatur verlangsamt sich die Fusion wieder.
- Würde zu wenig Energie erzeugt, sänke der Druck; der Kern würde von der Schwerkraft zusammengedrückt und heizte sich dabei auf – die Fusion käme wieder in Gang.

Deshalb leuchtet die Sonne über Milliarden Jahre so gleichmäßig. Sie wird dabei sehr langsam heller: Als sie entstand, hatte sie nur etwa 70 % ihrer heutigen Leuchtkraft. Erst wenn der Wasserstoff im Kern aufgebraucht ist, in etwa fünf Milliarden Jahren, gerät das Gleichgewicht ins Wanken, und die Sonne wird zum Roten Riesen (Skript AS9).

Merksatz

Hydrostatisches Gleichgewicht: In jedem Stern hält der nach außen gerichtete Gasdruck der nach innen gerichteten Gravitation das Gleichgewicht. Die Kernfusion liefert die Energie, die den Druck aufrechterhält und an der Oberfläche abgestrahlt wird.

3.3 Der Weg der Energie nach außen

Basisfach Astrophysik

Die im Kern erzeugte Energie muss rund 700 000 km bis zur Oberfläche zurücklegen. Mit Lichtgeschwindigkeit dauerte das nur 2,3 Sekunden. Tatsächlich braucht sie Zehntausende bis Hunderttausende Jahre.

Strahlungstransport. Im dichten Plasma der Strahlungszone kommt ein Photon (ein „Lichtteilchen“, hier zunächst Gammastrahlung) nur einen winzigen Weg weit, im Mittel Bruchteile eines Millimeters bis einige Zentimeter, dann wird es von einem Teilchen absorbiert oder gestreut und in eine **zufällige** Richtung neu ausgesandt. Die Energie torkelt im Zickzack nach außen, wie ein Betrunkener, der zufällig mal nach vorn, mal nach hinten stolpert (**Zufallsweg**). Für einen Weg der Länge d braucht man bei Schritten der Länge ℓ etwa $\left(\frac{d}{\ell}\right)^2$ Schritte. Bei jedem Schritt wird die Strahlung etwas „kühler“; aus Gammastrahlung wird nach und nach Röntgenstrahlung, UV und schließlich sichtbares Licht.

Konvektion. In der äußeren Zone ist das Gas kühler und undurchsichtiger; die Strahlung käme kaum noch voran. Hier setzt das Gas selbst sich in Bewegung, wie Wasser in einem Kochtopf: Heiße Gasblasen steigen auf, kühle sinken ab. Das geht vergleichsweise schnell. An der Oberfläche sieht man die Oberseiten dieser Strömungen als **Granulation**: ein Muster aus hellen Zellen (aufsteigendes, heißeres Gas) mit dunklen Rändern (absinkendes, kühleres Gas). Eine Granule ist rund 1000 bis 1500 km groß und besteht nur etwa 10 bis 20 Minuten.

Typischer Fehler

Falsch: Das Sonnenlicht, das wir heute sehen, ist vor acht Minuten im Sonnenkern entstanden.

Richtig: Vor acht Minuten hat es die **Oberfläche** verlassen. Die Energie, die es mitbringt, wurde vor Zehntausenden bis Hunderttausenden Jahren im Kern freigesetzt und hat sich seitdem langsam nach außen gearbeitet.

Nur die Neutrinos aus dem Kern kommen ohne Umweg zu uns.

3.4 Die Sonnenatmosphäre

Wahlfach Astronomie

Die Sonne hat keine feste Oberfläche. Als **Photosphäre** („Lichtkugel“) bezeichnet man die nur einige hundert Kilometer dünne Schicht, aus der fast das gesamte Licht ins All entweicht. Darunter ist das Gas undurchsichtig, darüber durchsichtig. Ihre Temperatur ist die Effektivtemperatur von 5772 K. In ihr entstehen auch die dunklen Fraunhofer-Linien des Sonnenspektrums (Kapitel 4).

Randverdunkelung. Der Rand der Sonnenscheibe ist deutlich dunkler und röter als die Mitte (gut zu sehen in Abbildung 53). In der Mitte schaut man senkrecht in die Photosphäre hinein und sieht bis in tiefe, heiße Schichten. Am

Rand blickt man schräg hinein; das Licht muss einen längeren Weg durch das Gas nehmen, und man sieht nur die höheren, kühleren Schichten.

Über der Photosphäre liegen zwei weitere, sehr dünne Schichten, die man nur sieht, wenn das helle Licht der Photosphäre abgedeckt ist, etwa bei einer totalen Sonnenfinsternis (Skript AS2) oder mit Spezialfiltern:

- Die **Chromosphäre** („Farbkugel“) ist etwa 2000 km dick. Bei einer totalen Finsternis leuchtet sie für Sekunden als rötlicher Saum auf; die rote Farbe stammt von der Wasserstofflinie bei 656 nm. Ihre Temperatur steigt nach außen auf über 10 000 K.
- Die **Korona** („Krone“) ist der äußerste Teil der Sonnenatmosphäre. Sie erscheint bei einer totalen Finsternis als perlweißer Strahlenkranz und reicht mehrere Sonnenradien weit hinaus, bevor sie in den Sonnenwind übergeht (Kapitel 5). Erstaunlicherweise ist sie mit 1 bis 2 Millionen Kelvin viel heißer als die Photosphäre. Woher die Heizung kommt, ist eines der großen offenen Rätsel der Sonnenphysik; vermutlich spielt das Magnetfeld die Hauptrolle.

Typischer Fehler

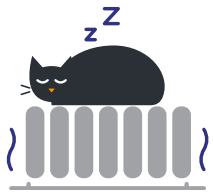
Falsch: Ein Gas mit einer Million Kelvin würde alles verbrennen, was hineingerät.

Richtig: Die Korona ist so dünn, dass sie trotz der hohen Temperatur wenig Energie enthält. Die Raumsonde Parker Solar Probe fliegt durch die Korona; erhitzt wird sie vor allem durch das Licht der nahen Photosphäre, gegen das sie ein Hitzeschild schützt.

Die Temperatur gibt an, wie schnell sich die einzelnen Teilchen bewegen, nicht, wie viel Energie insgesamt in einem Raum steckt.

