

Kapitel 2

Elektromagnetische Strahlung
&
Stellare Spektren

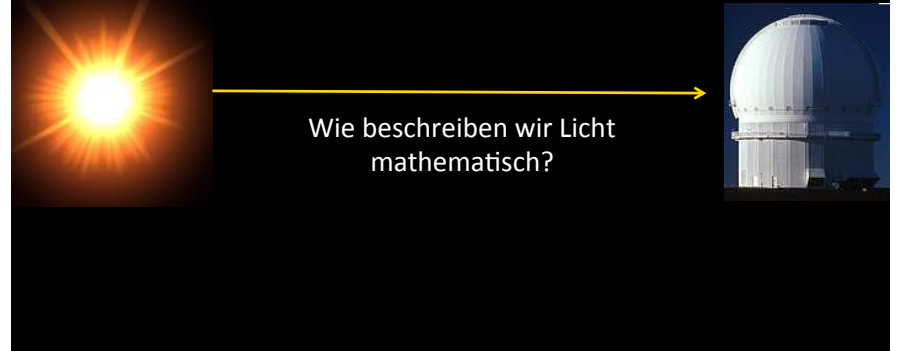
Cornelis Dullemond
Ralf Klessen

Wie beschreibt man
Licht?

Grundlage der Astronomie

Wie wird Licht in den
astronomischen Objekten
erzeugt?

Wie beobachten wir Licht
mit Teleskopen?



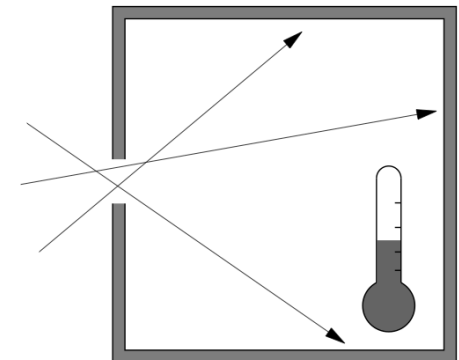
Messung von Strahlung

Strahlungsfluss:

Energiezunahme
pro Oberfläche
pro Zeit

$$[F] = \frac{\text{erg}}{\text{cm} \cdot \text{s}}$$

Wichtig: Fang an mit
sehr kaltem Hohlraum



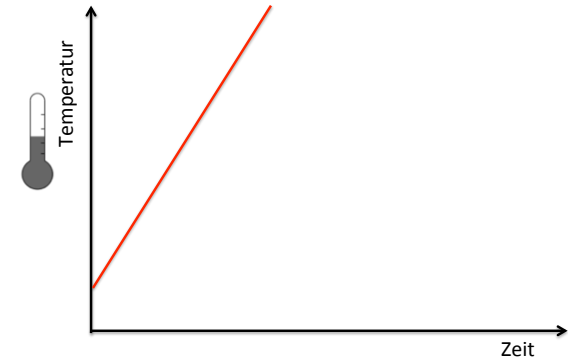
Intermezzo: CGS Einheiten

Größe	CGS	SI
Länge	1 cm	10^{-2} m
Zeit	1 s	1 s
Energie	1 erg	10^{-7} J
Masse	1 g	10^{-3} kg
Kraft	1 dyne	10^{-5} N
Druck	1 dyne/cm ²	10^{-1} Pa
Temperatur	1 K	1 K

Messung von Strahlung

Die Zunahme der Temperatur pro Sekunde im Hohlraum gibt an, wie viel Strahlungsenergie pro Sekunde durch die Pupille geht.

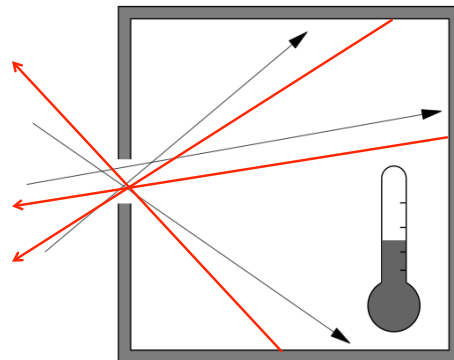
Die genaue Umrechnung des Temperaturzuwachs dT/dt in den Fluss F ist allerdings sehr stark von den Eigenschaften des Geräts abhängig und muss entsprechend geicht werden



Messung von Strahlung

Man muss bei sehr niedriger Temperatur beginnen, da irgendwann die Temperatur in Sättigung geht.

Der Hohlraum fängt dann an selbst Strahlung zu produzieren, die durch die Pupille wieder austritt



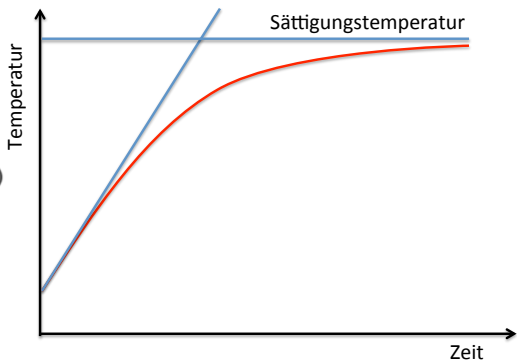
Messung von Strahlung

Man muss bei sehr niedriger Temperatur beginnen, da irgendwann die Temperatur in Sättigung geht.

Der Hohlraum fängt dann an selbst Strahlung zu produzieren, die durch die Pupille wieder austritt

Die Sättigungstemperatur ist physikalisch genau definiert:

$$T_{\text{sättigung}} = \left(\frac{F}{\sigma_{SB}} \right)^{1/4}$$



$$\sigma_{SB} = 5.67 \times 10^{-5} \frac{\text{erg}}{\text{cm}^2 \text{K}^4 \text{s}} \quad (\text{Stefan-Boltzmann Konstante})$$

Messung von Strahlung

Um diese Sättigung zu vermeiden, werden professionelle astronomische Instrumente kryogen gekühlt.

Hier: das CRIRES Instrument in seinem Vakuüm-Faß, an dem Very Large Telescope in Chile. Wird bis auf 25 K runtergekühlt.

CRIRES misst Strahlung im nahen Infrarot-Bereich.

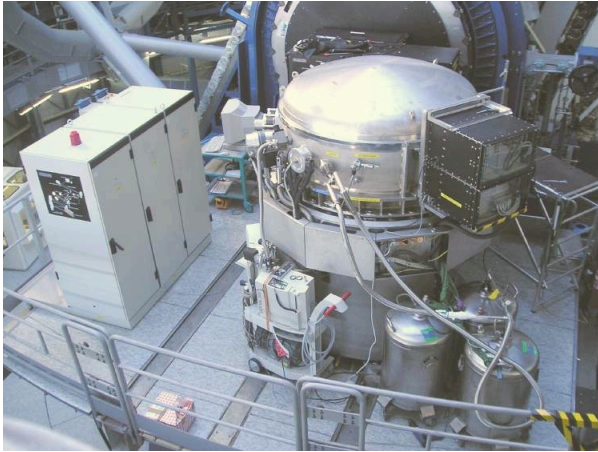
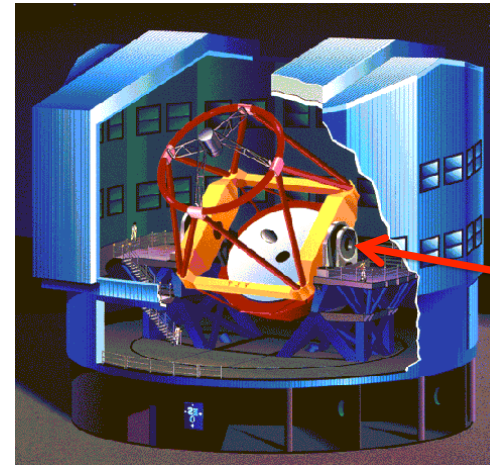


Photo: Hüdepohl, ESO. Quelle: <http://www.lis.eso.org/sci/facilities/lasilla/news/index.html>

Messung von Strahlung

Für die Neugierigen: Das CRIRES Instrument ist an das VLT UT1 Teleskop gekoppelt, im Nasmyth-Fokus



Quelle: European Southern Observatory, Photo Gallery - Very Large Telescope



Hohlraumstrahlung

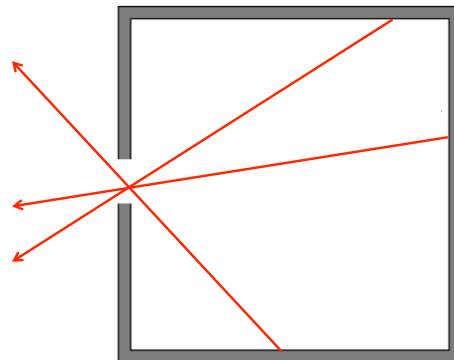
Offenbar produzieren die Wände des Hohlraums eine Strahlung, die sehr genau von der Temperatur abhängt.

Wenn man durch die Pupille schaut, sieht man folgenden Strahlungsfluss:

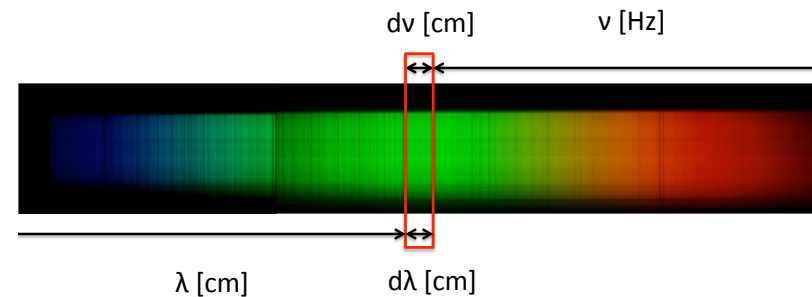
$$F = \sigma_{SB} T^4$$

Dies folgt direkt aus der Quanten-Thermodynamik.

Der perfekte Hohlraum wird „schwarzer Strahler“ genannt. Und die Strahlung „Schwarzkörperstrahlung“.



Beides kann man benutzen



$$F_\nu \neq F_\lambda$$

aber

$$\nu F_\nu = \lambda F_\lambda$$

Übung:
Beweisen Sie diese Gleichung

Spektrum eines Schwarzkörpers

$$F_\nu = \pi B_\nu$$

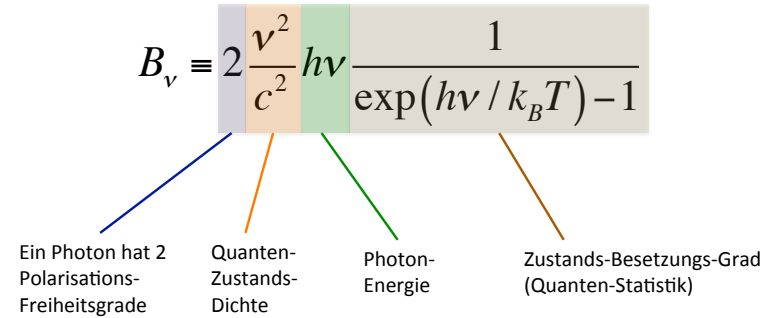
$$B_\nu \equiv \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{\exp(h\nu / k_B T) - 1}$$

Planck-Funktion

$h = 6.6262 \times 10^{-27} \text{ erg} \cdot \text{s}$ Plancksches Wirkungsquantum

$k_B = 1.3807 \times 10^{-16} \text{ erg/K}$ Boltzmann-Konstante

Spektrum eines Schwarzkörpers

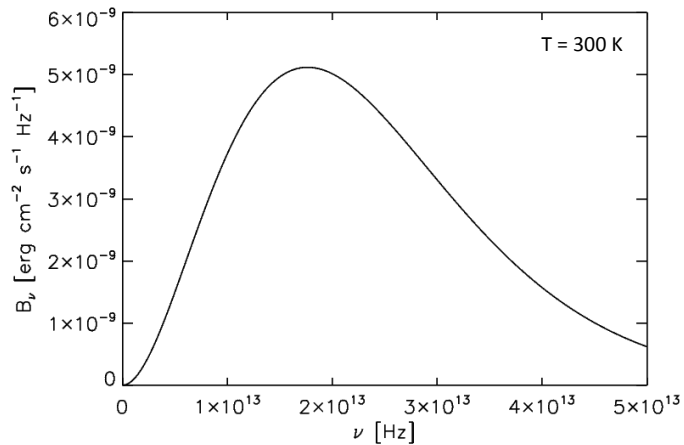


Dies geht nur, wenn man Licht als Energie-Quanten mit Energie $h\nu$ betrachtet. Dies hat Max Planck 1900 entdeckt als er, eher widerwillig, versuchte, die Schwarzkörperstrahlung mit der Boltzmannschen Statistik zu beschreiben, obwohl er am Anfang gar nicht glaubte, dass seine Quanten wirklich physikalische Bedeutung hatten. Er hat damit, unwillkürlich, die Geburt der Quantenmechanik eingeläutet.



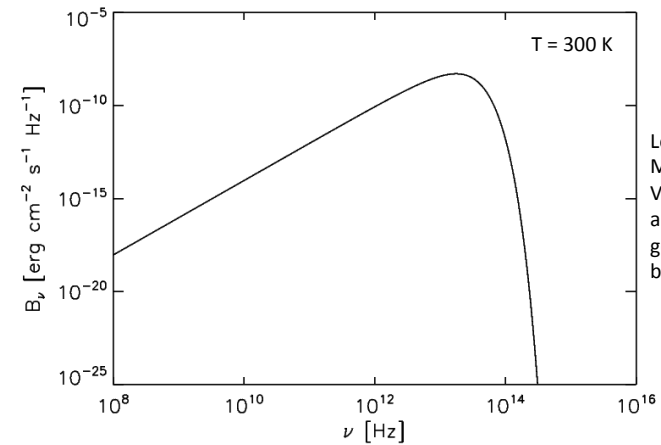
Spektrum eines Schwarzkörpers

$$B_\nu \equiv \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{\exp(h\nu / k_B T) - 1}$$



Spektrum eines Schwarzkörpers

$$B_\nu \equiv \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{\exp(h\nu / k_B T) - 1}$$



Log-Log Plot: Man sieht Vieles besser, aber ist etwas gewöhnungsbedürftig

Spektrum eines Schwarzkörpers

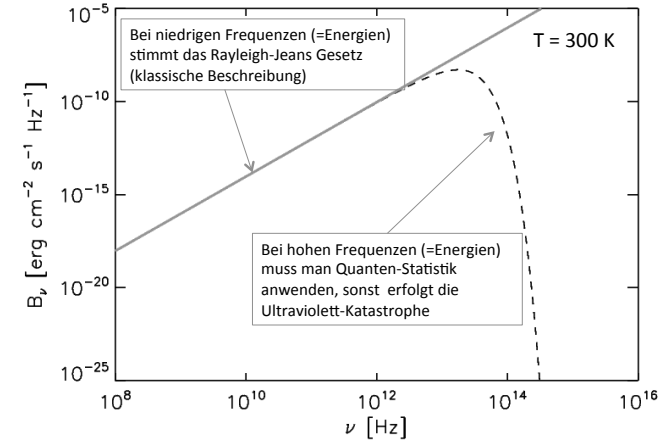
$$B_\nu \equiv \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{\exp(h\nu/k_B T) - 1} \stackrel{(h\nu \ll k_B T)}{\approx} \frac{2\nu^2}{c^2} k_B T \quad \text{Rayleigh-Jeans Limit}$$

