

Einführung in die Astronomie und Astrophysik I

- 17.10. Einführung: Überblick & Geschichte (H.B.)
- 24.10. Sternpositionen, Koordinaten, Zeitmessung (C.F.)
- 31.10. Teleskope und Instrumentierung (H.B.)
- 07.11. Strahlung, Strahlungstransport (C.F.)
- 14.11. Planetensystem(e) & Keplergesetze (H.B.)
- 21.11. Sterne, Typen / Klassifikation, HR-Diagramm (C.F.)**
- 28.11. Interstellare Materie: Chemie & Matriekreislauf (H.B.)
- 05.12. Sternentstehung, Akkretionsscheiben & Jets (H.B.)
- 12.12. Sternaufbau & Sternentwicklung: Sternparameter, Hauptreihe (C.F.)
- 19.12. Sternaufbau & Sternentwicklung: Endstadien (C.F.)
- - - Weihnachtspause
- 09.01. Mehrfachsysteme & Sternhaufen, Dynamik (C.F.)
- 16.01. Exoplaneten & Astrobiologie (H.B.)
- 23.01. Die Milchstraße (H.B.)
- 30.01. Zusammenfassung (C.F. & H.B.)
- XX.XX. Prüfung (?)**

4. Sternklassifikation

- > Ordnungsschema für Stern-Typen
- > Grundlage für tieferes Verständnis der Sternphysik

Sternhaufen NGC 290 mit HST beobachtet, Olzewski et al.

Einführung in die Astronomie und Astrophysik I

4.3. **Wiederholung:** Intensität, Farbe, Entfernungsmodul

4.4. **Strahlungstransport**

6. Sterne: Typen, Klassifikation

6.1. Spektrallinien

6.2. Sternklassifikation

6.3. HRD-Diagramm

7., 8., Interstellare Materie, Sternentstehung

9.1. Sternparameter

9.2. Sonne

9.3. Sternaufbau

4.3. Strahlungsgrößen

Spezifische Intensität von Strahlung

(spezifische) Intensität =

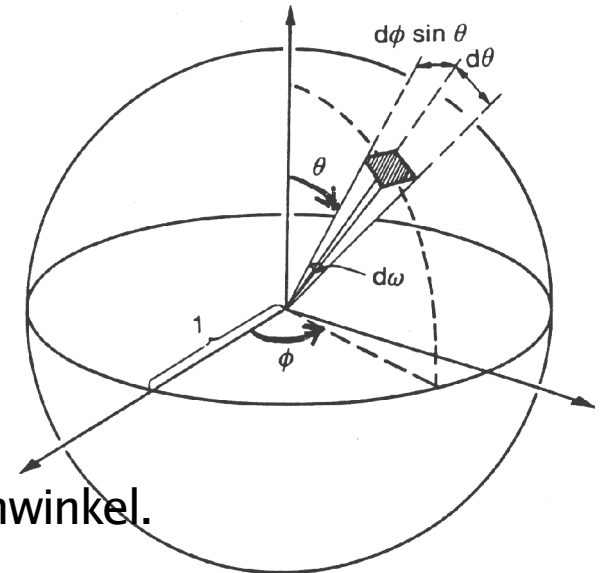
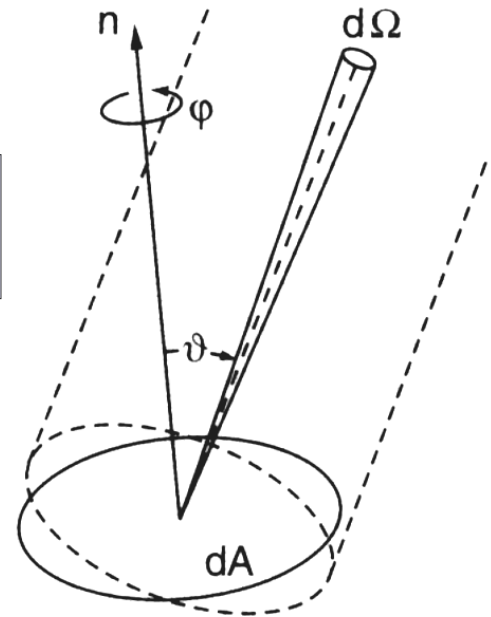
$$I_{\nu}(\nu, \vec{n}, \vec{r}, t) = \frac{dE}{d\nu dt d\Omega dA \cos\theta}$$

- > **dE**: Energie des Strahlungsfeldes im Frequenzintervall $[\nu, \nu+d\nu]$ und Zeitintervall $[t, t+dt]$, die in den Raumwinkel $d\Omega$ durch die Fläche dA beim Radius r in Richtung der Flächennormalen n fließt. Strahlungsrichtung ist mit θ gegen n inkliniert.

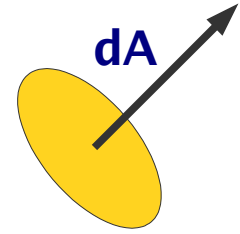
-> **Raumwinkel**: $d\Omega = \sin\theta d\theta d\phi$

-> Ähnlich für I_{λ} im Intervall $[\lambda, \lambda+d\lambda]$

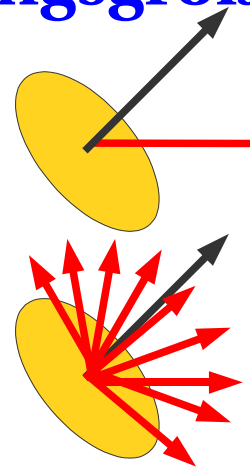
-> Dimension I_{ν} : Energie /Fläche /Zeit /Frequenz /Raumwinkel.
cgs-Einheiten: $\text{erg} / (\text{cm}^2 \text{ s sterad Hz})$



4.3. Strahlungsgrößen



aufgelöst

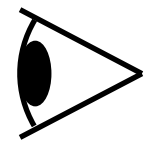


Intensität: $I_\nu = dE / dA' / dt / d\Omega / d\nu$
 $dA' = dA \cos\theta$
 d.h. in Richtung θ

Strahlungsstrom durch Flächenelement
 $F_\nu = \int I_\nu \cos\theta d\Omega = dE / dA / dt / d\nu$
 d.h. integriert über alle Richtungen θ

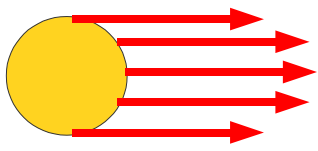


Stern (Objekt)

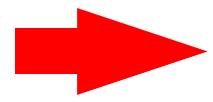


Beobachter

Über Sternscheibe **gemittelte Intensität**
 in Richtung θ zum Beobachter:
 Addiere die I_ν jedes dA ,
 teile durch Gesamtfläche: \bar{I}_ν



nicht aufgelöst



Rechnung zeigt: $\pi \bar{I}_\nu = F_\nu^+$

Bei großer **Entfernung** r : $d\Omega = \pi R^2 / r^2$
 \rightarrow Strahlungstrom: $f_\nu = \bar{I}_\nu d\Omega = F_\nu^+ R^2 / r^2$

4. Strahlung, Strahlungstransport

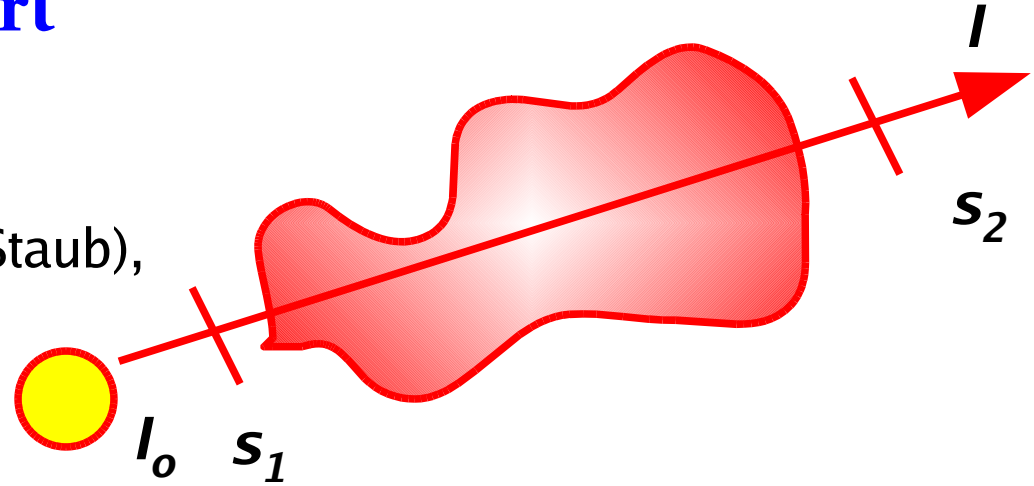
4.4 Strahlungstransport

- > Absorption, optische Tiefe, freie Weglänge
- > Extinktion
- > Transportgleichung, "Ergiebigkeit"
- > optisch dünn / dick

4.4. Strahlungstransport

Absorption von Strahlung

-> **Interstellare Materie** (Gas, Staub),
Erd- oder Stern-**Atmosphäre**
absorbieren Licht



-> Absorptionsgesetz: $\frac{dl_\nu}{ds} = -\kappa_\nu I_\nu$ oder $\frac{dl_\nu}{I_\nu} = -\kappa_\nu ds \equiv d\tau_\nu$

Intensität I , Absorptionskoeffizient κ ,

Optische Tiefe

$$\tau \equiv \int_{s_1}^{s_2} \kappa ds$$

Lösung der Absorptionsgleichung:

$$I_\nu = I_{\nu,0} \exp(-\tau_\nu)$$

-> **Mittlere freie Weglänge** eines Photons: $L_\nu = \frac{1}{\kappa_\nu}$

-> **Mikroskopisch:** gegeben durch Teilchendichte

und Wirkungsquerschnitt: $\kappa_\nu = n\sigma_\nu$

4.4. Strahlungstransport

Absorption von Strahlung

-> **Achtung:**

In der Literatur auch $\tau \equiv \int_{s_1}^{s_2} \kappa \rho ds$ verwendet, mit

Transportgleichung $\frac{dl_\nu}{l_\nu} = -\kappa_\nu \rho ds \equiv d\tau_\nu$

Hier heißt κ **Opazität**

-> Opazität = Absorptionskoeffizient / ρ

Aber: oft auch Opazität = Absorptionskoeffizient

4.4. Strahlungstransport

Absorption von Strahlung

Anwendung: Extinction des Sternlichts

-> **Helligkeitsverlust:**

$$m - m_0 = -2.5 \log(\exp(-\tau)) \equiv A$$

Im V-Bereich -> A_V

-> Neben Helligkeitsverlust auch "Rötung":

-> Ursprünglicher Farbindex, z.B. $(B-V)_0$

-> **Staub** absorbiert blaues Licht stärker

-> "**Farbexzess**": $E(B-V) = (B-V) - (B-V)_0$

-> Problem: ursprünglicher Farbindex eigentlich unbekannt

-> Beobachtungserfahrung (optisch):

$$A_V \simeq 3.1 E(B-V)$$

4.4. Strahlungstransport

Absorption, Streuung & Emission

Beispiel Sternatmosphäre: heißes Gas emittiert Strahlung, emittierte Strahlung wird wieder absorbiert:

- > Beschreibung der Emission durch Emissionskoeffizienten ϵ_ν
- > Beschreibung der Streuung durch Streukoeffizienten σ_ν
- > Berücksichtige Absorption & Emission entlang s

-> **Strahlungstransportgleichung =**

Energiebilanzgleichung eines emittierenden und absorbierenden Medium entlang eines Weges:

$$\frac{dl_\nu}{ds} = -(\kappa_\nu + \sigma_\nu)l_\nu + \epsilon_\nu$$

4.4. Strahlungstransport

Absorption & Emission

-> Strahlungstransportgleichung $\frac{dl_{\nu}}{ds} = -\kappa_{\nu} I_{\nu} + \epsilon_{\nu}$

-> mit optischer Tiefe $d\tau_{\nu}$ $\frac{dl_{\nu}}{d\tau_{\nu}} = -I_{\nu} + \frac{\epsilon_{\nu}}{\kappa_{\nu}} = -I_{\nu} + S_{\nu}$

-> Definiere **“Ergiebigkeit”** bzw. **Quellfunktion**: $S_{\nu} \equiv \frac{\epsilon_{\nu}}{\kappa_{\nu}}$

-> zeitunabhängige Strahlungstransportgleichung:

wenn $I = S$ -> keine Intensitätsänderung

wenn $I > S$ -> Intensitätsabnahme

wenn $I < S$ -> Intensitätszunahme entlang s

-> **im thermischen Gleichgewicht**: Absorption = Emission

-> Keine Intensitätsänderung,

Schwarzer Körper:

$$S_{\nu} = I_{\nu} = B_{\nu}$$

4.4. Strahlungstransport

Absorption & Emission

-> Strahlungstransportgleichung $\frac{dl_\nu}{ds} = -\kappa_\nu I_\nu + \epsilon_\nu$

-> mit optischer Tiefe $d\tau_\nu$ $\frac{dl_\nu}{d\tau_\nu} = -I_\nu + \frac{\epsilon_\nu}{\kappa_\nu} = -I_\nu + S_\nu$

Formale Lösung: $I_\nu = \int_0^{\tau_\nu} S_\nu(\tilde{\tau}_\nu) \exp(-\tilde{\tau}_\nu) d\tilde{\tau}_\nu + I_{\nu,0} \exp(-\tau_\nu)$

Für konstante Ergiebigkeit: $I_\nu = S_\nu(1 - \exp(-\tau_\nu)) + I_{\nu,0} \exp(-\tau_\nu)$

Grenzfälle: "optisch dünn", $\tau_\nu \ll 1 \rightarrow I_\nu = \tau_\nu(S_\nu - I_{\nu,0}) + I_{\nu,0}$
"optisch dick", $\tau_\nu \gg 1 \rightarrow I_\nu = S_\nu$

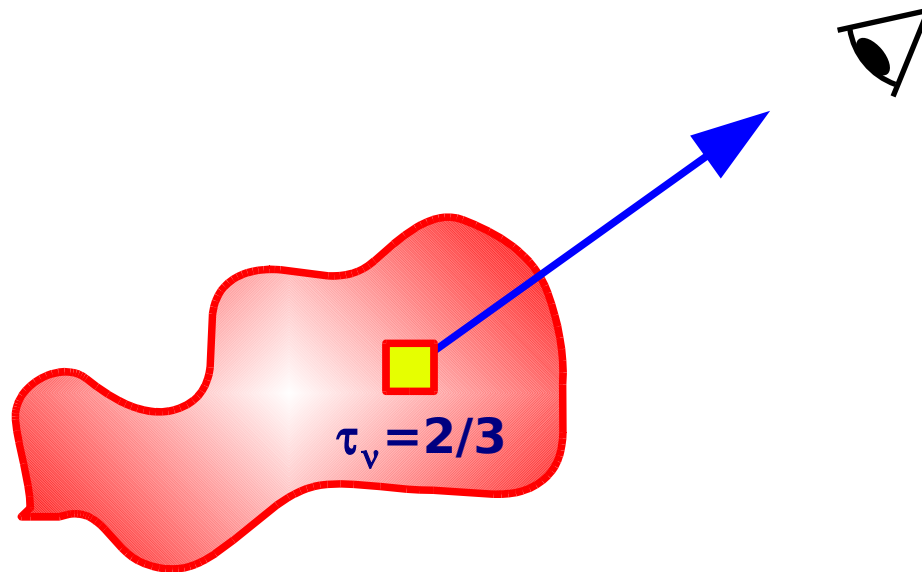
4.4. Strahlungstransport

Regel von Eddington-Barbier

-> Abschätzung der beobachteten Intensität:

$$I_{\nu}^{beob} \simeq B_{\nu}(T_{\tau=2/3})$$

-> man sieht also das, was in optischer Tiefe 2/3 liegt



4.4. Strahlungstransport

Mitte-Rand-Verdunklung

(engl. limb darkening)

-> Sonne / Sterne sind
keine schwarzen Körper !!

Sonnenscheibe am Rand
dunkler als in der Mitte

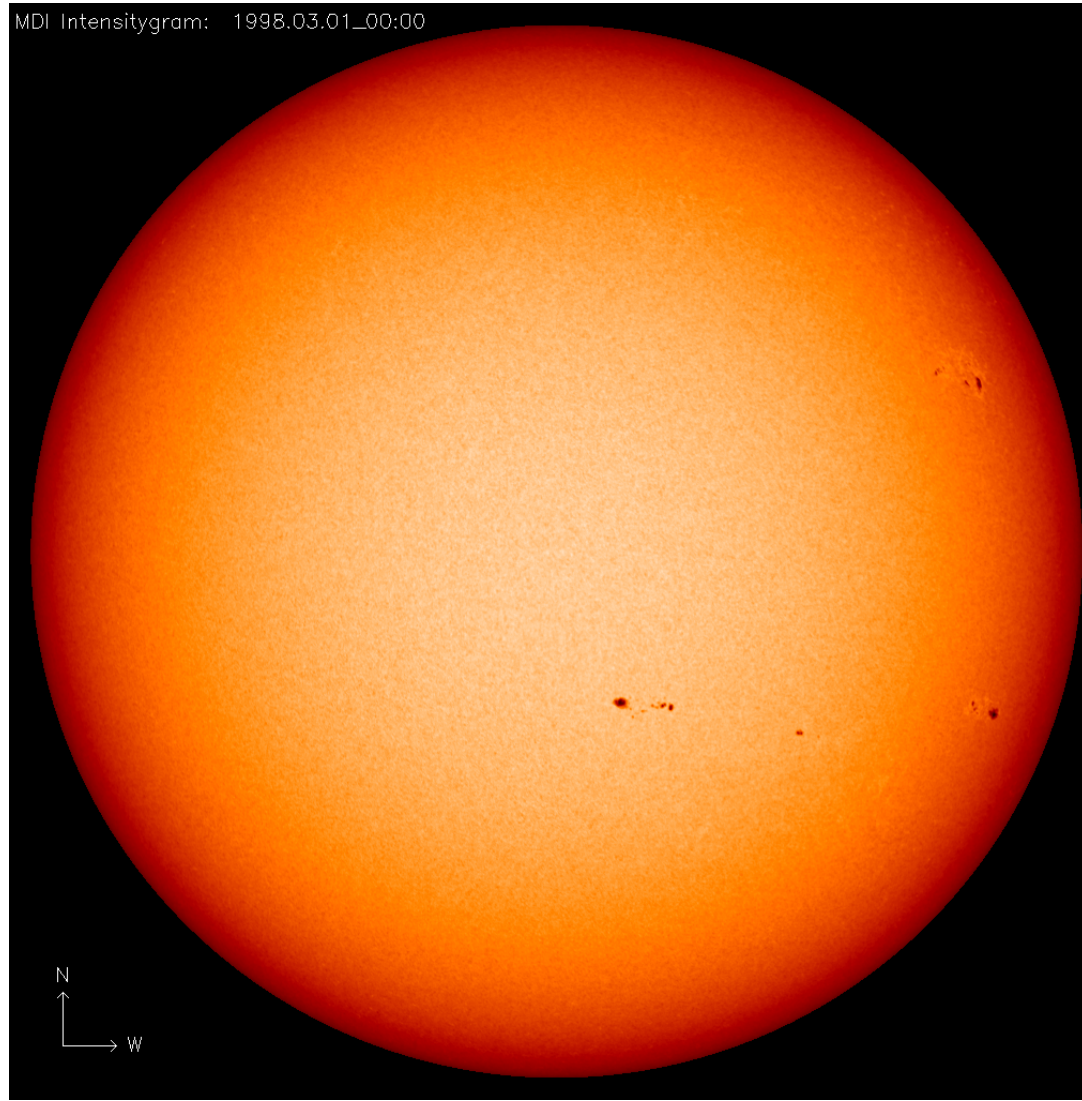
-> Ursachen:

- 1) Temperaturschichtung
der Photosphäre
- 2) Geometrie der dünnen
Photosphäre

Licht aus tieferen Schichten
wird teilweise absorbiert:

“außen” nur Sicht auf höhere,
kältere und damit dunklere
Schichten im Vgl. zur Mitte