Fachbegriffe: Standardmodell der Sonne · Helioseismologie · Kern · Plasma · Strahlungszone · Konvektionszone · hydrostatisches Gleichgewicht · Zufallsweg · Konvektion · Granulation · Photosphäre · Randverdunkelung · Chromosphäre · Korona

Üben: **noctua** ↗ Ausprobieren: **Wärmeleitung und Konvektion** ↗ · **Teilchenmodell und Brownsche Bewegung** ↗



4 Sonnenstrahlung und Solarkonstante

4.1 Das Spektrum des Sonnenlichts

IMP 9

Lässt man Sonnenlicht durch ein Prisma fallen, entsteht ein Farbband von Rot über Gelb und Grün bis Violett. Doch das ist nicht alles. Der Astronom Wilhelm Herschel stellte im Jahr 1800 Thermometer in die Farben des Spektrums und eines knapp **neben** das rote Ende, wo kein Licht mehr zu sehen war. Dieses Thermometer erwärmte sich am stärksten: Herschel hatte die unsichtbare **Infrarotstrahlung** (IR) entdeckt. Ein Jahr später fand Johann Wilhelm Ritter jenseits des violetten Endes die **Ultraviolettstrahlung** (UV), die Silbersalze schwärzt.

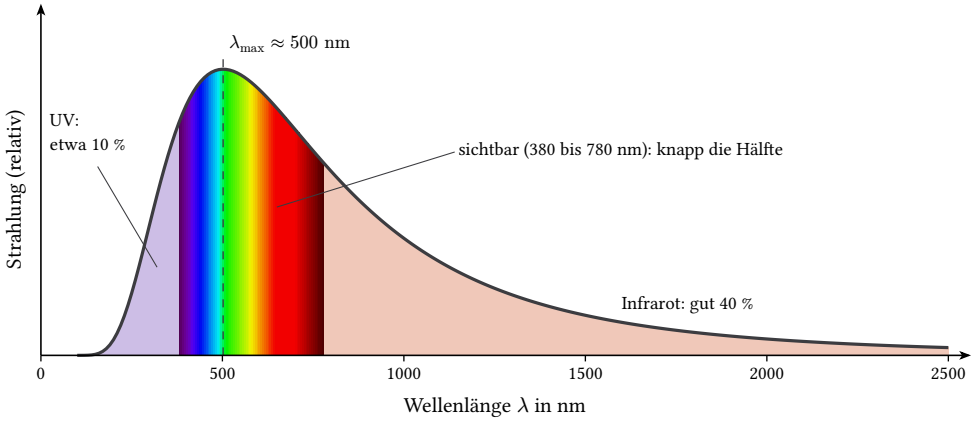


Abbildung 58: Verteilung der Sonnenstrahlung auf die Wellenlängen, berechnet für einen Schwarzen Körper mit 5772 K (außerhalb der Atmosphäre). Die Anteile gelten für die gesamte Strahlung; die Kurve setzt sich nach rechts weit ins Infrarote fort.

Merksatz

Das Spektrum des Sonnenlichts besteht aus drei Teilen:

- **Ultraviolettstrahlung** (UV, Wellenlänge unter 380 nm): unsichtbar, energiereich; verursacht Sonnenbrand und kann die Haut und die Augen schädigen. Etwa ein Zehntel der Strahlung.
- **Sichtbares Licht** (380 nm bis 780 nm): knapp die Hälfte der Strahlung, das Maximum liegt bei etwa 500 nm.
- **Infrarotstrahlung** (IR, über 780 nm): unsichtbar, wir spüren sie als Wärme auf der Haut. Gut 40 % der Strahlung.

Dass das Maximum gerade im sichtbaren Bereich liegt, ist kein Zufall: Unsere Augen haben sich im Lauf der Evolution an das Licht der Sonne angepasst. Wo das Maximum liegt, hängt von der Oberflächentemperatur ab (Wiensches Verschiebungsgesetz, Skript AS8).

Die Erdatmosphäre verändert das Spektrum: Die Ozonschicht verschluckt den energiereichsten Teil des UV fast vollständig, Wasserdampf und Kohlenstoffdioxid schlucken Teile des Infrarots. Am Erdboden kommt deshalb vor allem sichtbares Licht und nahes Infrarot an. Welche Folgen das für das Klima hat, behandelt Skript AS7.

Bei genauem Hinsehen ist das Farbband des Sonnenspektrums von vielen dunklen Linien durchzogen, den **Fraunhofer-Linien**. Sie entstehen, weil die Atome der Sonnenatmosphäre bestimmte Wellenlängen verschlucken, und verraten so, woraus die Sonne besteht (Skript AS8).

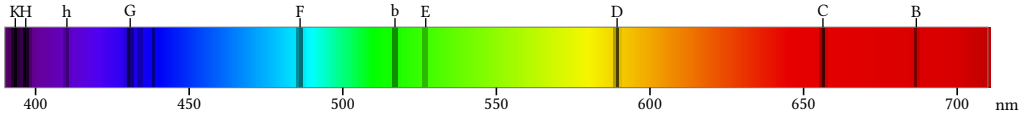


Abbildung 59: Sonnenspektrum mit den stärksten Fraunhofer-Linien: K und H (Calcium), G (Eisen und Kohlenstoffverbindungen), F und C (Wasserstoff), b (Magnesium), E (Eisen), D (Natrium), B (Sauerstoff der Erdatmosphäre).

4.2 Die Solarkonstante

IMP 9 | Wahlfach Astronomie

Wie viel Sonnenenergie kommt bei der Erde an? Man misst dazu die **Bestrahlungsstärke** E: die Strahlungsleistung P, die senkrecht auf eine Fläche A fällt, geteilt durch diese Fläche, $E = \frac{P}{A}$, in $\frac{\mathrm{W}}{\mathrm{m}^2}$.