Begründung:

$$\exp\left(\frac{h\nu}{k_B T}\right) - 1 \stackrel{\text{Taylor}}{=} 1 + \left(\frac{h\nu}{k_B T}\right) + \frac{1}{2}\left(\frac{h\nu}{k_B T}\right)^2 + \dots - 1 \stackrel{(h\nu \ll k_B T)}{\approx} \frac{h\nu}{k_B T}$$

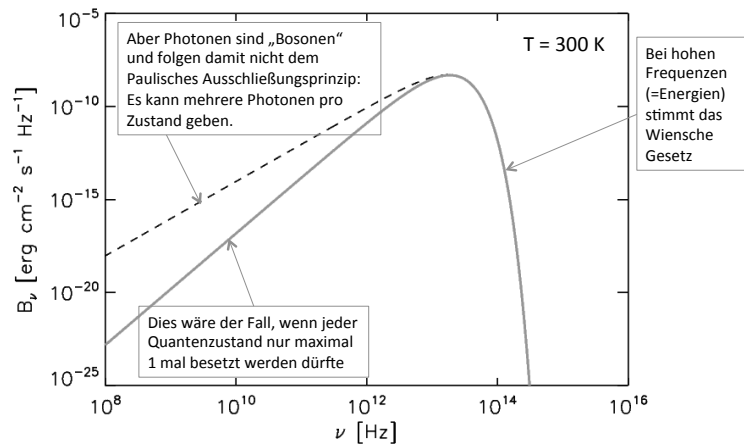
Spektrum eines Schwarzkörpers

$$B_\nu \equiv \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{\exp(h\nu/k_B T) - 1} \stackrel{(h\nu \ll k_B T)}{\approx} \frac{2\nu^2}{c^2} k_B T \quad \text{Rayleigh-Jeans Limit}$$



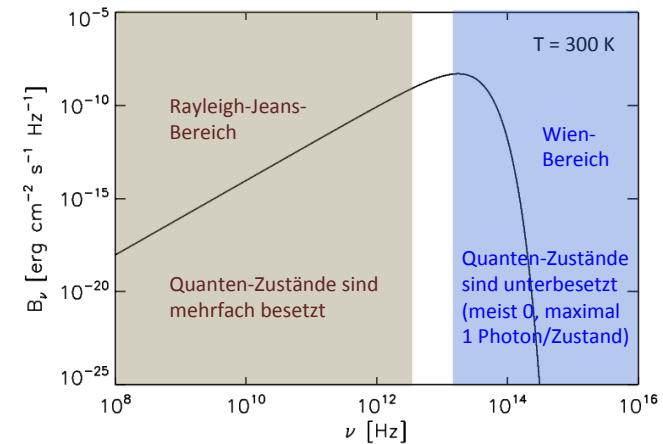
Spektrum eines Schwarzkörpers

$$B_\nu \equiv \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{\exp(h\nu/k_B T) - 1} \stackrel{(h\nu \gg k_B T)}{\approx} \frac{2h\nu^3}{c^2} \exp\left(-\frac{h\nu}{k_B T}\right) \quad \text{Wien Limit}$$



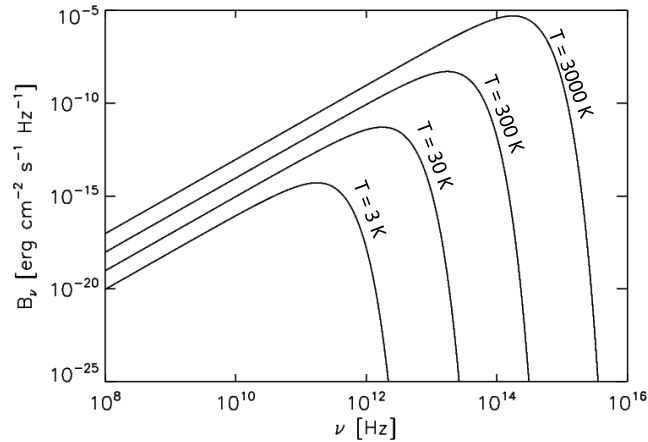
Spektrum eines Schwarzkörpers

$$B_\nu \equiv \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{\exp(h\nu/k_B T) - 1}$$



Spektrum eines Schwarzkörpers

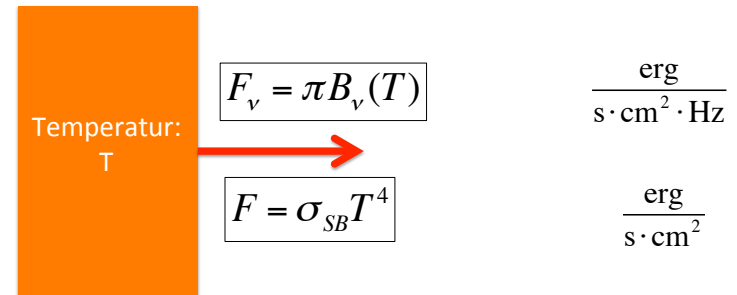
$\nu_{\max} \approx 3 \frac{k_B T}{h}$ (Wiensches Verschiebungsgesetz)



Fluss von einem Schwarzkörper

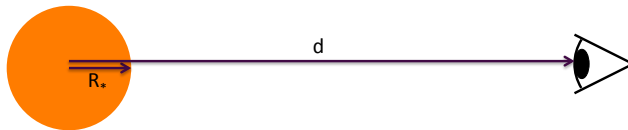
Das Integral über die Planck-Kurve gibt den totalen (=bolometrischen) Fluss:

$$F = \int_0^\infty F_\nu d\nu = \pi \int_0^\infty B_\nu(T) d\nu = \sigma_{SB} T^4$$



Sterne als Schwarzkörper

Als erste Annäherung können wir Sterne als Schwarzkörper betrachten



Fluss an der Oberfläche:

$$F = \sigma_{SB} T_*^4$$

Luminosität:

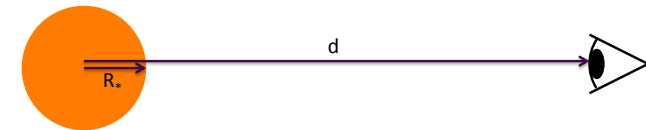
$$L = 4\pi R_*^2 \sigma_{SB} T_*^4$$

Beobachteter Fluss:

$$F = \left(\frac{R_*}{d}\right)^2 \sigma_{SB} T_*^4$$

Sterne als Schwarzkörper

Als erste Annäherung können wir Sterne als Schwarzkörper betrachten



Fluss an der Oberfläche:

$$F_\nu = \pi B_\nu(T_*)$$

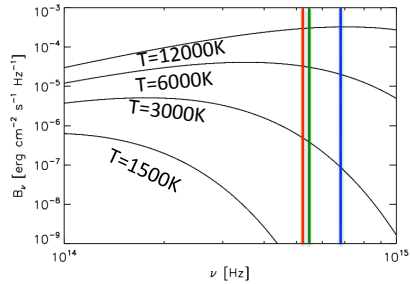
Luminosität:

$$L_\nu = 4\pi^2 R_*^2 B_\nu(T_*)$$

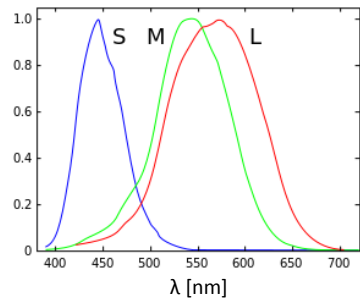
Beobachteter Fluss:

$$F_\nu = \left(\frac{R_*}{d}\right)^2 \pi B_\nu(T_*)$$

Farben



Menschliches Auge: Empfindlichkeit:



Quelle: http://en.wikipedia.org/wiki/File:Cones_SMJ2_E.svg
 Based on data from Stockman, MacLeod & Johnson (1993) Journal of the Optical Society of America A, 10, 2491

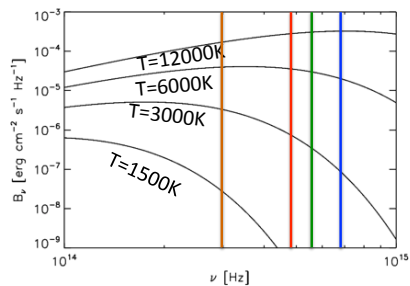
Indem man bei minimal 2 Wellenlängen den Fluss misst, kann man durch das Verhältnis der zwei Messungen die Temperatur abschätzen.

Farben



Urheber: Unbekannt. Quelle: <http://www.volunteerlocal.com/blog/tag/strike-while-the-iron-is-hot/>

Farben



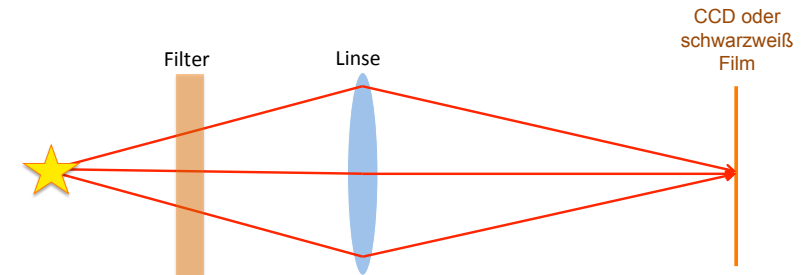
Astronomische Filters



Quelle: <http://www.opticstar.com/images/astronomy/imagers/M/G2/G2-RgbFilters-290x218.jpg>

Indem man bei minimal 2 Wellenlängen den Fluss misst, kann man durch das Verhältnis der zwei Messungen die Temperatur abschätzen.
 Mit mehreren Filtern kann man Abweichungen von Schwarzkörperstrahlung messen.

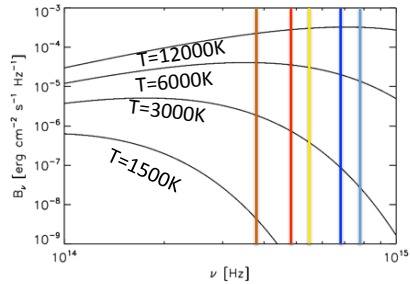
Farben



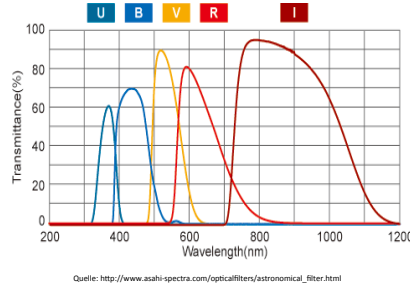
Die Messung ergibt:
$$F_{\text{filter}} = \int_0^{\infty} F_{\nu} \phi_{\nu} d\nu$$

Die Filter-Transmissions-Funktion ϕ_{ν} beschreibt die Eigenschaften des Filters.

Farben

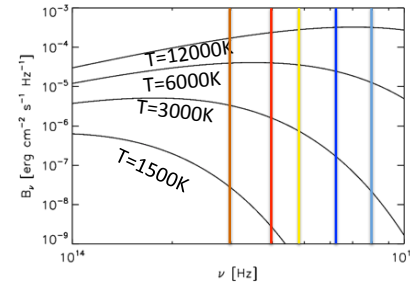


Astronomische Filters
(hier: das Johnson-Cousins System)

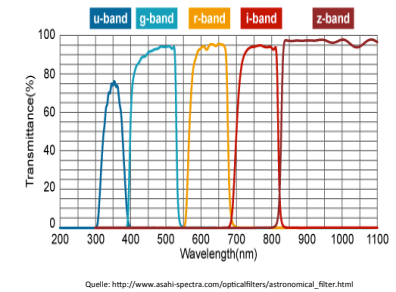


Filter sind meist teil eines Filter-Sets. Die Filter müssen breit genug sein, um insgesamt viel Licht (sprich: Energie) durchzulassen so dass schwache Quellen detektiert werden können. Aber sie müssen eng genug sein, damit sie sich nicht gegenseitig zu viel überlappen. Am Besten sind sie 100% durchlässig im gewünschten Wellenlängen-Intervall und 0% durchlässig außerhalb. Leider gibt es keine solchen perfekten Materialien.

Farben



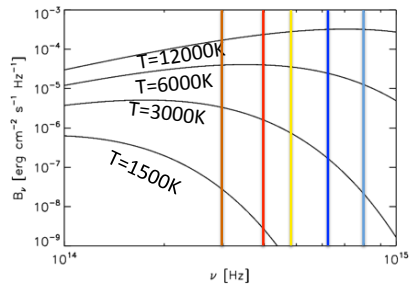
Astronomische Filters
(hier: das SDSS System)



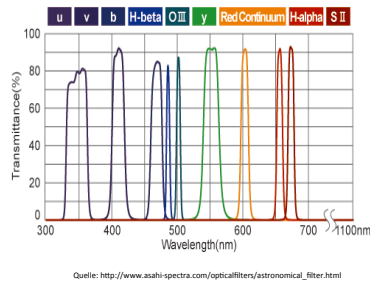
Das Johnson System ist schon etwas alt. Ein moderneres System ist zum Beispiel das Sloan Digital Sky Survey (SDSS) System. Die Filter sind schon viel blockförmiger und überlappen sich kaum, und damit ist die Interpretation der Beobachtungen viel einfacher.

Perfekt blockförmige Filter sind leider technisch nicht produzierbar.

Farben



Astronomische Filters
(hier: narrow band filters)



Manchmal möchte man ein ganz bestimmtes spektroskopisches Merkmal messen, zum Beispiel die berühmte H-β Linie oder die berühmte O III Linie (mehr darüber später). Dafür sind schmale Filter besser (da die nur für diese Linie, und keine andere Strahlung, empfindlich sind).

Eine detailliertere Messung von F_v kann man mit *Spektroskopie* machen (später).

Das Magnituden-System

- Die Helligkeiten der Sterne in den verschiedenen Bändern (Filter) kann man *nur ungefähr* in F_v umrechnen, weil sie ja eigentlich Integrale der Form

$$F_{\text{filter}} = \int_0^{\infty} F_v \phi_v dv$$

sind.

- In der Praxis benutzt man eher das Magnituden-System. Dies haben wir, für den Gesamtfluss,

$$F = \int_0^{\infty} F_v dv$$

schon in der Einleitung gesehen (bolometrische

Magnitude):

$$m = -2.5 \log \left(\frac{F}{F_{\text{Vega}}} \right)$$

Anmerkung: Die ganz genaue Definition ist:

$$m = -2.5 \log \left(\frac{F}{F_{\text{Sun}}} \right) - 26.83$$

Das Magnituden-System

$$m = -2.5 \log \left(\frac{F}{F_{\text{Vega}}} \right)$$

- Jetzt nur F durch F_{filter} ersetzen:

$$m_{\text{Filter}} = -2.5 \log \left(\frac{F_{\text{Filter}}}{F_{\text{Filter,Vega}}} \right)$$

- Meist schreibt man anstatt m_{Filter} einfach den Filternamen. Beispiel:

$$V = -2.5 \log \left(\frac{F_V}{F_{V,\text{Vega}}} \right) \quad B = -2.5 \log \left(\frac{F_B}{F_{B,\text{Vega}}} \right)$$

Auch hier Achtung: Die genaue Definitionen sind heutzutage nicht mehr an Vega gekoppelt, und weichen leicht davon ab.

