

Diese Aufgabe zeigt ein wichtiges Verfahren in der Astrometrie, das auch in anderen Zusammenhängen verwendet wird. **Berechne den Radius der Sonne aus dem gemessenen Winkeldurchmesser 1919''.**

3. Die Sonne

3.1 Vermessung der Sonne

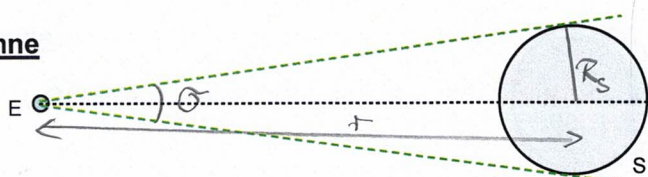
Radius

$$\tan \frac{\sigma}{2} = \frac{R_s}{r}$$

$$R_s = r \cdot \tan \frac{\sigma}{2} = 1,496 \cdot 10^{11} \text{ m} \cdot \tan \frac{1919''}{2}$$

$$= 1,496 \cdot 10^{11} \text{ m} \cdot \tan \left(\frac{1919}{2 \cdot 3600} \right)^\circ = 6,96 \cdot 10^8 \text{ m}$$

$$\text{Umrechnung Winkel Sekunden in Grad} = \underline{\underline{6,96 \cdot 10^5 \text{ km}}}$$



Die Masse haben wir schon im Kap. 2.3 bestimmt. **Berechne daraus die mittlere Dichte der Sonne und vergleiche mit bekannten Materialien.**

$$m_s = 2 \cdot 10^{30} \text{ kg}$$

$$V = \frac{4}{3} R_s^3 \pi = \frac{4}{3} \cdot (6,96 \cdot 10^8 \text{ m})^3 \cdot \pi = 1,4 \cdot 10^{27} \text{ m}^3$$

$$\rho = \frac{m}{V} = \frac{2 \cdot 10^{30} \text{ kg}}{1,4 \cdot 10^{27} \text{ m}^3} = 1417 \frac{\text{kg}}{\text{m}^3} = \underline{\underline{1,4 \frac{\text{kg}}{\text{dm}^3}}}$$

$$\text{Vgl. } \rho_{\text{Wasser}} = 1,0 \frac{\text{kg}}{\text{dm}^3}$$

Die Schwerebeschleunigung (oder Ortsfaktor) lässt sich mit dem Gravitationsgesetz berechnen. Vergleiche hierzu die beiden gängigen Verfahren zur Berechnung der Gravitationskraft.

Schwerebeschleunigung an der Oberfläche

$$F_g = m \cdot g = G \cdot \frac{m M_s}{R_s^2}$$

$$g = G \cdot \frac{M_s}{R_s^2} = \frac{6,67 \cdot 10^{-11} \frac{\text{m}^3}{\text{kg s}^2} \cdot 2 \cdot 10^{30} \text{ kg}}{(6,96 \cdot 10^8 \text{ m})^2} = 275 \frac{\text{m}}{\text{s}^2} = \underline{\underline{28 g_E}}$$

Die Sonne heizt ständig mit ihrer Strahlung die Erde, sonst wäre die ein Eisklumpen mit Weltraumtemperatur (-273°C). Zur Bestimmung der Leistung dieser Einstrahlung gibt es mehrere einfache Experimente, eines davon ist hier dargestellt. Auf Leifphysik findest Du diesen und weitere Versuche unter Teilgebiet Astronomie – Sonne – Versuche.

Messung der Einstrahlungsleistung auf die Erde - Solarkonstante

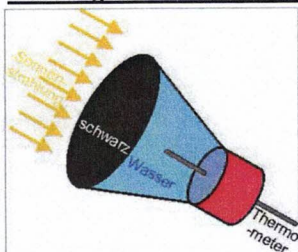


Abb. aus leifphysik.de

Energieeintrag aus Erwärmung berechnen:

$$\Delta E_i = c_w \cdot m_w \cdot \Delta T \quad \leftarrow \text{Temperatur diff.}$$

Einstrahlungsleistung pro Fläche:

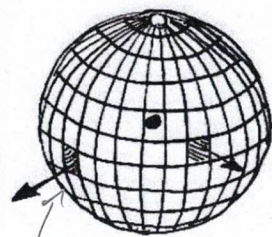
$$\frac{P}{A} = \frac{\Delta E_i / t}{A} = \frac{c_w \cdot m_w \cdot \Delta T}{t \cdot A} \quad \text{ohne Verluste}$$

$$\text{in unserer Breite: } \frac{P}{A} \approx 1000 \frac{\text{W}}{\text{m}^2} \quad \text{senkrecht zur Einstrahlung gemessen}$$

$$\text{außerhalb der Atmosphäre: } \frac{P}{A} = 1,36 \frac{\text{kW}}{\text{m}^2} \quad (\text{Raumsonde Mariner 6})$$

Berechnung der gesamten Abstrahlungsleistung - Leuchtkraft

Nur ein winziger Teil der Sonnenstrahlung trifft auf unsere Erde. Mit einem mathematischen Modell berechnen wir die gesamte Leistung, die die Sonne permanent abstrahlt. **Berechne diese unter Verwendung einer virtuellen Kugel um die Sonne, deren Radius bis zur Erde reicht.**



$$1,36 \text{ kW pro } 1 \text{ m}^2$$

$$\begin{aligned} P_{\text{ges}} &= \frac{P}{A} \cdot \sigma_{\text{Kugel}} \leftarrow 4\pi r^2 \\ &= 1,36 \frac{\text{kW}}{\text{m}^2} \cdot 4\pi \cdot (1,496 \cdot 10^{11} \text{ m})^2 \\ &= 3,82 \cdot 10^{23} \text{ kW} = \underline{\underline{3,82 \cdot 10^{26} \text{ W}}} \end{aligned}$$

Die Sonne strahlt ihre Energie ins Weltall ab mit einer Leistung von $3,8 \cdot 10^{26} \text{ W}$.

Mit der Solarkonstanten haben wir einen wichtigen Wert für das globale Klima, Nutzung von Solarenergie, etc.

a) Berechne die gesamte auf die Erde auftreffende Solarleistung sowie die jährlich eingestrahlte Energiemenge.

b) Vergleiche die Daten mit der Leistung eines großen Kraftwerksblockes (ca. 1 GW) sowie mit der pro Jahr weltweit genutzten Energie (13276 Mio t Öläquivalent in 2017).

Gesamte Einstrahlungsleistung auf die Erde:

$$a) P_E = \frac{P}{A} \cdot A_{\text{Quers}} = \frac{P}{A} \cdot R_E^2 \pi$$

$$= 1,36 \frac{\text{W}}{\text{m}^2} \cdot (6,37 \cdot 10^6 \text{ m})^2 \cdot \pi = 1,7 \cdot 10^{14} \text{ W}$$

$$= 1,7 \cdot 10^{17} \text{ J}$$

$$E_{\text{Jahr}} = P_E \cdot t = 1,7 \cdot 10^{14} \text{ W} \cdot 365 \cdot 24 \text{ h} = 1,5 \cdot 10^{18} \text{ kWh}$$

$$b) 1,7 \cdot 10^{14} \text{ W} = 1,7 \cdot 10^{11} \text{ MW} = 1,7 \cdot 10^8 \text{ GW}$$

→ entspricht 170 Mio Kraftwerksblöcke

$$13276 \cdot 10^6 \text{ t Öläquivalent} = 13276 \cdot 10^9 \text{ kg} \cdot 42 \frac{\text{MJ}}{\text{kg}}$$

$$= 5,58 \cdot 10^{14} \text{ MJ} = 5,58 \cdot 10^{17} \text{ kJ} = 5,58 \cdot 10^{17} \text{ kWh}$$

$$= 1,55 \cdot 10^{14} \text{ kWh}$$

: 3600

$$\text{pro Jahr eingestrahlt: } \frac{1,5 \cdot 10^{18} \text{ kWh}}{1,55 \cdot 10^{14} \text{ kWh}} = 10.000\text{-facher Weltverbrauch}$$

Entscheidend für den Wert der Solarkonstante auf der Erde ist unser Abstand zur Sonne. Eine typische Fragestellung bei Aufgaben zu Planeten oder Raumsonden ist die nach der Solarkonstanten am jeweiligen Ort. Berechne die Solarkonstante für Merkur.