Definition

Die **Solarkonstante** E_0 ist die Bestrahlungsstärke der Sonnenstrahlung im mittleren Abstand Erde–Sonne (1 AE), außerhalb der Erdatmosphäre, auf eine Fläche senkrecht zur Strahlung:

$$E_0 = 1361 \frac{\mathrm{W}}{\mathrm{m}^2} \approx 1{,}36 \frac{\mathrm{kW}}{\mathrm{m}^2}.$$

So ganz „konstant“ ist die Solarkonstante nicht. Weil die Erdbahn eine Ellipse ist, schwankt die Bestrahlungsstärke im Lauf des Jahres zwischen etwa $1408 \frac{\mathrm{W}}{\mathrm{m}^2}$ Anfang Januar (Erde sonnennah) und $1317 \frac{\mathrm{W}}{\mathrm{m}^2}$ Anfang Juli (Erde sonnenfern). Mit dem Sonnenfleckenzyklus (Kapitel 5) schwankt die Leistung der Sonne selbst um etwa ein Promille. Gemessen wird die Solarkonstante heute mit Satelliten über der Atmosphäre.

Am Erdboden kommt weniger an. Die Atmosphäre streut und verschluckt einen Teil der Strahlung: Bei klarem Himmel und hohem Sonnenstand erreicht etwa $1000 \frac{\mathrm{W}}{\mathrm{m}^2}$ eine Fläche, die senkrecht zur Sonne steht, an einem trüben Tag nur ein Bruchteil davon. Steht die Sonne tief, verteilt sich das Licht zudem auf eine größere Fläche (Abbildung 60). Das ist auch der Hauptgrund für die Jahreszeiten (Skript AS2).

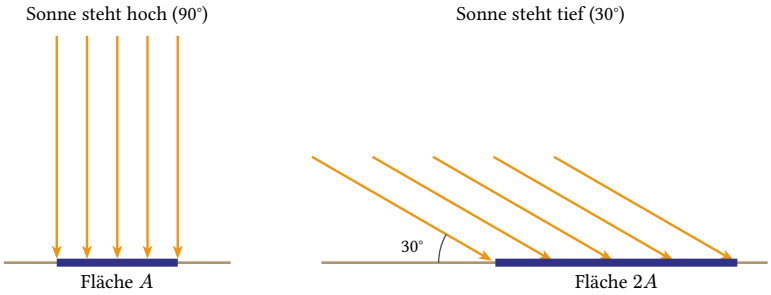


Abbildung 60: Bei tiefem Sonnenstand verteilt sich dasselbe Strahlenbündel auf eine größere Fläche; jeder Quadratmeter erhält weniger Strahlung. Bei 30° Sonnenhöhe ist es nur die Hälfte.

Die Solarkonstante messen. Die Solarkonstante lässt sich mit einfachen Mitteln abschätzen: Ein Körper, der Sonnenstrahlung verschluckt, erwärmt sich. Aus der Erwärmung berechnet man die aufgenommene Leistung.

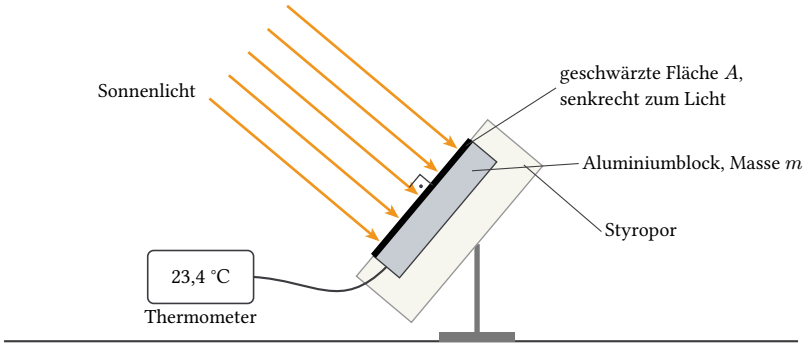


Abbildung 61: Versuch zur Solarkonstanten: Ein geschwärzter Aluminiumblock steckt in Styropor und wird so ausgerichtet, dass das Sonnenlicht senkrecht auf die geschwärzte Fläche fällt. Ein Thermometer misst die Temperatur des Blocks.

Merksatz

Bestrahlungsstärke aus der Erwärmung: Nimmt ein Körper der Masse m und der spezifischen Wärmekapazität c in der Zeit Δt die Strahlung auf der Fläche A auf und erwärmt sich dabei um ΔT, so gilt

$$P = \frac{c \cdot m \cdot \Delta T}{\Delta t} \quad \text{und} \quad E = \frac{P}{A} = \frac{c \cdot m \cdot \Delta T}{A \cdot \Delta t}.$$

Beispiel 2

Ein Aluminiumblock ($c = 896\frac{\text{J}}{\text{kg}\cdot\text{K}}$) mit $m = 67{,}5$ g und der geschwärzten Fläche $A = 5\ \text{cm} \cdot 5\ \text{cm} = 25\text{cm}^2$ erwärmt sich im senkrechten Sonnenlicht in 3 Minuten um 5,4 K. Dann ist

$$E = \frac{896\frac{\text{J}}{\text{kg}\cdot\text{K}} \cdot 0{,}0675\ \text{kg} \cdot 5{,}4\ \text{K}}{0{,}0025\text{m}^2 \cdot 180\ \text{s}} \approx 730\frac{\text{W}}{\text{m}^2}.$$

Das ist etwa die Hälfte der Solarkonstanten. Ein Teil der Strahlung bleibt in der Atmosphäre, ein Teil wird von der Fläche zurückgeworfen, und der Block gibt schon während der Messung Wärme an die Umgebung ab.

Damit die Messung brauchbar wird, hilft es, (1) die Fläche genau senkrecht zur Sonne auszurichten (der Schatten des Blocks ist dann am kleinsten), (2) nur wenige Minuten zu messen, solange der Block kaum wärmer als die Umgebung ist, und (3) zuerst im Schatten die Ausgangstemperatur abzuwarten. Wie viel die Atmosphäre verschluckt, kann man abschätzen, indem man zu verschiedenen Tageszeiten misst: Je tiefer die Sonne steht, desto länger ist der Weg des Lichts durch die Luft und desto kleiner der Messwert.

4.3 Von der Solarkonstanten zur Leuchtkraft

IMP 9 Wahlfach Astronomie

Die Sonne strahlt ihre Leistung gleichmäßig in alle Richtungen ab. Denkt man sich um die Sonne eine Kugel mit dem Radius $r = 1$ AE, dann geht die gesamte Strahlungsleistung der Sonne, ihre **Leuchtkraft** $L_\odot$, durch diese Kugelfläche. Auf jeden Quadratmeter entfällt die Solarkonstante.