Das Magnituden-System

- Obwohl es keine genaue Übersetzung von Magnituden in Flüsse gibt (wegen der Breite des Filters), gilt ungefähr:

Filter	λ [μm]	mag 0 = F_v [erg cm ⁻² s ⁻¹ Hz ⁻¹]
U	0.36	1.81×10^{-20}
B	0.44	4.26×10^{-20}
V	0.55	3.63×10^{-20}
R	0.64	3.07×10^{-20}
I	0.79	2.55×10^{-20}
J	1.23	1.69×10^{-20}
H	1.66	1.06×10^{-20}
K	2.22	6.41×10^{-21}
L	3.45	3.42×10^{-21}
M	4.8	1.55×10^{-21}
N	10	4.10×10^{-22}
Q	20	1.15×10^{-22}

Das Magnituden-System

- Eine „Farbe“ kann man nun folgendermaßen definieren, zum Beispiel:

$$B - V = 2.5 \log \left(\frac{F_V / F_B}{F_{V,\text{Vega}} / F_{B,\text{Vega}}} \right)$$

- oder andere Kombinationen, z.B. U-B, V-R, R-I
- Vega hat also per Definition B-V=0, U-B=0 etc.
- Heißere Sterne haben B-V<0 etc
- Kühlere Sterne haben B-V>0 etc
 - z.B.: Sonne hat B-V=0.66

Absolute Magnituden

- Eine Magnitude m repräsentiert die Helligkeit eines Sterns, so wie wir ihn am Himmel sehen.
- Die **absolute Magnitude M** ist die Magnitude die der Stern hätte, wenn er genau **10 parsec** von uns entfernt wäre. Damit ist die absolute Magnitude eine intrinsische Eigenschaft des Sterns.
- Die absolute bolometrische Magnitude repräsentiert also die totale Leuchtkraft L_{\odot} des Sterns.
- Die Sonne hat $M_{\text{bol,Sun}} = 4.74$.
- Für ein Stern mit Leuchtkraft L gilt also:

$$M_{\text{bol}} = 4.74 - 2.5 \log \left(\frac{L}{L_{\text{Sun}}} \right)$$

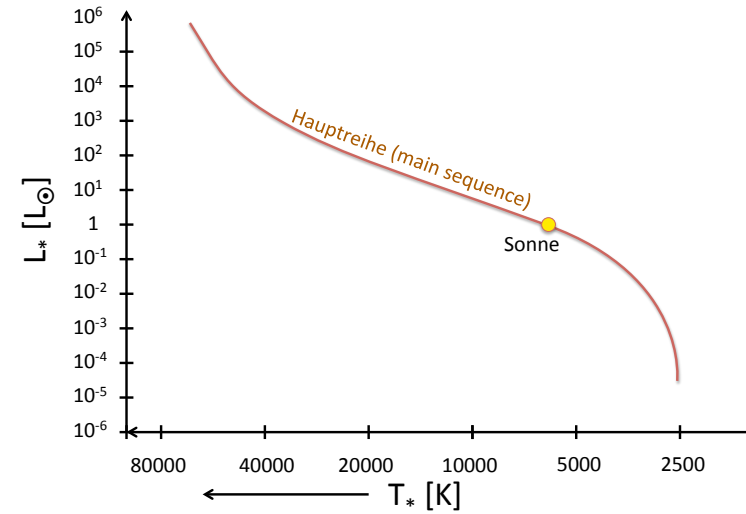
Übung:
Komischerweise hat Vega nicht absolute bolometrische Magnitude 0, sondern 0.57. Warum?

Das Hertzsprung-Russell Diagramm

Wie wir Sterne an Hand ihrer Farbe und Leuchtkraft klassifizieren können

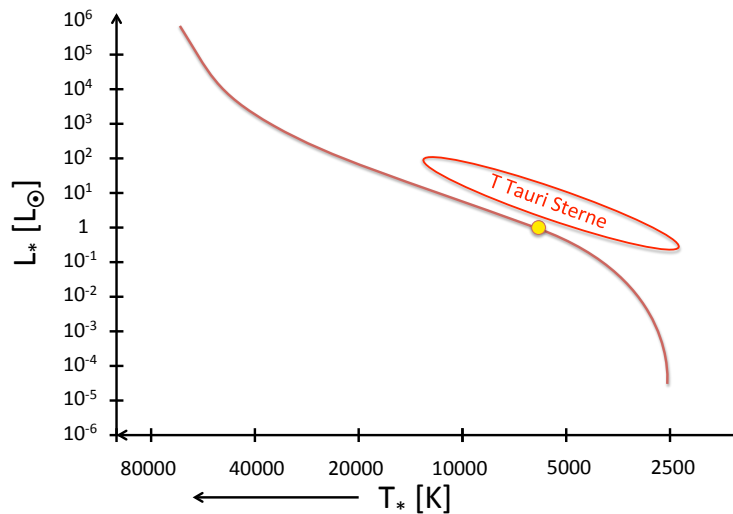
Das Hertzsprung-Russell Diagramm

Die Hauptreihe



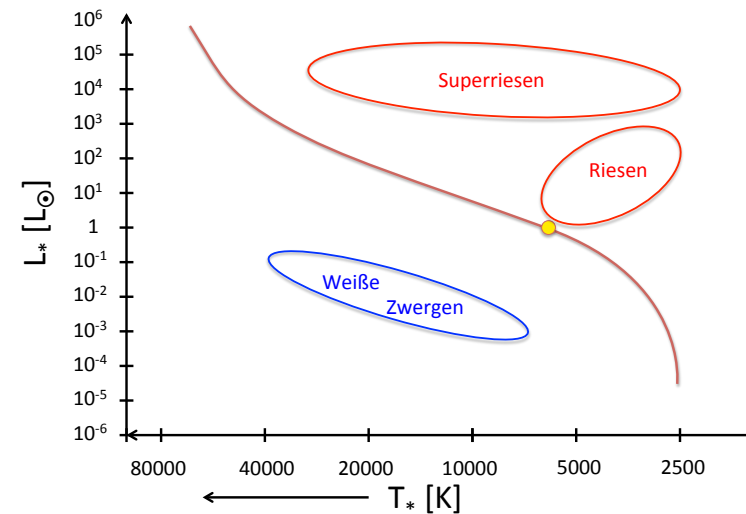
Das Hertzsprung-Russell Diagramm

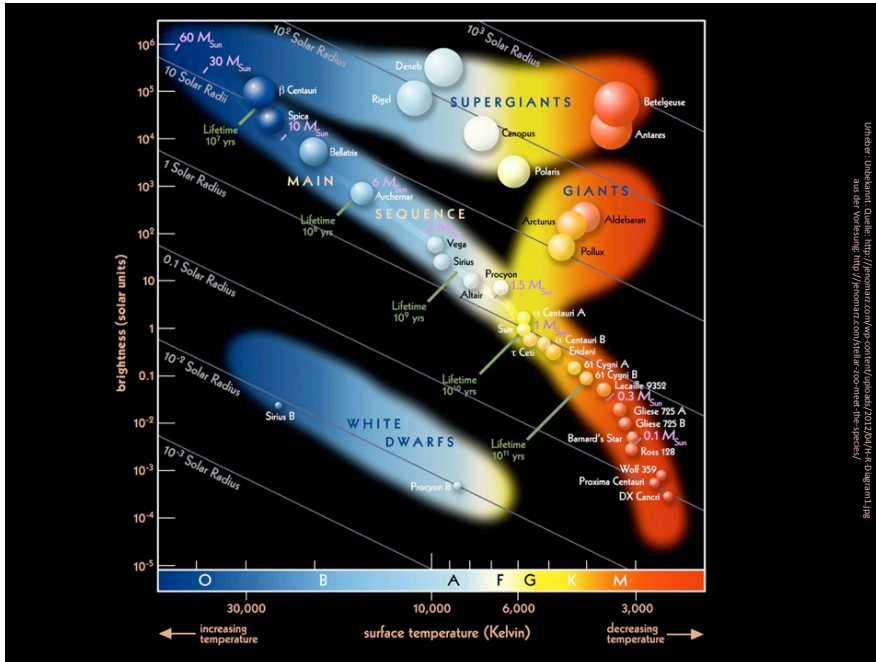
Die Vorhauptreihen-Sternen (Geburt)



Das Hertzsprung-Russell Diagramm

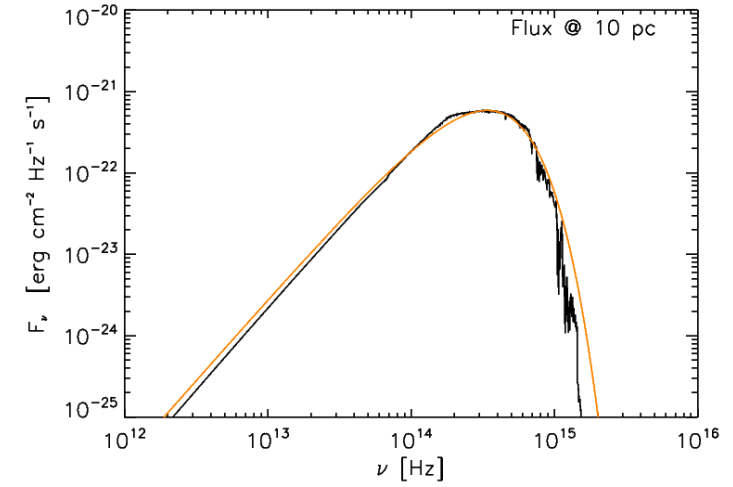
Die Nachhauptreihen-Sternen (Spätphase)





Echte Stern-Spektren

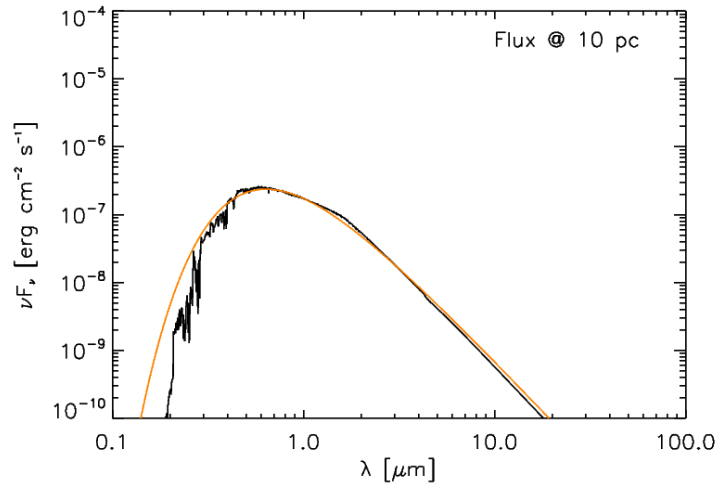
Die Sonne



Kurucz Modell und Schwarzkörpermodell mit $M=1M_\odot$, $T=5780\text{K}$, $L=1L_\odot$

Echte Stern-Spektren

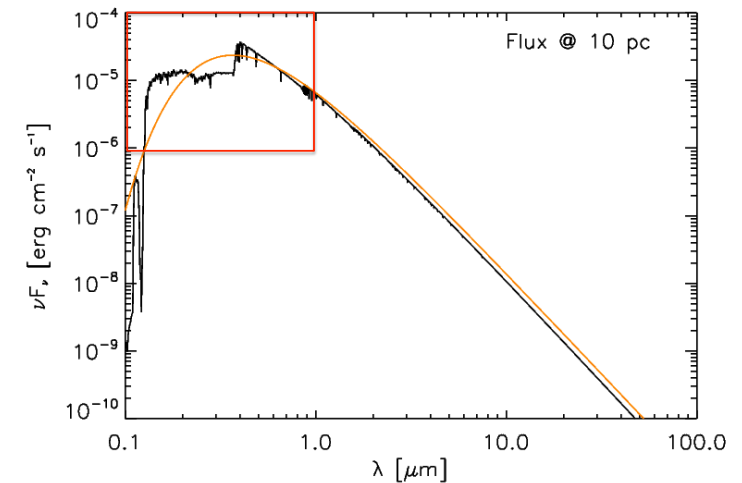
Die Sonne



Kurucz Modell und Schwarzkörpermodell mit $M=1M_\odot$, $T=5780\text{K}$, $L=1L_\odot$

Echte Stern-Spektren

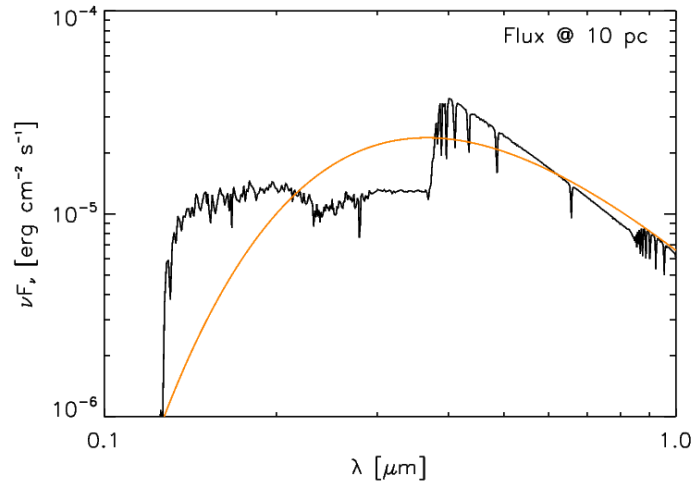
Ein A-Stern



Kurucz Modell und Schwarzkörpermodell mit $M=3M_\odot$, $T=10000\text{K}$, $L=100L_\odot$

Echte Stern-Spektren

Ein A-Stern



Kurucz Modell und Schwarzkörpermodell mit $M=3M_{\odot}$, $T=10000K$, $L=100L_{\odot}$

Genauere Beschreibung von Licht:

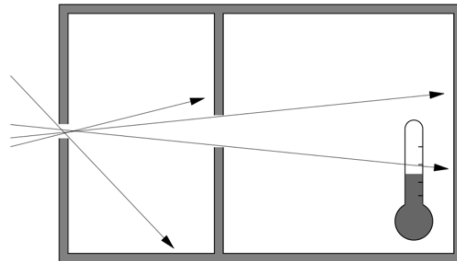
Die „Intensität“

Genauere Beschreibung von Strahlung

„Intensität“ I_{ν}

Die Dimension ist:

$$[I_{\nu}] = \frac{\text{erg}}{\text{cm}^2 \cdot \text{s} \cdot \text{Hz} \cdot \text{ster}}$$



Hängt von Position, Frequenz und Richtung ab:

$$I(\vec{x}, \nu, \vec{n})$$

Im Vakuum gilt:

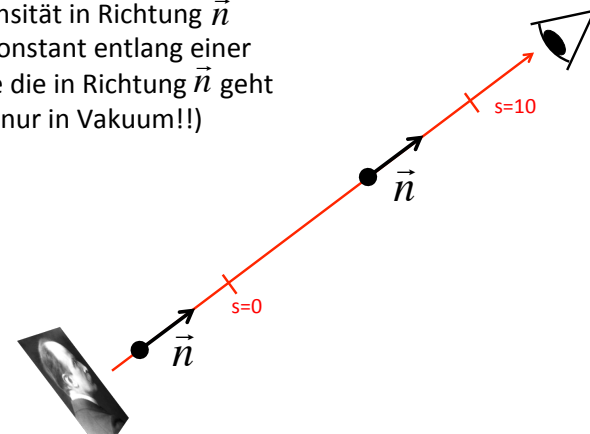
$$\vec{n} \cdot \nabla I(\vec{x}, \nu, \vec{n}) = 0$$

Genauere Beschreibung von Strahlung

$$\vec{n} \cdot \nabla I(\vec{x}, \nu, \vec{n}) = 0$$

$$\frac{dI(\vec{x}, \nu, \vec{n})}{ds} = 0$$

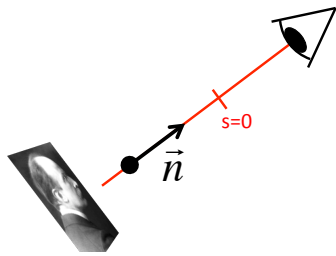
Intensität in Richtung \vec{n} ist konstant entlang einer Linie die in Richtung \vec{n} geht (gilt nur in Vakuum!!)