Musteraufgabe: Solarkonstante für andere Planeten

$$P_{\text{ges}} = \frac{P}{A} \cdot A_{\text{Kugel}} \leftarrow \text{virtuelle Kugel}$$

$$P_{\text{ges}} = \frac{P}{A} \cdot 4 r_{\text{Me}}^2 \cdot \pi$$

$$\frac{P}{A} = \frac{P_{\text{ges}}}{4 r_{\text{Me}}^2 \pi} = \frac{3,82 \cdot 10^{26} \text{ W}}{4 \pi \cdot (0,387 \cdot 1,496 \cdot 10^{11} \text{ m})^2}$$

$$= 9,1 \cdot 10^3 \frac{\text{W}}{\text{m}^2} = 9,1 \frac{\text{kW}}{\text{m}^2}$$

→ Sonnennahe Raumsonden tun sich mit der Energieversorgung leicht, sonnenferne Sonden brauchen große Solarpanels

Selbst-Check:

- Radius, Masse, Dichte, Schwerebeschleunigung
- Messung der Solarkonstanten
- Leuchtkraft
- Vergleiche zum Energieumsatz

Aufgabe:

Zum Thema passen die ersten Fragen aus dem Leifitest „Quiz zur Sonne“. Suchbegriff auf Leifiphysik: „quiz sonne“.

Zu dem Versuch mit dem Erlmeyerkolben findest Du auf Leifiphysik ein Messbeispiel zur Auswertung (Fundstelle siehe Folie 2).

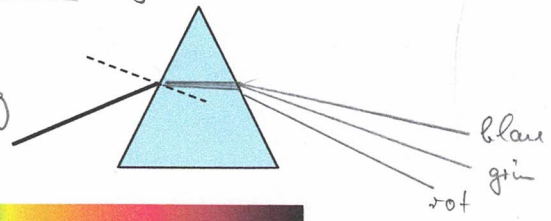
Die Spektralanalyse des Lichts ist die wichtigste Analysemethode zur Untersuchung von Sternen. Das Spektrum der Sonne wurde erstmals Anfang des 19. Jahrhunderts durch den bayerischen Handwerker und Wissenschaftler Joseph von Fraunhofer beobachtet.

Bei der Farbzerlegung mit Prismen oder Gittern treten je nach Lichtquelle unterschiedliche Spektren auf.

3.2 Spektralanalyse

Emissionsspektrum

ein Prisma zerlegt durch Brechung einen weißen Lichtstrahl in seine Farbbestandteile



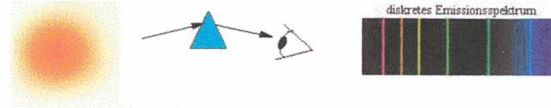
kontinuierliches Spektrum (alle Farben), z.B. bei Glühlampe



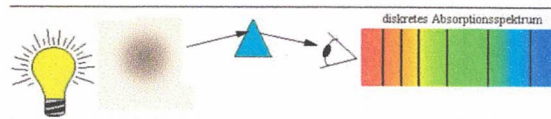
diskontinuierliches Spektrum (nur bestimmte Farben) bei Gasentladungslampe

Absorptionsspektrum

Schickt man das Licht einer Glühlampe durch ein erhitztes Gas, so entsteht ein "umgekehrtes" Linienspektrum.



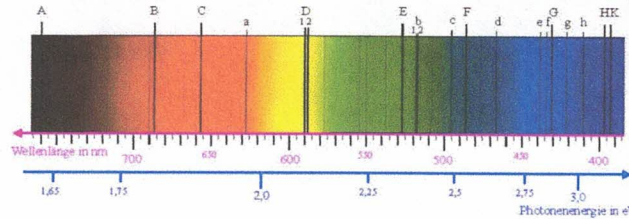
Fraunhofer revolutionierte als Leiter der Glashütte in Benediktbeuern die Glasherstellung und konnte die weltweit besten Linsen und Prismen für optische Geräte herstellen. Damit gelang ihm selbst eine entscheidende Entdeckung im Sonnenlicht.



Schickt man alle Farben (weißes Licht) durch heißes Gas, dann werden genau die Farben absorbiert (geschluckt), die im Emissionsspektrum dieses Gases vorkommen.

Fraunhoferlinien

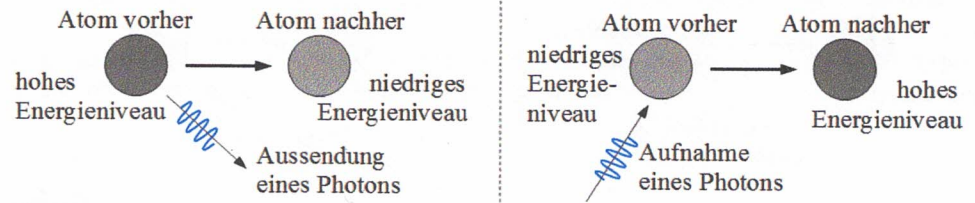
Abn. aus leifiphysik.de



In der Chromosphäre absorbieren Atome und Moleküle ihre zugehörigen Farben. Am Absorptionsspektrum lässt sich deshalb die Zusammensetzung der Sonne analysieren.

Das Licht (Strom von Photonen) entsteht beim Wechsel eines Atoms zwischen verschiedenen Energieniveaus, die Absorption erfolgt analog (siehe 9. Jgst.). Animationen zu den verschiedenen Vorgängen findest Du auf Leifiphysik unter: Teilgebiet Atomphysik – Atomarer Energieaustausch.

Emissions- und Absorptionsmechanismus



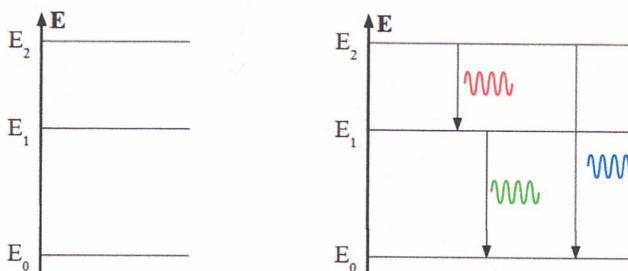
Modell:

- Elektronen in der Hülle können *verschiedene Energieniveaus* einnehmen
- es gibt dabei nur *ganz bestimmte (diskrete)* Energieniveaus
- Energien dazwischen können *nicht angenommen werden*
- beim Übergang von einer höheren zu einer niedrigeren Stufe *sendet* das Atom genau *die Energiedifferenz als kleine Energieportion (Photon) aus*
- beim Übergang von einer niedrigeren zu einer höheren Stufe *nimmt* das Atom genau *die Energiedifferenz als kleine Energieportion (Photon) auf*
- zu einer bestimmten Energieportion gehört eine *bestimmte Farbe (Wellenlänge)*

Durch diese Mechanismen lassen sich den diskreten Spektren eindeutig die zugrundeliegenden Atomsorten (Elemente) zuordnen.

Energieniveauschema

Dies erfolgte erst Mitte des 19. Jahrhunderts durch Kirchhoff und Bunsen. Das atomare Modell entwickelte Nils Bohr zu Beginn des 20. Jahrhunderts.