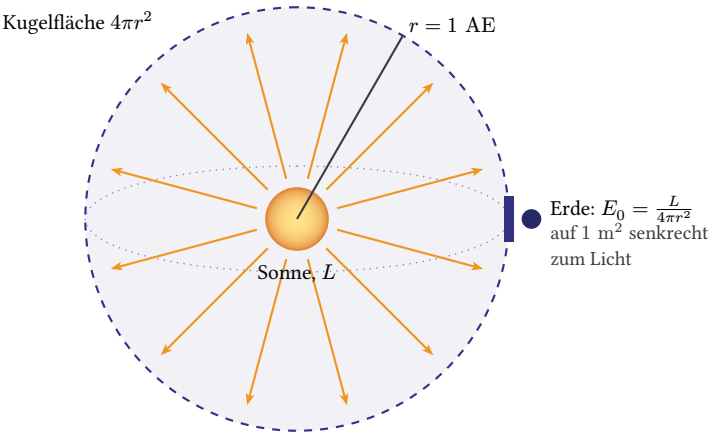


Abbildung 62: Die Leuchtkraft der Sonne verteilt sich auf eine Kugelfläche $4\pi r^2$. Durch jeden Quadratmeter dieser Fläche im Abstand der Erde geht die Leistung $E_0 = 1361$ W.

Merksatz

Leuchtkraft der Sonne:

$$L_\odot = 4\pi r^2 \cdot E_0 = 4\pi(1{,}496 \cdot 10^{11}\ \text{m})^2 \cdot 1361\frac{\text{W}}{\text{m}^2} \approx 3{,}83 \cdot 10^{26}\ \text{W}\ .$$

Umgekehrt nimmt die Bestrahlungsstärke mit dem Quadrat des Abstands ab: $E = \frac{L_\odot}{4\pi r^2}$. Im doppelten Abstand kommt nur ein Viertel an.

Die Leuchtkraft verrät auch die Temperatur der Sonnenoberfläche. Nach dem **Stefan-Boltzmann-Gesetz** strahlt ein Körper mit der Oberfläche A und der Temperatur T die Leistung $P = \sigma A T^4$ ab ($\sigma = 5{,}670 \cdot 10^{-8}\frac{\text{W}}{\text{m}^2\text{K}^4}$, Skript AS8). Für die Sonne mit $A = 4\pi R_\odot^2$:

$$T = \sqrt[4]{\frac{L_\odot}{4\pi R_\odot^2 \sigma}} = \sqrt[4]{\frac{3{,}828 \cdot 10^{26}\ \text{W}}{4\pi(6{,}957 \cdot 10^8\ \text{m})^2 \cdot 5{,}670 \cdot 10^{-8}\frac{\text{W}}{\text{m}^2\text{K}^4}}} \approx 5772\ \text{K}\ .$$

Diese Temperatur heißt **Effektivtemperatur**. Jeder Quadratmeter der Sonnenoberfläche strahlt mit $\sigma T^4 \approx 63$ MW ab – so viel wie ein kleines Kraftwerk.

Typischer Fehler

Falsch: Im Sommer ist es wärmer, weil die Erde dann der Sonne näher ist.

Richtig: Die Erde ist der Sonne Anfang **Januar** am nächsten; die Bestrahlungsstärke ist dann etwa 7 % größer als im Juli. Entscheidend für die Jahreszeiten ist der Einfallswinkel: Im Sommer steht die Sonne höher und scheint länger.

Auf der Südhalbkugel ist im Januar Sommer – bei gleichem Abstand zur Sonne.

4.4 Sonnenenergie nutzen

IMP 9

Auf die Erde als Ganzes trifft die Strahlung, die durch eine Kreisscheibe mit dem Erdradius fällt: $P = \pi R_{\mathrm{E}}^2 \cdot E_0 \approx 1{,}7 \cdot 10^{17}$ W. Das ist rund neuntausendmal so viel, wie die Menschheit insgesamt an Energie umsetzt (2023 etwa $2 \cdot 10^{13}$ W). In Deutschland kommen je nach Ort und Jahr etwa 1000 bis 1300 Kilowattstunden Sonnenenergie pro Quadratmeter und Jahr am Boden an. Zwei Techniken machen sie direkt nutzbar:

Solarthermie. Ein **Sonnenkollektor** wandelt die Strahlung in Wärme um. Unter einer Glasabdeckung liegt ein dunkler, gut wärmeleitender **Absorber**, durch den Rohre mit einer Flüssigkeit laufen. Die Flüssigkeit nimmt die Wärme auf und gibt sie in einem Speicher an das Brauchwasser oder die Heizung ab. Die Glasscheibe lässt das Sonnenlicht hinein, hält aber die Wärmestrahlung des Absorbers und die warme Luft zurück. Gute Kollektoren wandeln über die Hälfte der eingestrahlten Energie in nutzbare Wärme um. Große Solarkraftwerke bündeln das Licht mit Spiegeln und erzeugen so heißen Dampf für Turbinen.

Photovoltaik. Eine **Solarzelle** wandelt Licht direkt in elektrische Energie um. Sie besteht meist aus Silizium, einem Halbleiter, und enthält einen **pn-Übergang**: zwei unterschiedlich behandelte Schichten, an deren Grenze ein elektrisches Feld herrscht. Licht setzt in der Zelle Elektronen frei; das Feld trennt sie von den positiven Ladungen, und es entsteht eine Spannung von etwa 0,5 bis 0,6 V. Viele Zellen zusammen bilden ein **Solarmodul**. Handelsübliche Module wandeln etwa ein Fünftel der Strahlung in elektrische Energie um (**Wirkungsgrad** rund 20 %).

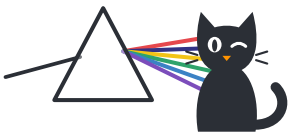
	Solarthermie	**Photovoltaik**
wandelt um in	Wärme	elektrische Energie
Bauteil	Sonnenkollektor mit Absorber	Solarzelle (Halbleiter mit pn-Übergang)
Wirkungsgrad	über 50 %	rund 20 %
Speicher	Wärmespeicher (Wassertank)	Akku, Stromnetz
Einsatz	Warmwasser, Heizung, Prozesswärme	Strom für Haushalt, Netz, Elektroauto

Tabelle 17: Solarthermie und Photovoltaik im Vergleich (gerundete, typische Werte).