Genauere Beschreibung von Strahlung

$$\vec{n} \cdot \nabla I(\vec{x}, \nu, \vec{n}) = 0 \qquad \frac{dI(\vec{x}, \nu, \vec{n})}{ds} = 0$$

Intensität in Richtung \vec{n}
ist konstant entlang einer
Linie die in Richtung \vec{n} geht
(gilt nur in Vakuum!!)

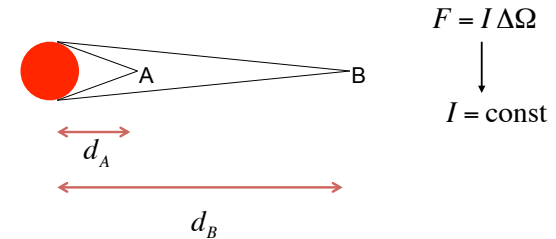


Das Bild wird größer auf der Netzhaut,
aber nicht heller! Tatsächlich ist die
Intensität konstant!

Fluss versus Intensität eines Sterns

Warum geht der gemessene Fluss eines Sterns mit d^{-2} und warum
bleibt die Intensität konstant mit Abstand?

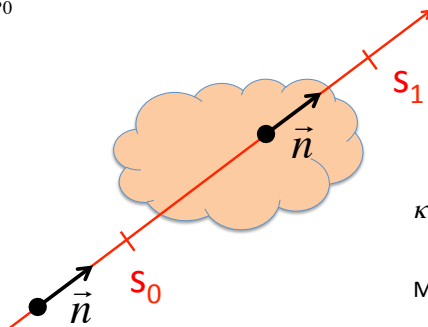
$$F_A = \frac{d_B^2}{d_A^2} F_B \qquad \text{und für } d \gg R_* \text{ gilt zudem: } \Delta\Omega_A = \frac{d_B^2}{d_A^2} \Delta\Omega_B$$



Optische Tiefe

Die „optische Tiefe“ eines Objekts entlang eines Strahls ist
„wie viele freie Weglängen gibt es entlang des Strahls?“

$$\tau_\nu = \int_{s_0}^{s_1} \rho \kappa_\nu ds$$



κ_ν ist die Opazität

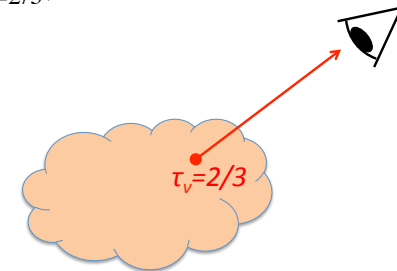
Mittlere freie Weglänge:

$$l_\nu = \frac{1}{\rho \kappa_\nu}$$

Eddington-Barbier Regel

Eine grobe Abschätzung der Intensität I_ν die man beobachtet ist:

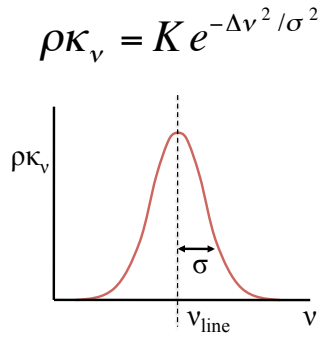
$$I_\nu^{\text{obs}} \approx B_\nu(T_{\tau_\nu=2/3})$$



Also: Man sieht das, was in optischer Tiefe 2/3 liegt.

Emissions- versus Absorptionslinien

Linien-Profil:

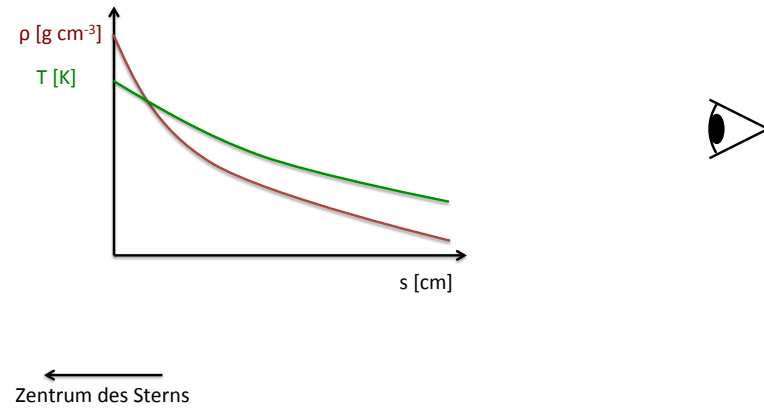


$$\Delta\nu = \nu - \nu_{line}$$

$$\sigma = \nu_{line} \frac{1}{c} \sqrt{\frac{2kT}{\mu}}$$

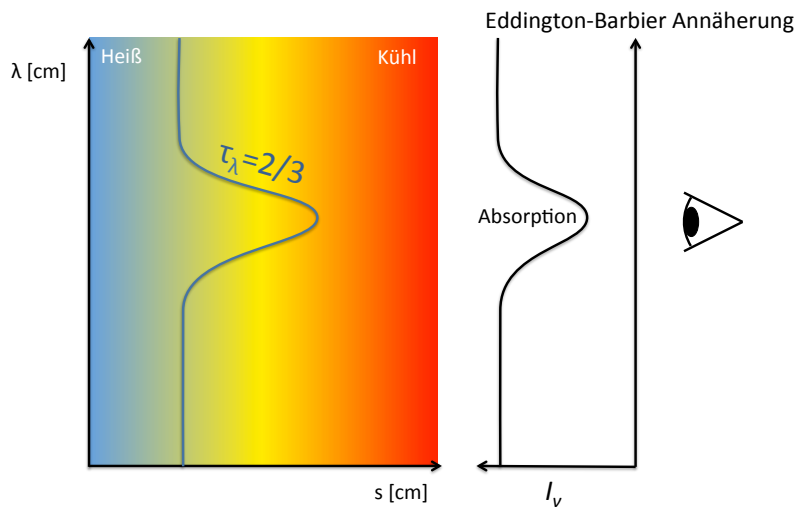
Emissions- versus Absorptionslinien

Eine Sternatmosphäre

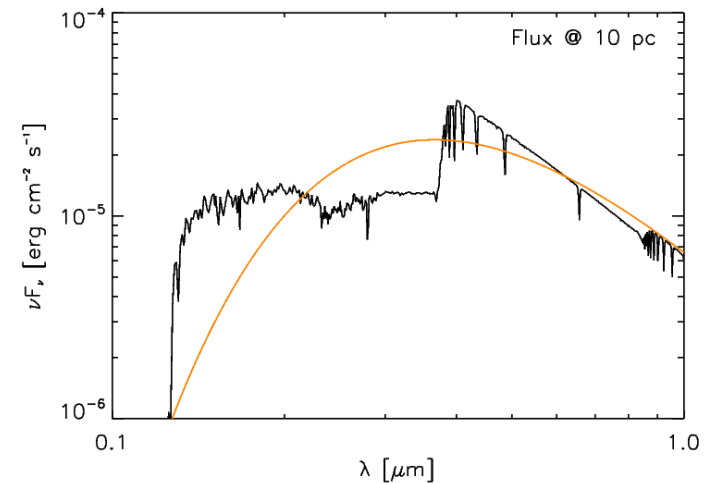


Emissions- versus Absorptionslinien

Eine Sternatmosphäre

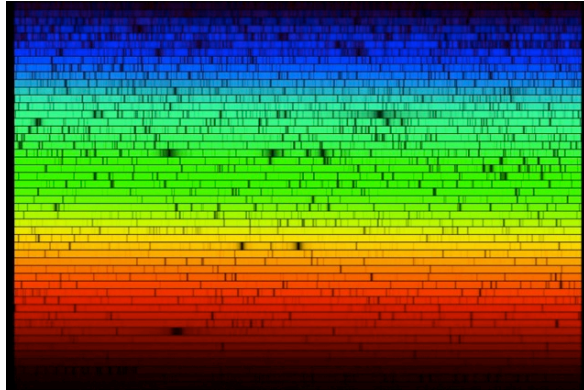


Beispiel: Ein A-Stern



Kurucz Modell und Schwarzkörpermodell mit $M=3M_\odot$, $T=10000K$, $L=100L_\odot$

Beispiel: Detailliertes Sonnenspektrum



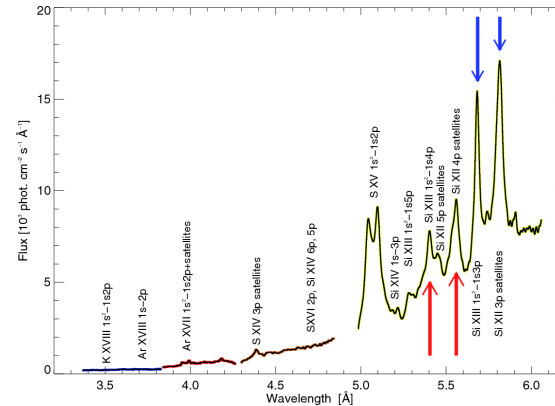
Was lernen wir?

Temperatur des Gases geht runter je höher man in der Sonnen-Atmosphäre geht.

$$\frac{dT(s)}{ds} < 0$$

Fraunhofersche Linien = Absorptionslinien

Beispiel: Sonnencorona



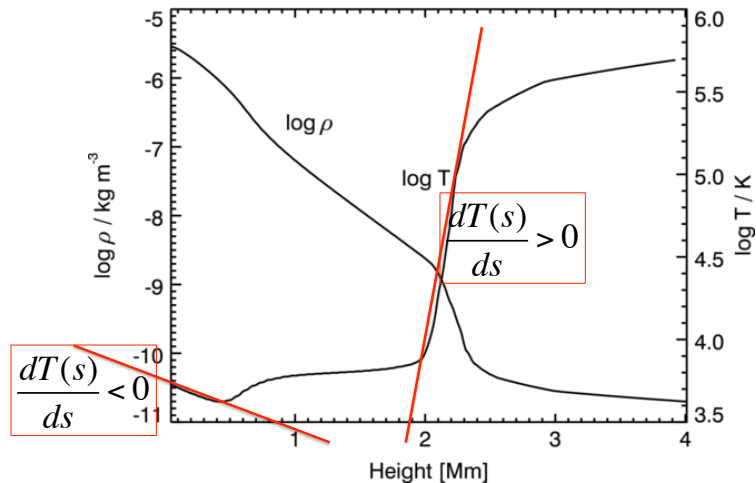
Was lernen wir?

Es muss eine sehr heiße, dünne Gas-Schicht oberhalb der Sonne geben.

$$\frac{dT(s)}{ds} > 0$$

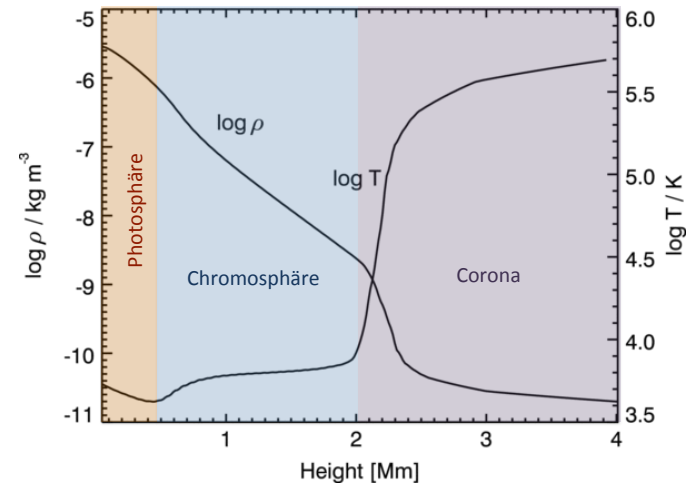
Röntgen-Spektrum der Sonne von CORONAS-F
Sylwester, Sylwester & Phillips (2010)

Detaillierte Modellierung ergibt:



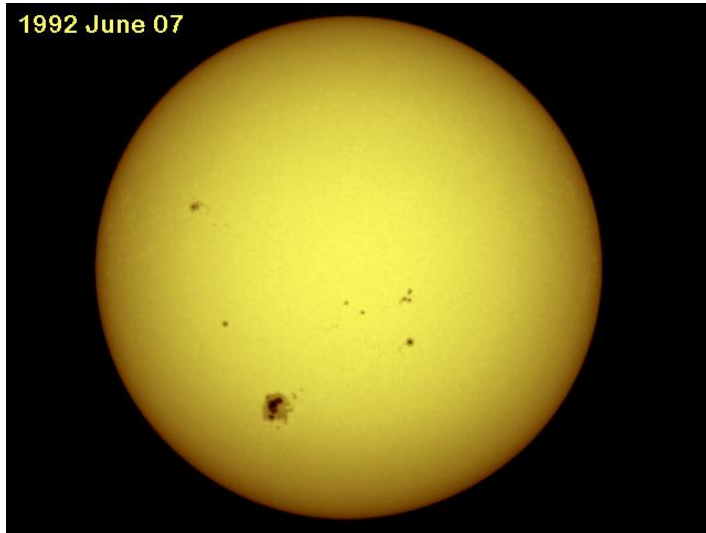
Model by Fedun, Shelyag, Erdelyi (2011)

Detaillierte Modellierung ergibt:



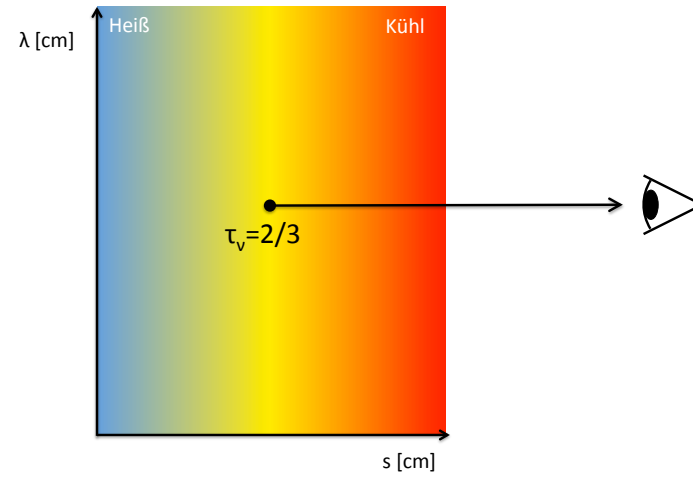
Model by Fedun, Shelyag, Erdelyi (2011)