MDI Intensitygram: 1998.03.01_00:00

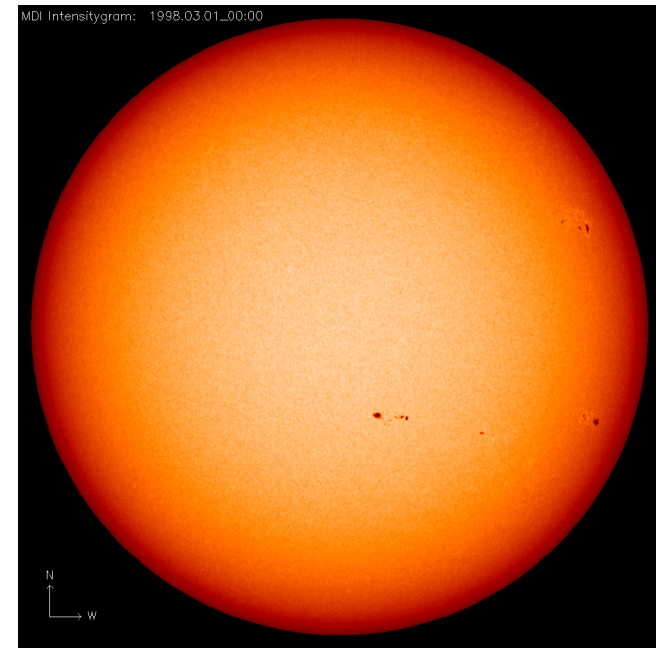


4.4. Strahlungstransport

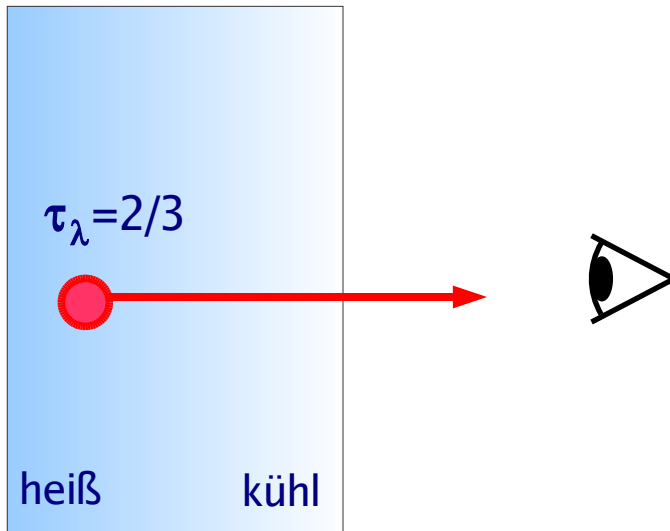
Mitte-Rand-Verdunklung

-> beobachtete Photonen kommen aus
optischer Tiefe $\tau \sim 2/3$

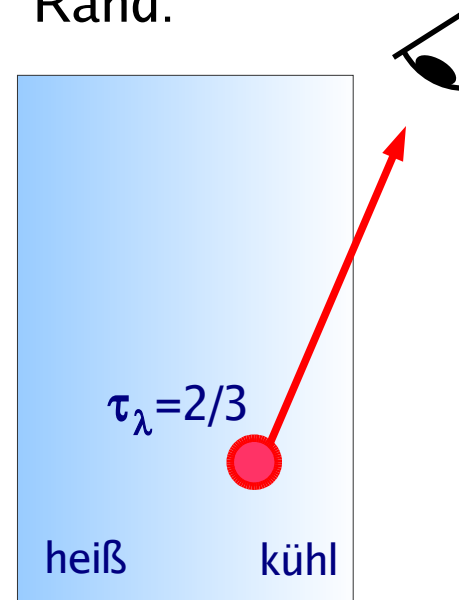
$$L \propto T^4$$



Mitte:



Rand:



Kapitel 6.1:

Spektrallinien

4.2. Strahlungsprozesse

Thermische Strahlung

von Atomen / Molekülen

Besetzungszahlen der Niveaus folgen aus Boltzmann- und Sahagleichung (s. später)

-> **Linien:**

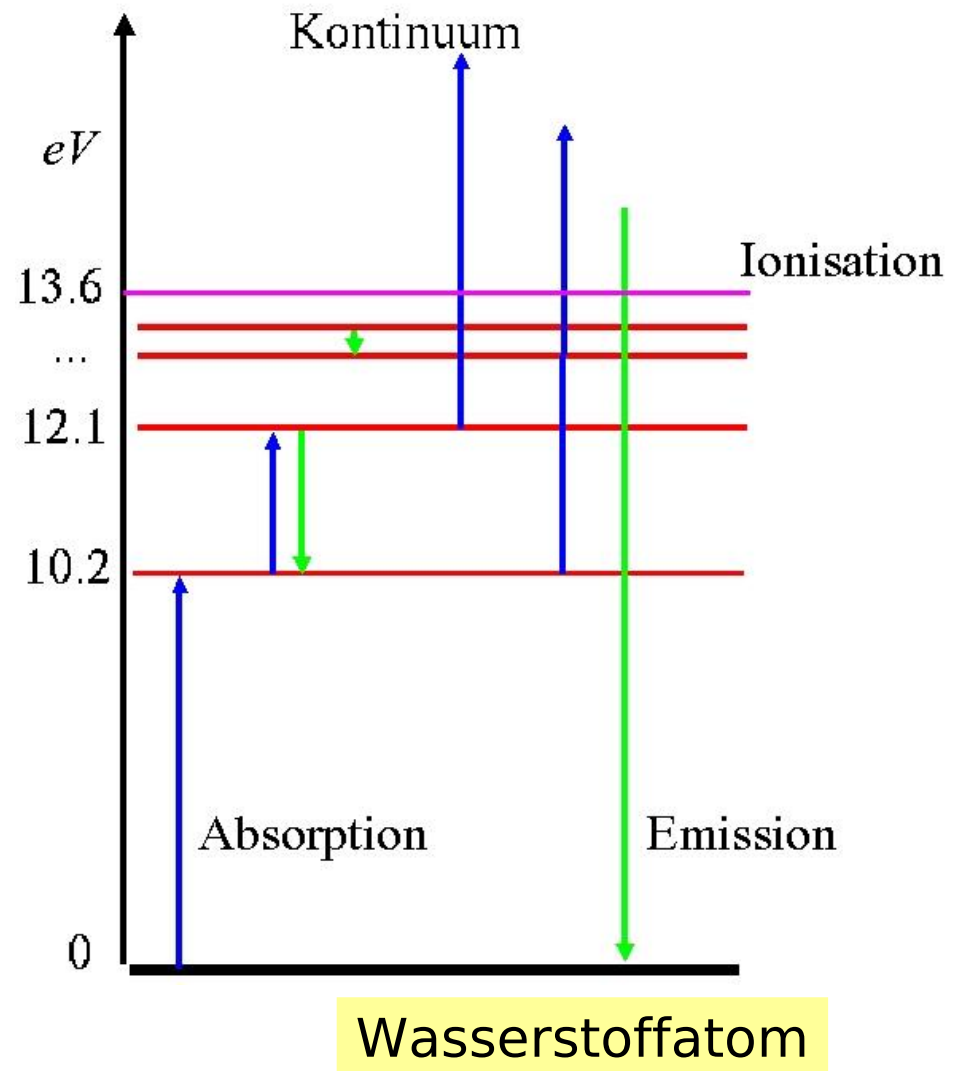
Absorption – Emission

- Anregung - Abregung
- gebunden - gebunden

-> **Kontinuum:**

Ionisation – Rekombination

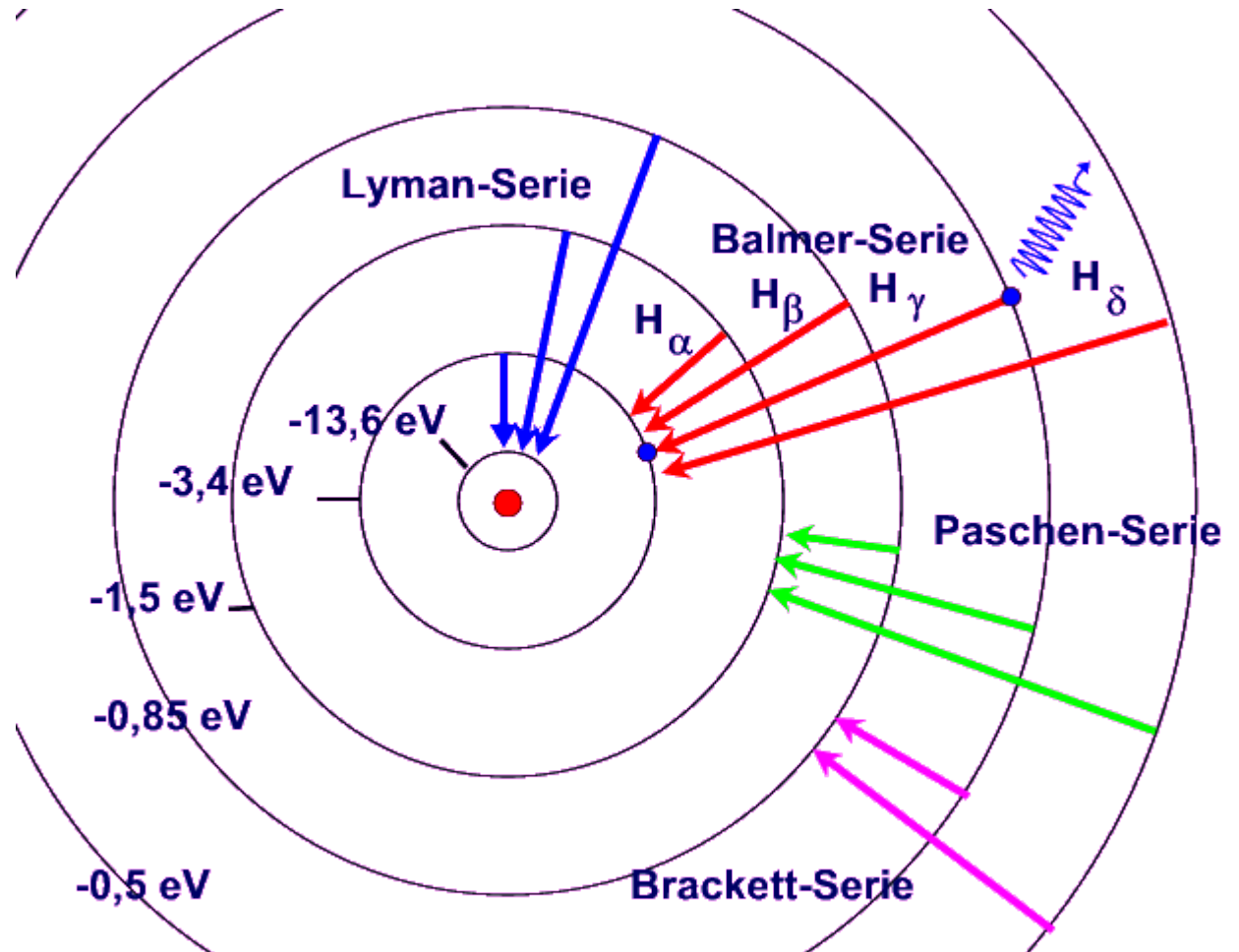
- frei – gebunden:



6.1. Spektrallinien

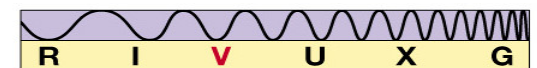
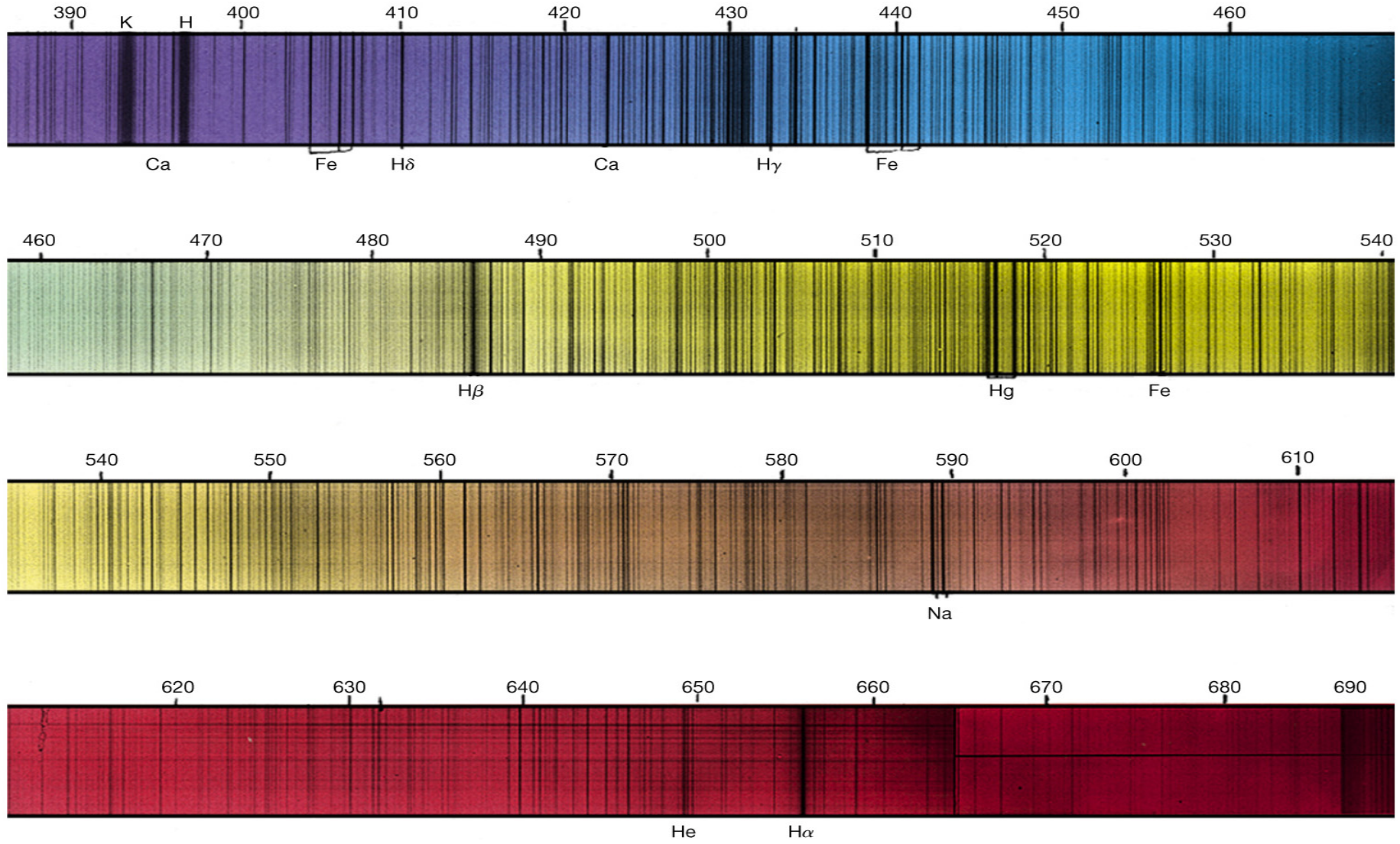
Thermische Strahlung

Linienserien Wasserstoffatom



6.1. Spektrallinien

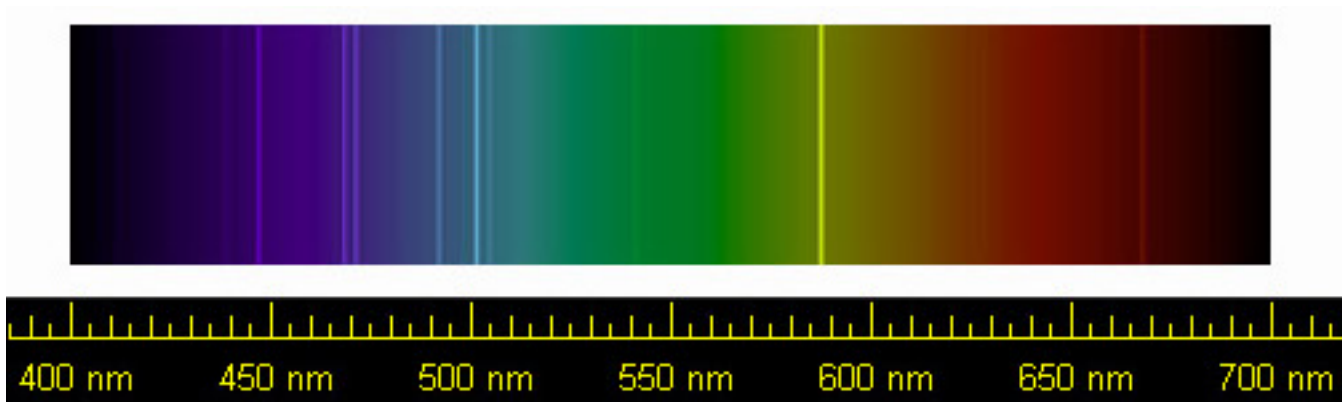
Sonnenspektrum: V-Bereich



6.1. Spektrallinien

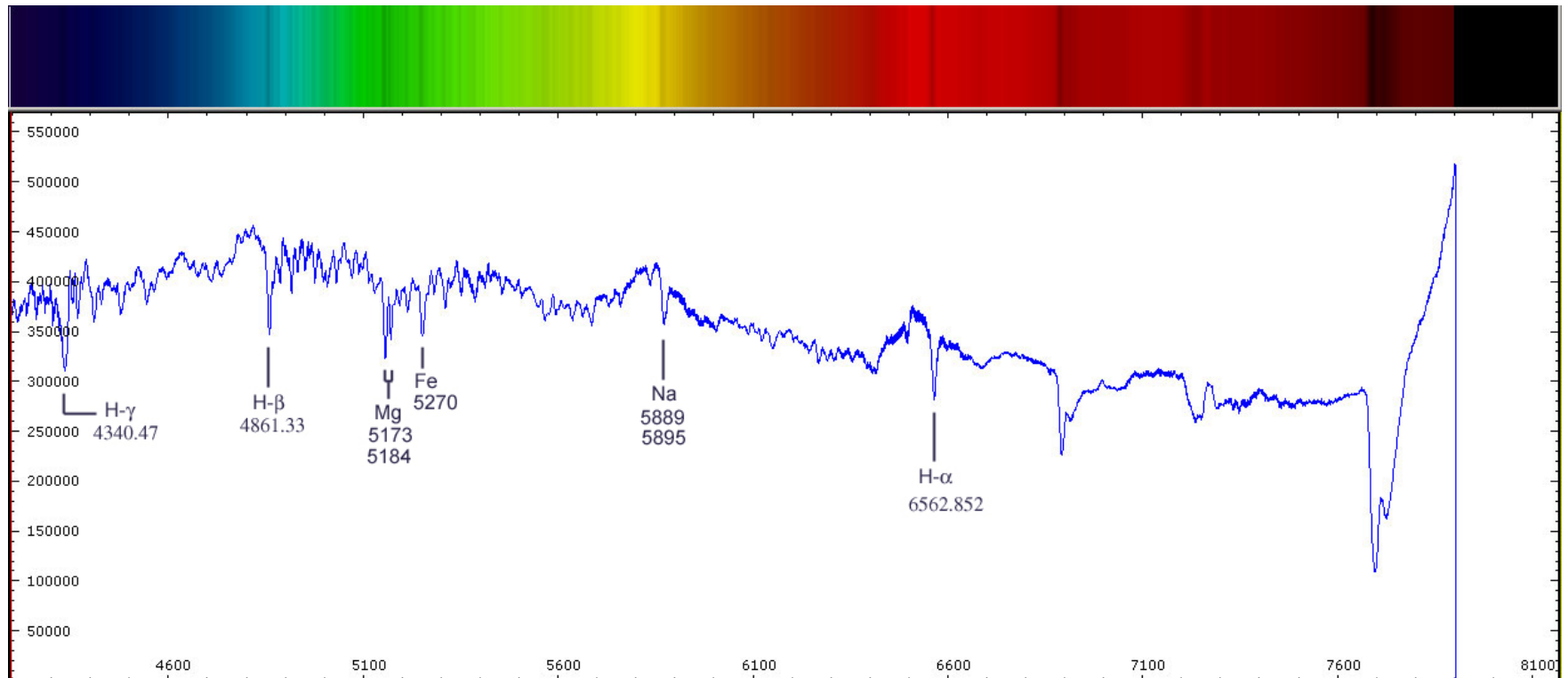
Einschub: Helium im Sonnenspektrum:

- > 1868 von Jules Janssen entdeckt (totale Sonnenfinsternis, Indien) als helle gelbe Linie in der Chromosphäre, $\lambda = 587.49 \text{ nm}$,
- > zunächst als Natriumlinie gedeutet (als D_3 nahe bei D_1 mit $\lambda = 589.59 \text{ nm}$ und D_2 mit $\lambda = 588.99 \text{ nm}$)
- > Ko-Entdeckung von Norman Lockyer
- > “auf der Erde unbekanntes” Element: Helium (1872)
- > Identifiziert 1892 auf der Erde



6.1. Spektrallinien

Sonnenspektrum:

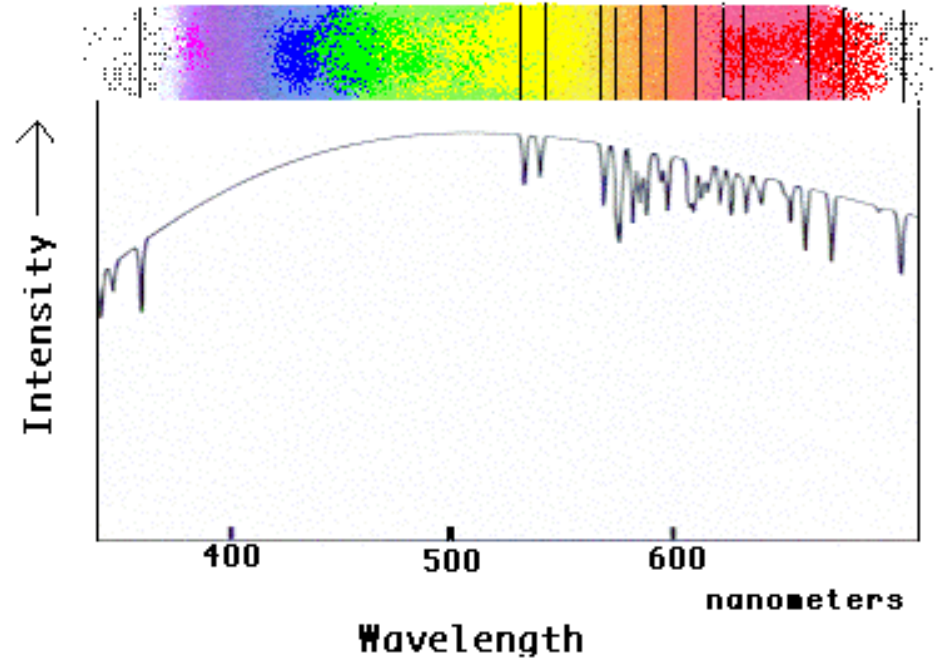


6.1. Spektrallinien

Linienspektrum:

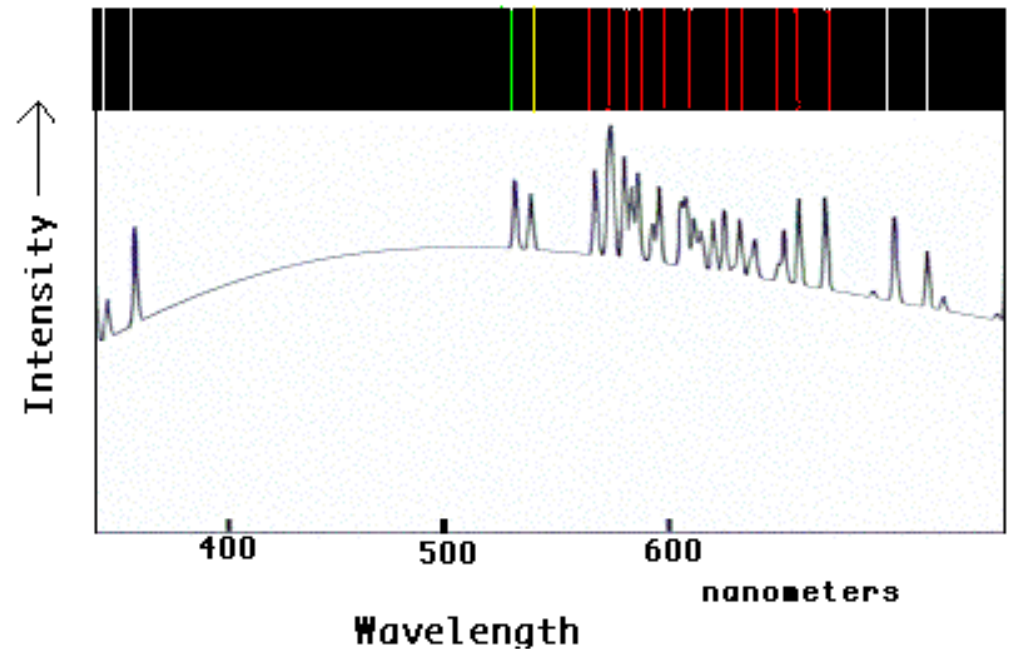
-> Absorption:

-> Linienbreite,
Linientiefe



-> Emission:

-> Linienbreite,
Linientiefe



6.1. Spektrallinien

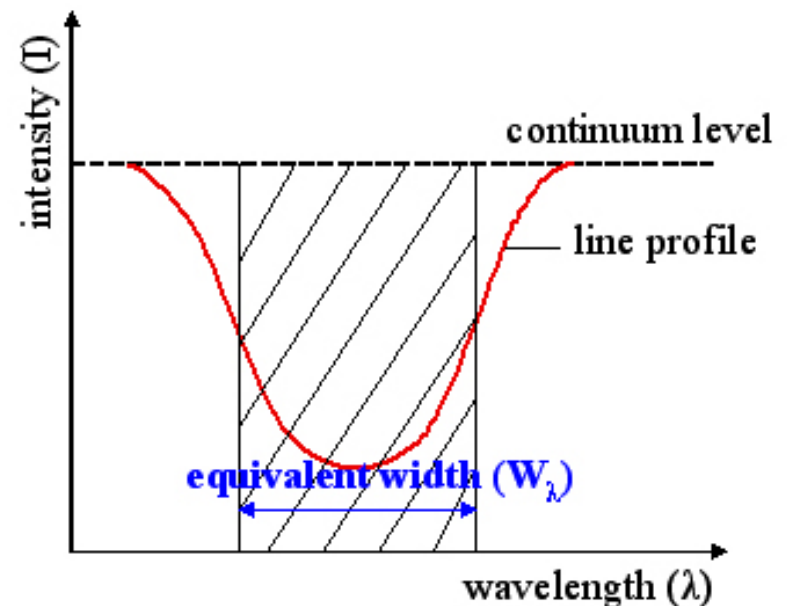
Linienprofil

- > Beobachtet wird gewisse Linienbreite mit **Äquivalenzbreite W** :
- > Breite einer Rechteckfläche, gleich zur Fläche zwischen Linie und Kontinuum = **absorbierte Intensität/Energie**:

$$W \equiv \frac{I_{tot}}{I_{cont}} = \frac{\int (I_{cont} - I(\nu)) d\nu}{I_{cont}}$$

-> Warum keine scharfen Linien ?

- > Natürliche Linienbreite
- > Druck- oder Stoßverbreiterung
- > Doppler-Verbreiterung
(thermisch & Rotation)



6.1. Spektrallinien

Linienprofil - Natürliche Verbreiterung

-> QM-Effekt: Heisenberg--Unschärfe-Relation:

$$\Delta E \simeq \frac{\hbar}{\Delta t}$$

-> Elektron verbleibt gewisse Zeit im angeregten Zustand (Übergangszeit):

-> assoziiert mit Unschärfe im Energiezustand -> **Verbreiterung**

-> QM-Rechnung: **Lorentzprofil:** $f(E) = \frac{\Gamma}{2\pi [(E - E_0)^2 + (\Gamma/2)^2]}$

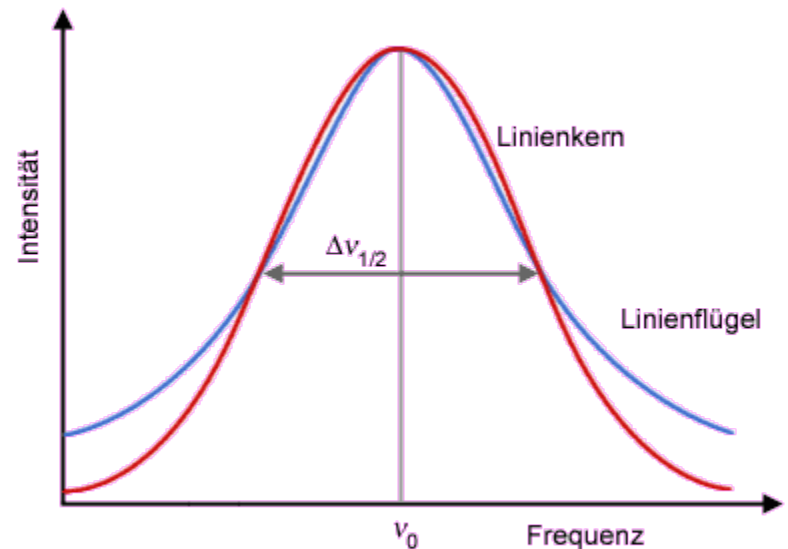
mit **voller Halbwertsbreite**

(“full width at half maximum”, FWHM):

$$\Gamma = \frac{\lambda^2}{\pi c} \frac{1}{\Delta t}$$

Im Vergleich zum **Gaußprofil:**

Linienkern schmaler, Linienflügel breiter



6.1. Spektrallinien

Linienprofil - Druckverbreiterung

- > Wechselwirkung zwischen Atomen stören atomare Energieniveaus:
Z.B. **statistische Überlagerung** der Mikro-Felder (Holtsmarktheorie),
Stoßverbreiterung (*collisional broadening*), individuelle Stöße
-> **Druckverbreiterung** (*pressure broadening*) makroskopische Skala

Komplizierte Berechnung:

- > resultierendes Profil ist auch **Lorentzprofil (Dämpfungsprofil)**
(meist ähnlich stark wie bei natürlicher Verbreiterung,
manchmal aber auch deutlich stärker)
- > Abschätzung der **Druckverbreiterung**:

~ natürliche Verbreiterung

mit Δt als Zeitmaß zwischen **Kollisionen**:

$$\Delta \lambda \simeq \frac{\lambda^2}{\pi c} n \sigma \sqrt{2k_B T / m}$$

Bsp. Sonne: $n = 1.5 \times 10^{23} \text{ m}^{-3}$, $T = 5570 \text{ K}$, $\Delta \lambda =$

Übungsaufgabe

6.1. Spektrallinien

Einschub Dopplereffekt:

1) nicht-relativistische Betrachtungsweise (Krankenwagen):

a) Quelle bewegt sich mit v_Q , Empfänger in Ruhe, Signal mit c :

-> Abstandsverkürzung
der "Wellenberge"

$$\lambda_E = \lambda_Q - \frac{v_Q}{c} ; \quad v_E = \frac{v_Q}{1 - \frac{v_Q}{c}}$$

b) Empfänger bewegt sich mit v_E , Quelle in Ruhe, Signal mit c :

-> Wellenlänge des Signals ist erhalten, wird
aber vom Empfänger verkürzt wahrgenommen:

$$v_E = v_Q \left(1 + \frac{v_E}{c} \right)$$

c) Allgemein:

Geschwindigkeiten relativ zum
Medium (z.B. Luft):

$$v_E = v_Q \left(\frac{c \pm v_E}{c \mp v_Q} \right)$$

6.1. Spektrallinien

Einschub Dopplereffekt:

2) relativistischer Dopplereffekt:

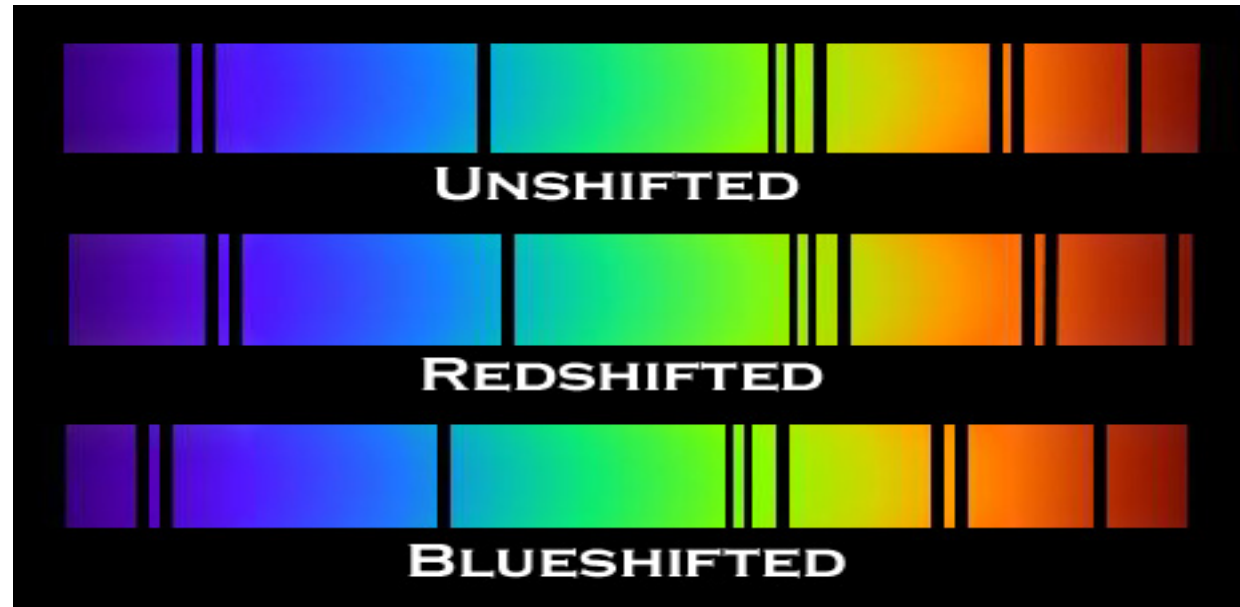
Licht im **Vakuum**, kein ruhendes Medium,

Relativgeschwindigkeit v zwischen Empfänger E und Quelle Q,

Linienverschiebung z

$$\lambda_E = \lambda_Q \sqrt{\frac{1 + \frac{v}{c}}{1 - \frac{v}{c}}},$$

$$z = \frac{\lambda_E - \lambda_Q}{\lambda_Q} \equiv \frac{\Delta \lambda}{\lambda_Q}$$



6.1. Spektrallinien

Turbulente Gasströmungen

-> Dopplerverbreiterung der Linien

Mit "Maxwell-Boltzmann" Geschwindigkeitsverteilung:

-> "Dopplerprofil":

$$D(\Delta\nu) = \frac{1}{\sqrt{\pi} \Delta\nu_D} \exp\left[-\left(\frac{\Delta\nu}{\Delta\nu_D}\right)^2\right]$$

mit Dopplerbreite $\Delta\nu_D$, $\Delta\lambda_D$ mit $\frac{\Delta\nu_D}{\nu_0} = \frac{\Delta\lambda_D}{\lambda_0} = \frac{v_0}{c}$,

definiert durch wahrscheinlichste Geschwindigkeit $v_0 = (2k_B T/m)^{1/2}$

(m = Masse des absorbierenden Atoms; ν_0 oder λ_0 = Linienmitte)

-> Beispiel Sonne: FeI-Linie bei $\lambda = 386$ nm, $T = 5700$ K, $v_0 = 1.3$ km/s,

-> $\Delta\lambda = 1.7 \times 10^{-3}$ nm

6.1. Spektrallinien

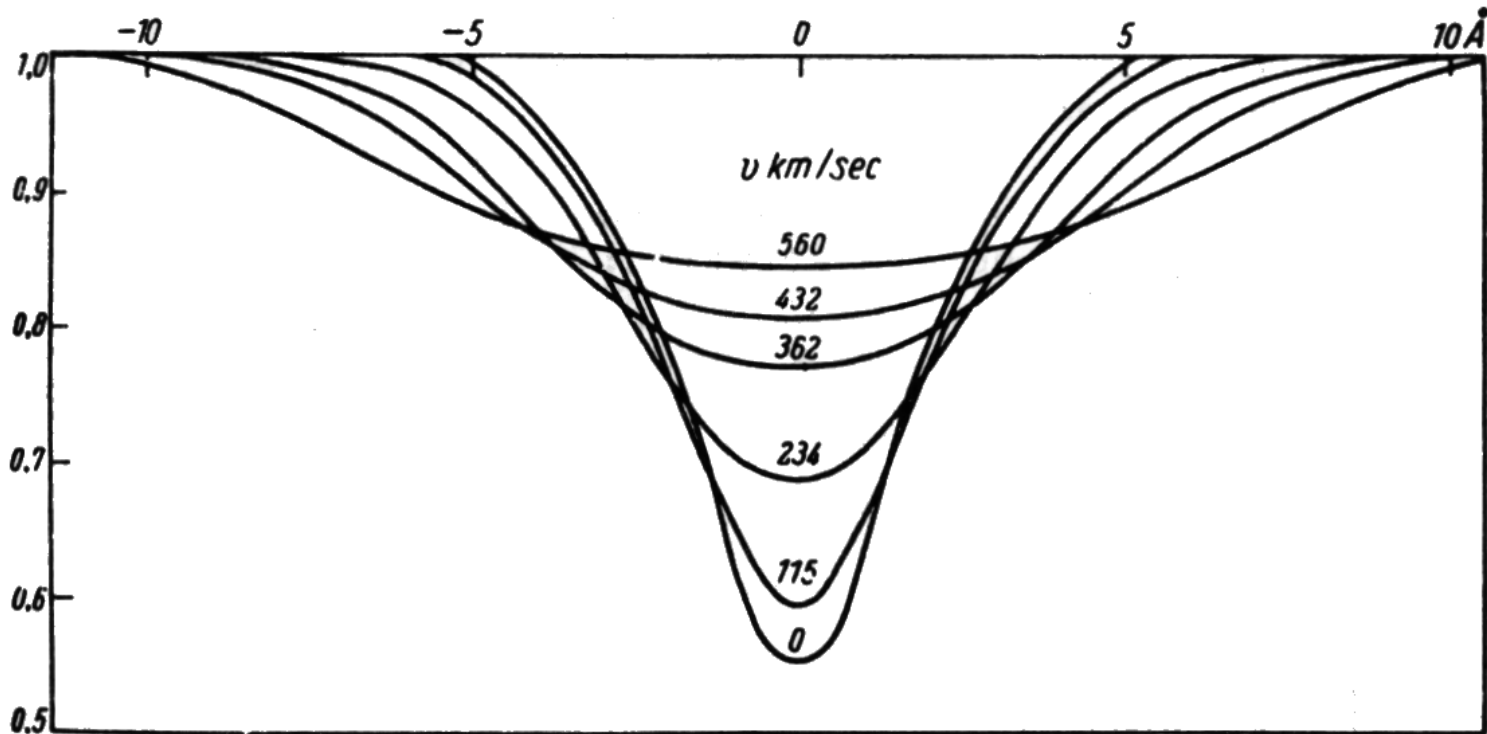
Rotation der Sterne -> Dopplerverbreiterung der Linien

“Break-up”-Rotation:

Zentrifugal- = Gravitationskraft:

$$v_{rot, max} = 440 \left(\frac{M}{M_o} \right)^{1/2} \left(\frac{R}{R_o} \right)^{-1/2} \text{ km/s}$$

-> Beispiel: berechnetes Linienprofil für äquatoriale Rotationsgeschwindigkeiten: HeI 4026 A Linie des Sterns ι Her (Problem: Inklination der Rotationsachse unbekannt)



6.1. Spektrallinien

Kombination der Verbreiterungsmechanismen:

-> Faltung von Dopplerprofil und Lorentz (Dämpfungs)-Profil
zum **Voigt-Profil**:

$$\phi(\Delta\nu) = \int_{-\infty}^{+\infty} L(\Delta\nu - \Delta\nu') D(\Delta\nu') d(\Delta\nu')$$