Sonnenenergie hat einen großen Vorteil: Beim Betrieb entsteht kein Kohlenstoffdioxid. Ihr Nachteil ist, dass sie nicht gleichmäßig zur Verfügung steht – nachts gar nicht, im Winter und bei Bewölkung weniger. Deshalb braucht man Speicher und ein Zusammenspiel mit anderen Energiequellen. Auch Wind, Wasserkraft und Biomasse sind übrigens umgewandelte Sonnenenergie.

Fachbegriffe: Ultraviolettstrahlung · sichtbares Licht · Infrarotstrahlung · Fraunhofer-Linien · Bestrahlungsstärke · Solarkonstante · Leuchtkraft · Stefan-Boltzmann-Gesetz · Effektivtemperatur · Solarthermie · Sonnenkollektor · Absorber · Photovoltaik · Solarzelle · pn-Übergang · Wirkungsgrad

Üben: **noctua** ↗ Ausprobieren: **Elektromagnetisches Spektrum** ↗ · **Farbe und Temperatur** ↗ · **Sonnenverlauf und Tageslänge** ↗ · **Halbleiter und pn-Übergang** ↗



5 Sonnenaktivität

5.1 Sonnenflecken

Wahlfach Astronomie

Projiziert man die Sonne auf einen Schirm (Kapitel 6), sieht man oft dunkle Flecken auf der hellen Scheibe. Schon chinesische Astronomen haben besonders große **Sonnenflecken** mit bloßem Auge bemerkt, wenn Dunst die Sonne abschwächte. Mit dem Fernrohr beobachteten sie ab 1610 Galileo Galilei, Thomas Harriot, Johannes Fabricius und Christoph Scheiner.

Ein großer Fleck hat einen dunklen Kern, die **Umbra**, umgeben von einem helleren, faserigen Hof, der **Penumbra**. Große Flecken haben ein Mehrfaches des Erddurchmessers. Sie bestehen einige Tage bis wenige Monate und treten meist in Gruppen auf.

Dunkel sind die Flecken nur im Vergleich: Die Umbra ist mit etwa 4000 K knapp 2000 K kühler als ihre Umgebung. Nach dem Stefan-Boltzmann-Gesetz strahlt ein Quadratmeter mit 4000 K nur ein Viertel so viel ab wie einer mit 5800 K ($(\frac{4000}{5800})^4 \approx 0{,}23$). Für sich allein am Himmel leuchtete ein großer Sonnenfleck aber immer noch weit heller als der Vollmond.

Die Ursache der Kühle ist das **Magnetfeld**. In den Flecken treten starke Magnetfelder aus der Sonne aus, einige tausendmal stärker als das Magnetfeld der Erde. Sie behindern die Konvektion: Das heiße Gas von unten kann nicht mehr aufsteigen, die Oberfläche kühlt ab. Flecken treten deshalb meist paarweise auf, wobei aus dem einen das Feld austritt und in den anderen wieder eintritt – wie bei den Polen eines Hufeisenmagneten, der unter der Oberfläche liegt.

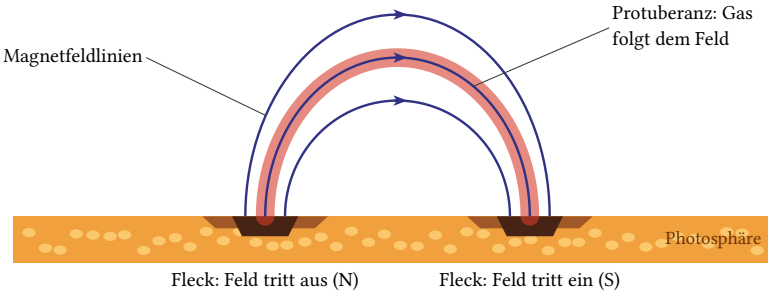


Abbildung 63: Über einem Fleckenpaar wölbt sich das Magnetfeld in Bögen aus der Sonne heraus (schematisch). Heißes Gas, das den Feldlinien folgt, sieht man am Sonnenrand als Protuberanz.

Typischer Fehler

Falsch: Sonnenflecken sind kalte, schwarze Stellen oder Löcher in der Sonne.

Richtig: Sonnenflecken sind rund 4000 K heiß und leuchten hell. Sie erscheinen nur dunkel, weil ihre Umgebung noch etwa viermal so viel Licht pro Fläche abstrahlt.

Auf einem Foto mit kurzer Belichtungszeit wirkt alles, was weniger hell ist als die Umgebung, schwarz.

5.2 Der Sonnenfleckenzyklus

Wahlfach Astronomie Zusatz

Der Apotheker Samuel Heinrich Schwabe aus Dessau zählte ab 1826 an fast jedem klaren Tag die Sonnenflecken. Eigentlich suchte er einen unbekannten Planeten innerhalb der Merkurbahn, der als dunkler Punkt vor der Sonne vorbeiziehen sollte. Den Planeten fand er nicht, aber nach 17 Jahren Beobachtung veröffentlichte er 1843 eine Entdeckung: Die Zahl der Flecken steigt und fällt regelmäßig, mit einer Periode von etwa zehn Jahren.

Rudolf Wolf (Bern, später Zürich) führte 1848 ein einheitliches Maß ein, die **Sonnenfleckenrelativzahl**:

$$R = k \cdot (10g + f).$$

Dabei ist g die Zahl der Fleckengruppen, f die Zahl aller Einzelflecken und k ein Faktor, der das Fernrohr und den Beobachter berücksichtigt (für einen Standardbeobachter $k = 1$). Die Gruppen zählen zehnfach, weil eine neue Gruppe ein wichtigeres Zeichen von Aktivität ist als ein weiterer Fleck in einer vorhandenen Gruppe. Aus Wolfs Arbeit und älteren Aufzeichnungen ergab sich: Die mittlere Länge eines Zyklus ist etwa **11 Jahre**, einzelne Zyklen dauern zwischen etwa 9 und 14 Jahren.