Limb-darkening

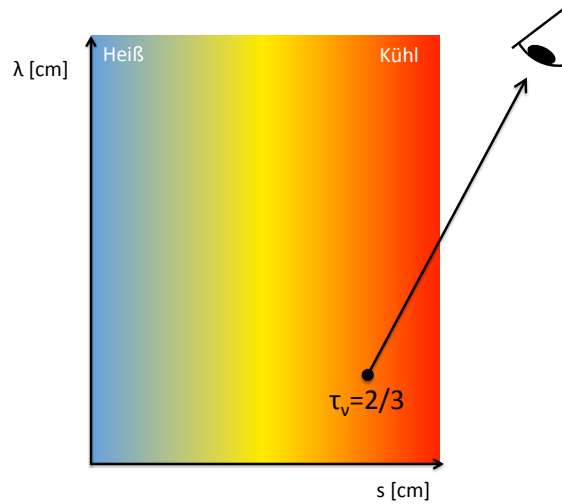


Urheber: NASA, Quelle: <http://solarscience.msfc.nasa.gov/surface.shtml>

Limb-darkening



Limb-darkening



Strahlungsprozesse

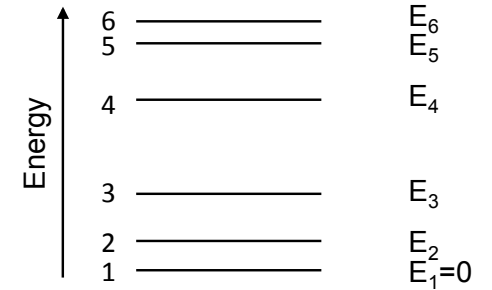
Strahlungsprozesse

- **Linien-Prozesse:**
 - Atomare Linien (elektronische Quantenzustände)
 - Molekulare Linien (rotations- und vibrations-Quantenzustände)
- **Kontinuum-Prozesse:**
 - Ionisation/Rekombination (bound-free/free-bound)
 - Bremsstrahlung (free-free)
 - Synchrotronstrahlung
 - Streuung (an Elektronen, an Staubteilchen, an Molekülen)
 - Thermische Emission von Staubteilchen

Linien von Atomen und Molekülen

Beispiel: Ein Atom mit 6 Quantenzuständen

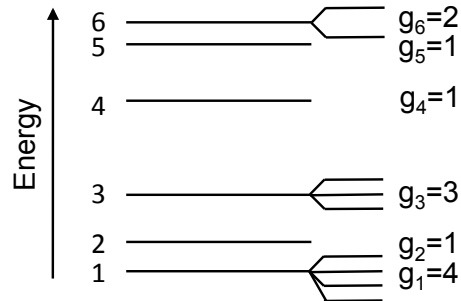
Die Energien



Linien von Atomen und Molekülen

Beispiel: Ein Atom mit 6 Quantenzuständen

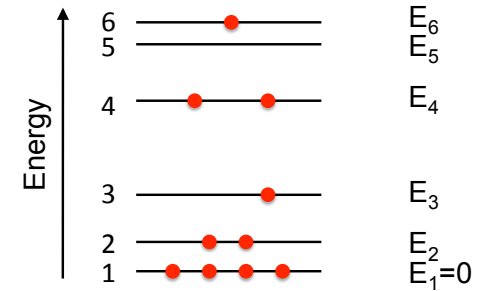
Entartung der Niveaus



Linien von Atomen und Molekülen

Beispiel: Ein Atom mit 6 Quantenzuständen

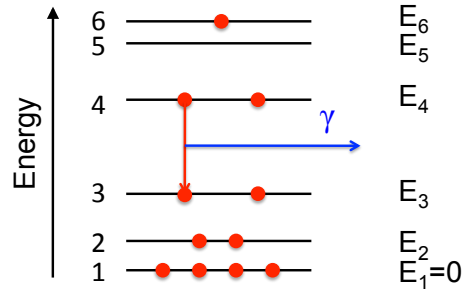
Besetzung der Niveaus



Linien von Atomen und Molekülen

Beispiel: Ein Atom mit 6 Quantenzuständen

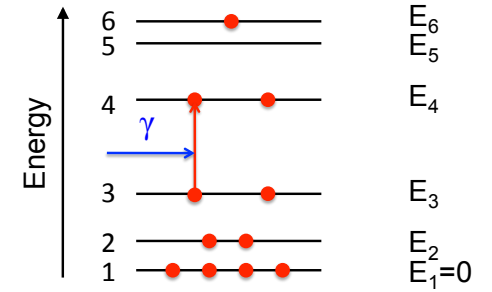
Spontanes radiatives Zerfall
(= Linien-Emission)



Linien von Atomen und Molekülen

Beispiel: Ein Atom mit 6 Quantenzuständen

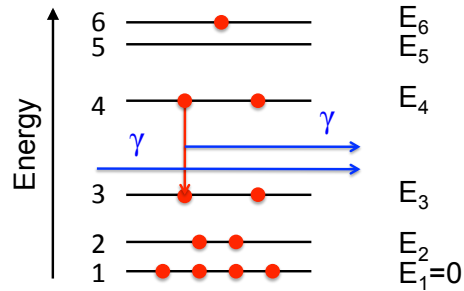
Linien-Absorption



Linien von Atomen und Molekülen

Beispiel: Ein Atom mit 6 Quantenzuständen

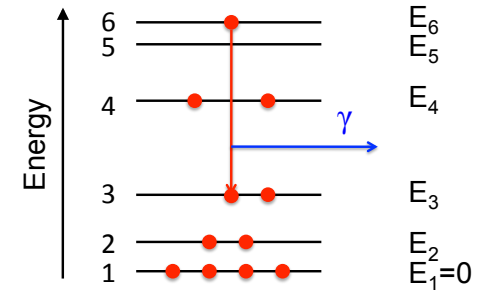
Stimulierte Emission



Linien von Atomen und Molekülen

Beispiel: Ein Atom mit 6 Quantenzuständen

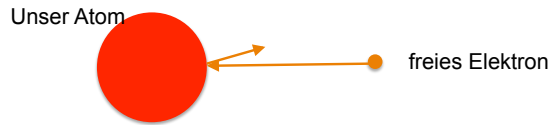
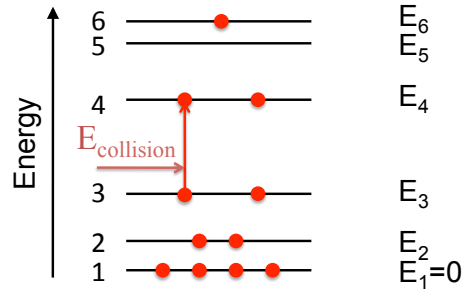
spontaner radiativer Zerfall
(Emissionslinie) kann von jeder Kombination der Niveaus kommen, solange sie durch die Auswahlregeln erlaubt sind



Linien von Atomen und Molekülen

Beispiel: Ein Atom mit 6 Quantenzuständen

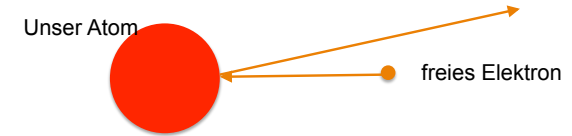
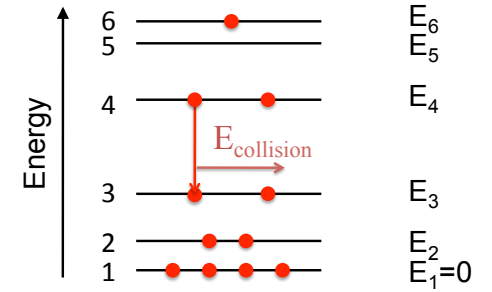
Stoßanregung



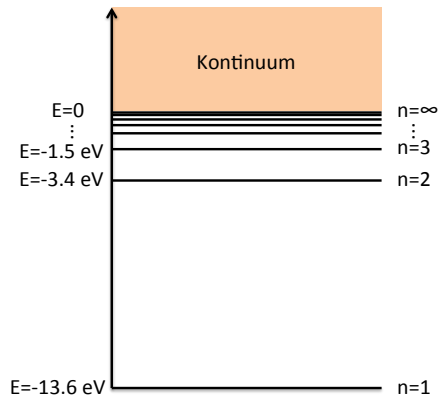
Linien von Atomen und Molekülen

Beispiel: Ein Atom mit 6 Quantenzuständen

Stoßabregung



Das Wasserstoffatom

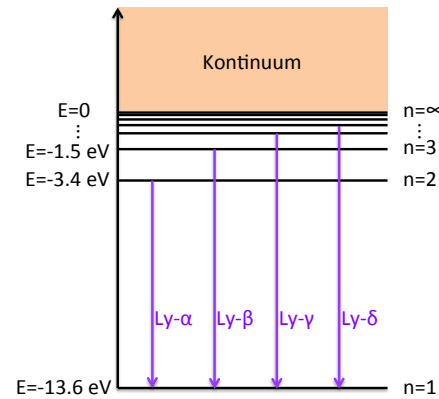


$$E_n = -13.6 \frac{1}{n^2} \text{ eV}$$

$$1 \text{ eV} = 1.602 \times 10^{-12} \text{ erg}$$

Das Wasserstoffatom

Linien („bound-bound transitions“)



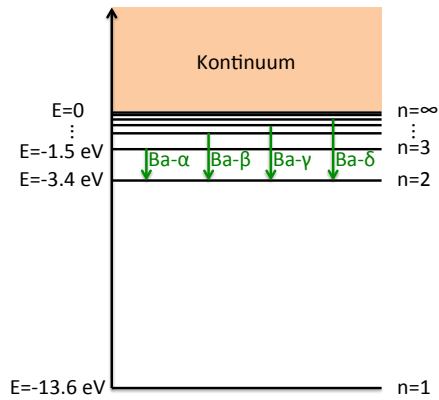
$$E_n = -13.6 \frac{1}{n^2} \text{ eV}$$

$$1 \text{ eV} = 1.602 \times 10^{-12} \text{ erg}$$

Lyman-Serie (Ultraviolett)

Das Wasserstoffatom

Linien („bound-bound transitions“)



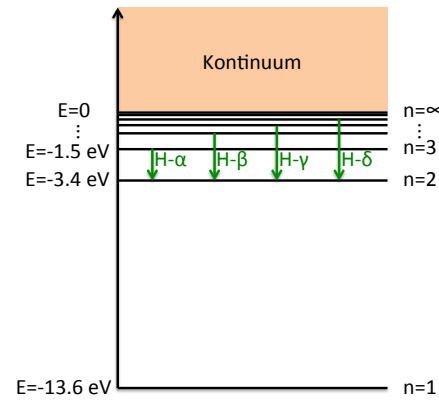
$$E_n = -13.6 \frac{1}{n^2} \text{ eV}$$

$$1 \text{ eV} = 1.602 \times 10^{-12} \text{ erg}$$

Balmer-Serie (Optisch)

Das Wasserstoffatom

Linien („bound-bound transitions“)



$$E_n = -13.6 \frac{1}{n^2} \text{ eV}$$

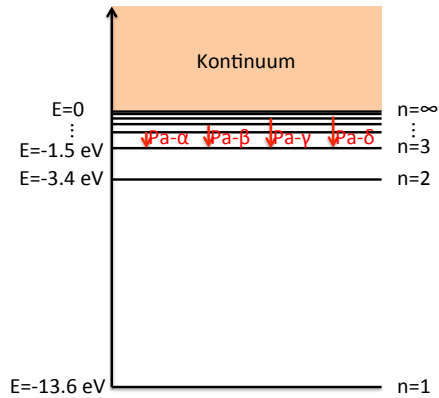
$$1 \text{ eV} = 1.602 \times 10^{-12} \text{ erg}$$

Balmer-Serie (Optisch)

(In der Astronomie benutzt man „H“ anstatt „Ba“)

Das Wasserstoffatom

Linien („bound-bound transitions“)



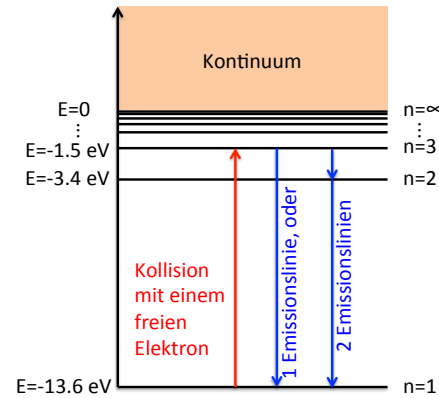
$$E_n = -13.6 \frac{1}{n^2} \text{ eV}$$

$$1 \text{ eV} = 1.602 \times 10^{-12} \text{ erg}$$

Paschen-Serie (Infrarot)

Das Wasserstoffatom

Linien („bound-bound transitions“)



$$E_n = -13.6 \frac{1}{n^2} \text{ eV}$$

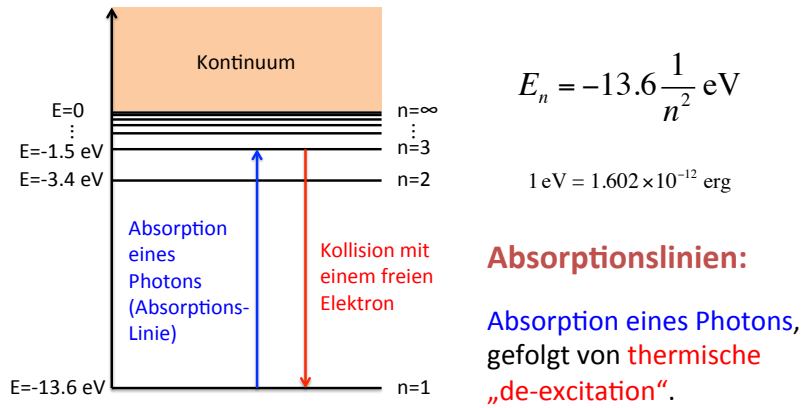
$$1 \text{ eV} = 1.602 \times 10^{-12} \text{ erg}$$

Emissionslinien:

Thermische Anregung, gefolgt von **Linien-Emission**.

