

Mehanizmi zračenja (kontinuum)

Kalsična elektrodinamika – svako naelektrisanje koje se kreće ubrzano emituje EM zračenje (Larmorova formula)

Tipovi neprekidnog zračenja (neprekidan spektar)

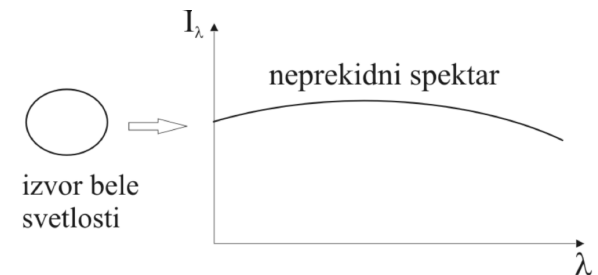
Zračenje sistema u TDR (model apsolutno crnog tela)

Zakočno zračenje

Ciklotronsko i sinhrotronsko zračenje

Inverzno Komptonovo rasejanje

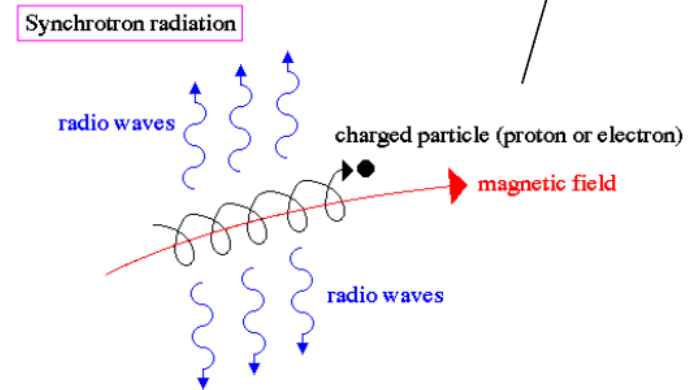
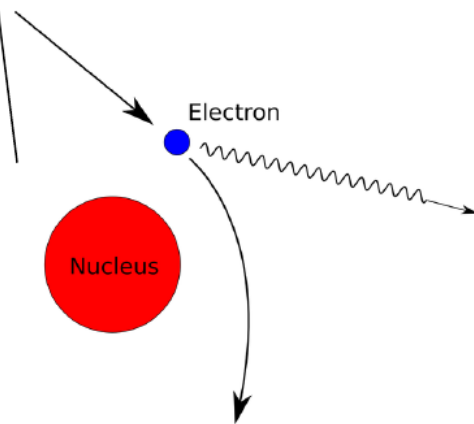
...



Podela po karakteristici ansambla koji zrači: **termalno i netermalno zračenje**

Mehanizmi zračenja: ravnotežno (opisano Plankovom formulom),
zakočno (naelektrisanje u polju drugog naelektrisanja), sinhrotronsko
(naelektrisanje u magnetnom polju),...

Svako naelektrisanje koje se kreće ubrzano zrači!!!



synchrotron radiation occurs when a charged particle encounters a strong magnetic field – the particle is accelerated along a spiral path following the magnetic field and emitting radio waves in the process – the result is a distinct radio signature that reveals the strength of the magnetic field

Termodinamički ravnotežan sistem – absolutno izolovan sistem ne postoji!!!

Svaki izolovani sistem teži stanju termodinamičke ravnoteže – jedna temperatura – ravnotežne raspodele čestica (Maklsvelova, Bolcmanova, Sahina) i fotona (Plankova)

Model zračenja fotosfera zvezda (bez apsorpcionih linija), mikrotalasno pozadinsko zračenje,...