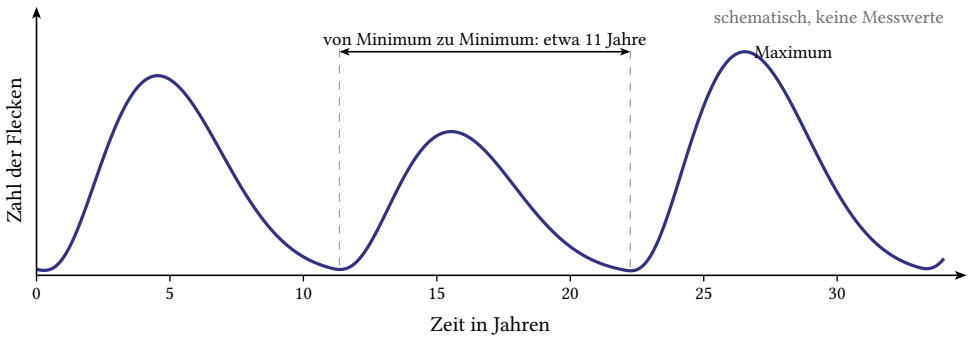


Abbildung 64: Der Sonnenfleckenzyklus, **schematisch** (Modellkurve, keine Messwerte): Die Fleckenzahl steigt in einigen Jahren zu einem Maximum und fällt langsamer wieder ab. Die Zyklen sind verschieden stark.

Merksatz

Sonnenfleckenzyklus: Die Zahl der Sonnenflecken schwankt mit einer Periode von etwa 11 Jahren zwischen einem **Minimum** (oft wochenlang kein Fleck) und einem **Maximum** (bis zu einigen hundert Flecken). Mit den Flecken schwankt die gesamte Sonnenaktivität: Protuberanzen, Flares und koronale Massenauswürfe sind im Maximum viel häufiger.

Weitere Regelmäßigkeiten:

- Zu Beginn eines Zyklus erscheinen die Flecken in mittleren Breiten (etwa 30° nördlich und südlich des Äquators), im Lauf des Zyklus immer näher am Äquator. Trägt man die Breite der Flecken über der Zeit auf, entsteht ein Muster, das an Schmetterlingsflügel erinnert (**Schmetterlingsdiagramm**).
- Von Zyklus zu Zyklus kehrt sich das Magnetfeld der Sonne um. Der vollständige magnetische Zyklus dauert deshalb etwa 22 Jahre.
- Zwischen 1645 und 1715 gab es fast keine Sonnenflecken (**Maunder-Minimum**). Diese Zeit fiel in eine kühle Phase des Klimas in Europa, die „Kleine Eiszeit“; wie groß der Anteil der Sonne daran war, wird bis heute untersucht.
- Die Zyklen werden seit 1755 durchgezählt. Der Zyklus 25 begann Ende 2019; sein Maximum wurde um 2024/2025 erreicht.

Die Ursache des Zyklus ist ein **Dynamo** im Inneren der Sonne: Die differentielle Rotation und die Konvektion verdrillen und verstärken das Magnetfeld, bis es in Bündeln an die Oberfläche steigt.

5.3 Protuberanzen, Flares und Massenauswürfe

Wahlfach Astronomie

Protuberanzen sind riesige Wolken aus vergleichsweise kühlem, dichtem Gas (etwa 10 000 K), die in Magnetfeldbögen über der Photosphäre schweben, oft über Wochen. Am Sonnenrand sieht man sie mit Spezialfiltern als leuchtende Bögen und Fontänen, die viele Erddurchmesser hoch sind. Vor der hellen Scheibe erscheinen dieselben Wolken als dunkle Fäden (**Filamente**).

Verdrillen sich die Magnetfelder über einer Fleckengruppe zu stark, können sie sich plötzlich neu ordnen. Dabei wird in Minuten eine gewaltige Energie frei: Ein **Flare** („Aufflackern“) ist ein Strahlungsausbruch, vor allem im Röntgen- und UV-Bereich. Oft reißt das Magnetfeld dabei auch eine riesige Plasmawolke mit, die mit einigen hundert bis über 2000 Kilometern pro Sekunde ins All rast: ein **koronaler Massenauswurf** (englisch coronal mass ejection, CME). Er kann Milliarden Tonnen Materie enthalten.

5.4 Sonnenwind, Polarlichter und Weltraumwetter

Wahlfach Astronomie Zusatz

Auch ohne Ausbrüche verliert die Sonne ständig Materie: Aus der heißen Korona strömt ein dünner Strom aus Protonen, Elektronen und Heliumkernen in alle Richtungen ins All, der **Sonnenwind**. Bei der Erde ist er 400 bis 800 Kilometer pro Sekunde schnell, aber so dünn, dass auf einen Kubikzentimeter nur etwa fünf Teilchen kommen. Insgesamt verliert die Sonne so rund eine Million Tonnen Materie pro Sekunde, weniger als durch die Kernfusion. Der Sonnenwind bläst bis weit über die Planetenbahnen hinaus; die Raumsonden Voyager 1 und 2 haben die Grenze seines Einflussbereichs, die Heliopause, 2012 und 2018 überquert.

Die Erde schützt ein Schild: ihr **Magnetfeld**. Die geladenen Teilchen des Sonnenwinds werden von ihm abgelenkt und umströmen die Erde. Der Raum, den das Erdmagnetfeld beherrscht, heißt **Magnetosphäre**. Auf der Tagseite wird sie vom Sonnenwind zusammengedrückt, auf der Nachtseite zu einem langen Schweif ausgezogen.