← jede Energiedifferenz zwischen zwei Niveaus hat einen spezifischen Wert (identisch für Emission / Absorption)

Wir beschränken uns hier auf den Wasserstoff, weil er das wichtigste Element in Sternen ist und das Atom eine einfache Analyse der Energieniveaus zulässt. Die Aufgabe entspricht dem Abitur 2008, GK A3-1:

Rydberg und Ritz fanden für die Wellenlängen des Wasserstoffspektrums die linke Formel.

a) Leite daraus für die Energieniveaus die rechte Formel her.

b) Berechne die 3 niedrigsten Energieniveaus sowie die Ionisierungsenergie.

c) Skizziere ein einfaches Energieniveauschema.

d) In der Balmer Serie fasst man die Übergänge zusammen, die bei $n=2$ landen. Bestimme den Bereich der Wellenlängen hierfür.

e) Die Lyman Serie umfasst die Übergänge nach $n=1$. Zeige, dass diese im UV-Bereich liegen.

Energieniveauschema des Wasserstoffatoms

$$\frac{1}{\lambda} = R_{\infty} \cdot \left(\frac{1}{n_1^2} - \frac{1}{n_2^2} \right) \quad E_n = R_{\infty} \cdot h \cdot c \cdot \left(1 - \frac{1}{n^2} \right)$$

↑ für Übergänge zwischen 2 Stufen

↑ vom Grundniveau aus

a) Bezogen auf Grundniveau $n_1=1$:

$$\frac{1}{\lambda} = R_{\infty} \cdot \left(\frac{1}{1^2} - \frac{1}{n^2} \right) = R_{\infty} \left(1 - \frac{1}{n^2} \right)$$

$$E_{ph} = h \cdot f = h \cdot \frac{c}{\lambda}$$

$$\rightarrow E_n = h \cdot c \cdot \frac{1}{\lambda} = h \cdot c \cdot R_{\infty} \left(1 - \frac{1}{n^2} \right) \text{ s.o.}$$

$$E_1 = 4,136 \cdot 10^{-15} \text{ eVs} \cdot 3 \cdot 10^8 \frac{\text{m}}{\text{s}} \cdot 1,097 \cdot 10^7 \frac{1}{\text{m}} \cdot \left(1 - \frac{1}{1^2} \right) = 13,6 \text{ eV} \cdot \left(1 - \frac{1}{n^2} \right)$$

$$b) E_1 = 0 \text{ eV}, E_2 = 10,2 \text{ eV}, E_3 = 12,1 \text{ eV}, E_{\infty} = 13,6 \text{ eV}$$

$$d) \text{ Balmer: } \Delta E_{\min} = 12,1 \text{ eV} - 10,2 \text{ eV} = 1,9 \text{ eV}$$

$$\Delta E = \frac{hc}{\lambda} \rightarrow \lambda = \frac{hc}{\Delta E} = \frac{4,136 \cdot 10^{-15} \text{ eVs} \cdot 3 \cdot 10^8 \frac{\text{m}}{\text{s}}}{1,9 \text{ eV}}$$

$$\lambda_{\max} = 656 \text{ nm}$$

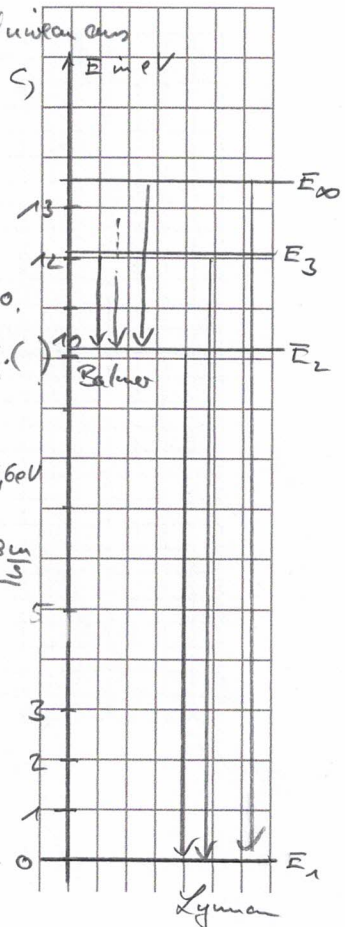
$$\Delta E_{\max} = 13,6 \text{ eV} - 10,2 \text{ eV} = 3,4 \text{ eV}$$

$$\lambda_{\min} = 365 \text{ nm}$$

$$e) \text{ Lyman: } \Delta E_{\min} = 10,2 \text{ eV}, \Delta E_{\max} = 13,6 \text{ eV}$$

$$\lambda_{\max} = 122 \text{ nm}, \lambda_{\min} = 91 \text{ nm}$$

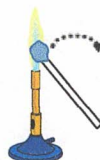
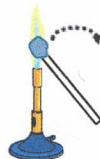
↑ UV-Bereich ↑



In einem einfachen Versuch können wir die Auswirkung des Absorptionsmechanismus darstellen. Wir beleuchten hierzu eine Flamme mit einer Natriumdampflampe sowie mit einer normalen Glühlampe. In die Flamme halten wir dabei eine Probe Kochsalz.

Beschreibe Deine Beobachtung und erkläre sie.

Ein Experiment zur (Resonanz-) Absorption



- beleuchtet man mit der Natriumdampflampe die Kochsalzflamme, so wirft diese dahinter einen Schatten, da die heißen "Na-Atome" das Natriumlicht absorbieren können
- ohne Kochsalz in der Flamme tritt der Schatten nicht auf
- im weißen Licht der Glühlampe wirft die Kochsalzflamme keinen Schatten, da der Großteil der Wellenlängen durchgeht

Selbst-Check:

- Emissions- und Absorptionsspektrum
- kontinuierliches und diskretes Spektrum
- atomare Mechanismen
- Energieniveauschema

Aufgabe:

Eine interessante Fragestellung findet sich in der Abituraufgabe „Sonnenspektrum“ von 2010. Suchbegriff auf Leifiphysik: „sonnenspektrum 2010“.

Zu den Energieniveaus des Wasserstoffatoms passt perfekt Buch S.78/2.

Am Ende des 19. Jahrhunderts befassten sich Physiker intensiv mit der Natur elektromagnetischer Strahlung, die Errungenschaften der drahtlosen Kommunikation gehen z.B. auf diese Arbeiten zurück (Hertz). Planck, Boltzmann und Wien untersuchten dabei auch die thermische Strahlung, die von Körpern abgegeben und aufgenommen wird.

3.3 Die Strahlungsgesetze

Wärmestrahlung, Emission

Jeder Körper **gibt** aufgrund seiner Temperatur und Oberflächenstruktur **Energie** in Form von elektromagnetischer Strahlung an seine Umgebung **ab**. Abhängig von der Frequenz klassifizieren wir diese Strahlung in infrarot, sichtbar, ultraviolett, ...

Bsp.: Kachelofen, Sonne, Glühlampe

Wärmestrahlung, Absorption

Jeder Körper **nimmt** aufgrund seiner Temperatur und Oberflächenstruktur **Energie** in Form von elektromagnetischer Strahlung aus seiner Umgebung **auf**. (infrarot, sichtbar, ultraviolett, ...)

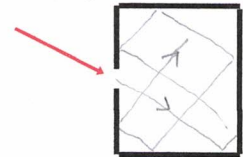
Absorptionsvermögen:

Überlege: Weshalb verwendet man in diesem Zusammenhang den Begriff schwarz? Findest Du die gute Absorption von schwarzen Körpern im Alltag wieder?

$$\text{Absorptionsvermögen } \alpha = \frac{\text{aufgenommene Energie}}{\text{eingestrahelte Energie}}$$

"Schwarzer Körper"

Ein Körper, der einfallende Strahlung **vollständig absorbiert**, wird in diesem Zusammenhang als "schwarz" bezeichnet. Experimentell realisiert man das als Hohlraum mit Loch.



- schwarz absorbiert besonders gut
(Armaturenbrett im Auto, schwarze Kleidung)

Stefan und Boltzmann entdeckten experimentell einen Zusammenhang für die Leistung, mit der Körper strahlen.

Von welchen Größen könnte diese Strahlungsleistung abhängen?

Aus der Formel ergibt sich auch die merkwürdige Aussage, dass selbst sehr kalte Körper (z.B. 1 K = -272 °C) bereits Wärmestrahlung abgeben. In einer warmen Umgebung nehmen die aber deutlich mehr auf.