Svaki izolovani sistem spontano teži stanju termodinamičke ravnoteže, TDR

Raspodele čestica koje čine taj sistem teže ravnotežnim raspodelama čestica

- po brzinama (Maksevelova raspodela),
- unutrašnjim stanjima energija (stanjima ekscitacije; definisane samo za vezane sisteme kao što su npr. atomi i molekuli; Bolcmanova raspodela),
- stanjima jonizacije (Sahina raspodela)

u kojima figuriše temperatura kao jedan, konstantan parametar

Relaksacija sistema se odvija putem sudara

Ravnotežna raspodela elektromagnetnog zračenja se NE može ostvariti putem sudara fotona jer je verovatnoća za sudare fotona veoma mala

Ravnotežna raspodela zračenja (fotona) po frekvencijama ostvaruje se kroz interakcije fotona sa atomima (uzastopne apsorpcije i emisije) u izolovanom sistemu na konstantnoj temperaturi (crno telo)

Različiti procesi u plazmi mogu dovesti do emisije EM zračenja. Sudari među česticama, spontana deekscitacija, procesi radijativne rekombinacije, kretanje naelektrisanja u polju drugog naelektrisanja, skretanje naelektrisanja u magnetnom polju,...

Toplotno zračenje emituju sva tela na temperaturi većoj od apsolutne nule i posledica je toplotnog haotičnog kretanja čestica koje čine razmatrani sistem.

Emisiona sposobnost tela zavisi od hemijskog sastava, temperature i drugih fizičkih parametara. Ako emitovano zračenje zavisi samo od temperature takvo zračenje je termodinamički ravnotežno i telo koje tako zrači obično nazivamo idealno (nekada se naziva apsolutno) crno telo i predstavlja sistem u termodinamičkoj ravnotezi. Takvo telo potpuno apsorbuje zračenje svih talasnih dužina. Da bi ovaj apstraktni model mogao da se iskoristi na realnim telima, sistem koji zrači mora biti skoro potpuno izolovan od okolne sredine dok se njegova temperatura ne izjednači u svim njegovim delovima. Takav je slučaj sa zvezdanom unutrašnjosti i veoma veoma grubo sa najdubljim slojevima zvezdane atmosfere.

Zračenje crnog tela je osnovni primer termalnog zračenja

Crno telo je teorijski objekat koji apsorbuje svo zračenje koje na njega padne ali i emituje istu količinu zračenja koju je apsorbovalo.

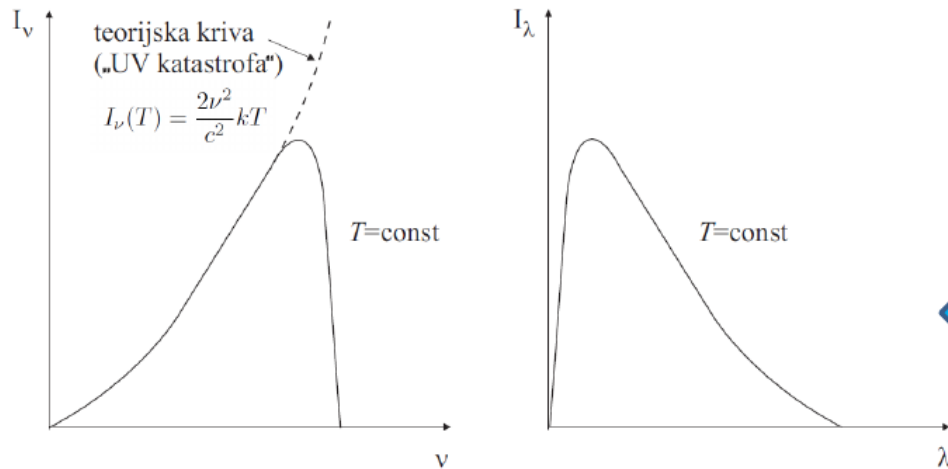
Stoga možemo reći da je crno telo savršeni apsorber i emiter.