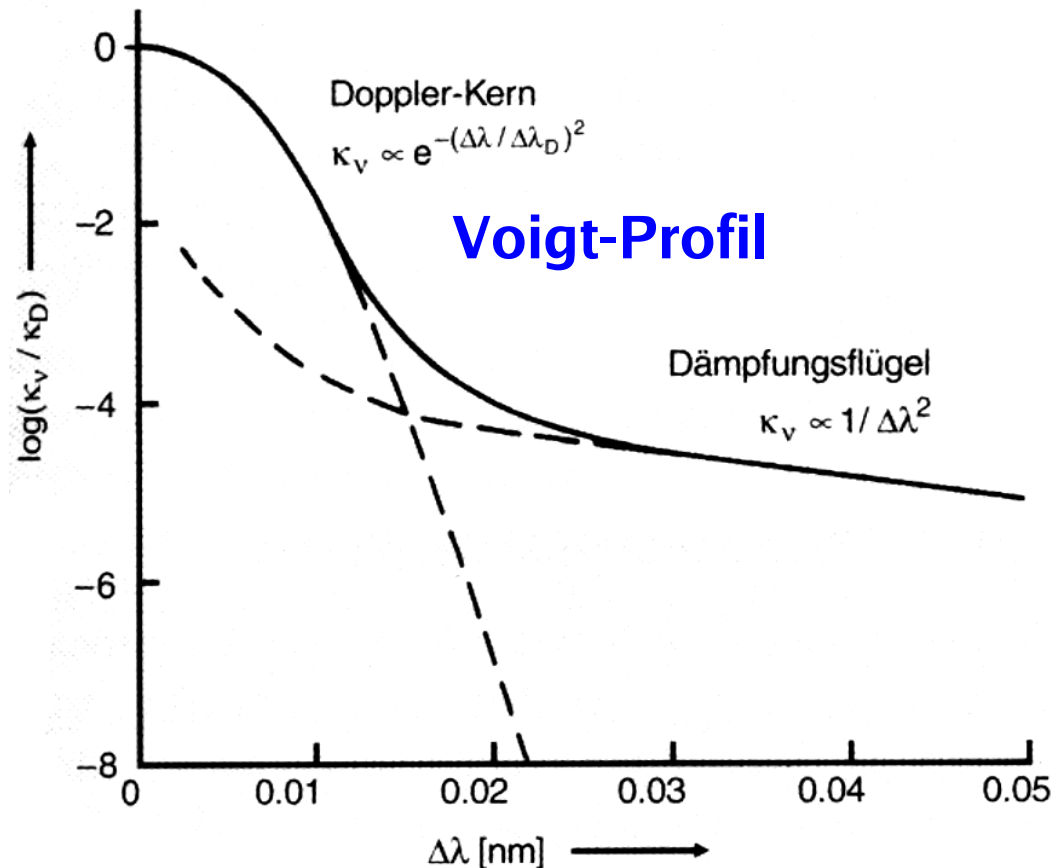
-> zwei Komponenten:

Kern:

- Dopplerverbreiterung:
fällt nach außen
exponentiell ab

Flügel:

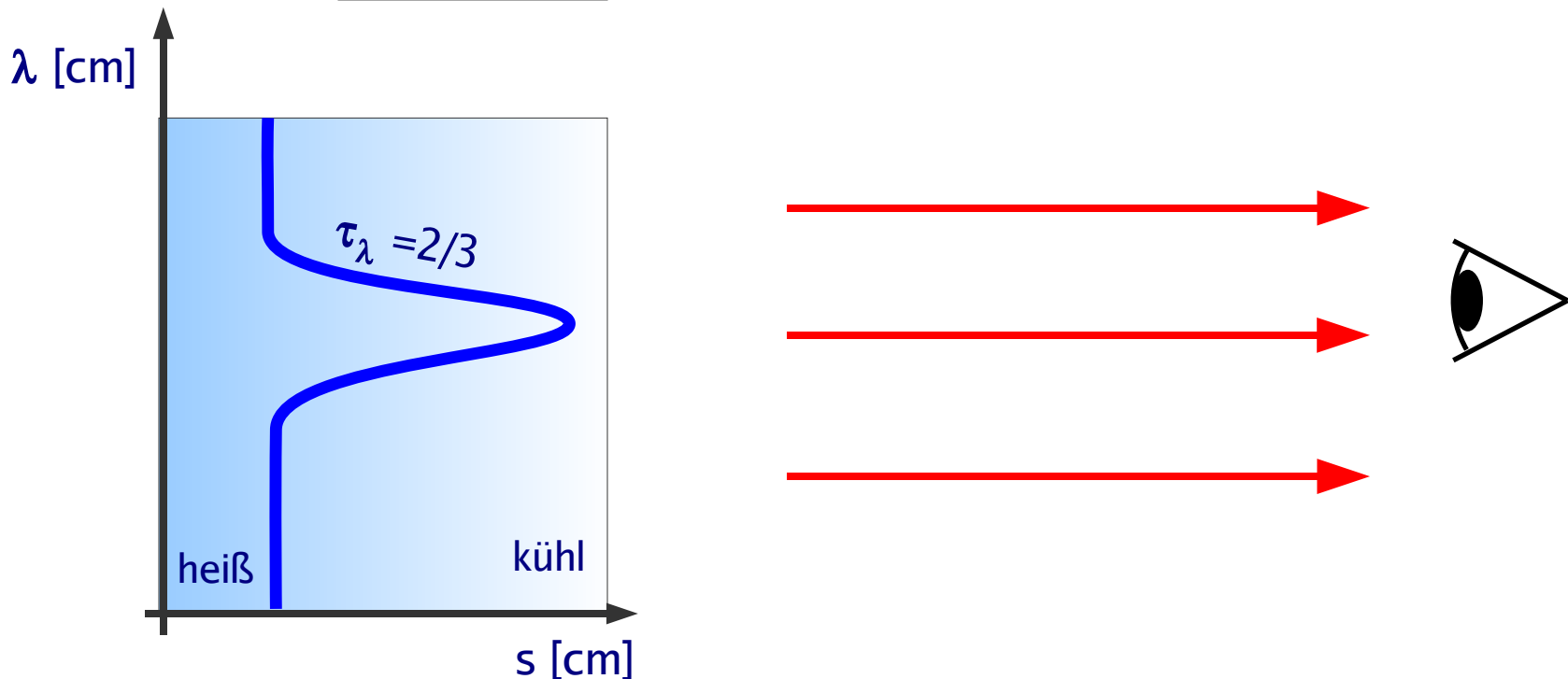
- Lorentzprofil,
Dämpfungsverbreiterung:
fällt nach außen $\sim(\Delta\lambda)^{-2}$ ab
(- Starkeffekt $\sim(\Delta\lambda)^{-5/2}$)



6.1. Spektrallinien

Linienstrahlung und Kirchhoff-Gesetz

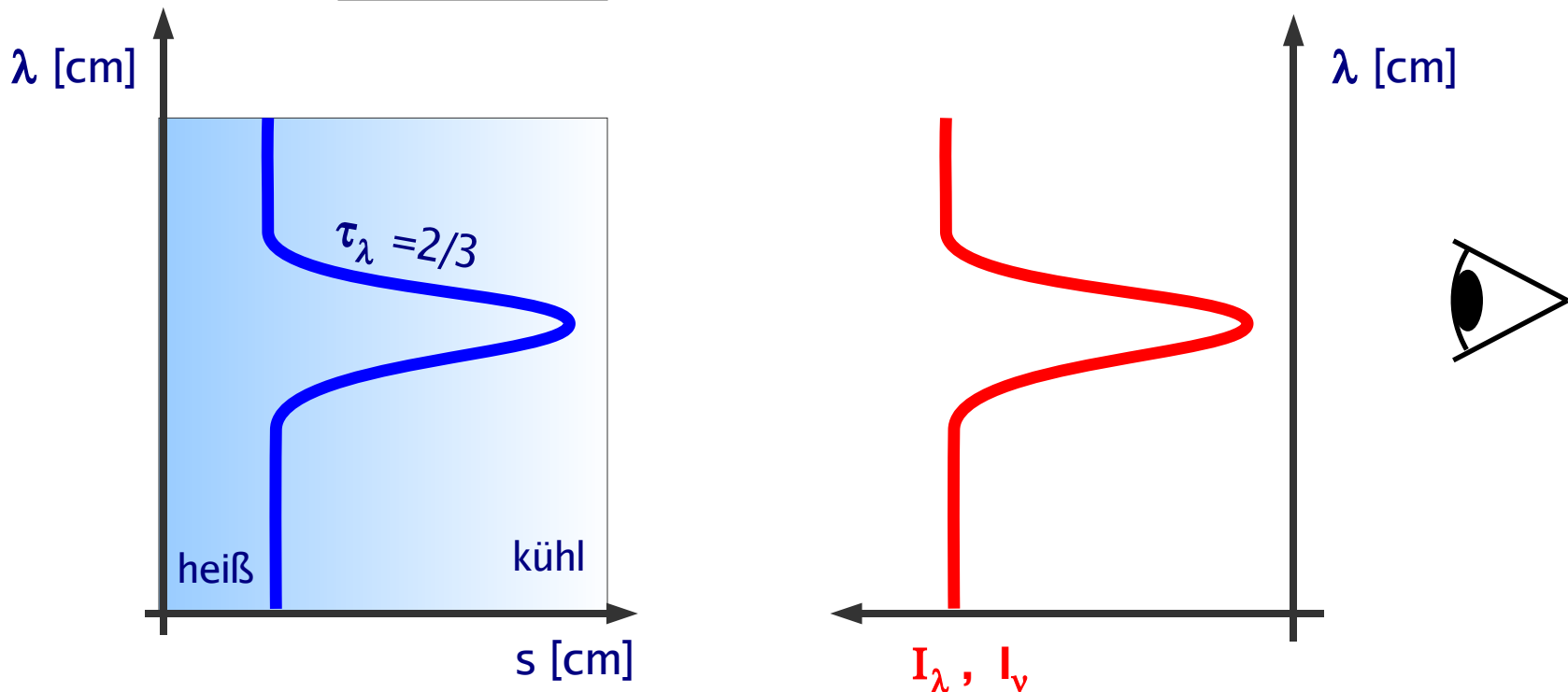
- > **Temperaturschichtng** der Sternatmosphäre
- > Abhängigkeit der Absorption von der Frequenz -> optische Tiefe τ_ν
- > beobachtete Photonen kommen aus **optischer Tiefe $\tau_\nu \sim 2/3$**
 - > sichtbare Photonen aus höheren, kühleren Schichten im Stern
 - > wegen $L \propto T^4$ -> kleinere Leuchtkraft -> **Absorptionslinie**



6.1. Spektrallinien

Linienstrahlung und Kirchhoff-Gesetz

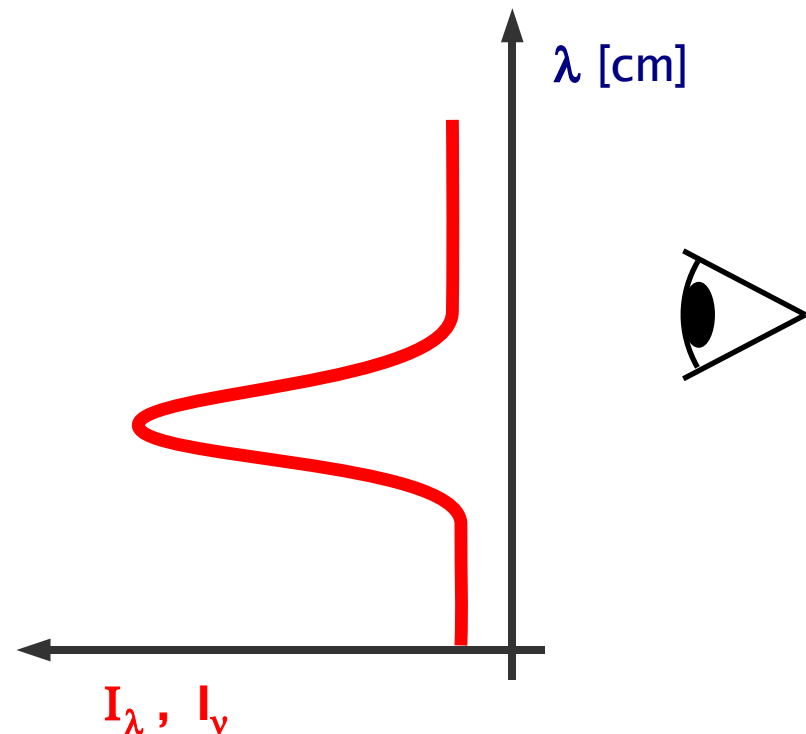
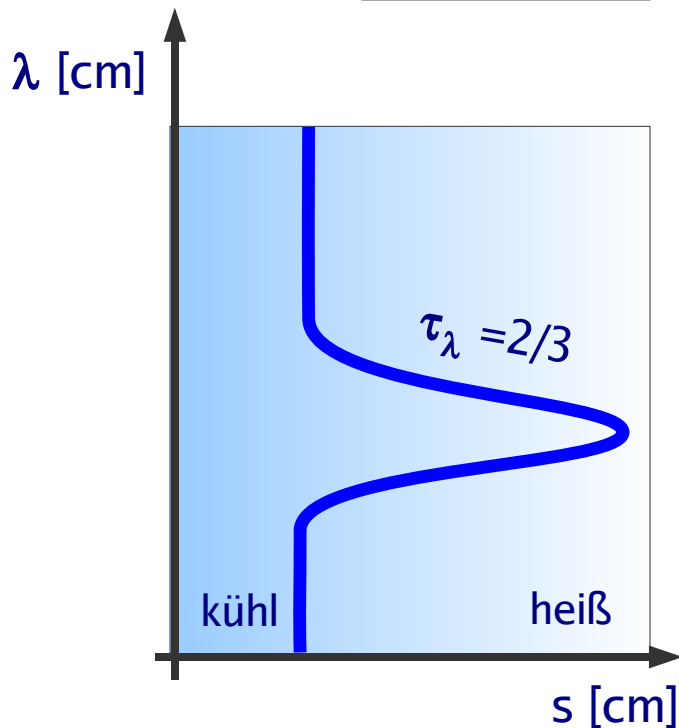
- > **Temperaturschichtng** der Sternatmosphäre
- > Abhängigkeit der Absorption von der Frequenz -> optische Tiefe τ_ν
- > beobachtete Photonen kommen aus **optischer Tiefe $\tau_\nu \sim 2/3$**
 - > sichtbare Photonen aus höheren, kühleren Schichten im Stern
 - > wegen $L \propto T^4$ -> kleinere Leuchtkraft -> **Absorptionslinie**



6.1. Spektrallinien

Linienstrahlung und Kirchhoff-Gesetz

- > **Temperaturschichtng** der Sternatmosphäre
- > Abhängigkeit der Absorption von der Frequenz -> optische Tiefe τ_ν
- > beobachtete Photonen kommen aus **optischer Tiefe $\tau_\nu \sim 2/3$**
 - > sichtbare Photonen aus höheren, heißeren Schichten im Stern
 - > wegen $L \propto T^4$ -> höhere Leuchtkraft -> **Emissionslinie**



6.1. Spektrallinien

Linienstrahlung und Kirchhoff-Gesetz

Emissionslinien: Falls Temperatur nach außen wächst

-> Wie ist das möglich? -> Heizung der hohen Schichten von unten

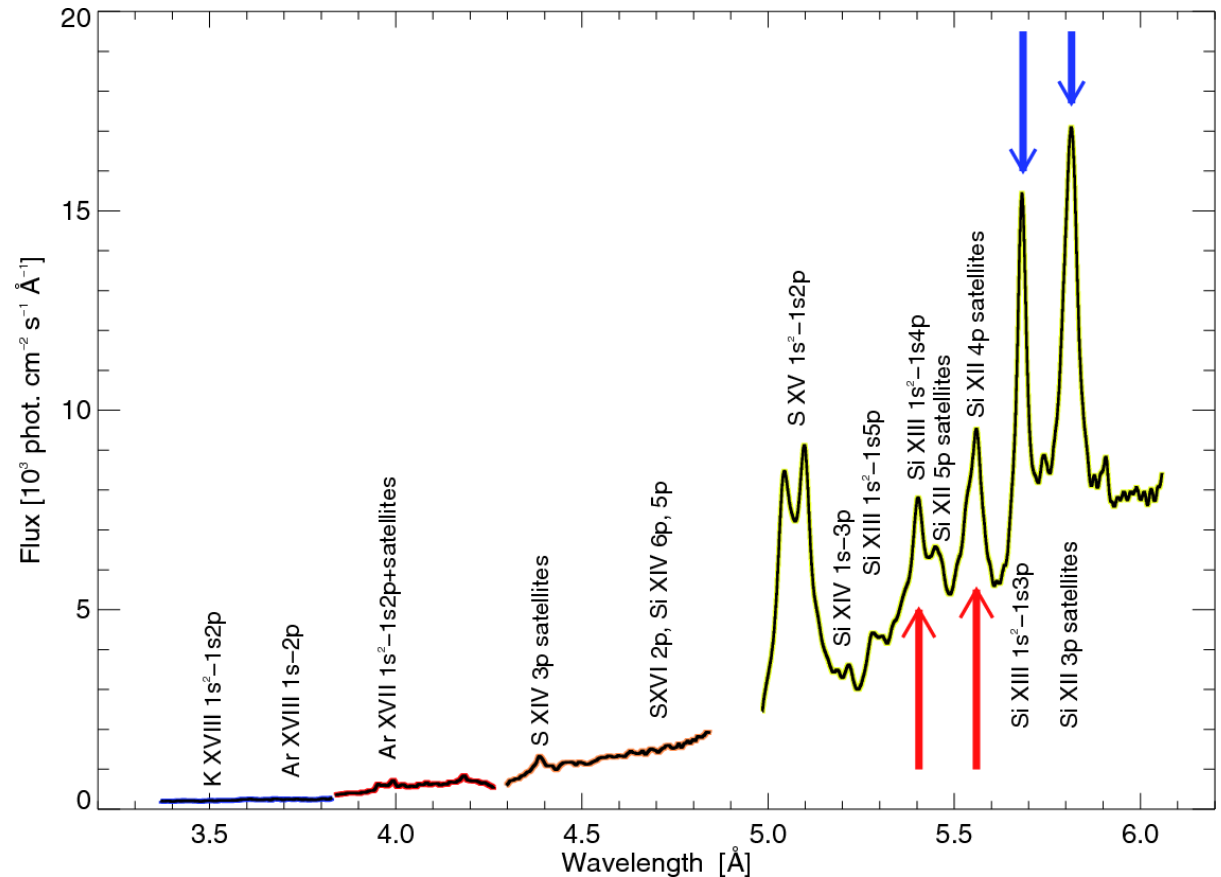
Beispiel:

Korona der Sonne:

Emissionslinien

zB. Röntgenbereich

-> es muß eine heiße, sehr dünne Gasschicht oberhalb der Sonne geben

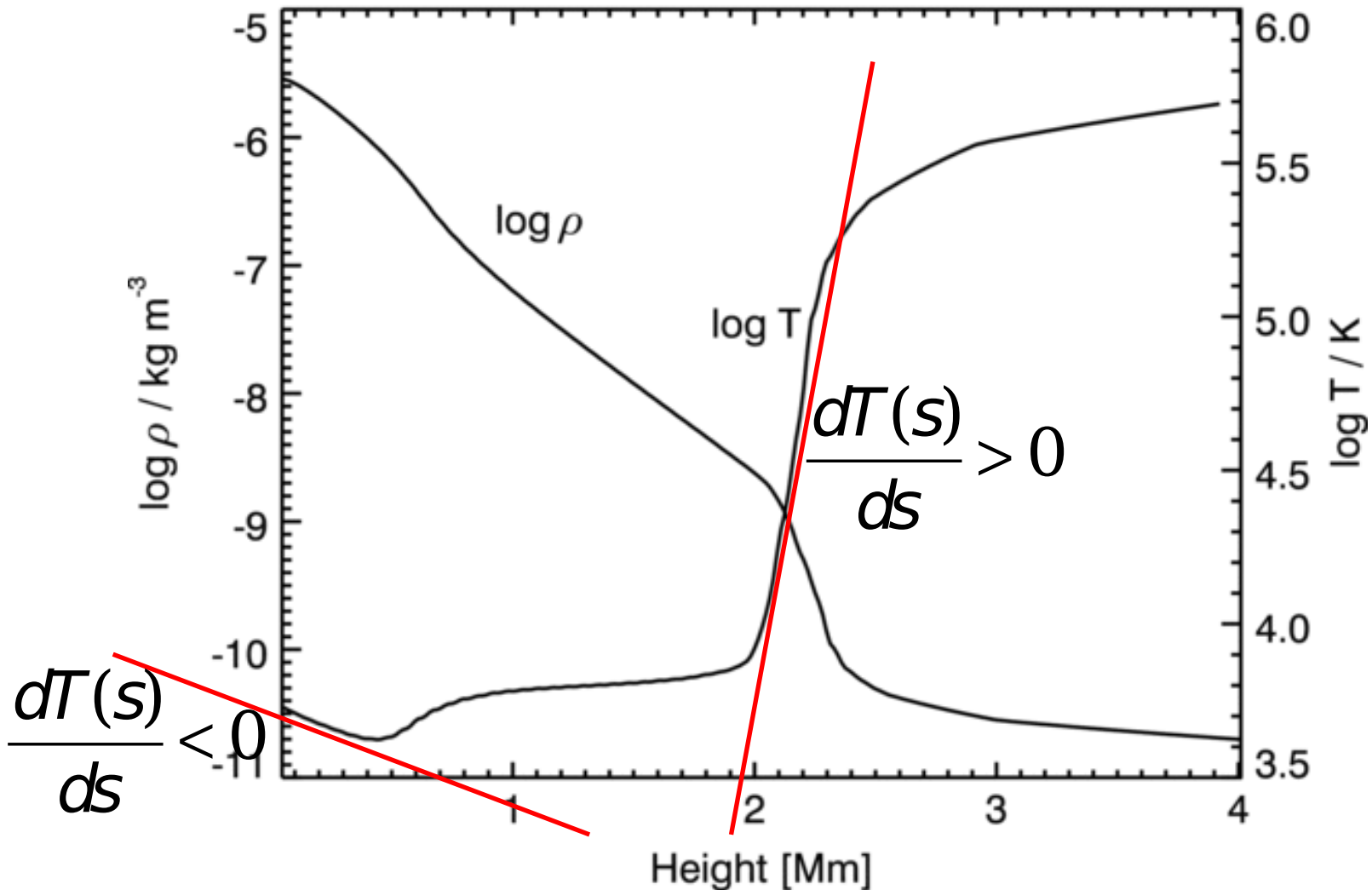


Röntgen-Spektrum der Sonne von CORONAS-F
Sylwester, Sylwester & Phillips (2010)

6.1. Spektrallinien

Linienstrahlung und Kirchhoff-Gesetz

Beispiel Sonnenkorona: Modellierung

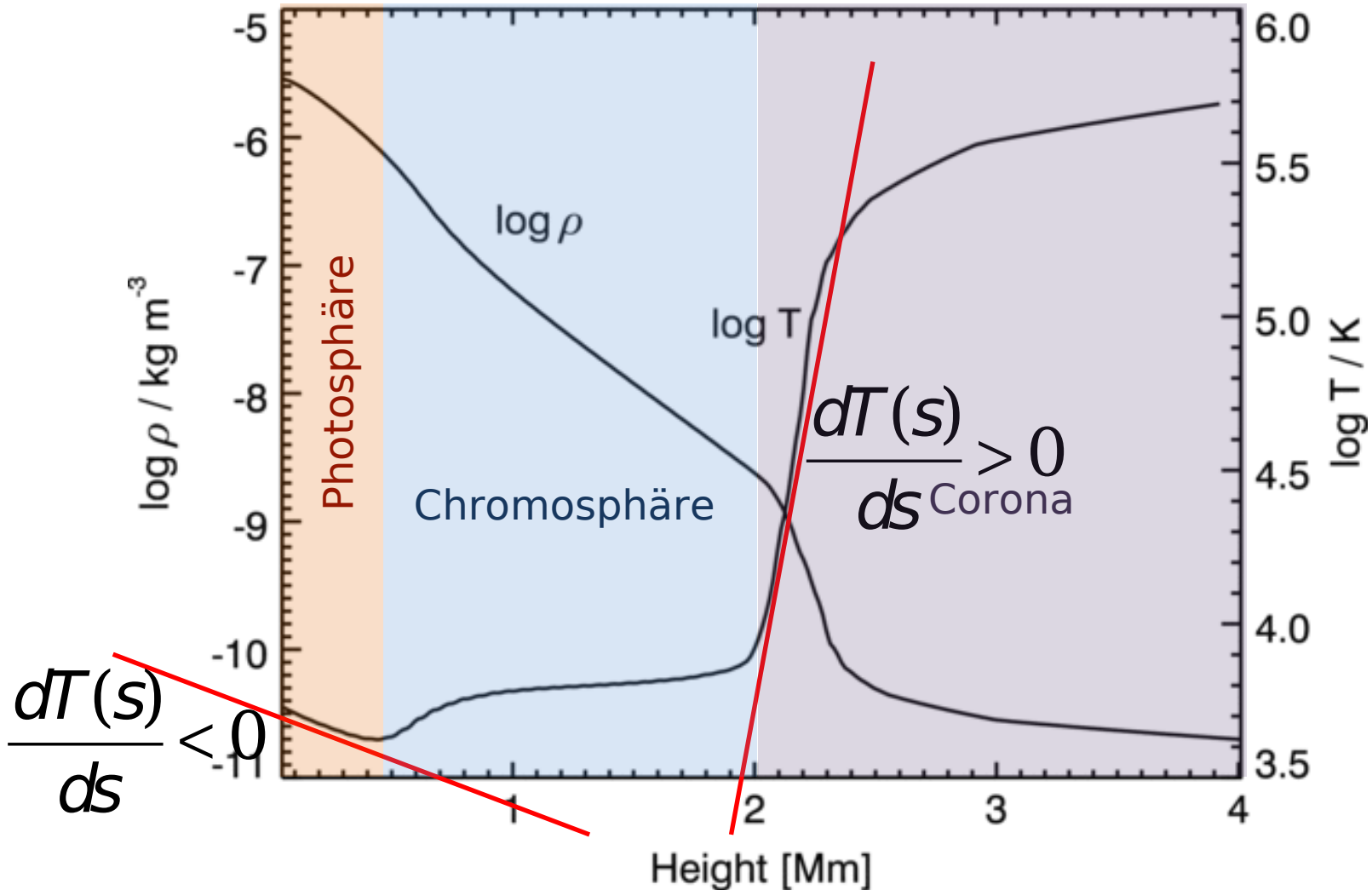


Model by Fedun, Shelyag, Erdelyi (2011)

6.1. Spektrallinien

Linienstrahlung und Kirchhoff-Gesetz

Beispiel Sonnenkorona: Modellierung

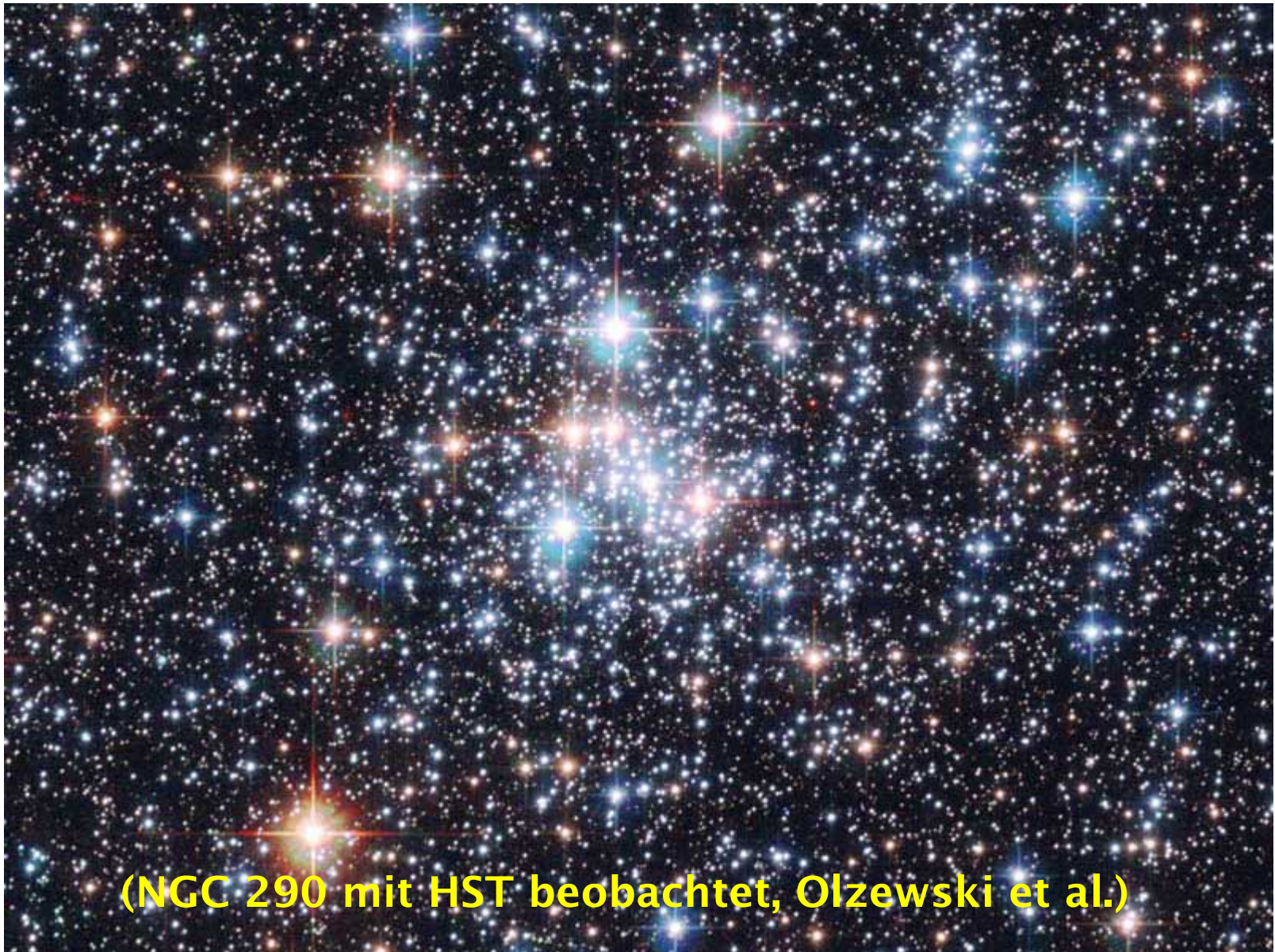


Model by Fedun, Shelyag, Erdelyi (2011)

Kapitel 6.2:

Sternklassifikation

6.2. Sternklassifikation



(NGC 290 mit HST beobachtet, Olzewski et al.)

6.2. Sternklassifikation

Leuchtkraft des Sterns (Definition):

$$L = 4 \pi R^2 F$$

-> F ist ausgestrahlte Energie pro Fläche

Für Schwarzkörper: Stefan-Boltzmann-Gesetz:

$$F = \sigma_{SB} T^4 \quad \sigma_{SB} = 5.67 \times 10^{-5} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ K}^{-4}$$

Aber: Sterne sind keine schwarzen Körper!!

-> Definition einer

“Effektivtemperatur”:

$$T_{eff} = \left(\frac{L}{\sigma_{SB} 4 \pi R^2} \right)^{1/4}$$

Effektivtemperatur keine echte Temperatur, sondern quantifiziert Energieausstrahlung / Fläche

Dennoch: T_{eff} ist typische Temperatur der Sternatmosphäre

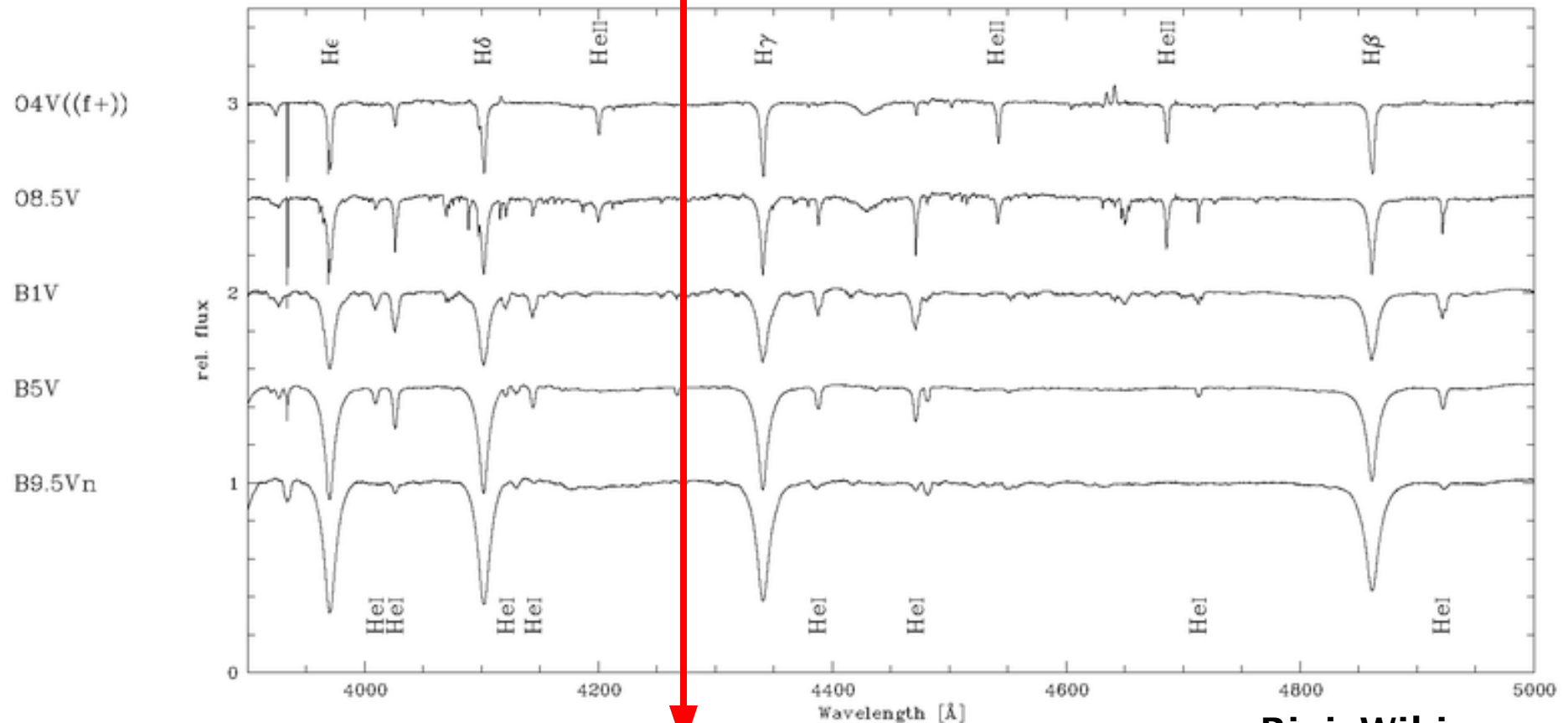
-> T_{eff} ist der wichtigste Sternparameter, der aus der Analyse des Sternlichts gewonnen werden kann ...

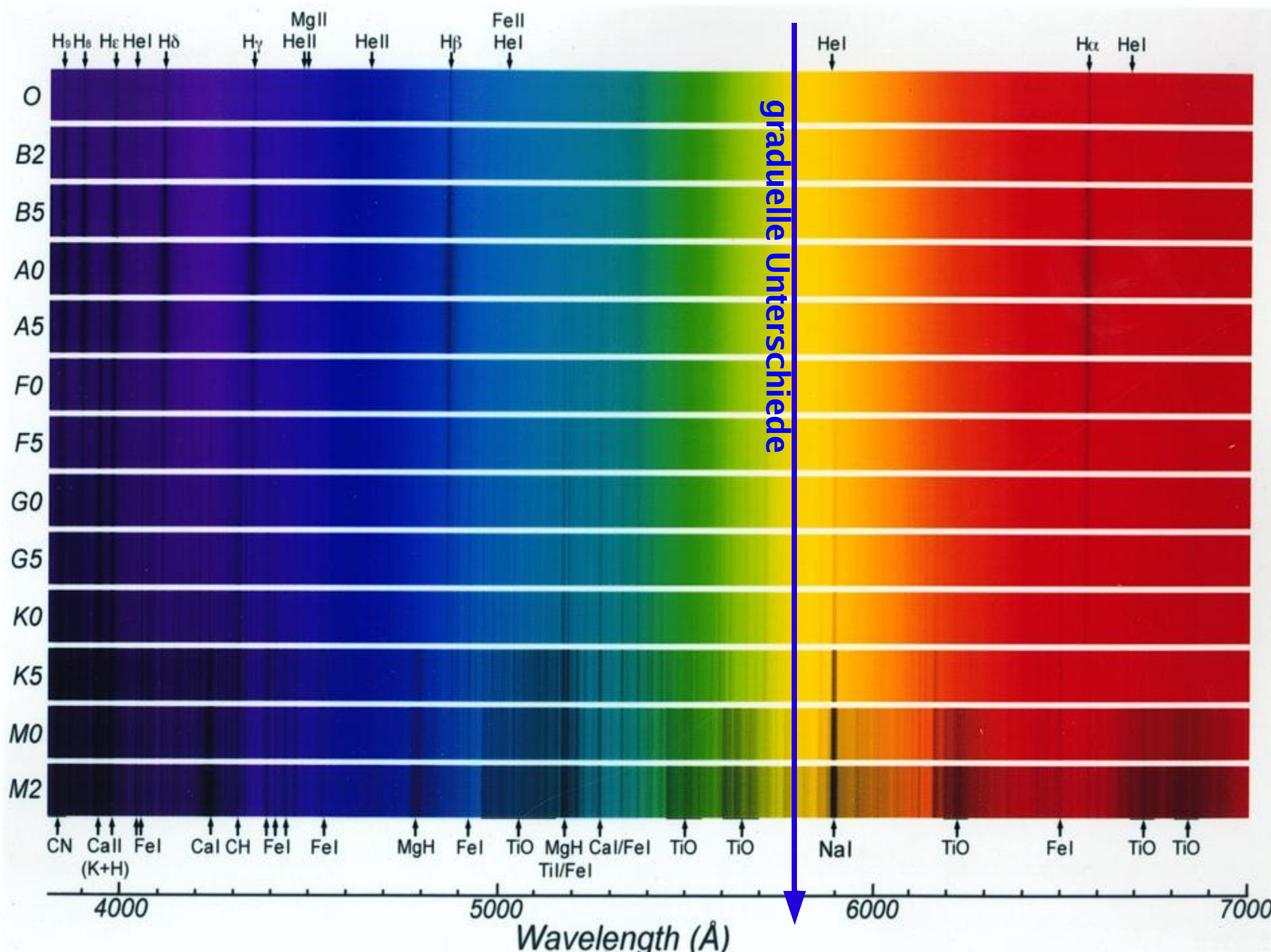
6.2. Sternklassifikation

Sterne haben verschiedene spektrale Verteilungen,
Linien, und Linienprofile

-> Sterne haben verschiedene Temperatur / **Effektivtemperatur**

graduelle Unterschiede





6.1. Spektrallinien

Einschub Nomenklatur:

1) Balmer-Serie Wasserstoffatom: $H\alpha$, $H\beta$, $H\gamma$

2) Ionisationsstufen:

I (neutral), II (einfach ionisiert), III (zweifach ionisiert)

HI , HII , HeI , $HeII$, CIV ,, FeI , $FeII$, $FeIII$,, $FeXXV$, ...