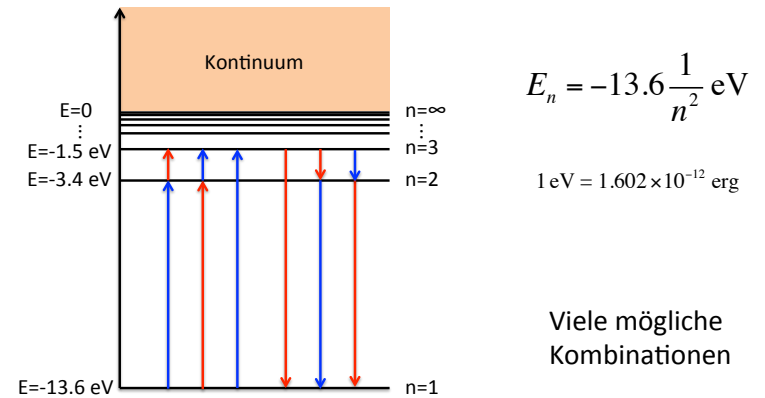
Das Wasserstoffatom

Linien („bound-bound transitions“)

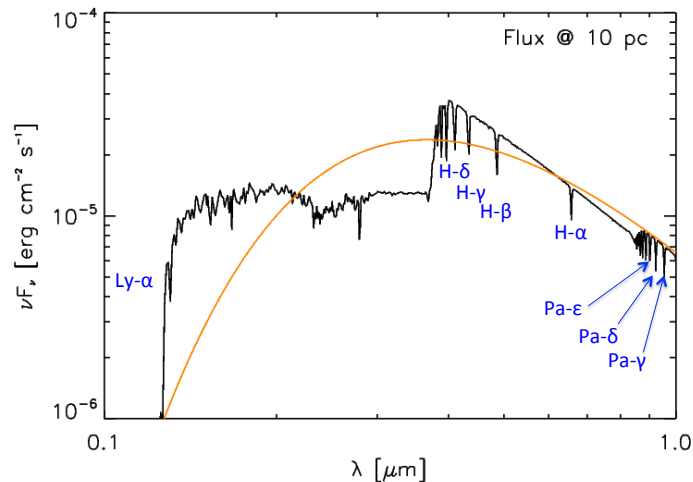


Das Wasserstoffatom

Linien („bound-bound transitions“)



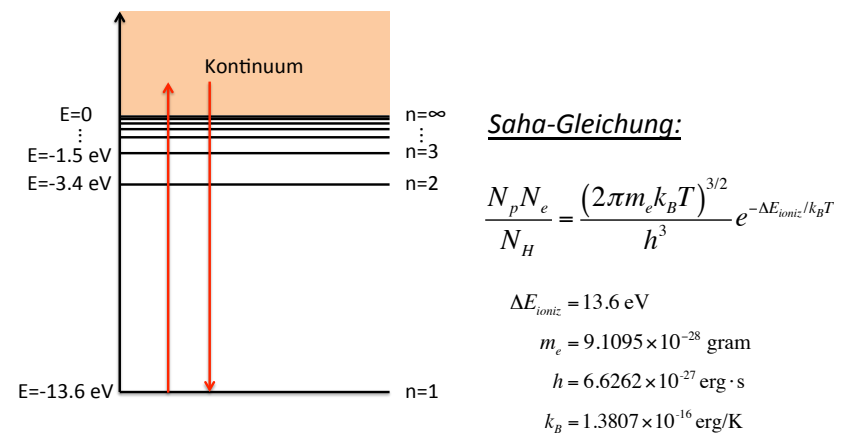
Beispiel: Ein A-Stern



Kurucz Modell und Schwarzkörpermodell mit $M=3M_\odot$, $T=10000\text{K}$, $L=100L_\odot$

Thermische Ionisation und Rekombination

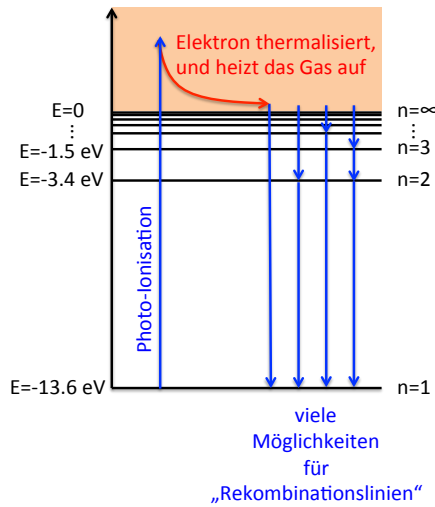
(„bound-free & free-bound transitions“)



N_p , N_e und N_H sind die Anzahl Teilchen (Proton, Elektron, H-Atom) pro cm³.

Photoionisation und Rekombination

(„bound-free & free-bound transitions“)

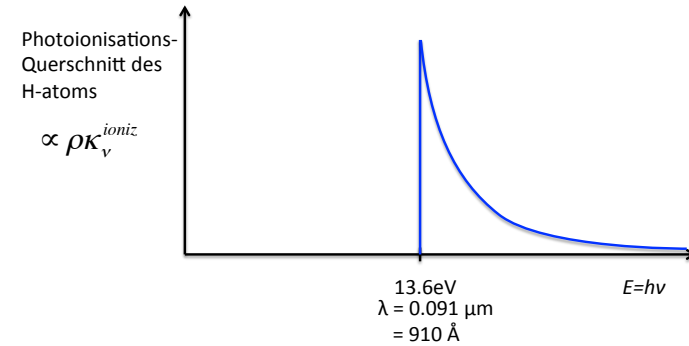


Radiative Ionisation (=„Photoionisation“).

Und Rekombination, gefolgt von Rekombinations-Linien

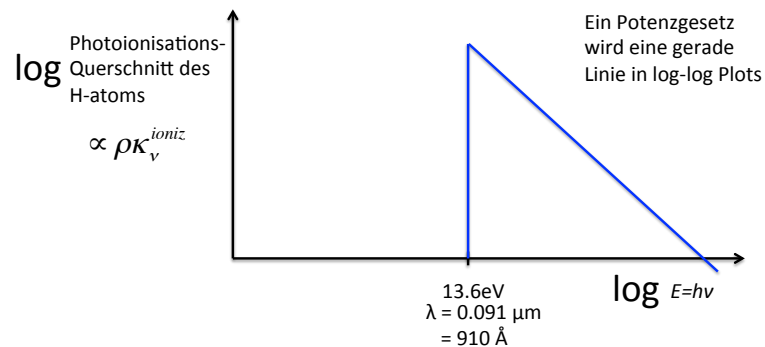
„Rekombinationslinien“ sind eigentlich gewöhnliche Linien. Sie werden so genannt, weil sie oft auftreten wenn H photoionisiert wird.

Photoionisations-Querschnitt



Die genaue Formel für den Querschnitt als Funktion von Photon-Energie ist etwas komplizierter. Für mehr Information, siehe das Buch von Osterbrock & Ferland (2006) „Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei“.

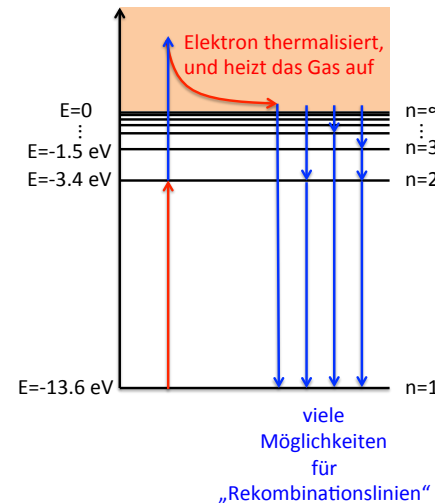
Photoionisations-Querschnitt



Die genaue Formel für den Querschnitt als Funktion von Photon-Energie ist etwas komplizierter. Für mehr Information, siehe das Buch von Osterbrock & Ferland (2006) „Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei“.

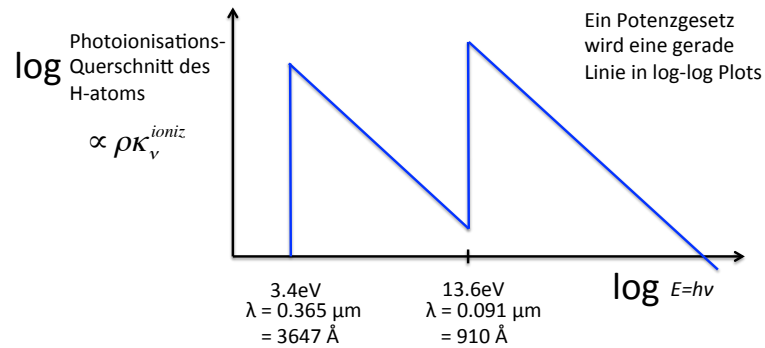
Photoionisation und Rekombination

(„bound-free & free-bound transitions“)



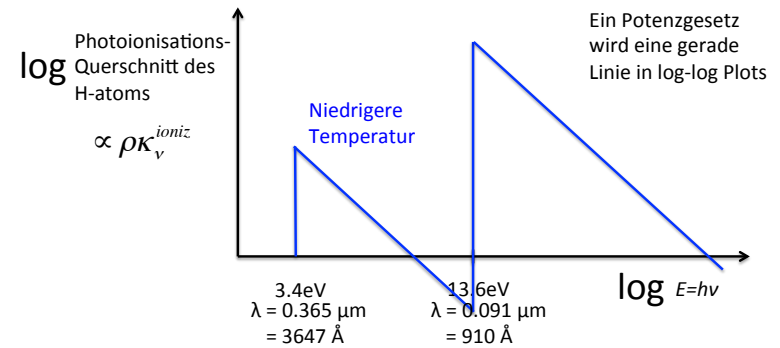
Wenn das Gas heiß ist, dann ist auch $n=2$ durch thermische Anregung teilweise besetzt. Dann kann auch von dort photoionisiert werden, und das braucht Photonen geringerer Energie.

Photoionisations-Querschnitt



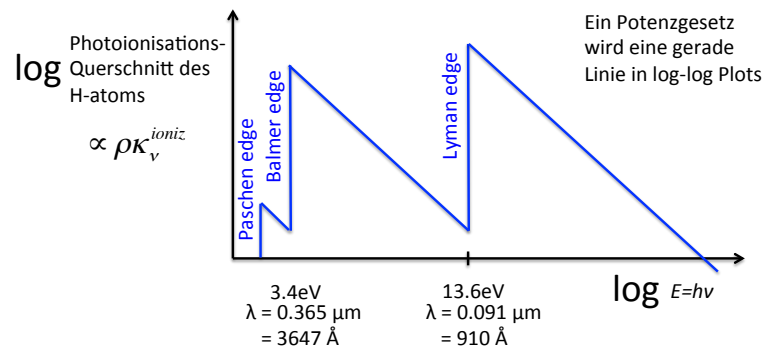
Die Höhe der „Dreiecke“ hängt von Quantenphysik und von der Besetzung der Niveaus ab. Letzteres hängt wieder von der Temperatur des Gases ab.

Photoionisations-Querschnitt



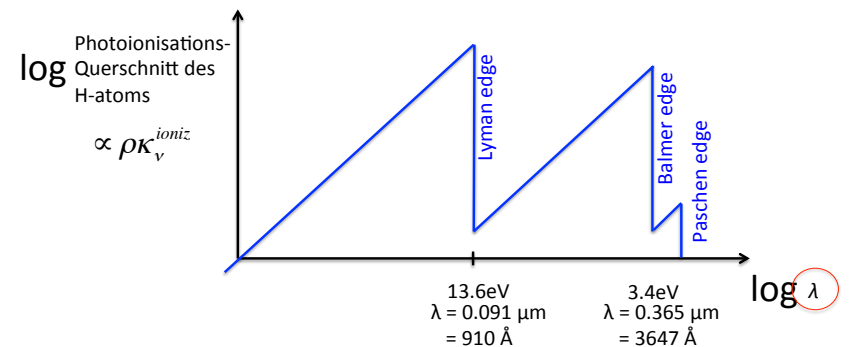
Die Höhe der „Dreiecke“ hängt von Quantenphysik und von der Besetzung der Niveaus ab. Letzteres hängt wieder von der Temperatur des Gases ab.

Photoionisations-Querschnitt



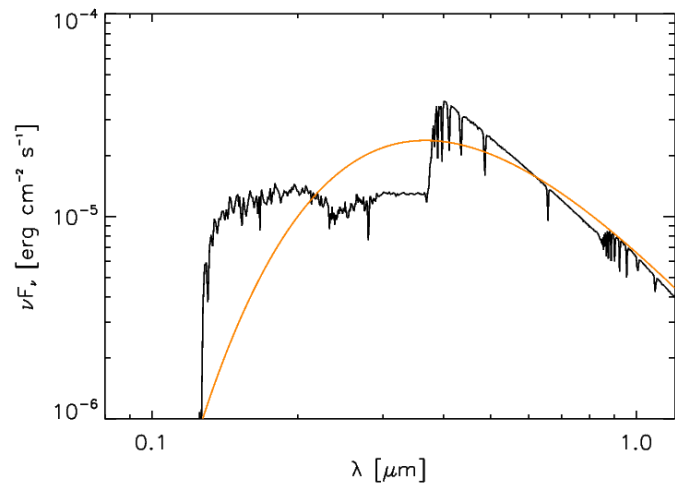
Die Höhe der „Dreiecke“ hängt von Quantenphysik und von der Besetzung der Niveaus ab. Letzteres hängt wieder von der Temperatur des Gases ab.

Photoionisations-Querschnitt



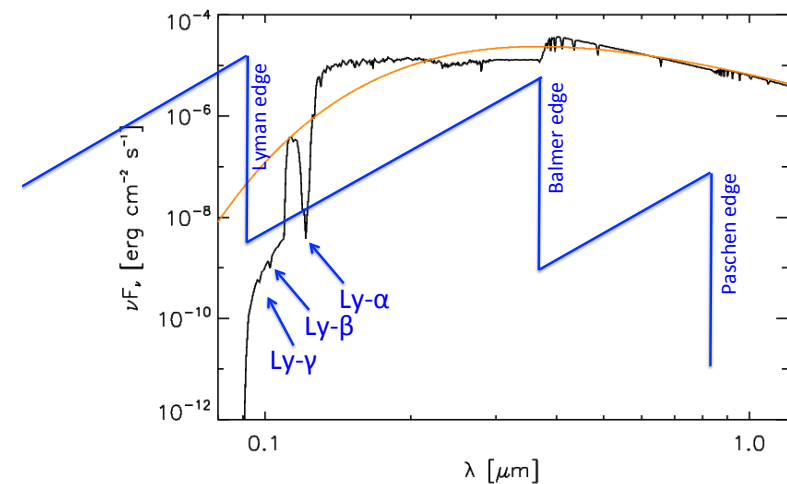
Die Höhe der „Dreiecke“ hängt von Quantenphysik und von der Besetzung der Niveaus ab. Letzteres hängt wieder von der Temperatur des Gases ab.