Spektar crnog tela je neprekidan

Savršeno crno telo u prirodi ne postoji ali u mnogo situacija (optički guste sredine) može poslužiti kao veoma dobra aproksimacija

Termodinamički ravnotežno zračenje = zračenje apsolutno crnog tela

$$I_\nu = f(\nu, T)$$



U TDR, odnos emisije i
apsorpcione moći je univerzalna
funkcija frekvencije i
temperature (Kirhof, 1860):

$$\frac{e_\lambda}{a_\lambda} = f(\lambda, T)$$

**Zračenje apsolutno crnog tela
zavisí samo od njegove
temperature.**

Eksperimentalna kriva zračenja
termički izolovanog (apsolutno
crnog) tela temperature T

Pokušaji da se u okviru klasične fizike teorijski izvede zakon
zračenja apsolutno crnog tela bili su bezuspešni.

Teorijska kriva dobijena na osnovu zakona klasične fizike:

$$I_\nu(T) = \frac{2\nu^2}{c^2} kT \quad (\text{„UV katastrofa“})$$

Planck (1900) uvodi hipotezu da se energija može emitovati samo u određenim porcijama – kvantima $\varepsilon = h\nu$ i izvodi teorijski izraz koji dobro opisuje eksperimentalnu krivu zračenja apsolutno crnog tela.

Plankov zakon zračenja

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

$$B_\lambda(T) = \frac{2hc^2/\lambda^5}{\exp(hc/\lambda kT) - 1}$$

ovo su dve raspodele!!!
pazi na Jakobijan transformacije

$$I_\nu = f(\nu, T) = B_\nu(T)$$

$$h\nu \ll kT$$

Rejli-Džinsov zakon

$$I_\nu^{RJ}(T) = \frac{2\nu^2}{c^2} kT$$

T – temperatura sjaja
brightness temperature
(u radio-astronomiji)

$$h\nu \gg kT$$

Vinova aproksimacija

$$I_\nu(T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \exp\left(-\frac{h\nu}{kT}\right)$$

Plankove krive za razne vrednosti temperature

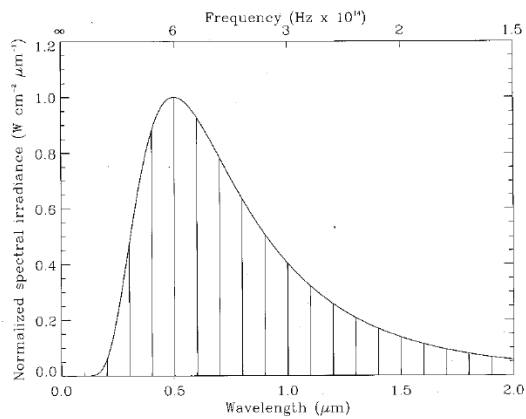
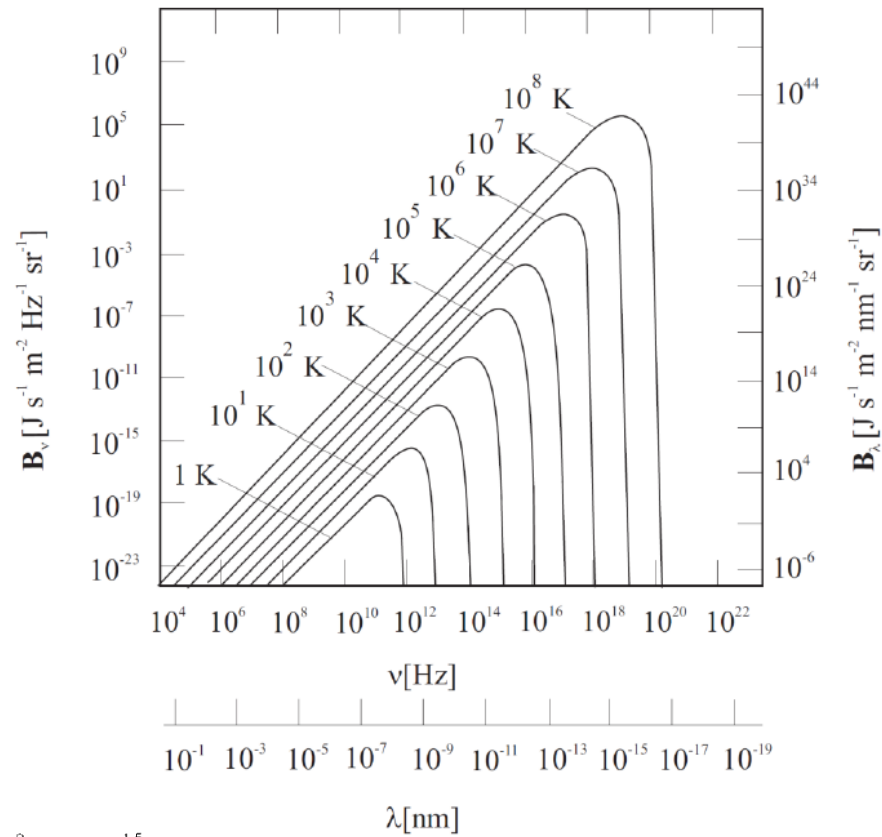