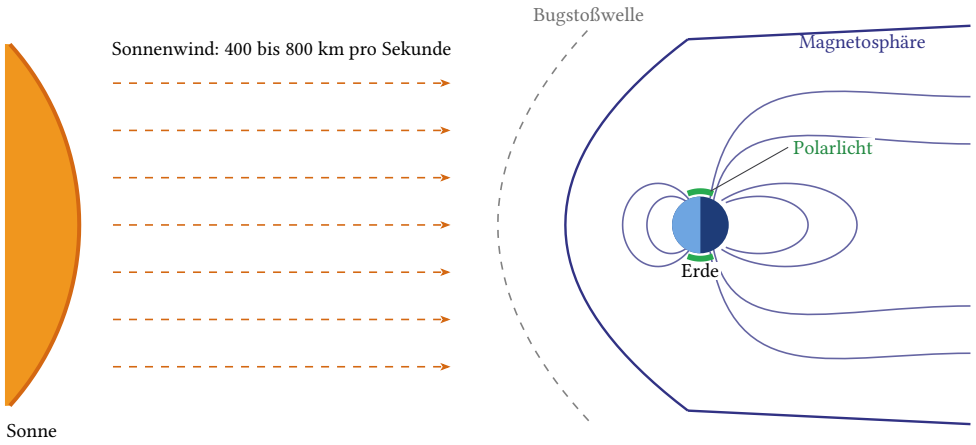


Abbildung 65: Der Sonnenwind trifft auf die Magnetosphäre der Erde (schematisch, nicht maßstäblich). Über den Polgebieten können geladene Teilchen längs der Feldlinien in die Atmosphäre eindringen und Polarlichter erzeugen.

Polarlichter. Ein Teil der Teilchen gelangt in den Schweif der Magnetosphäre, wird dort beschleunigt und strömt längs der Feldlinien in die Atmosphäre über den Polgebieten. In 100 bis über 300 km Höhe stoßen die Teilchen mit Sauerstoff- und Stickstoffatomen zusammen und regen sie zum Leuchten an: Sauerstoff leuchtet grün (557,7 nm) und in größerer Höhe rot (630 nm), Stickstoff bläulich bis violett. Die Polarlichter erscheinen in ringförmigen Zonen um die magnetischen Pole, den **Polarlichtovalen**, etwa über Nordskandinavien, Island, Kanada und der Antarktis. Bei starken Sonnenstürmen dehnen sich die Ovale weit nach Süden aus. Im Mai und im Oktober 2024 waren Polarlichter auch in ganz Deutschland zu sehen.

Weltraumwetter. Trifft ein koronaler Massenauswurf die Erde, verformt er die Magnetosphäre stark: Es entsteht ein **geomagnetischer Sturm**. Die Wirkungen des Sonnenwetters auf die Erde und ihre Umgebung fasst man unter dem Begriff **Weltraumwetter** zusammen:

- Satelliten können durch energiereiche Teilchen beschädigt werden; weil sich die obere Atmosphäre aufheizt und ausdehnt, werden tief fliegende Satelliten stärker abgebremst. Im Februar 2022 verlor ein Satellitenbetreiber so rund 40 frisch gestartete Satelliten.
- Funkverbindungen und die Satellitennavigation (GPS) können gestört werden.
- In langen Stromleitungen können starke Ströme entstehen. Am 13. März 1989 fiel deshalb in der kanadischen Provinz Québec für etwa neun Stunden der Strom aus.
- Astronauten und in geringerem Maß auch Flugzeugbesatzungen auf Polarrouten bekommen eine höhere Strahlendosis ab.

Der stärkste bekannte Sonnensturm ereignete sich im September 1859 (**Carrington-Ereignis**): Polarlichter waren bis in die Karibik zu sehen, Telegrafenleitungen sprühten Funken. Ein solcher Sturm würde heute große Schäden anrichten. Deshalb überwachen Satelliten die Sonne ständig, und Wetterdienste geben Weltraumwetter-Vorhersagen heraus. Ein koronaler Massenauswurf braucht ein bis vier Tage bis zur Erde; das Licht eines Flares warnt schon nach gut acht Minuten.

⋆ Polarlichter in Mitteleuropa?
Bei einem starken geomagnetischen Sturm lohnt es sich, in klaren Nächten (am besten in den Monaten um die Tagundnachtgleichen) fern von Stadtlicht den Nordhorizont zu beobachten. Die Kamera eines Smartphones mit Langzeitbelichtung zeigt schwache Polarlichter oft deutlicher als das Auge. Hinweise auf aktive Phasen geben Weltraumwetter-Vorhersagen und Polarlicht-Apps.

Fachbegriffe: Sonnenfleck · Umbra · Penumbra · Magnetfeld der Sonne · Sonnenfleckenrelativzahl · Sonnenfleckenzyklus · Schmetterlingsdiagramm · Maunder-Minimum · Protuberanz · Filament · Flare · koronaler Massenauswurf · Sonnenwind · Magnetosphäre · Polarlicht · geomagnetischer Sturm · Weltraumwetter

Üben: **noctua** ↗ Ausprobieren: **Erdmagnetfeld und Kompass** ↗ · **Lorentzkraft** ↗ · **Sonnenflecken und Sonnenrotation** ↗

6 Die Sonne sicher beobachten

6.1 Gefahr für die Augen

Wahlfach Astronomie

Die Sonne ist das einzige Himmelsobjekt, dessen Beobachtung gefährlich ist. Schon ohne Hilfsmittel ist ein längerer Blick in die Sonne schädlich. Ein Fernglas oder Fernrohr aber sammelt das Licht einer großen Öffnung und bündelt es auf die Netzhaut: Ein Fernrohr mit 80 mm Öffnung sammelt bei Tag weit über tausendmal so viel Licht wie die Pupille. Schon ein Bruchteil einer Sekunde kann die Netzhaut verbrennen. Weil die Netzhaut keine Schmerzsensoren hat, spürt man nichts; die Schäden zeigen sich erst Stunden später als dunkle oder verzerrte Stellen im Blickfeld und bleiben oft für immer.

Merksatz

Regeln für die Sonnenbeobachtung

- **Niemals** ohne geprüften Sonnenfilter in die Sonne schauen – schon gar nicht durch ein Fernglas, Fernrohr oder eine Kamera.
- **Nicht geeignet** sind Sonnenbrillen (auch mehrere übereinander), berußtes Glas, CDs, belichtete Filme, Rettungsdecken und selbst gebaute Filter.
- Mit bloßem Auge nur durch eine **Sonnenfinsternisbrille** nach der Norm ISO 12312-2, die unbeschädigt ist. Sie ist nur für das bloße Auge gedacht, **nie** hinter einem Fernglas oder Fernrohr.
- Am Fernrohr nur einen **Objektivfilter**: eine geprüfte Sonnenfilterfolie (optische Dichte 5, lässt ein Hunderttausendstel des Lichts durch) oder ein Glasfilter, fest **vor** der Öffnung befestigt. Okularfilter, die man am hinteren Ende einschraubt, können durch die Hitze springen und sind lebensgefährlich für das Auge.
- Den **Sucher** abdecken oder abnehmen. Kein Fernrohr unbeaufsichtigt in der Sonne stehen lassen.
- Am sichersten ist die **Projektion**: Dabei schaut niemand in die Sonne.