Stefan-Boltzmann-Gesetz für Abstrahlung (bei schwarzen Körpern)

Die Strahlungsleistung eines Körpers ist proportional zu seiner Oberfläche und zur vierten Potenz seiner absoluten Temperatur in K.

$$L = \Phi = \sigma \cdot A \cdot T^4$$

Beachte: $\vartheta = 0^\circ\text{C} \rightarrow T = 273\text{ K}$

mit $\sigma = 5,67 \cdot 10^{-8} \text{ W/m}^2\text{K}^4$ (Stefan-Boltzmann-Konstante)
Beachte: L ist unabhängig von der Umgebungstemperatur

Φ : Strahlungsleistung
L: Leuchtkraft (speziell bei Sonne)

Oberflächentemperatur der Sonne:

$$\Phi = \sigma \cdot A \cdot T^4$$

$$T^4 = \frac{\Phi}{\sigma \cdot A}$$

$$A = 4\pi \cdot R_s^2$$

$$T = \sqrt[4]{\frac{\Phi}{\sigma \cdot A}} = \sqrt[4]{\frac{3,82 \cdot 10^{26} \text{ W}}{5,67 \cdot 10^{-8} \frac{\text{W}}{\text{m}^2\text{K}^4} \cdot 4\pi \cdot (6,957 \cdot 10^8 \text{ m})^2}}$$

$$= \underline{\underline{5769 \text{ K}}} = 5496^\circ\text{C}$$

Berechne die Oberflächentemperatur der Sonne! Verwende hierzu die Strahlungsleistung der Sonne, die wir in der vergangenen Stunde aus Messdaten bestimmt haben.

Höhere Temperaturen führen dazu, dass sich der Schwerpunkt der spektralen Verteilung zu kleineren Wellenlängen verlagert. Diese korrespondieren mit höheren Photonenenergien, was ja Sinn macht. Überlege, warum bei höheren Temperaturen die Fläche unter den Funktionsgraphen größer werden.

Das Intensitätsmaximum der Sonnenstrahlung, die wir auf der Erde empfangen, liegt bei $\lambda_{\max} = 500 \text{ nm}$ (gelb). Berechne daraus die Oberflächentemperatur der Sonne.

Wien'sches Verschiebungsgesetz

Jeder Körper sendet Strahlung fast im gesamten elektromagnetischen Spektrum unterschiedlicher Wellenlängen aus. Deren Auftreten ist nicht gleichmäßig verteilt, sondern folgt einer spezifischen Verteilung (siehe Graphik).

Dabei ist die Wellenlänge maximaler Intensität charakteristisch für der Temperatur.

Intensität prop. zu λ_{\max}

$$\lambda_{\max} \cdot T = b$$

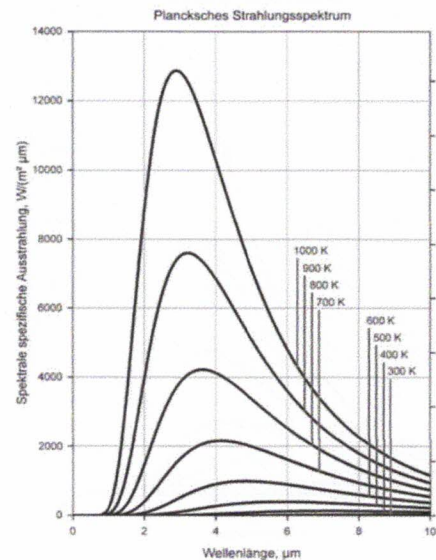
Konstante

$$b = 2,9 \cdot 10^{-3} \text{ m} \cdot \text{K}$$

Oberflächentemperatur der Sonne:

$$\lambda_{\max} \cdot T = b$$

$$T = \frac{b}{\lambda_{\max}} = \frac{2,9 \cdot 10^{-3} \text{ m} \cdot \text{K}}{500 \cdot 10^{-9} \text{ m}} = \underline{\underline{5800 \text{ K}}}$$



Das Spektrum unserer Sonne folgt ziemlich gut der Theorie vom schwarzen Strahler (siehe Buch S. 87 unten). Die spektrale Verteilung hat ihren Schwerpunkt im sichtbaren Bereich. Teile der UV- und Infrarot-Bereiche sind auf der Erde nicht beobachtbar.

a) Warum stimmen die Spektren außerhalb und auf der Erde nicht überein?

b) Welchen Einfluss hat das terrestrische Spektrum auf die Evolution der Lebewesen.

Einfluss der Atmosphäre auf das beobachtbare Spektrum

- a) Die Erdatmosphäre schluckt in bestimmten Wellenlängenbereichen die einfallende Strahlung weitgehend, während sie andere Bereiche gut durchlässt (Absorptionsvermögen der Gase in der Atmosphäre).
- b) Die Lebewesen haben sich z.B. beim Sehen (Entwicklung des Netzhaut) an die verfügbare Strahlung (optisches Fenster 400-nm-800 nm, hier ist die Intensität besonders hoch) angepasst.

Selbst-Check:

- Emission und Absorption
- Stefan-Boltzmann-Gesetz
- Wien'sches Verschiebungsgesetz

Aufgabe:

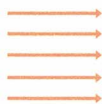
Um das Wien'sche Verschiebungsgesetz geht's in der Abituraufgabe „Strahlung“ von 2005. Suchbegriff auf Leifiphysik: „strahlung 2005“.

Unter Milliarden von Himmelskörpern ist die Erde einer von sehr wenigen, deren Umgebungsbedingungen Leben ermöglichen. Die wichtigste Größe ist dabei die durchschnittliche Erdtemperatur.

Beschreibe die beiden Strahlungsmechanismen, aus denen sich die Erdtemperatur ergibt.

3.4 Temperatur von Planeten

Das Strahlungsgleichgewicht



ein Planet empfängt Strahlung von der Sonne
→ Querschnittsfläche!

$$A_{\text{Empf}} = R^2 \pi$$



ein Planet gibt Wärmestrahlung aufgrund seiner eigenen Temperatur ab → Oberfläche

$$A_{\text{Abg.}} = 4\pi R^2$$

Ausbildung der Gleichgewichtstemperatur

Ist der Planet sehr kalt, wird zunächst

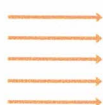
mehr Strahlung empfangen als abgegeben
→ Planet kühlt auf → Abgabe steigt

Das Gleichgewicht ist erreicht, wenn

Empfangsleistung = Abgabeleistung

Ausgehend von der eben gefundenen Gleichgewichtsbedingung kannst Du die Temperatur an der Erdoberfläche berechnen. Nutze hierbei die Daten und Mechanismen aus den Kapiteln 3.2 und 3.3.

Berechnung der Gleichgewichtstemperatur für die Erde



$$L_{\text{Empf}} = L_{\text{Abg.}}$$

$$\rightarrow S \cdot A_{\text{Empf}} = G \cdot A_{\text{Abg.}} \cdot T^4$$

Solar konstante
 $S = 1360 \text{ W/m}^2$

$$S \cdot R^2 \pi = G \cdot 4\pi R^2 \cdot T^4 \quad | : R^2 \pi | : 4G$$

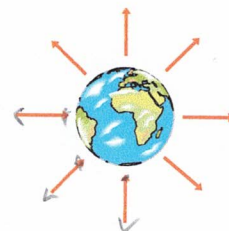
$$\frac{S}{4G} = T^4$$

$$T = \sqrt[4]{\frac{S}{4G}} = \sqrt[4]{\frac{1360 \text{ W m}^{-2} \text{ K}^4}{4 \cdot 5,67 \cdot 10^{-8} \text{ m}^2 \text{ W}}}$$

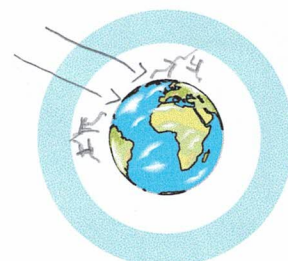
$$T = 278 \text{ K} = +5^\circ\text{C}$$

Tatsächlich: $T_{\text{Erde}} = 14,3^\circ\text{C}$

Grund: Atmosphäre (Treibhauseffekt)
reduziert Abstrahlung



Die tatsächliche mittlere Erdtemperatur weicht vom berechneten Wert erheblich ab. Hauptgrund ist der dämmende Effekt der Erdatmosphäre, die vor allem die Abstrahlung reduziert. Die Diskrepanz vermittelt eine Vorstellung für deren Bedeutung.