Fig. 3. A 5800 K Planck distribution function divided into equal 100 nm wavelength intervals.

Distribucije se
zadaju po jediničnom
intervalu

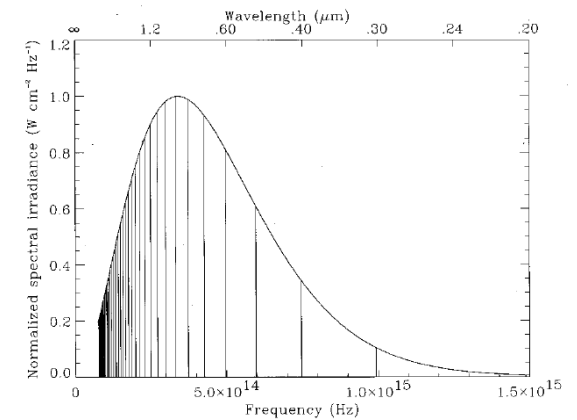


Fig. 4. The same Planck function and wavelength intervals as Fig. 3 transformed into frequency intervals. Note that the frequency intervals are not equal.

$$\nu B_\nu = \lambda B_\lambda = \frac{2k^4T^4}{h^3c^2} \frac{x^4}{\exp(x) - 1}$$

$$x = \frac{h\nu}{kT} = \frac{hc}{\lambda kT}$$

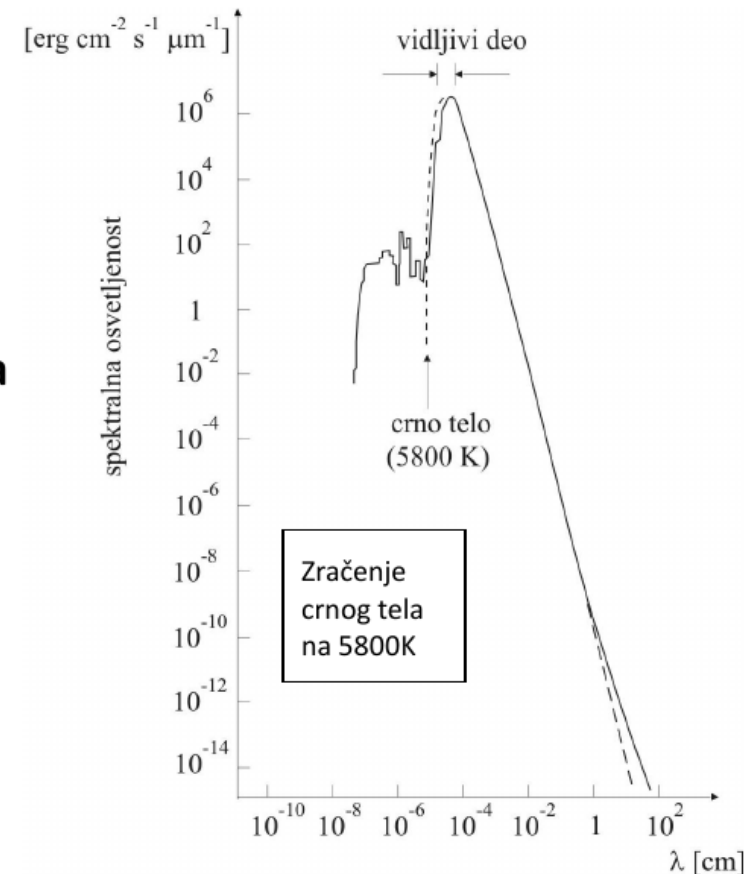
Spektralna raspodela Sunčevog zračenja

Zakoni zračenja asolutno crnog tela:

- Wien-ov zakon pomeranja (1893)
- Stefan – Boltzmann-ov zakon (1879, 1884)
- Planck-ov zakon (1900)

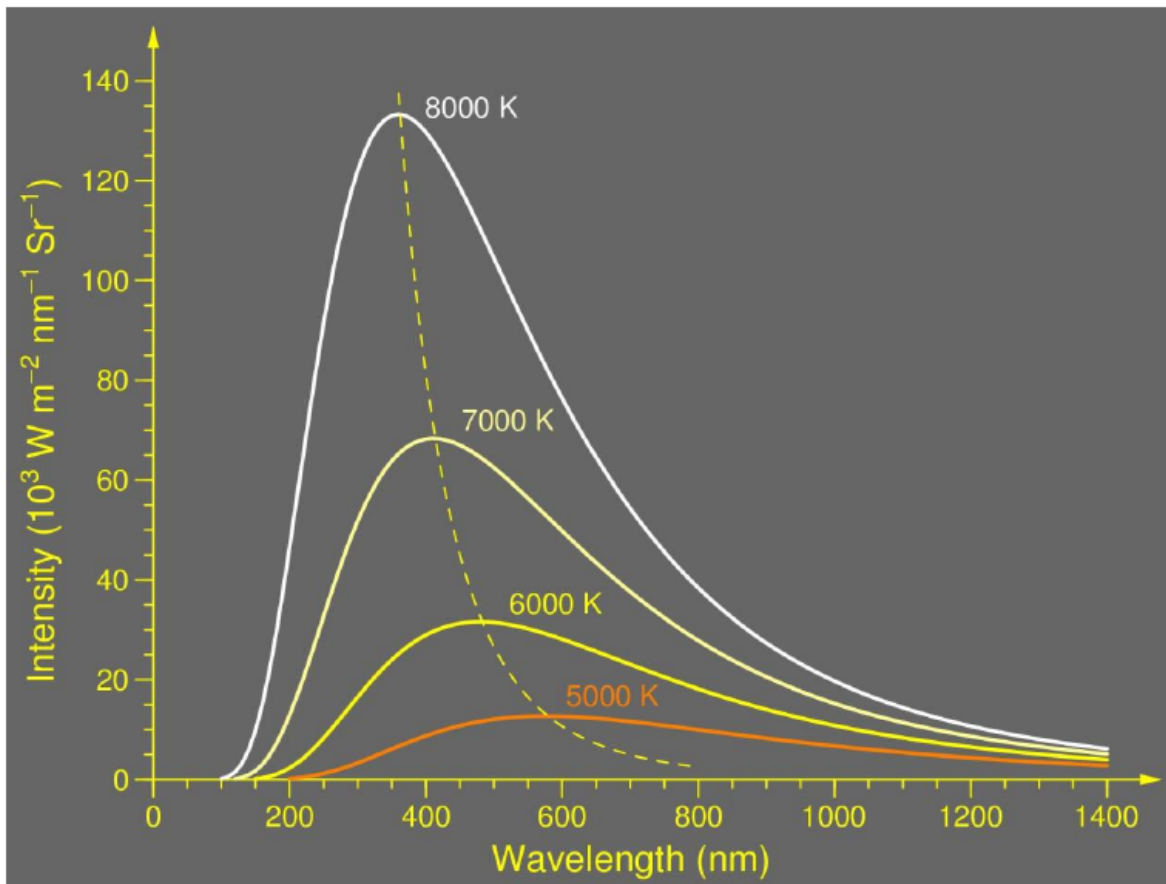
dobro opisuju **neprekidni spektar** zračenja zvezda