Beispiel: Ein A-Stern



Kurucz Modell und Schwarzkörpermodell mit $M=3M_\odot$, $T=10000\text{K}$, $L=100L_\odot$

Beispiel: Ein A-Stern



Kurucz Modell und Schwarzkörpermodell mit $M=3M_\odot$, $T=10000\text{K}$, $L=100L_\odot$

Ionisation anderer Elementen

- Ein ionisiertes Wasserstoffatom ist ein Proton. Ein Proton hat kein Linienspektrum.
- Aber ein einfach ionisiertes Heliumatom hat immer noch ein Elektron, und hat somit ein Linienspektrum. In diesen besonderen Fall sogar ein Spektrum dass dem Wasserstoff-Spektrum sehr ähnlich ist, nur bei höheren Energien.
- Ein x-mal ionisiertes Atom mit Atomnummer Z hat ein ganz anderes Linienspektrum als ein y-mal ($x \neq y$) ionisiertes (oder neutrales) Atom mit Atomnummer Z

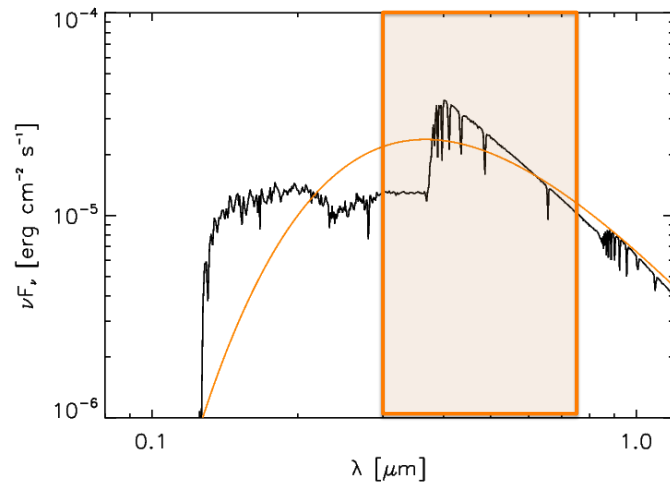
Ionisation anderer Elementen

- Moderne Benennung der ionisierte Atome, z.B.:
 - H, $\text{H}^+=\text{p}$
 - He, He^+ , $\text{He}^{++}=\text{He}^{2+}$
 - O, O^+ , O^{2+} , O^{3+} , O^{4+} , O^{5+} , O^{6+} , O^{7+} , O^{8+}
- Historische, aber in der Astronomie noch oft benutzte, Benennung:
 - HI, HII
 - HeI, HeII, HeIII
 - OI, OII, OIII, OIV, OV, OVI, OVII, OVIII, OIX

Spektrale Klassifikation von Sternen

OBAFGKMLT

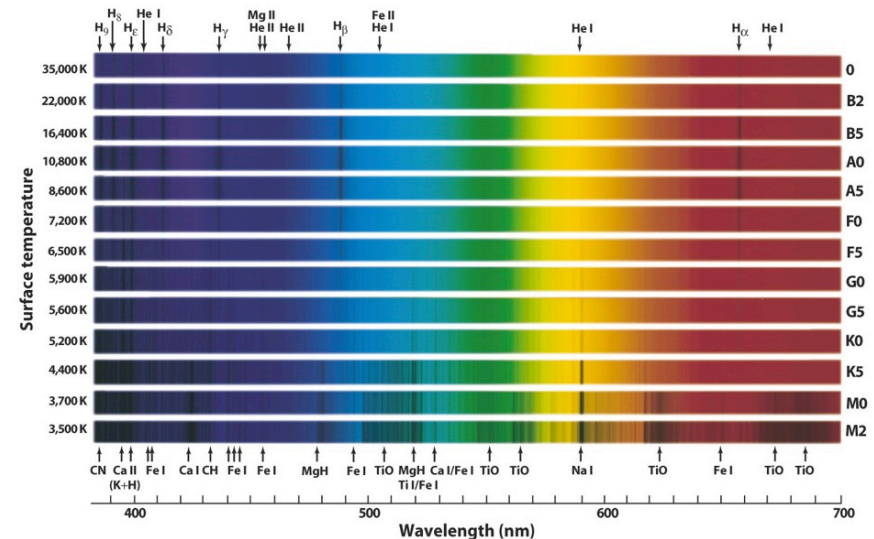
Spektrale Klassifikation



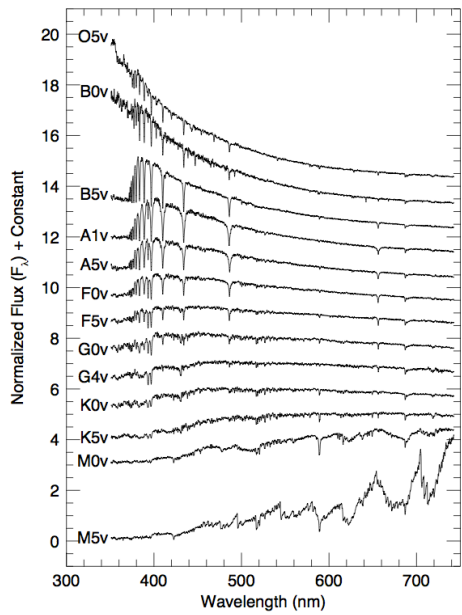
Spektrale Klassifikation

- Obwohl wir die Morgan-Keenan Spektralklassen OBAFGKMLT schon mal gesehen haben, haben wir sie bis jetzt immer nur mit Leuchtkraft, Temperatur und Masse des Sterns in Verbindung gebracht.
- In der Praxis sind dies allerdings *spektrale* Klassen, die man an der Form des Spektrums identifizieren kann.
- Die physikalischen Parameter, die für diese verschiedenen Spektren verantwortlich sind, sind hauptsächlich:
 - Temperatur an der Oberfläche (sogenannte „effektive Temperatur“)
 - Gravitationskonstante g [cm/s^2] an der Oberfläche

Spektrale Klassifikation



Urheber: Unbekannt. Quelle: <http://www.sirtf.nau.edu/~koerner/ast180/lectures/lec20.html>



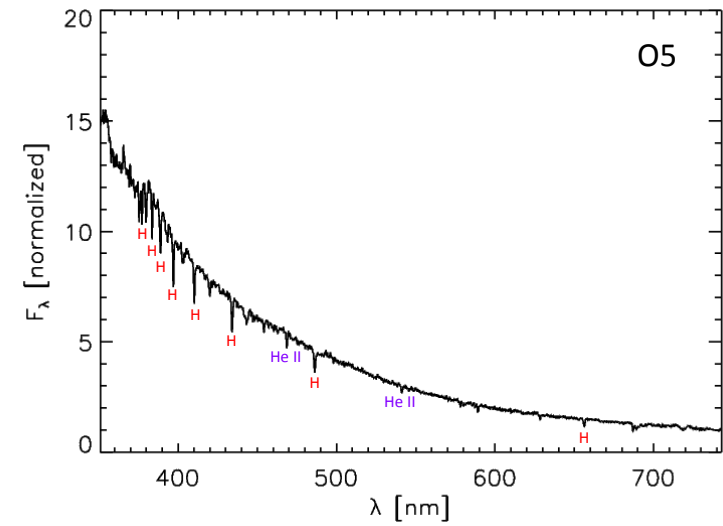
„Frühe“ Spektralklassen
(Eng: „early type“)

(„früh“ und „spät“ sind
altmodische Bezeichnungen
die aus der Zeit stammen als
man glaubte, ein Stern fängt
als O-Stern an, und kühlt ab
bis M-Stern)

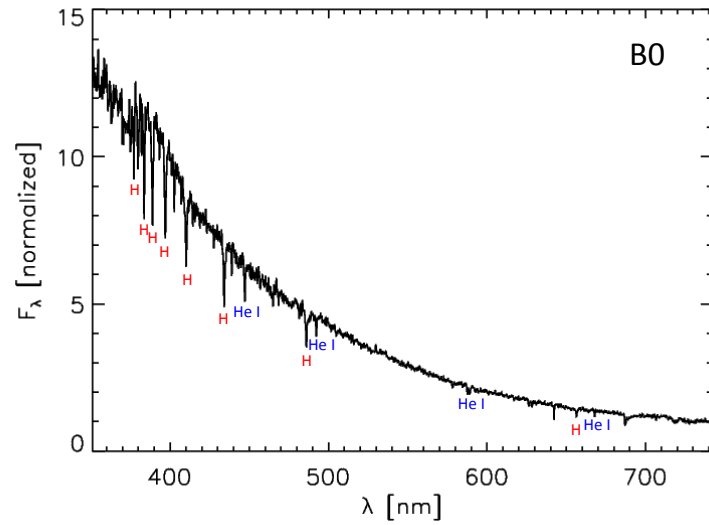
„Späte“ Spektralklassen
(Eng: „late type“)

Aus: Vorlesung von Prof. Richard Pogge Ohio State
Quelle: <http://www.astronomy.ohio-state.edu/~pogge/Ast162/Unit1/SpTypes/index.html>
The original source spectra are from Jacoby, G.H., Hunter, D.A., & Christian, C.A. *A Library of Stellar Spectra*, 1984, ApJS, 56, 257