Nicht maßstabsgetreu! Der Atmosphärenmantel ist in Wirklichkeit nur eine ganz dünne Schicht um die Erde.

Bei der Berechnung sind wir von einer vollständigen Absorption der Solareinstrahlung ausgegangen. Ein Teil dieser Einstrahlung wird aber sofort beim Eintreffen von der Erde ins All reflektiert. Diesen Effekt beschreiben wir mit dem Begriff Albedo.

Wiederhole die Berechnung der Erdtemperatur. Berücksichtige dabei die verminderte Absorption! Die Albedo der Erde beträgt 34%.

Albedo und Absorptionsgrad

$$\text{Albedo } A = \frac{\text{reflektierte Strahlungsleistung}}{\text{eingestrahlte Strahlungsleistung}}$$

Der Absorptionskoeffizient (aus Kap. 3.2) ergibt sich damit als

$$\alpha = 1 - A$$



$$S \cdot A_{\text{Empf}} \cdot (1 - A) = G \cdot A_{\text{Abg}} \cdot T^4$$

$$S \cdot R^2 \pi \cdot (1 - A) = G \cdot 4\pi R^2 \cdot T^4 \quad | : \pi R^2 | : 4G$$

$$\frac{S \cdot (1 - A)}{4G} = T^4$$

$$T = \sqrt[4]{\frac{S \cdot (1 - A)}{4G}} = \sqrt[4]{\frac{1360 \text{ W} \cdot (1 - 0,34) \text{ m}^2 \text{ K}^4}{4 \cdot 5,67 \cdot 10^{-8} \text{ W m}^2}} = 251 \text{ K} = -22^\circ \text{C}$$

→ Diskrepanz ist bei dieser Modellierung noch größer

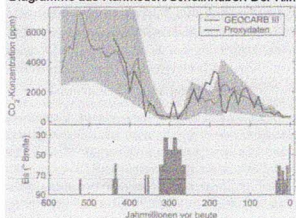
Tatsächlich ist auch diese Berechnung nicht "sauber". Eine reduzierte Absorption bringt auch immer eine reduzierte Emission mit sich, da wir dann nicht mehr von einem "schwarzen Strahler" sprechen können.

Die Temperatur unterlag in der Erdgeschichte erheblichen Schwankungen. Interpretiere das Doppeldiagramm.

Seit der letzten Eiszeit vor etwa 20.000 Jahren waren CO₂-Konzentration und Erdtemperatur sehr stabil, ein wichtiger Faktor bei der Entwicklung der Zivilisation. In welchem Zeitraum begann sich die Erdtemperatur zu verändern? Welche Prognosen für die weitere Entwicklung sind hier dargestellt?

Schwankungen bei CO₂-Konzentration und Erdklima

Diagramme aus Rahmsdorf/Schellnhuber: Der Klimawandel



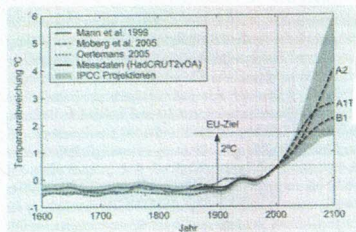
Geringe CO₂-Konzentration korreliert mit großer Eisensbratung, also geringer Erdtemperatur (und umgekehrt).

Ab 1900 steigt die mittlere Erdtemperatur parallel zur CO₂-Konzentration in der Atmosphäre durch Industrietränsung.

Prognose: +2°C bis +6°C Zunahme bis 2100

(6°C entspricht Unterschied Warmzeit-Eiszeit)

Aktuelle Klimaentwicklung



Selbst-Check:

- Strahlungsgleichgewicht
- Berechnung der Temperatur eines Planeten
- Albedo und Absorption
- Treibhauseffekt und Klimawandel

Aktuelles:

Informiere Dich im Internet über den aktuellen Stand bei der Bekämpfung des Klimawandels und mache Dir Gedanken, welche Möglichkeiten Du selbst hast, dabei mitzuhelfen.

Wir wissen aus fossilen Funden, dass die Erde seit mindestens 1 Mrd. Jahren von Lebewesen bevölkert ist.
Berechne die von der Sonne in diesem Zeitraum abgestrahlte Energiemenge.

3.5 Energieerzeugung im Inneren der Sonne

Bisherige Abstrahlung

$$E = P \cdot t = 3,8 \cdot 10^{26} \text{ W} \cdot 1 \cdot 10^9 \cdot 365 \cdot 24 \cdot 60 \cdot 60 \text{ s} \\ = \underline{\underline{1,2 \cdot 10^{43} \text{ J}}}$$

Die einfachste Möglichkeit wäre die Verbrennung fossiler Energieträger.
Berechne deren Menge bei einem Heizwert von 50 MJ/kg.

Modell: Sonne als klassischer Ofen

$$H = \frac{E}{m} \rightarrow m = \frac{E}{H} = \frac{1,2 \cdot 10^{43} \text{ J}}{50 \cdot 10^6 \frac{\text{J}}{\text{kg}}} = \underline{\underline{2,4 \cdot 10^{35} \text{ kg}}}$$

→ das wäre $10^5 = 100.000$ mal die Sonnenmasse ☹

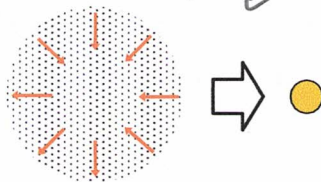
Ein anderes Modell basierte auf der Energie, die sich aufgrund der Gravitationswirkung bei der Kontraktion der vorsolaren Wolke ergab.

Berechne die freiwerdende Energie der Sonnenmasse bei Kontraktion aus einer unendlich großen Kugel.

Modell: Gravitationsenergie

$$\Delta E = E_{\text{vorher}} - E_{\text{nachher}} \\ = -G \frac{m \cdot m}{R_{\text{vorh.}}} + G \frac{m \cdot m}{R_{\text{nachh.}}} \\ = -G \frac{m_s^2}{R_s} = 6,67 \cdot 10^{-11} \frac{\text{m}^3}{\text{kg s}^2} \cdot \frac{(2 \cdot 10^{30} \text{ kg})^2}{7 \cdot 10^8 \text{ m}} = \underline{\underline{3,8 \cdot 10^{41} \text{ J}}}$$

zu wenig ☹

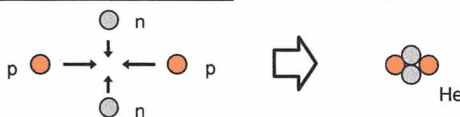


Ergebnis:

Weder eine fossile Verbrennung, noch die freiwerdende Gravitationsenergie bei der Entstehung der Sonne kommen als Energielieferant in Frage.

Die Spektralanalyse des Sonnenlichts ergibt einen hohen Wasserstoffgehalt der Sonne. Das legte die Fusion von Wasserstoffkernen als energieliefernde Reaktion nahe.
Berechne den Massendefekt (Differenz zwischen der Masse vor und nach der Reaktion) beim dargestellten Zusammenbau eines Heliumkerns.