3) “Verbotene” Linien:

$[S]$, $[OIII]$, ...

sehr geringe Übergangswahrscheinlichkeit,

Stoßabregung in sehr dünnen Gasen:

-> Abregungszeit > Besetzungszeit

6.2. Sternklassifikation

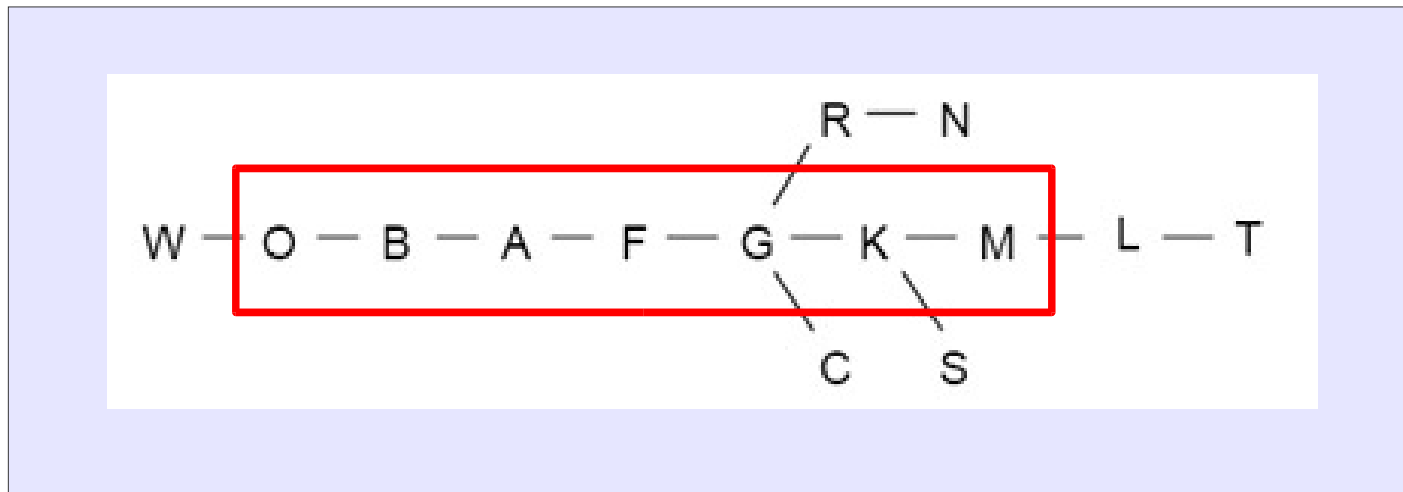
Spektral-Klassifikation

nach Edward **Pickering** (1846-1919), Wilhelmina **Fleming** (1857-1911)
& Annie **Cannon** (1863-1941)

-> **Harvard-Klassifikation von Sternspektren:**

ein-dimensionale Sequenz von Spektren,
korreliert mit Sternfarbe, Farb-Index, also **Temperatur**

Basis des **Henry-Draper Catalog** (1880-1925):
Untersuchung von 225.000 Sternen



6.2. Sternklassifikation

Spektral-Klassifikation

-> ein-dimensionale Sequenz von Spektren,
korreliert mit Sternfarbe, Farb-Index, also **Temperatur:**

SpTyp - Beschreibung

- O** - Linien hoch ionisierter Atome wie He II, Si IV, N III dominieren das Spektrum. Wasserstoff tritt kaum in Erscheinung
- B** - He II fehlt, dafür Wasserstofflinien, Si III und O II stark
- A** - Starke Wasserstofflinien, sowie Si II stark, daneben noch schwache Linien von Fe II, Ti II, Ca II
- F** - Wasserstoff schwächer als beim A-Stern, starke Ca II Linien, Linien von weiteren ionisierten Metallen wie Fe II, Ti II im Maximum
- G** - Ca II stark, Linien neutraler Metalle treten auf
- K** - Wasserstoff relativ schwach, starke Linien neutraler Metalle, erste Molekülbanden
- M0** - Linien von neutralen Atomen, z.B. Ca aber auch Molekülbanden z.B. von TiO
- M5** - Kalzium-Linien sind stark und TiO Banden
- C** - Im Spektrum CN-, CH-, C₂ hingegen fehlt TiO. Auch neutrale Metalle
- S** - Zeigen ZrO-, YO-, LaO- Absorption in ihren Spektren

6.2. Sternklassifikation

Spektral-Klassifikation

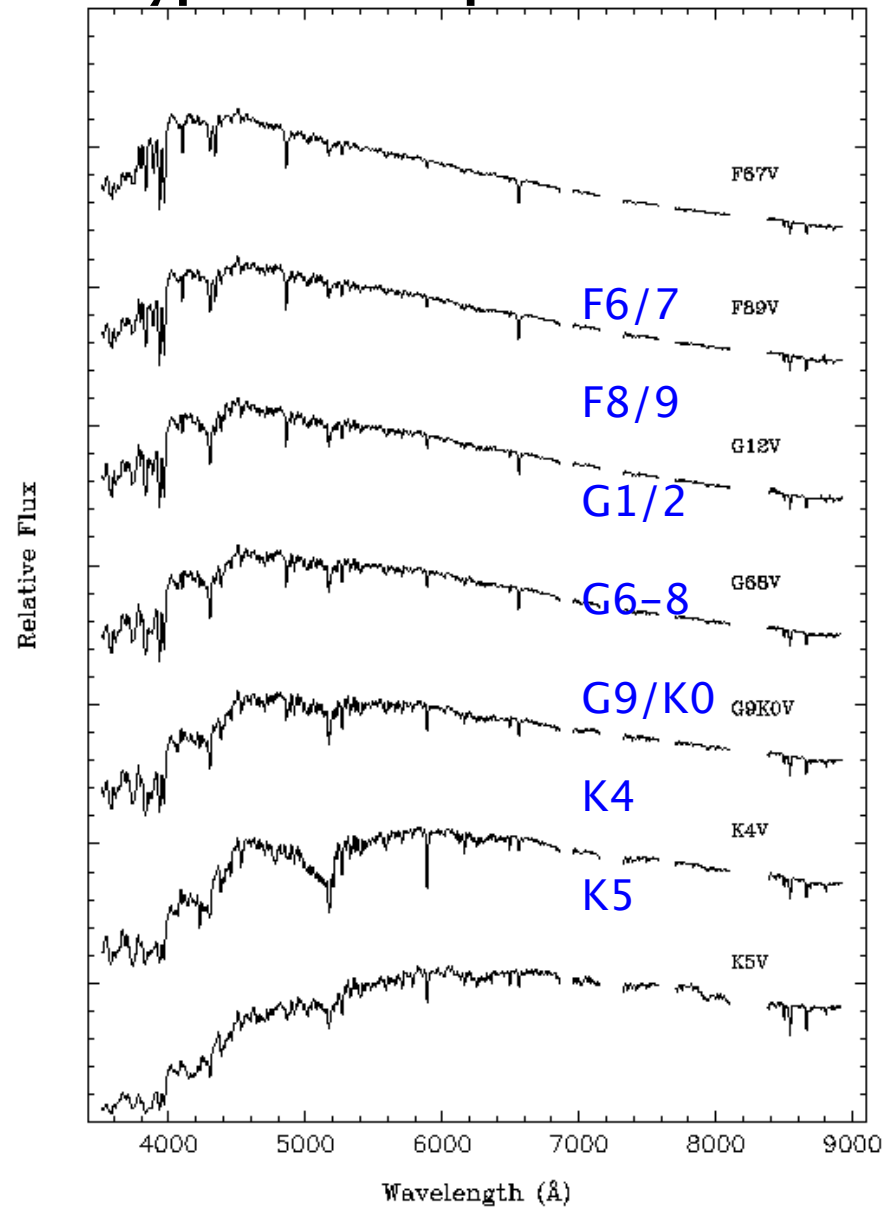
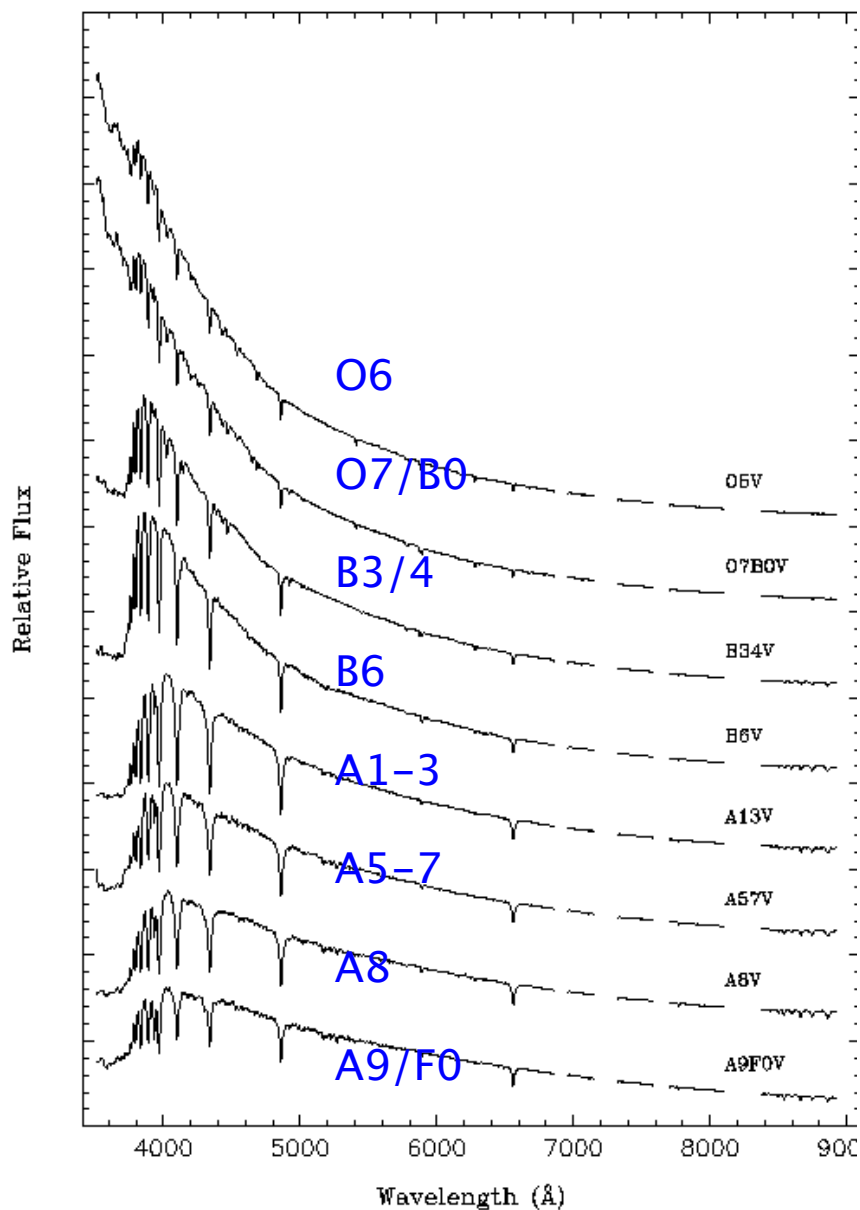
-> Spektraltyp SpT, absolute visuelle Magnitude, Farbindex, Effektiv-Temperatur, Farb-Temperatur, Bolometrische Korrektur, bolometrische Magnitude typischer Sterne

SpT	M_V	B-V	U-B	T_{eff}	T_c	B.C.	M_{Bol}
O5	-6	-0.45	-1.2	35 000	70 000	4.6	-10.6
B0	-3.7	-0.31	-1.07	21 000	38 000	3.0	-6.7
B5	-0.9	-0.17	-0.56	13 500	23 000	1.6	-2.5
A0	+0.7	0.00	0.00	9 700	15 400	0.68	0.0
A5	+2.0	+0.16	+0.09	8 100	11 100	0.30	+1.7
F0	+2.8	+0.30	+0.02	7 200	9 000	0.10	+2.7
F5	+3.8	+0.45	-0.01	6 500	7 600	0.00	+3.8
G0	+4.6	+0.57	+0.04	6 000	6 700	0.03	+4.6
G5	+5.2	+0.70	+0.20	5 400	6 000	0.10	+5.1
K0	+6.0	+0.84	+0.46	4 700	5 400	0.20	+5.8
K5	+7.4	+1.11	+1.06	4 000	4 500	0.58	+6.8
M0	+8.9	+1.39	+1.24	3 300	3 800	1.20	+7.6
M5	+12.0	+1.61	+1.19	2 600	3 000	2.1	+9.8

(Aus: Scheffler/Elsässer Physik der Sterne und der Sonne)

6.2. Sternklassifikation

Variation der Linienstärke mit Spektral-Typ bzw. Temperatur



6.2. Sternklassifikation

Variation der Linienstärke mit Spektral-Typ bzw. Temperatur

-> Linienstärke hängt ab von Elementhäufigkeit und Temperatur:

Temperatur -> bestimmt Vorhandensein bestimmter Ionen:

hohe Temperatur -> hoch ionisierte Ionen

Bsp: O- und B-Sterne: kaum neutraler Wasserstoff

O- und B-Sterne: ionisiertes Helium (nicht in kühleren Sternen)

-> **Ionisation**: Absorption des Photons übersteigt Ionisationsenergie:

-> Zusätzliche Energie -> kinetische Energie des Elektrons

Bsp: Wasserstoff: Ionisationsenergie

= 13.6 eV für Elektronen im Grundzustand

= 13.6 eV - 10.2 eV = 3.4 eV vom ersten angeregten Zustand

-> Ionisationsenergie steigt mit Ionisationsgrad

-> **Rekombination**: Einfang freier Elektronen, Emission von Photonen

-> **Erklärung für die Abschwächung der Wasserstoff-Balmerlinien bei hohen Temperaturen**

6.2. Sternklassifikation

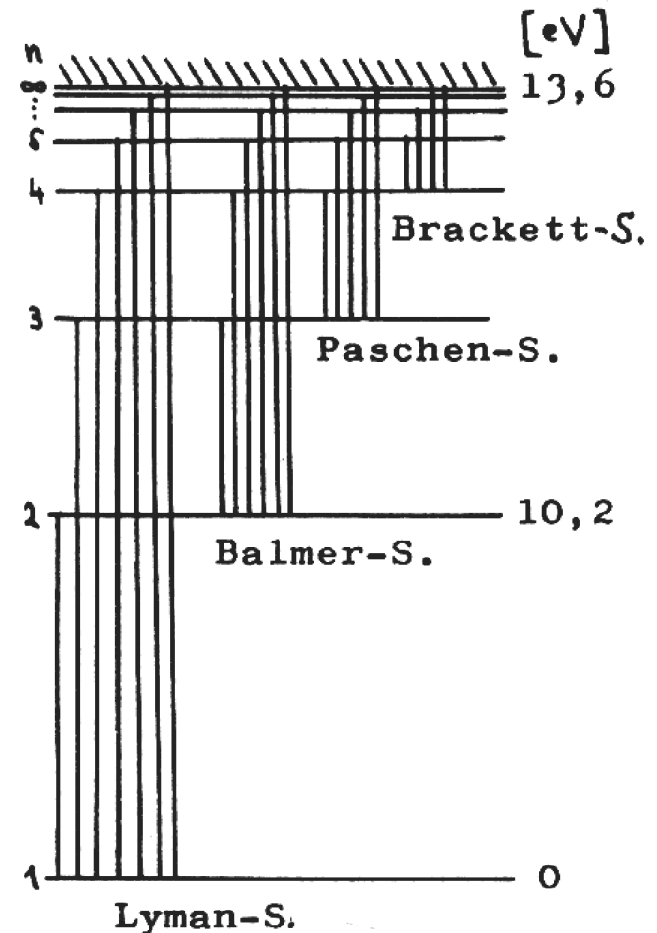
Variation der Linienstärke mit Spektral-Typ bzw. Temperatur

Abschwächung der Balmer-Linien
auch bei kleinerer Temperatur

Grund:

Balmer-Linien entstehen nicht vom
Grundzustand, sondern vom
1. angeregten Zustand ($n=2$):

Absenkung der Temperatur
-> Besetzung des 1. angeregten
Zustands verringert



6.2. Sternklassifikation

Variation der Linienstärke mit Spektral-Typ bzw. Temperatur

Quantitative Beschreibung:

Besetzungszahlen der Energieniveaus (im therm. Gleichgewicht):

Boltzmann- Statistik: $N_i \propto g_i \exp\left(-\frac{E_i}{k_B T}\right)$, g_i = stat. Gewicht

Boltzmann-Formel für Besetzungsdichte im **Ionisationszustand r** :

$$\frac{N_i}{N_r} = \frac{g_i}{\sum_{j=0}^{\infty} g_j \exp\left(-\frac{E_j}{k_B T}\right)} \exp\left(-\frac{E_i}{k_B T}\right) = \frac{g_i}{u} \exp\left(-\frac{E_i}{k_B T}\right)$$

Saha-Gleichung für Besetzung benachbarter Ionisationsstufen:

$$\frac{N_{r+1}}{N_r} = \frac{u_{r+1}}{u_r} g_e \exp\left(-\frac{E_r}{k_B T}\right)$$

mit statistischem Gewicht freier Elektronen (aus Phasenraumdichte):

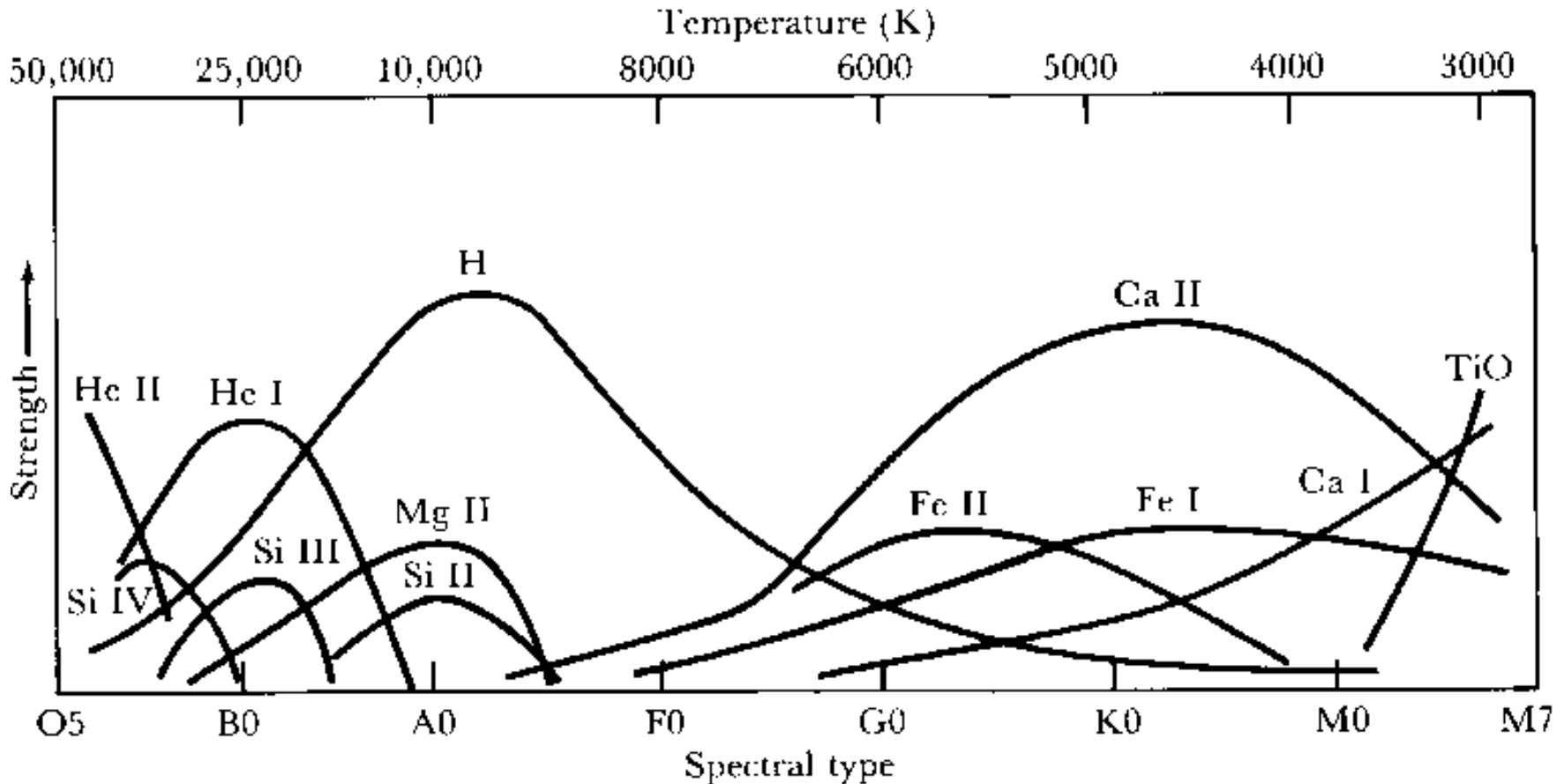
$$g_e = 2 \frac{(2 \pi m_e K_B T)^{3/2}}{h^3} \frac{k_B T}{P_e}$$