Typischer Fehler

Falsch: Bei einer Sonnenfinsternis ist die Sonne zum großen Teil verdeckt, da kann man ruhig hineinschauen.
Richtig: Auch eine schmale Sichel der Sonne ist so hell wie die volle Sonnenoberfläche an dieser Stelle und schädigt die Netzhaut. Nur während der wenigen Minuten der **Totalität** darf man ohne Filter schauen.

Gerade bei Finsternissen kommt es immer wieder zu Augenschäden, weil die Sonne weniger blendet und man länger hinschaut.

6.2 Projektion

Wahlfach Astronomie

Bei der **Projektion** fängt man das Sonnenbild auf einem weißen Schirm auf. Viele Menschen können gleichzeitig zusehen, und niemand muss in das Instrument schauen.

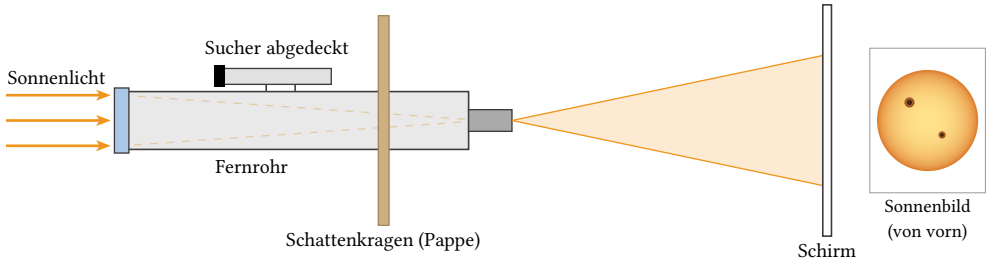


Abbildung 66: Okularprojektion (schematisch): Ein kleines Linsenfernrohr wirft ein Bild der Sonne auf einen weißen Schirm im Schatten. Der Sucher ist abgedeckt, ein Pappkragen beschattet den Schirm.

- **Lochkamera:** Ein kleines Loch in einer Folie wirft ein Sonnenbild auf Papier. Der Bilddurchmesser ist der Abstand zwischen Loch und Schirm mal 0,0093 (in 1 m Abstand also etwa 9 mm). Auch die Lücken zwischen Blättern eines Baums wirken wie Lochkameras: Im Schatten sieht man viele kleine Sonnenbildchen, bei einer partiellen Finsternis lauter Sicheln.

- **Okularprojektion:** Ein kleines Linsenfernrohr (oder eine Hälfte eines Fernglases, die andere abgedeckt) wird auf die Sonne gerichtet, **ohne hindurchzusehen**: Man richtet es nach dem eigenen Schatten aus, der am kleinsten ist, wenn das Rohr genau auf die Sonne zeigt. Hinter dem Okular hält man einen weißen Karton; durch Verschieben des Okulars wird das Bild scharf. Ein Pappkragen um das Rohr beschattet den Schirm. Große Spiegelteleskope und Okulare mit verkitteten Linsen sind ungeeignet, weil sie sich zu stark aufheizen. Niemand darf in den Lichtkegel hinter dem Okular greifen oder hineinschauen.
- **Sonnenteleskope mit Spezialfiltern** (H-Alpha-Filter) lassen nur das rote Licht der Wasserstofflinie bei 656 nm durch. Damit sieht man Protuberanzen, Filamente und die Chromosphäre. Solche Instrumente stehen an manchen Schul- und Volkssternwarten.

6.3 Was man beobachten kann

Wahlfach Astronomie

Mit Projektion oder geprüftem Objektivfilter lassen sich an der Sonne viele Beobachtungen und Messungen machen:

- **Sonnenflecken** zeichnen, Gruppen und Flecken zählen und die Relativzahl bestimmen (Kapitel 5),
- über mehrere Tage die **Rotation** verfolgen und die Umlaufzeit bestimmen (Kapitel 1),
- die **Randverdunkelung** und mit etwas Glück helle Flecken in Randnähe (**Fackeln**) erkennen,
- die Größe von Flecken mit dem Sonnendurchmesser vergleichen,
- den scheinbaren **Durchmesser** der Sonne mit der Lochkamera messen und dabei feststellen, dass er im Januar etwas größer ist als im Juli,
- seltene Ereignisse verfolgen: partielle Sonnenfinsternisse (Skript AS2) oder einen Durchgang des Merkur vor der Sonnenscheibe (der nächste am 13. November 2032).

⋆ Sonnenflecken über zwei Wochen verfolgen
Ganzjährig, an möglichst vielen klaren Tagen zur gleichen Uhrzeit: Die Sonne mit einem kleinen Fernrohr auf einen Karton projizieren, auf dem ein Kreis mit festem Durchmesser (zum Beispiel 10 cm) vorgezeichnet ist. Das Bild genau in den Kreis einpassen und die Flecken einzeichnen; Datum, Uhrzeit, Zahl der Gruppen und Flecken notieren. Die Ost-West-Richtung erkennt man daran, dass das Bild bei ruhendem Fernrohr nach Westen aus dem Kreis wandert. **Sicherheit:** nie durch das Fernrohr schauen, Sucher abdecken, Fernrohr nie unbeaufsichtigt lassen, nur unter Aufsicht der Lehrkraft.

Fachbegriffe: Netzhautschaden · Sonnenfinsternisbrille · Objektivfilter · Okularfilter · Projektion · Lochkamera · Okularprojektion · H-Alpha-Filter · Fackeln · Merkurdurchgang

Üben: **noctua ↗** Ausprobieren: **Lochkamera ↗** · **Bilder mit Linsen ↗** · **Sonnenflecken und Sonnenrotation ↗**