Modell: Kernfusion - Prinzip



$$\begin{aligned} m_p &= 1,007277 \text{ u} \\ m_n &= 1,008665 \text{ u} \\ m_{\text{He}} &= 4,001506 \text{ u} \\ 1 \text{ u} &= 1,66054 \cdot 10^{-27} \text{ kg} \end{aligned}$$

Massendefekt:

$$\begin{aligned} 2m_p + 2m_n &= 2 \cdot 1,007277 \text{ u} + 2 \cdot 1,008665 \text{ u} = 4,031884 \text{ u} \\ m_{\text{He}} &= 4,001506 \text{ u} \text{ ist kleiner! } m_{\text{nachher}} < m_{\text{vorher}} \\ \Delta m &= 4,031884 \text{ u} - 4,001506 \text{ u} = 0,030378 \text{ u} = 5,044 \cdot 10^{-29} \text{ kg} \\ &\quad \cdot 1,66054 \cdot 10^{-27} \text{ kg} \end{aligned}$$

freiwerdende Bindungsenergie:

Nach Einstein sind Masse und Energie äquivalent. Das Verschwinden von Masse bedeutet die Freisetzung von Energie gemäß der berühmten Formel

$$E = mc^2$$

Berechne die Fusionsenergie für einen Heliumkern und die Anzahl der Fusionen, die nötig sind, um die gesamte Energieabgabe der Sonne in 1 Mrd. Jahre zu erzeugen. Wie groß ist dabei der Massenverlust der Sonne?

Fusionsenergie pro Heliumkern:

$$E = mc^2 = 5,044 \cdot 10^{-29} \text{ kg} \cdot (3,0 \cdot 10^8 \frac{\text{m}}{\text{s}})^2 = \underline{\underline{4,54 \cdot 10^{-12} \text{ J}}}$$

$\cdot 1,6 \cdot 10^{-19} \text{ C} \quad 28 \text{ MeV}$

Anzahl der Fusionen in 1 Mrd. Jahren:

$$1,2 \cdot 10^{43} \text{ J} : 4,54 \cdot 10^{-12} \text{ J} = \underline{\underline{2,64 \cdot 10^{54}}}$$

Massenverlust der Sonne in 1 Mrd. Jahren:

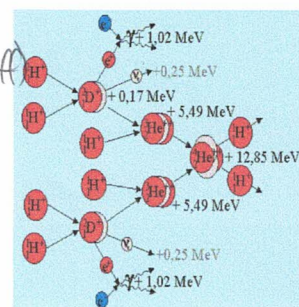
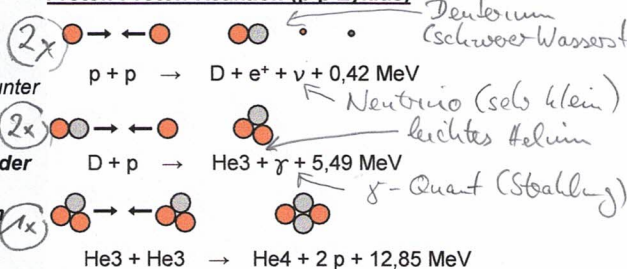
$$\begin{aligned} \text{Anzahl Fusionen} \cdot \text{Massenverlust pro Fusion} &= \\ 2,64 \cdot 10^{54} \text{ kg} \cdot 5,044 \cdot 10^{-29} \text{ kg} &= \underline{\underline{1,3 \cdot 10^{26} \text{ kg}}} \end{aligned}$$

→ das ist wenig im Vergleich zur Masse der Sonne ✓

Tatsächlich erfolgt der Bau der Heliumkerne nicht durch die Kombination von Protonen und Neutronen, sondern durch die Verschmelzung von 4 Protonen unter Umwandlung von Protonen in Neutronen.

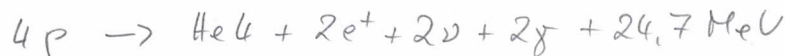
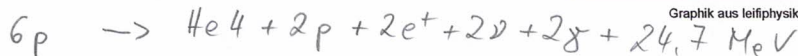
Finde den gelisteten Ablauf in der Graphik wieder. Erstelle eine Gesamtbilanz der dargestellten Reaktionskette.

Proton-Proton-Reaktion (p-p-Zyklus)



Graphik aus leifiphysik.de

Für eine schöne Animation dieses Vorganges Suchbegriff auf Leifiphysik: „proton-proton-i-kette“.



vorher: $4 \cdot m_p = 4 \cdot 1,007277 \text{ u} = 4,029108 \text{ u}$

nachher: $m_{\text{He}} + 2m_{e^+} = 4,001506 \text{ u} + 2 \cdot 5,4858 \cdot 10^{-4} \text{ u} = 4,002603 \text{ u}$

Massendefekt: $\Delta m = 4,029108 \text{ u} - 4,002603 \text{ u} = 0,026505 \text{ u}$

$E = \Delta m c^2 = 0,026505 \text{ u} \cdot 931,5 \frac{\text{MeV}}{\text{u}} = 24,7 \text{ MeV}$

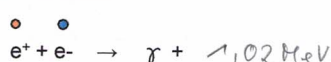
Die verfügbare Energie unterscheidet sich von der berechneten. Grund dafür sind die Paarvernichtung und der Energieverlust durch fliehende Neutrinos (siehe nächste Folie).

Tipp: Besonders einfach geht die Berechnung der Energie mit dem Energieäquivalent $931,5 \frac{\text{MeV}}{\text{u}}$ (FS. S. 45 unten)

Jedes frei werdende Positron fängt sich ein Elektron und löst sich mit diesem in Strahlung auf. Dadurch entsteht zusätzliche Energie. Berechne die freiwerdende Energie (Positronen haben dieselbe Masse wie Elektronen).

Verfügbare Energie aus der p-p-Reaktion

Paarvernichtung



(2x)

$m_{\text{vorher}} = 2 \cdot m_e = 2 \cdot 5,4858 \cdot 10^{-4} \text{ u} = 1,09716 \cdot 10^{-3} \text{ u}$

$m_{\text{nachher}} = 0$

$\Delta m = 1,09716 \cdot 10^{-3} \text{ u}$

$E = \Delta m c^2 = 1,09716 \cdot 10^{-3} \text{ u} \cdot 931,5 \frac{\text{MeV}}{\text{u}} = 1,02 \text{ MeV}$

Neutrinoabfluss

Die Neutrinos, die in der Gesamtreaktion entstehen, flüchten aus der Sonne und tragen dabei eine Energie von $2 \cdot 0,26 \text{ MeV}$ davon.

Energiebilanz gesamt

$E_{\text{ges}} = 24,7 \text{ MeV} + 2 \cdot 1,02 \text{ MeV} + 2 \cdot 0,26 \text{ MeV} = 26,2 \text{ MeV}$

Energiebilanz gesamt

Berechne die letztlich für die Sonne verfügbare Energie aus einer Heliumfusion im p-p-Zyklus.

Selbst-Check:

- Modelle zur Energieerzeugung der Sonne
- Kernfusion - Prinzip
- p-p-Reaktion
- Paarbildung und Neutrinoabfluss

Aufgabe:

Die Abituraufgabe „Sonneninneres“ aus 2007 passt ab Teilaufgabe b) perfekt in den aktuellen Stoffbereich. Suchbegriff auf Leifiphysik: „sonneninneres 2007“.

3.5 Energieerzeugung im Inneren der Sonne(2)

Plasma

An dieser Stelle taucht ein neuer Materiezustand auf (nach fest, flüssig und gasförmig), der in der Physik des 20. Jahrhunderts eine große Bedeutung erlangt hat für das Materieverhalten bei hohen Energiedichten.

Bei den hohen Temperaturen, die in der Sonne vorherrschen, werden alle Atome durch heftige Stöße vollständig ionisiert, so dass Atomkerne und Elektronen einen einheitlichen Brei bilden, diesen Materiezustand nennt man **Plasma**.

Coulombabstoßung bei p-p-Reaktion



Der Ablauf einer Kernfusion ist alles andere als einfach oder naheliegend, da eine außergewöhnlich große Kraft versucht, die Protonen am fusionieren zu hindern. Beachte: die Coulombkraft zwischen Punktladungen wächst mit $1/r^2$!