6.2. Sternklassifikation

Variation der Linienstärke mit Spektral-Typ bzw. Temperatur

Quantitative Beschreibung: Saha-Gleichung, $\frac{N_{r+1}}{N_r} = \frac{u_{r+1}}{u_r} g_e \exp\left(-\frac{E_r}{k_B T}\right)$
Besetzung der Ionisationsniveaus:

Linienstärken folgen aus Bilanz zwischen **Anregung** und **Ionisation**



6.2. Sternklassifikation

Leuchtkraftklasse:

Sterne gleicher Spektralklasse (Sp) können verschiedene Leuchtkraft haben

-> **Leuchtkraftklasse (LC)**

-> MK-Klassifikation (Morgan & Keenan)

-> Grund: Radius der Sterne:

$$L = 4 \pi R^2 F$$

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

Klassen: I = Überriesen, II = helle Riesen, III = Riesen,
IV = Unterriesen, V = Zwergsterne, VI = Unterzwerge

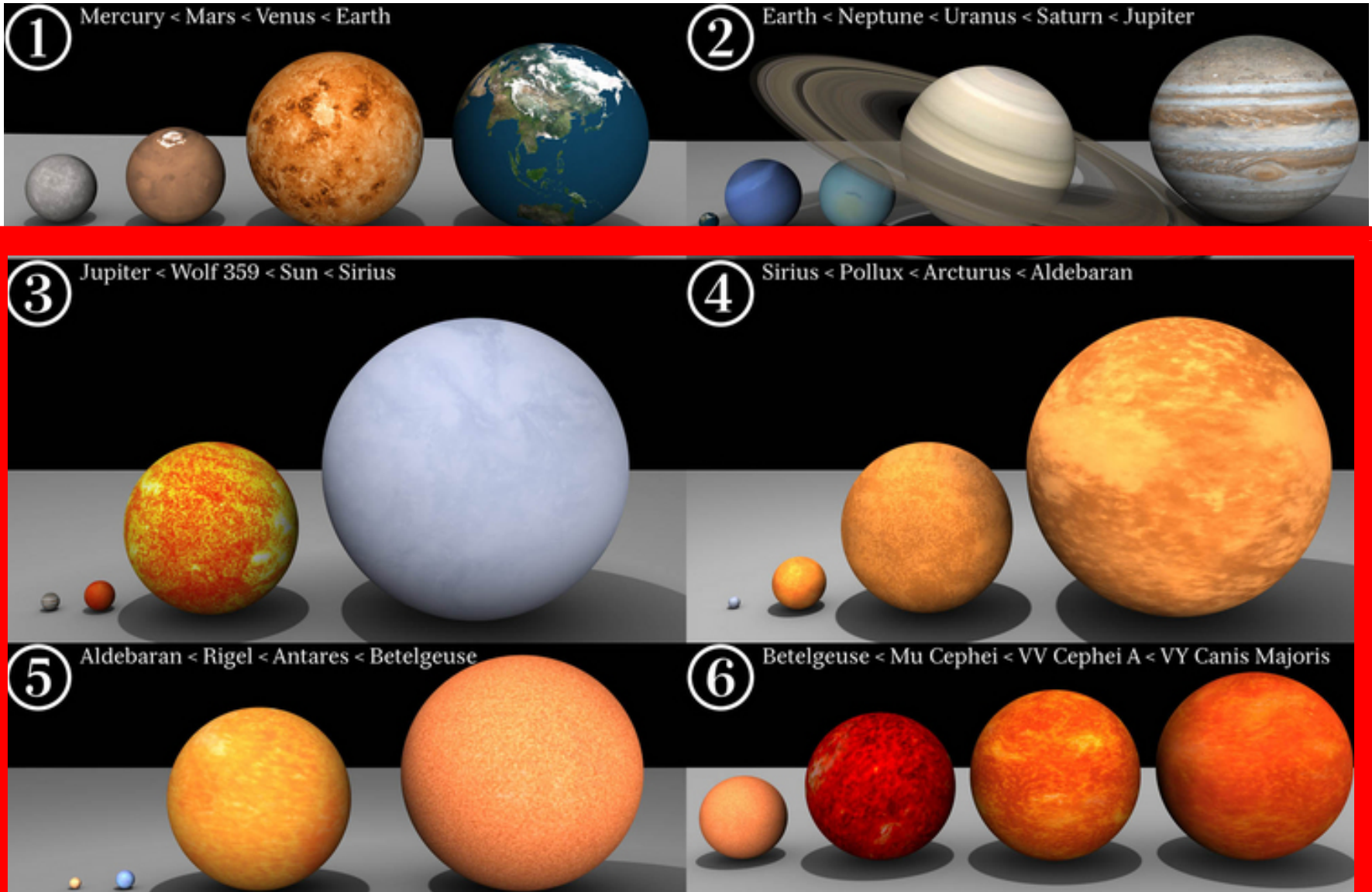
Tab. 3.5.3. Die MK – Leuchtkraftklassen [Kaler, 1994]

(* selten)

MK - Klasse	Beschreibung	Absolute Helligkeit		
		B0	F0	M0
0 (null)	Die allerhellsten Überriesen in den Mangellanschen Wolken* und der Milchstrasse		-9	
Ia	helle Überriesen	-6,7	-8,2	-7,5
Ib	weniger helle Überriesen	-6,1	-4,7	-4,6
II	helle Riesen	-5,4	-2,3	-2,3
III	normale Riesen	-5,0	1,2	-0,4
IV	Unterriesen	-4,7	2,0	
V	Hauptreihe	-4,1	2,6	9,0
Sd (VI*)	Unterzwerge			10
D, wd (VII*)	Weisse Zwerge	10,2	12,9	

6.2. Sternklassifikation

Sternradien:



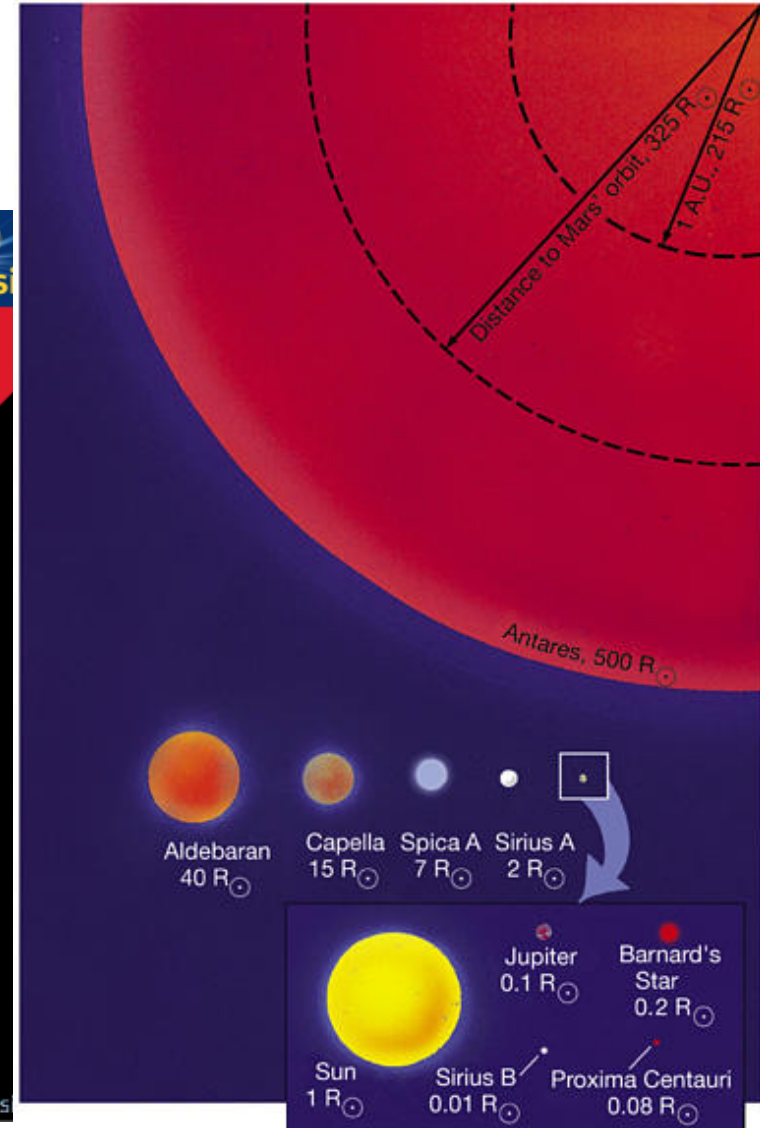
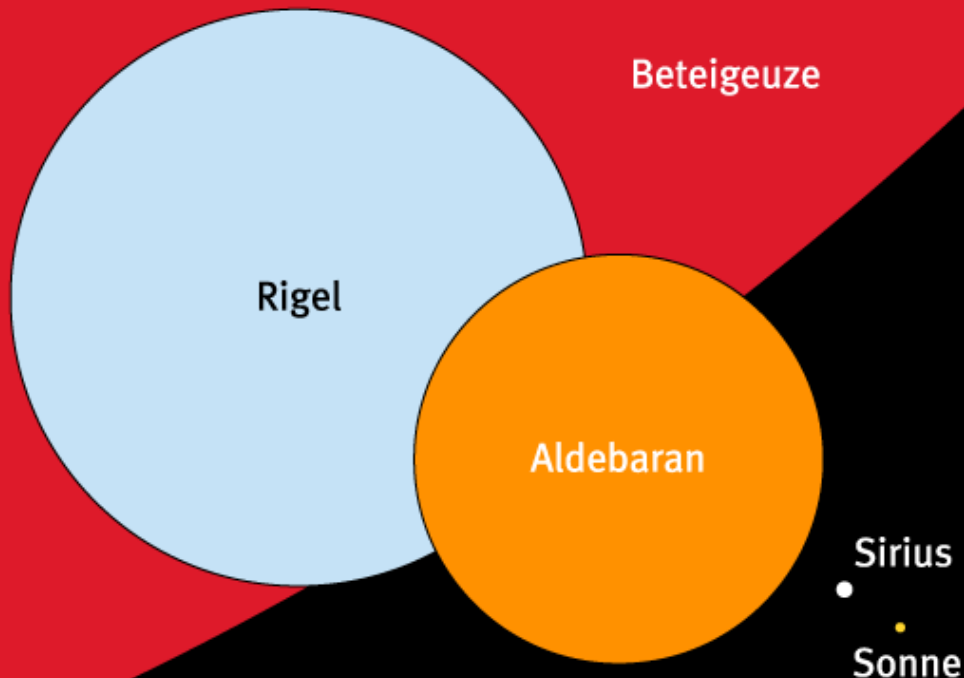
6.2. Sternklassifikation

Sternradien:

Beteigeuze: $\sim 600 R_{\odot}$

VY CMA: $\sim 1800-2100 R_{\odot}$

Sterne im Größenvergleich



6.2. Sternklassifikation

Beteigeuze:

Spektralklasse: M1-2, Ia-Iab

U-B Farbindex: +2.32

B-V Farbindex: +1.85

$m_V = 0.3 \dots 0.9 \text{ mag}$

$M_V = -5.0 \dots -5.3 \text{ mag}$

Entfernung: 600 Lj

Masse: $20 M_{\odot}$

Radius: $662 R_{\odot}$ (Jupiterbahn)

Leuchtkraft: $55000 L_{\odot}$

Oberflächen-Temp.: 3450 K

Rotationsperiode: 2070-2355 d

Alter: $\sim 10 \text{ Mio Jahre}$

-> Stern am Ende der "Sternenlebens",
veränderlich, pulsiert,
explodiert "bald" als Supernova
(in 1000-100000 Jahren ?)



Beteigeuze mit HST aufgelöst

Kapitel 6.3:

Hertzprung-Russell- Diagramm (HRD)

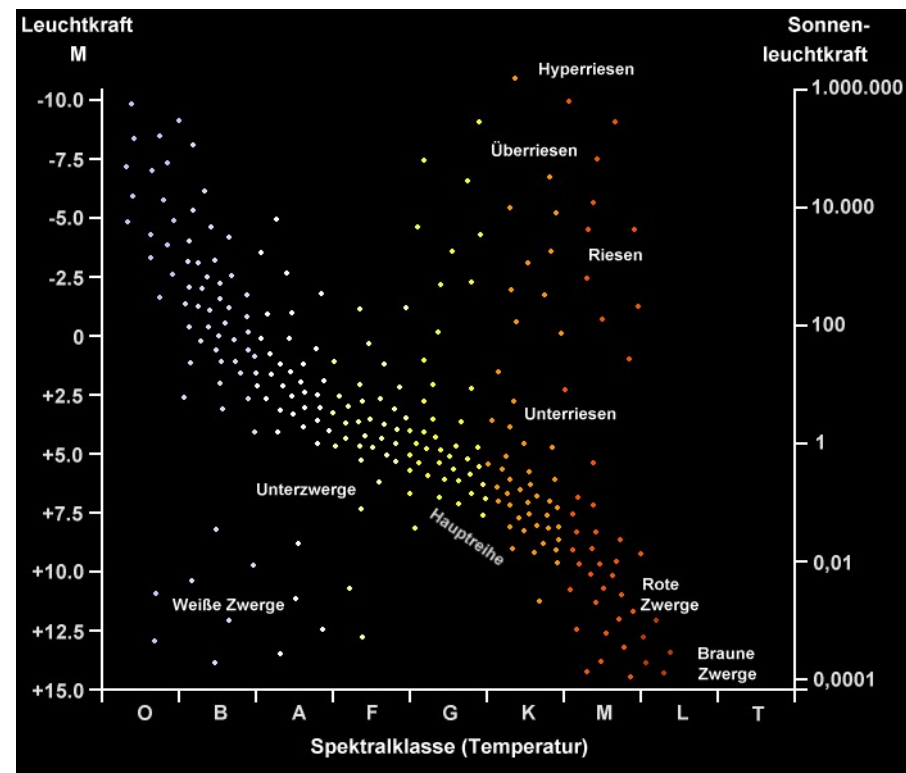
6.3. Hertzsprung-Russell-Diagramm

H.N. Russell (1913):

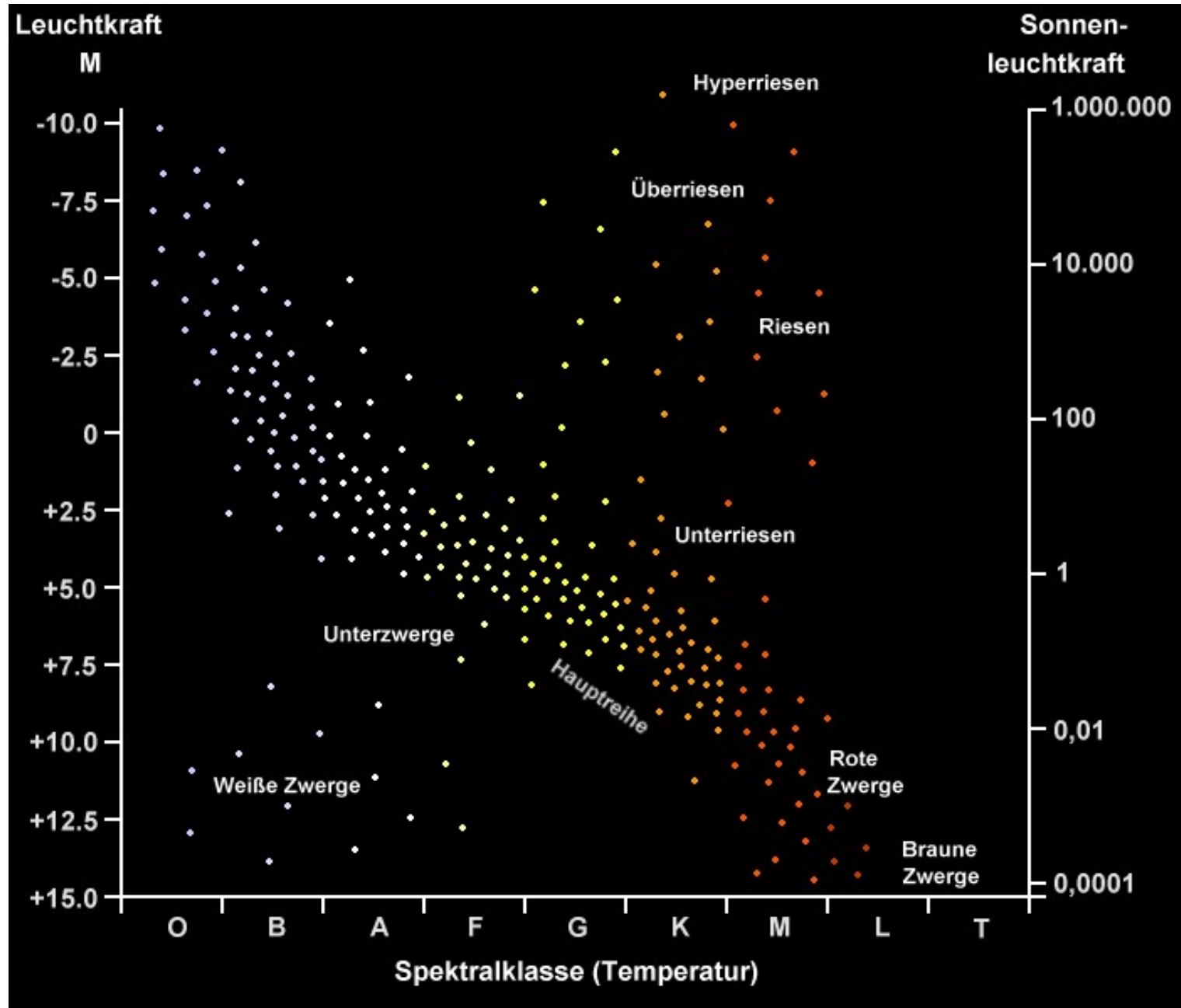
-> Beziehung zwischen: **M_V und Spektraltyp**

E. Hertzsprung (1905) -> **Riesen und Zwerge**

Bekannt als: „Hertzsprung-Russell-Diagramm“ (HRD)



6.3. Hertzsprung-Russell-Diagramm



6.3. Hertzsprung-Russell-Diagramm

H.N. Russell (1913):

-> Beziehung zwischen: **M_V und Spektraltyp**

E. Hertzsprung (1905): -> Riesen und Zwerge

Bekannt als: „**Hertzsprung-Russell- Diagramm**“ (HRD)

-> verschiedene Versionen wegen:

1) **Spektraltyp** <---> **Temperatur** <---> **Farbe (Farbindex)**

2) **Helligkeit** <---> **Leuchtkraft** <---> **Temperatur**

-> trage z.B. Leuchtkraft über Temperatur oder Farbindex auf:

-> **Farbe-Helligkeits-Diagramm**

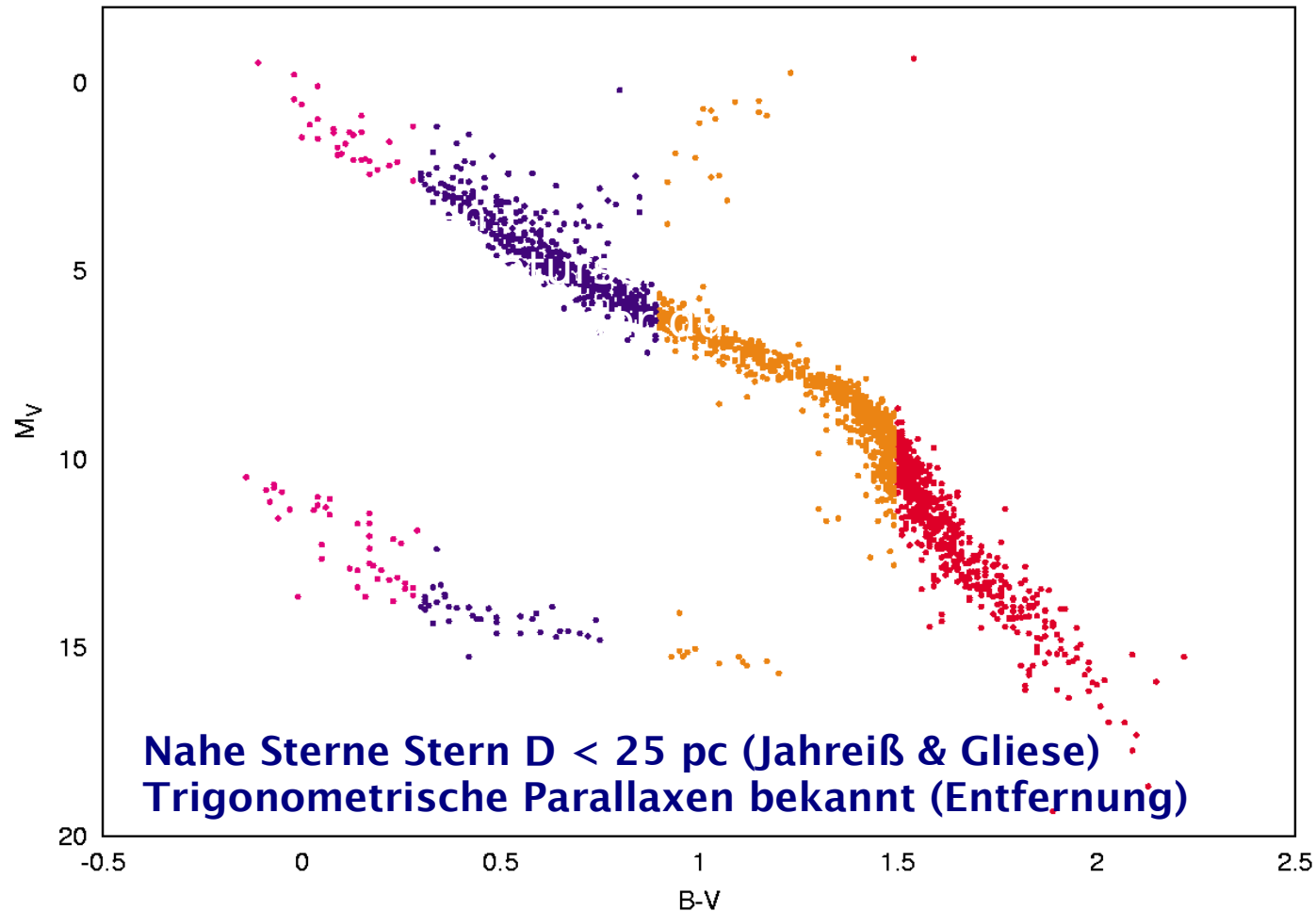
(CMD, “color-magnitude diagram”)

6.3. Hertzsprung-Russell-Diagramm

Farben-Helligkeits-Diagramm (FHD, Colour-Magnitude-Diagram, CMD)

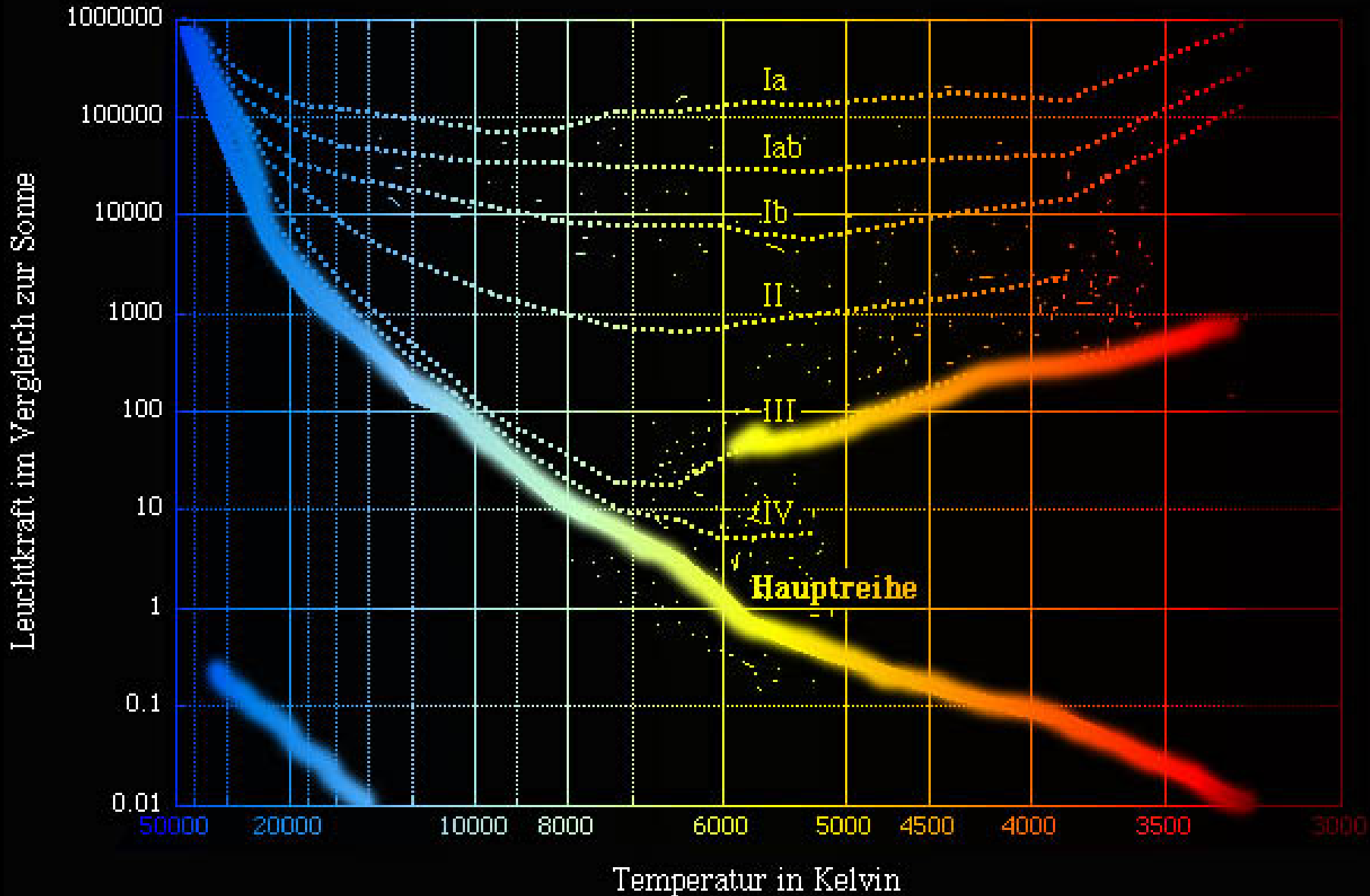
Trage **Helligkeit** über **Farbe** der Sterne auf:

(B-V) ist ~äquivalent zum Spektraltyp; rote Sterne kühl -> großer B-V

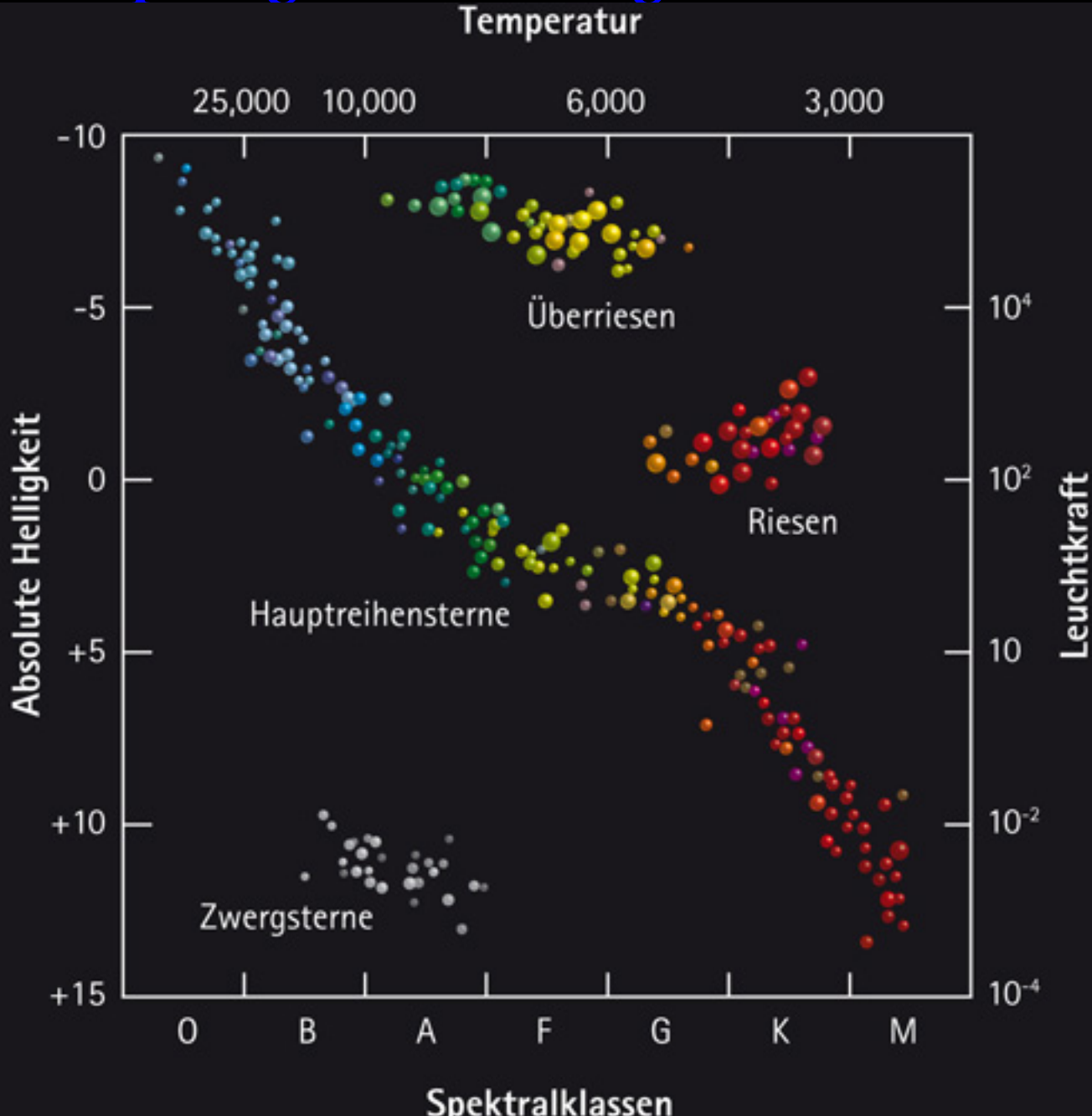


6.3. Hertzsprung-Russell-Diagramm

Leuchtkraft gegen Temperatur; MK-Klassifikation: Riesen...Zwerge: A0Ia, G2V



6.3. Hertzsprung-Russell-Diagramm

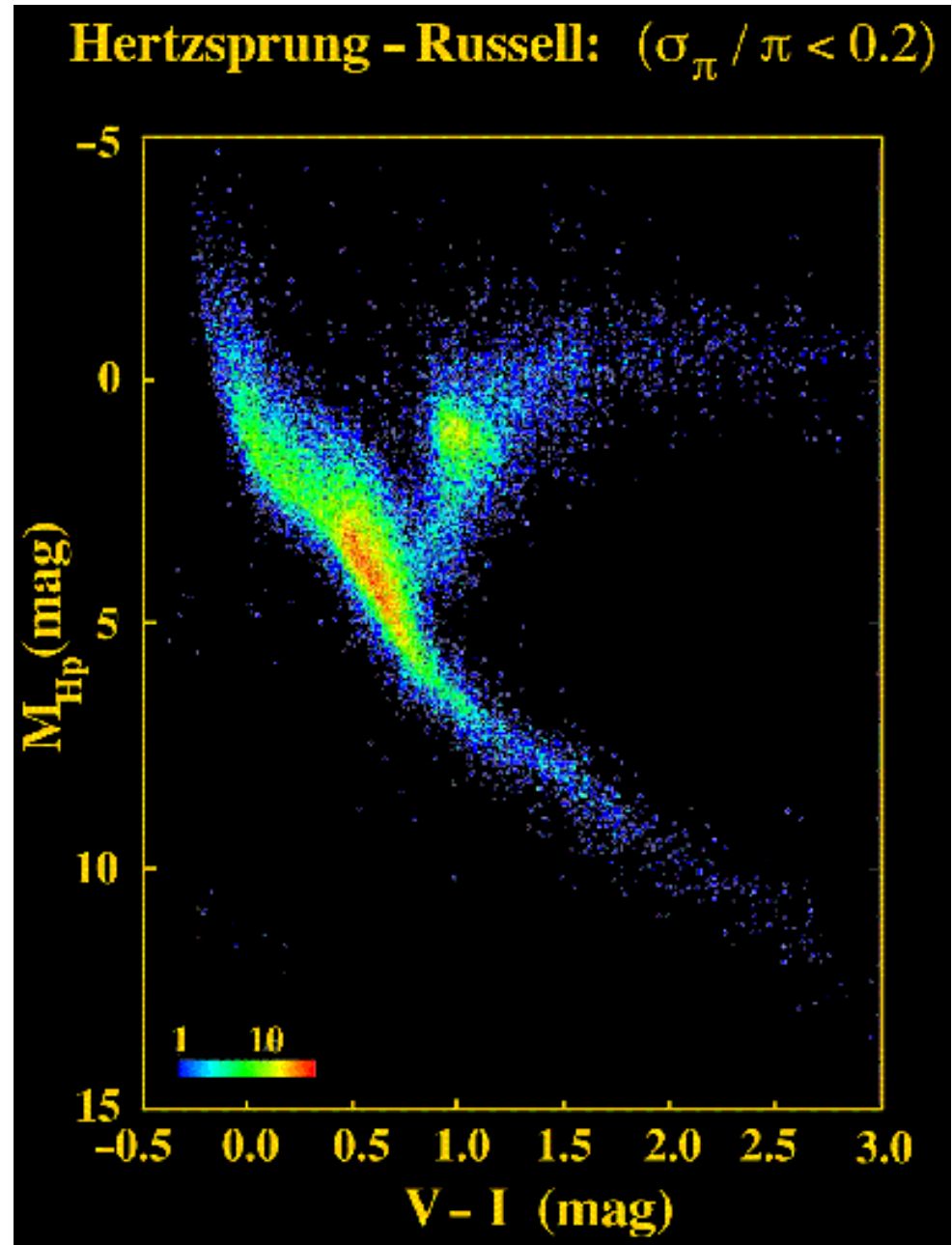


6.3. Hertzsprung-Russell-Diagramm

CMD der Sonnenumgebung

HIPPARCOS
Astrometrie-Satellit

Sterne verschiedenen
Alters vorhanden



6.3. Hertzsprung-Russell-Diagramm

Achtung:

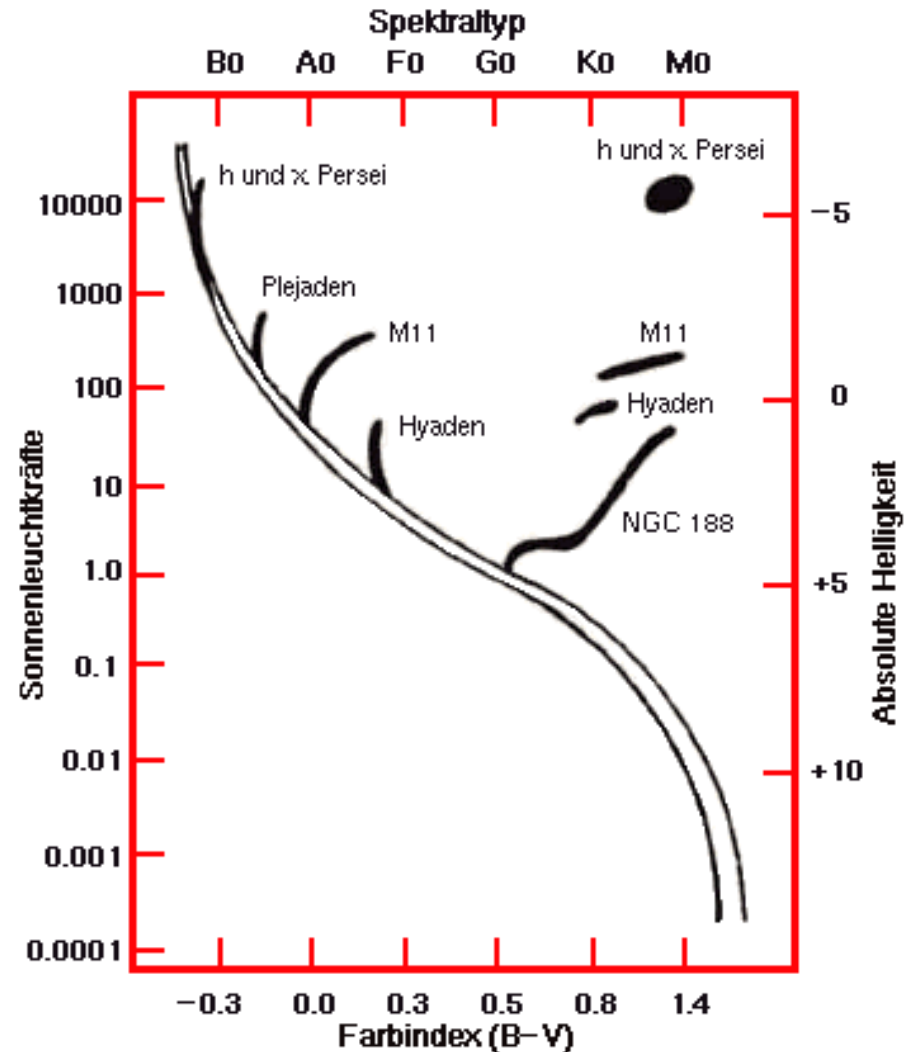
Vorschau:

HRD zeigt aktuellen Stand der **Sternentwicklung**

-> Sternentwicklung im HRD **NICHT** (!!!) entlang der Hauptreihe, sondern senkrecht dazu

Verwirrende Nomenklatur der Astronomen: “Frühe” und “späte”

Spektraltypen (A ...M) indizieren **NICHT** das Alter



6. Sterne: Typen, Klassifikation HR-Diagramm

Zusammenfassung

- > **Wiederholung:** Intensität, Strahlungsstrom, Leuchtkraft, Farbe, Entfernungsmodul
- > **Strahlungstransport:** Absorptionskoeffizient, Opazität, optische Tiefe, Regel von Eddington-Barbier, Mitte-Rand-Verdunklung, Extinktion, Rötung
- > **Spektrallinien:** Absorption & Emission (Temperaturprofil), Linienbreite, Äquivalentbreite, Dopplerverbreiterung, Druckverbreiterung, Lorentzprofil, Voigtprofil, Besetzungszahlen (Sahagleichung)
- > **Sternklassifikation:** Spektraltypen: O-B-A-F-G-K-M-R-N, Effektivtemp., Leuchtkraftklassen (Riesen / Zwerge), Sternradien
- > **Hertzsprung-Russell-Diagramm:** Versionen, FHD

Einführung in die Astronomie und Astrophysik I

4.3. **Wiederholung:** Intensität, Farbe, Entfernungsmodul

4.4. **Strahlungstransport**

6. Sterne: Typen, Klassifikation

6.1. Spektrallinien

6.2. Sternklassifikation

6.3. HRD-Diagramm

7., 8., Interstellare Materie, Sternentstehung

9.1. Sternparameter

9.2. Sonne

9.3. Sternaufbau

Einführung in die Astronomie und Astrophysik I

- 17.10. Einführung: Überblick & Geschichte (H.B.)
- 24.10. Sternpositionen, Koordinaten, Zeitmessung (C.F.)
- 31.10. Teleskope und Instrumentierung (H.B.)
- 07.11. Strahlung, Strahlungstransport (C.F.)
- 14.11. Planetensystem(e) & Keplergesetze (H.B.)
- 21.11. Sonne & Sterne, Typen / Klassifikation, HR-Diagramm (C.F.)
- 28.11. Interstellare Materie: Chemie & Matriekreislauf (H.B.)**
- 05.12. Sternentstehung, Akkretionsscheiben & Jets (H.B.)
- 12.12. Sternaufbau & Sternentwicklung: Sternparameter, Hauptreihe (C.F.)
- 19.12. Sternaufbau & Sternentwicklung: Endstadien (C.F.)
- - - Weihnachtspause
- 09.01. Mehrfachsysteme & Sternhaufen, Dynamik (C.F.)
- 16.01. Exoplaneten & Astrobiologie (H.B.)
- 23.01. Die Milchstraße (H.B.)
- 30.01. Zusammenfassung (C.F. & H.B.)
- 08.02. Prüfung (?)