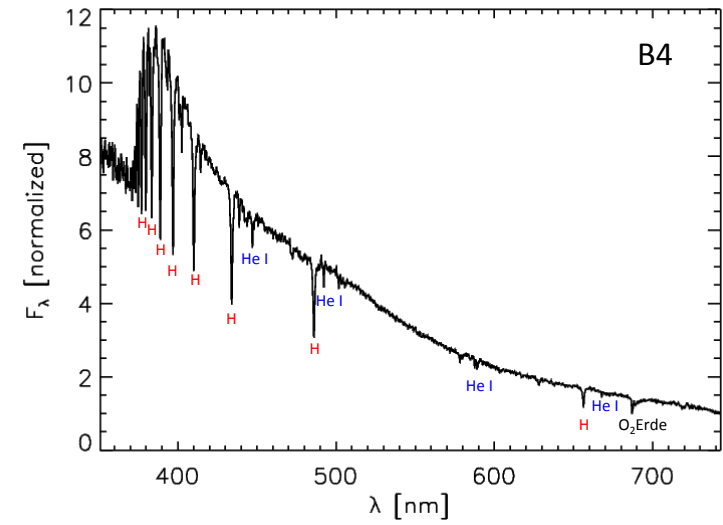
Spektrale Klassifikation



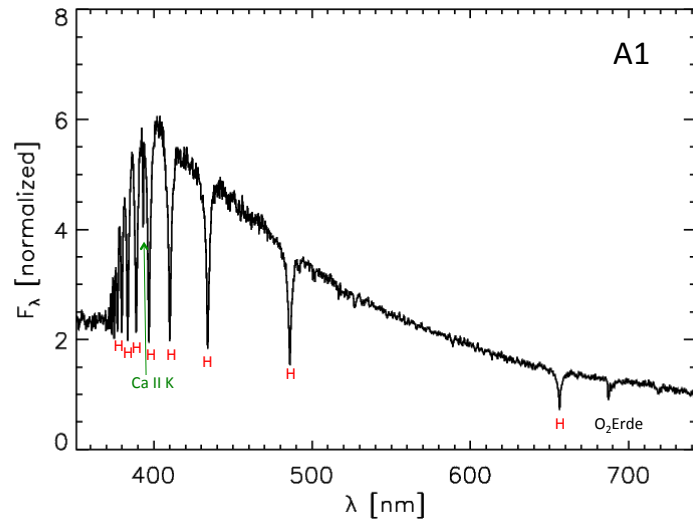
Spektrale Klassifikation



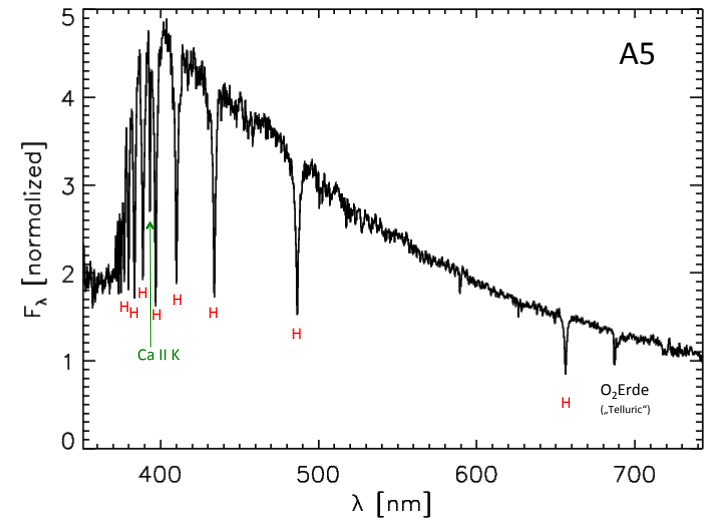
Spektrale Klassifikation



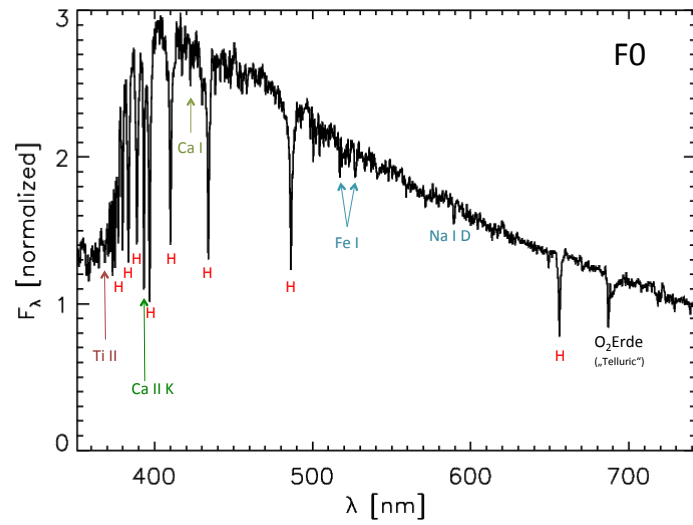
Spektrale Klassifikation



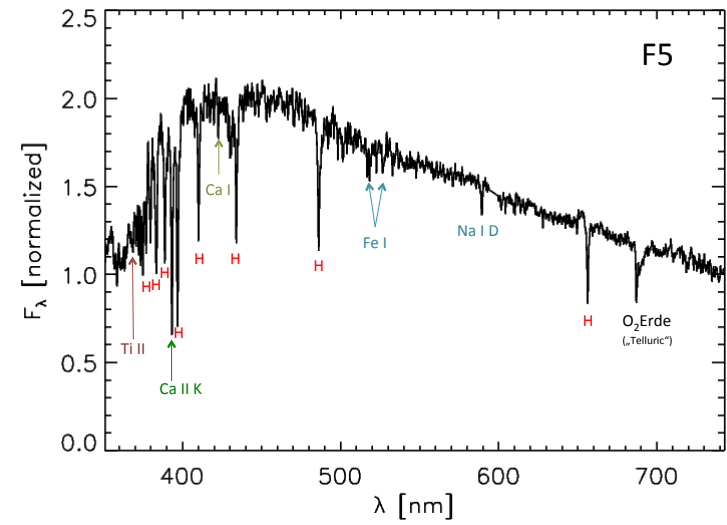
Spektrale Klassifikation



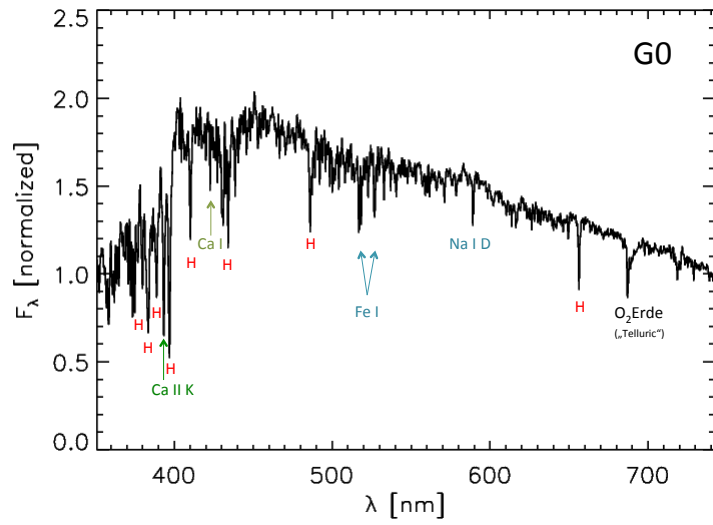
Spektrale Klassifikation



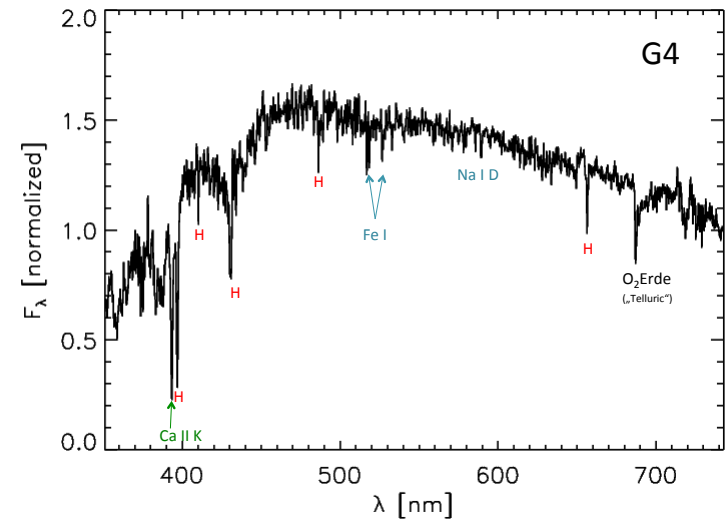
Spektrale Klassifikation



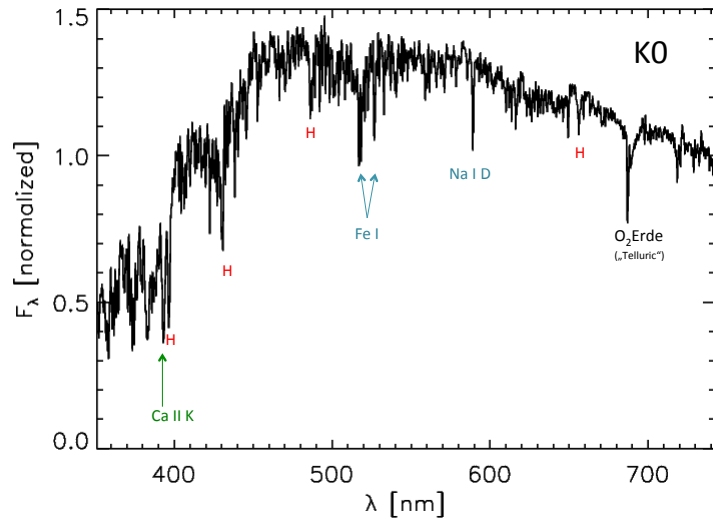
Spektrale Klassifikation



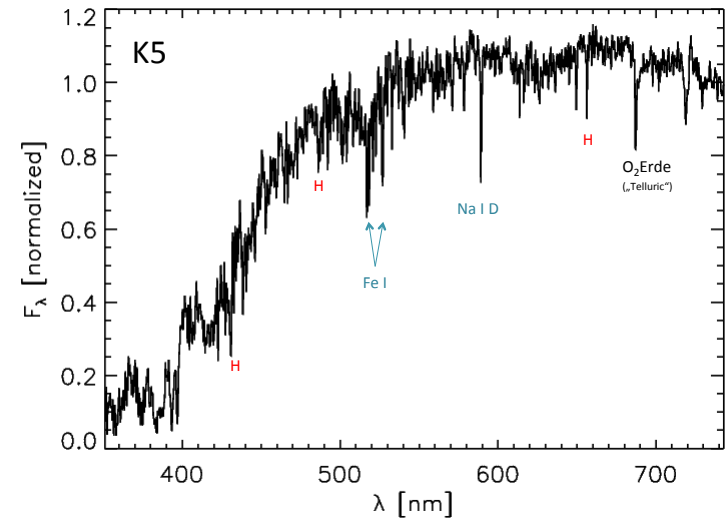
Spektrale Klassifikation



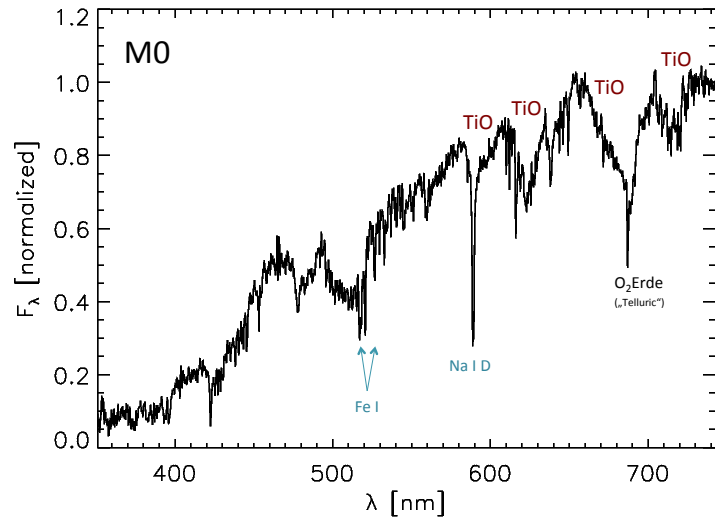
Spektrale Klassifikation



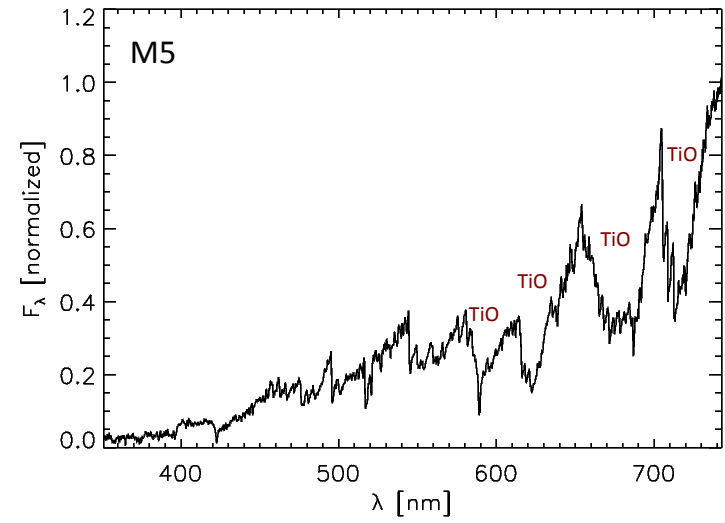
Spektrale Klassifikation



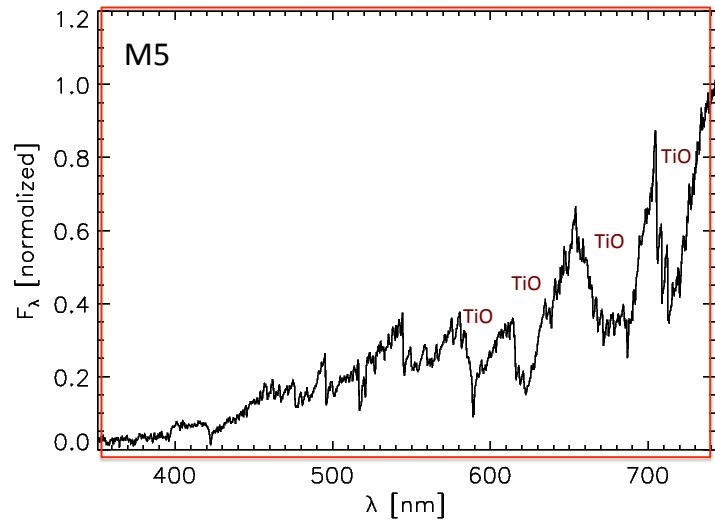
Spektrale Klassifikation



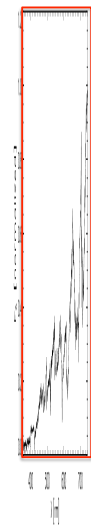
Spektrale Klassifikation



Spektrale Klassifikation

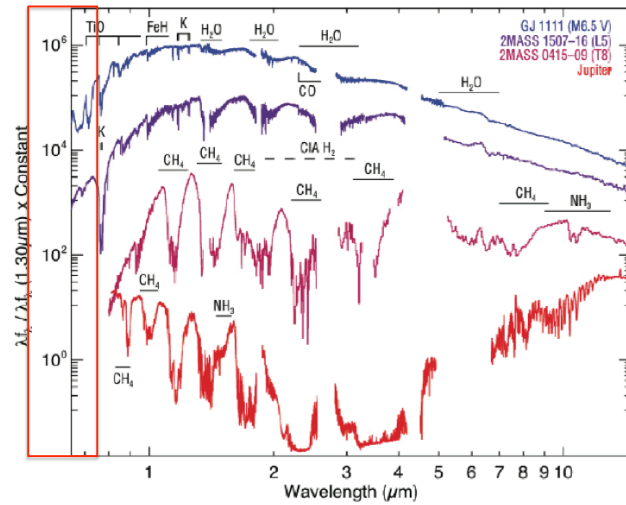


Spektrale Klassifikation



Spektrale Klassifikation

„Spätere“ Spektren: spät-M, L-Zwerg, T-Zwerg



Marley & Leggett 2009, Daten von Cushing et al. 2006

Ursprung der „Harvard Classification“



Quelle: <http://simostronomy.blogspot.de/2010/06/pickerings-women.html>

Wilhelmina („Mina“) Fleming



Wilhelmina Fleming

Erste Frau in Pickering's Team.

Kurator des Henry Draper Archivs für photographische Platten in Harvard.

Sie erfand die ersten bedeutungsvollen Spektralklassen.

Quelle: <http://simostronomy.blogspot.de/2010/06/pickerings-women.html>

Antonia Maury



FIG. 51. Miss Antonia Caetano Maury, research associate, 1880-1933.

Antonia Maury

Erkannte die Beziehung zwischen den Spektralklassen und der Temperatur.

Fand eine weitere „Dimension“ in den Spektralklassen: vor allem den „c-characteristic“ womit sie zwei verschiedene Arten von roten Sternen unterscheiden konnte. Ejnar Hertzsprung erkannte, dass die ohne „c-characteristic“ nahe schwache rote Zwerge sind, und die mit „c-characteristic“ entfernte helle rote Riesen.

Maury entdeckte die ersten „spektralen Doppelsterne“.

Quelle: <http://simostronomy.blogspot.de/2010/06/pickerings-women.html>

Henrietta Swan Leavitt



Henrietta Swan Leavitt

Erfand ein Standard für die Helligkeit von Sternen.

Erforschte variable Sterne. Sie entdeckte, dass variable Sterne vom Typ „Cepheid“ in den Magallanschen Wolken einen Zusammenhang zeigen zwischen der Helligkeit und der Periode der Variabilität. Dies ist von unschätzbarem Wert, da dies es ermöglicht, Entfernungen von Galaxien zu messen!

Und das hat wiederum Auswirkungen auf unser Verständnis des Ausmaßes des Universums („the cosmological distance ladder“).

Quelle: <http://simostronomy.blogspot.de/2010/06/pickerings-women.html>

Annie Jump Cannon



Annie Jump Cannon

Sie war super-effizient bei der Klassifikation: 3 pro Minute! Sie hatte 5 Assistenten um ihre Klassifikation zu dokumentieren.

Sie hat alle 200.000 Sterne des Henry-Draper Katalogs selbst klassifiziert.

Sie vereinfachte das System und ordnete die Spektralklassen in Temperatur (daher OBAFGKM), und sie führte die Unterklassen 1-10 ein.

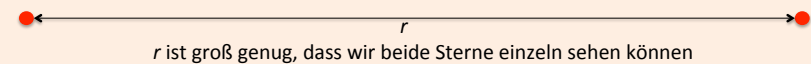
Ihr System ist bis heute der Standard!

Quelle: <http://simostronomy.blogspot.de/2010/06/pickerings-women.html>

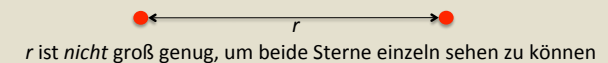
Spektroskopische Doppelsterne

Doppelsterne

Visueller und/oder astrometrischer Doppelstern:



(wir können nicht wissen, ob dies ein Doppelstern ist)



Spektroskopischer Doppelstern:

r ist *klein* genug, damit die Sterne (a) kurze Periode und (b) hohe Dopplerverschiebung haben.

Photometrischer Doppelstern und/oder Kontakt-Doppelstern:

r ist so *klein*, und unsere Sichtlinie günstig, dass sich die Sterne periodisch bedecken. Im Extremfall können die Sterne sogar teilweise verschmolzen sein (contact binary).

Spektroskopischer Doppelstern

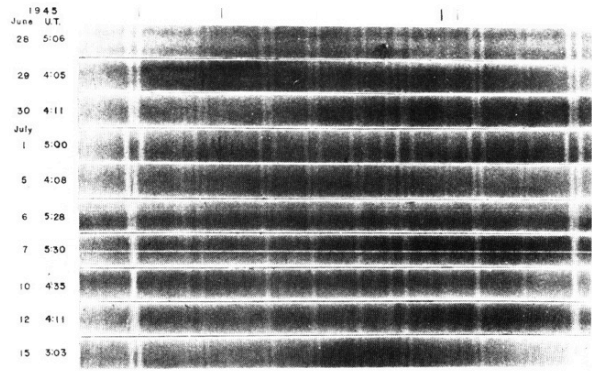
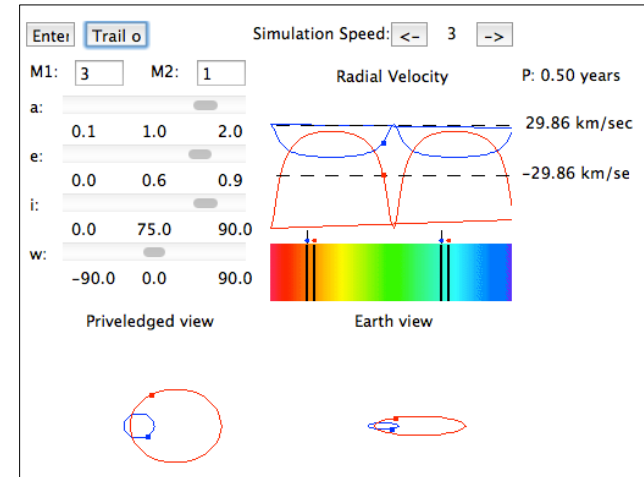


Fig. 9.5. From top to bottom a time sequence of the spectra of the binary star system Mizar is shown. Both stars are too close together to separate their spectra. The line systems of both stars are seen on each spectrum. The line positions of both stars shift sinusoidally due to the Doppler shift which results from the orbital motions. The wavelengths of the spectral lines of stars 1 and 2 vary in antiphase. (From Binnendijk 1960.)

Quelle: <http://radio.astro.gla.ac.uk/stellarlect/index.html>

Spektroskopischer Doppelstern

Selbst herumspielen:



Credit: Terry Herter, Cornell University. Quelle: <http://astro.ph.unimelb.edu.au/software/binary/binary.htm>