Damit zwei Protonen miteinander verschmelzen (fusionieren) können, müssen sie sich auf eine sehr geringe Distanz nähern. Dabei werden sie durch eine (äußerst hohe) elektrostatische Kraft (Coulombkraft) voneinander abgestoßen. Um sie zu überwinden, müssen die Protonen eine hohe Geschwindigkeit haben, das Plasma also eine hohe Temperatur.

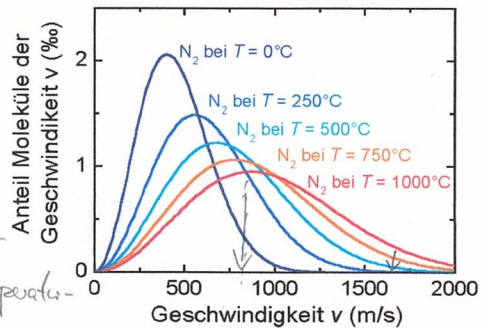
Ergebnis:

Eigentlich müsste das Plasma eine Temperatur von etwa 1 Mrd. K erreichen, damit ein durchschnittliches Proton schnell genug ist, um die Coulombabstoßung zu überwinden. Doch selbst im Inneren der Sonne herrschen "nur" 15 Mio. K. Damit es doch klappt, helfen zwei "Tricks" der Natur, die Maxwell-Verteilung und der Tunneleffekt.

1. Trick: Die Maxwell-Verteilung



Die Teilchen haben sehr unterschiedliche Geschwindigkeiten, die sich um einen temperaturtypischen Mittelwert verteilen. Die schnellsten Teilchen sind viel schneller als dieser Mittelwert.

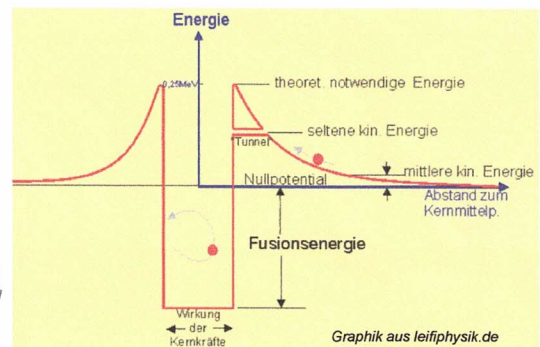


Graphik aus wikipedia.de

Der Tunnel-Effekt ist für uns schwer zu verstehen, da wir mit der Quantenphysik nicht vertraut sind. Es ist eine Eigenheit von Quantenobjekten (zu denen auch unsere Protonen zählen), dass sie zwischen zwei Orten wechseln können, obwohl sie sich im Bereich zwischen diesen Orten nicht aufhalten können.

2. Trick: Der Tunnel-Effekt

Theoretisch müsste die kinetische Energie des Protons der maximalen potentiellen Energie entsprechen (Coulombbarriere), um die Abstoßung zu überwinden. Die Quantenphysik ^{erlaubt} den Protonen aber zum Kern vorzudringen, ohne die erforderliche Energie zu besitzen.

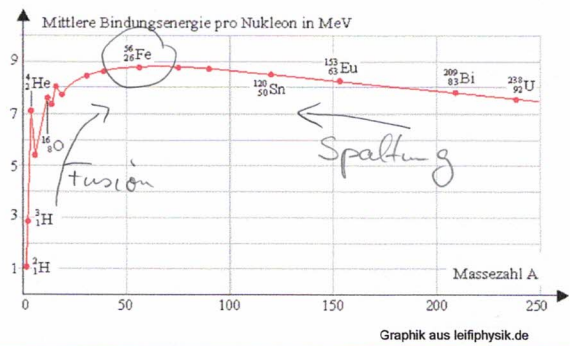


Graphik aus leifiphysik.de

Natürlich kann man außer Helium auch andere Atomkerne aus Nukleonen oder kleineren Atomkernen fusionieren. Die Reaktionen laufen aber nur dann "von selbst" ab, wenn sie exotherm sind, also Energie liefern. Das Diagramm zeigt die mittlere Bindungsenergie pro Nukleon B/A in Abhängigkeit von der Massenzahl. Welche Reaktionen verlaufen exotherm?

Fusion höherer Elemente

Leichte Kerne können durch Fusion Energie gewinnen, schwere Kerne durch Spaltung.



Reaktionen verlaufen exotherm, wenn die Bindungsenergie pro Nukleon dabei zunimmt. Deren Betrag wird dabei freigesetzt.

Die Kernbindungsenergie können wir leicht mit Hilfe des Massendefekts berechnen, der sich zwischen der Summe der Massen der Nukleonen und der Masse des Endkerns ergibt.

Berechne auch für Fe56 ($m_{\text{Fe56}} = 55,920708 \text{ u}$) die Bindungsenergie pro Nukleon. Die Massen der Nukleonen findest Du auf dem vorhergehenden Blatt.

Kernbindungsenergie pro Nukleon (Beispiele) $\text{He } B/A = 28 \text{ MeV} : 4 = 7,0 \text{ MeV}$

$$m_{\text{Fe56}} = 26 \cdot m_p + 30 \cdot m_n$$

$$= 26 \cdot 1,007277 \text{ u} + 30 \cdot 1,008665 \text{ u} = 56,449152 \text{ u}$$

$$\Delta m = 56,449152 \text{ u} - 55,920708 \text{ u} = 0,528444 \text{ u}$$

$$E = \Delta m c^2 = 0,528444 \text{ u} \cdot 931,5 \frac{\text{MeV}}{\text{u}} = 492,25 \text{ MeV}$$

$$B/A = 492,25 \text{ MeV} : 56 = 8,79 \text{ MeV} \quad (\text{siehe S.90/3})$$

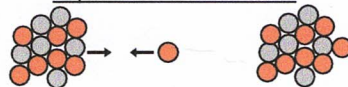
Eisen hat die größte Bindungsenergie pro Nukleon, daraus resultiert das häufige Vorkommen im Universum (und in der Erdkruste).

Neben der p-p-Reaktion finden sich noch andere Möglichkeiten, aus Wasserstoff Helium zu fusionieren. Die berühmteste wurden von den Physikern Bethe und Weizsäcker unabhängig voneinander gefunden. Berechne die freiwerdende Energie im 3. Schritt des Bethe-Weizsäcker-Zyklus.

Der Bethe-Weizsäcker-Zyklus

Bei niedrigen Temperaturen ist eine Fusion von Protonen zu Helium dadurch möglich, dass Kohlenstoffkerne quasi als Katalysatoren dienen, die am Ende des Fusionsprozesses wieder in ihrer Ursprungsform vorliegen (siehe Reaktionstabelle).

Bsp: Fusion von Stickstoff

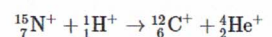
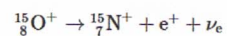
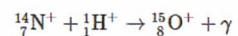
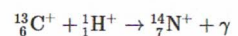
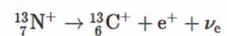
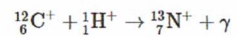


$$m_{\text{vorh.}} = m_{\text{C13}} + m_p = 13,000064 \text{ u} + 1,007277 \text{ u}$$

$$= 14,007341 \text{ u}$$

$$\Delta m = 14,007341 \text{ u} - 13,999236 \text{ u} = 8,1 \cdot 10^{-3} \text{ u}$$

$$E = \Delta m c^2 = 8,1 \cdot 10^{-3} \text{ u} \cdot 931,5 \text{ MeV} = 7,55 \text{ MeV}$$



entnommen aus leifiphysik.de

$$m_p = 1,007277 \text{ u}$$

$$m_{\text{C13}} = 13,000064 \text{ u}$$

$$m_{\text{N14}} = 13,999236 \text{ u}$$

$$1 \text{ u} = 1,66054 \cdot 10^{-27} \text{ kg}$$

Siehe Buch S. 93

Durch solche Reaktionen entstanden alle Elemente, die wir im Universum vorfinden, durch Fusion in früheren Sternen.

Selbst-Check:

- Plasma
- Coulomb-Abstoßung
- Maxwell-Verteilung
- Tunneleffekt
- Bindungsenergie pro Nukleon
- Bethe-Weizsäcker-Zyklus

Aufgabe:

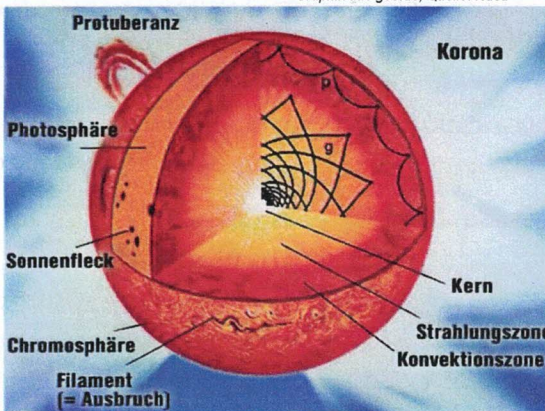
Hier passt gut die Fusion von Deuterium zu Helium aus der p-p-Reaktion. Suchbegriff auf Leifiphysik: „relativer massendefekt“

Obwohl wir aufgrund der hohen Temperaturen die Sonne nicht betreten können, wissen wir aufgrund von Beobachtungen ihrer Oberfläche und durch thermodynamische Modelle schon einiges über ihren inneren Aufbau. **Liste die dargestellten Zonen von innen nach außen auf.**

3.6 Aufbau der Sonne

Zonenstruktur

Graphik aus geo.de, Quelle: Nasa



von innen nach außen:

Kernzone
Strahlungszone
Konvektionszone
Photosphäre (Licht)
Chromosphäre (Farbe)
Korona

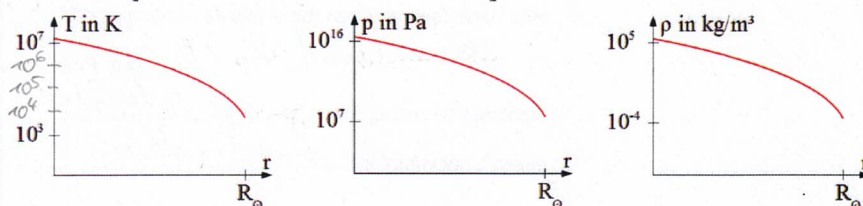
Die Aktivitätserscheinungen an der Oberfläche, die auch in der Graphik dargestellt sind, werden wir im nächsten Kapitel behandeln.

Ähnlich wie unsere Erde zeigt auch die Sonne im Inneren eine ausgeprägte Zonenstruktur. Die einzelnen Zonen unterscheiden sich hinsichtlich

Material, Zustand und vorherrschende Mechanismen

Temperatur, Druck und Dichte nehmen nach außen ab

Beachte:
logarithmische Skala



Im folgenden findest Du die einzelnen Zonen detailliert beschrieben.

Den Energietransport vom Kern nach außen könnte man über einfache Wärmeleitung nicht erklären. Deshalb sind die Mechanismen zum Wärmetransport in den weiteren Zonen von besonderer Bedeutung.

Kernzone (bis etwa $0,2 R_{\odot}$)

nur hier ist die Temperatur so hoch, dass ^{Fusion} stattfindet

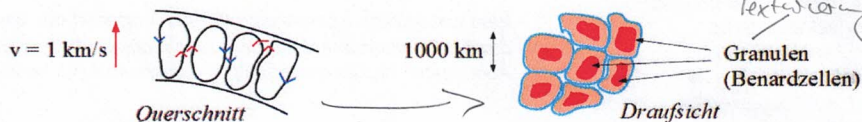
Strahlungszone (bis etwa $0,85 R_{\odot}$)

Energietransport durch ^{Strahlung (γ, Röntgen, UV)}
Energie wird durch Elektronen im Plasma ^{absorbiert und emittiert}
Wärmetransport durch die Zone dauert etwa ^{1 Mio Jahre}

Konvektionszone (fast bis außen)

Temperatur ^{gering} → Kerne und Elektronen bilden ^{Atome}
atomare Struktur der Materie behindert ^{Energietransport durch Strahlung}
Wärmetransport durch ^{Strömung (Konvektion)} → ^{Granulen}

Auf die gleiche Weise entstehen blubbernde Konvektionszonen beim Kochen von Pudding.



heiße Materie strömt lokal nach oben, kühlt ab und sinkt an anderer Stelle wieder nach unten

Ähnlich wie bei unserer Erde gibt es auch bei der Sonne Schichten mit geringer Dichte, die die eigentliche Kugel umhüllen. Darauf bezieht sich die Wortwahl "sphäre".

Photosphäre (die letzten 200 km)

bildet den nicht baren Rand der Sonne. Von dort kommt das Sonnenlicht, das wir sehen. Die Granulation darunter scheint aber durch.

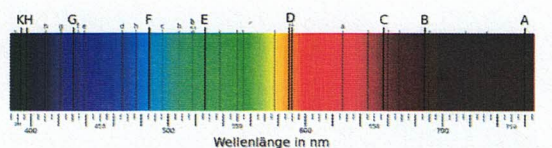
Chromosphäre (bis zu 10.000 km über der Photosphäre)

Strahlung der Chromosphäre hat geringe Intensität

deshalb nur während Sonnenfinsternis sichtbar.

Absorptionsprozesse der Atome in der sehr heißen Materie in diesem

Bereich führen im Spektrum zu Absorptionslinien (Fraunhofer), die die Identifikation von chemischen Elementen auf der Sonne erlauben.



beide Abbn. aus wikipedia.de



Korona (bis weit außerhalb)

sehr hohe Temperaturen (bis 1 Mio K) → Atome stark ionisiert

→ Sonnenwind ins All (v.a. Protonen und Elektronen)

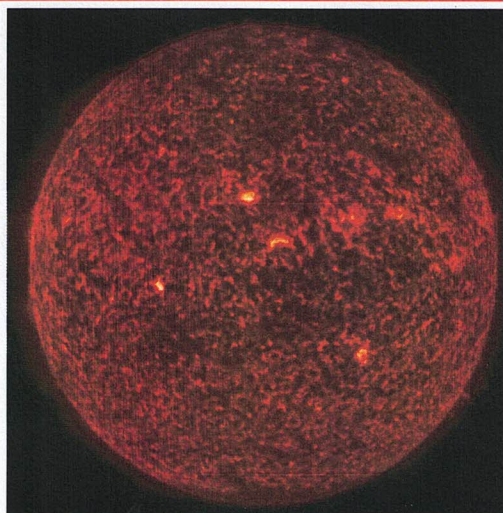
Sichtbare Strahlung hat geringe Intensität

deshalb nur während Sonnenfinsternis sichtbar.

Für den Fall, dass die Ausführungen über den Aufbau der Sonne zur Beobachtung anregen, schließlich noch der allfällige Sicherheitshinweis, der wirklich ernst genommen werden sollte. Der Anstieg von Patienten in Augenkliniken nach Beobachtungen bei Sonnenfinsternissen belegt die Gefahren, die von unbedachter Sonnenbeobachtung ausgehen.

Sicherheitshinweis: Sonnenbeobachtung

**Keine Beobachtung der Sonne direkt
oder mit Fernrohren oder anderen Linsensystemen.
Erblindungsgefahr!**



Bildquelle: Nasa

Selbst-Check:

- Zonenaufbau
- Kernzone, Strahlungszone, Konvektionszone
- äußere Sphären
- Sicherheitshinweis

Aufgabe:

Eine wesentliche Komponente für das Aussehen der Sonne sind die Granulen, die sich in der Konvektionszone ausbilden. Eine passende Aufgabenstellung hierzu ist die Abituraufgabe „Granulen“ aus 2003. Suchbegriff auf Leifiphysik: „granulen 2003“.