**Zračenje apsolutno crnog tela
zavisi samo od njegove
temperature.**



Wien-ov zakon pomeranja (1893)

Veza izmedju boje ($\lambda_{\max}$) i temperature T



$$\lambda_{\max}[\text{cm}] = \frac{0.29}{T[\text{K}]}$$

T - temperatura boje

Vinov zakon se može izvesti iz Plankovog zakona:

$$\left(\frac{\partial B_\nu}{\partial \nu}\right)_{\nu=\nu_{\max}} = 0$$

$$\nu_{\max} = a \cdot T$$

$$\left(\frac{\partial B_\lambda}{\partial \lambda}\right)_{\lambda=\lambda_{\max}} = 0$$

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

5800K

$B_\lambda \rightarrow 500\text{nm}$ (zeleno)

$B_\nu \rightarrow 880\text{nm}$ (IC)

Srednja energija fotona koju emituje ACT na temperaturi T

$$\langle E_{\text{phot}} \rangle = \frac{\text{Total energy emitted}}{\text{Number of photons}} = \left(\frac{\int_0^\infty B_\nu(T) d\nu}{\int_0^\infty [B_\nu(T)/h\nu] d\nu} \right)$$

$$\langle E_{\text{phot}} \rangle = \frac{\pi^4}{30\zeta(3)} kT = (3.7294 \times 10^{-23} \text{ J/K}) \cdot T.$$

$$\lambda_{\langle E \rangle} T = 0.53265 \text{ cm} \cdot \text{K}$$

920nm (IC)

Stefan-Boltzmann-ov zakon (1879, 1884)

Ukupna količina energije zračenja koju u jedinici vremena sa jedinice površine emituje apsolutno crno telo **na svim talasnim dužinama i u svim pravcima** proporcionalna je četvrtom stepenu temperature tela:

$$F = \pi \int_0^{\infty} B_{\nu} d\nu = \sigma T^4$$

$$F = \sigma T^4 \text{ [W/m}^2\text{]}$$

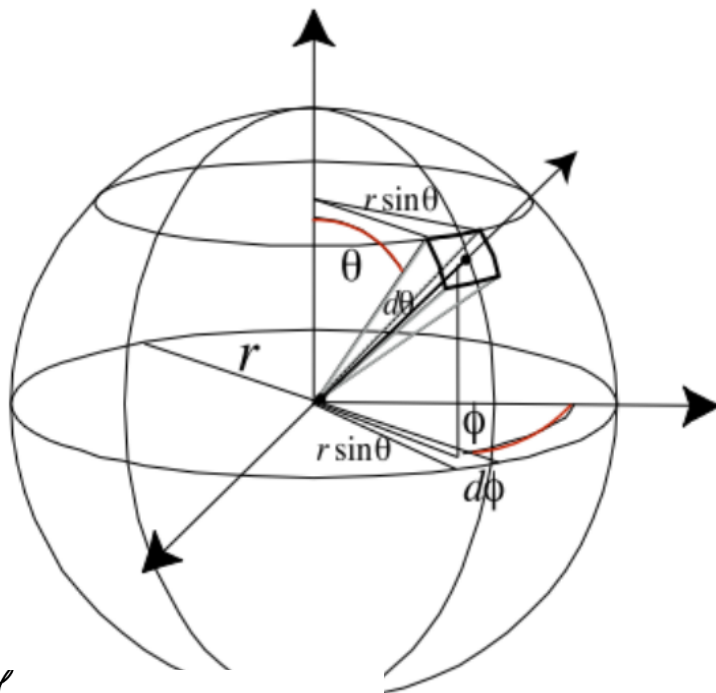
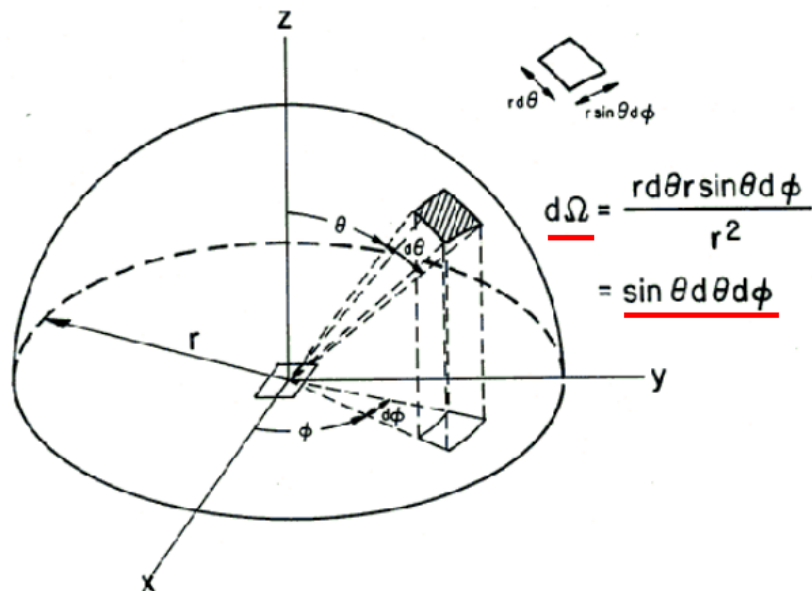


Luminoznost (ukupna količina energije u jedinici vremena emitovana sa cele površine):

$$L = 4\pi R^2 \sigma T^4 \text{ [W]}$$

T – efektivna

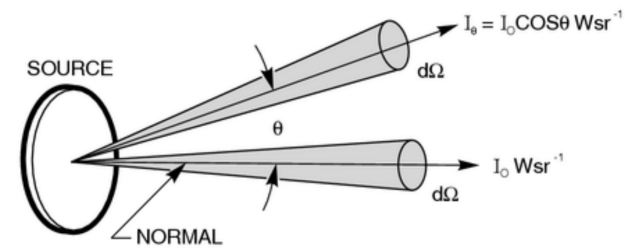
temperatura = temperatura apsolutno crnog tela koje zrači istu ukupnu količinu energije sa jedinice površine u jedinici vremena kao zvezda



$d\Omega = \sin \theta d\theta d\phi$

$I_\lambda = \frac{dF_\lambda}{d\Omega}$, TAJENITE:

$I_\lambda = \frac{dF_\lambda}{d\Omega \cos \theta}$



$$F_\nu = \int I_\nu \cos \theta d\Omega$$

$$F_\nu = \int_0^{2\pi} \int_0^{\pi/2} I_\nu \cos \theta \sin \theta d\theta d\phi$$

koristeći smenu $\mu = \cos \theta$

i činjenicu da je zračenje apsolutno crnog tela izotropno:

$$I_\nu \neq I_\nu(\theta)$$



$$F_\nu = 2\pi \int_0^1 I_\nu \mu d\mu = \pi I_\nu$$

Ukupan broj emitovanih fotona u jedinici vremena sa jedinice površine

$$N_{\text{phot}} = \pi \int_0^{\infty} \frac{B_{\nu}}{h\nu} d\nu = (1.5205 \times 10^{15} \text{ photons m}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ K}^{-3}) \cdot T^3$$

Ukupna energija po jedinici vremena emitovana sa jedinice površine

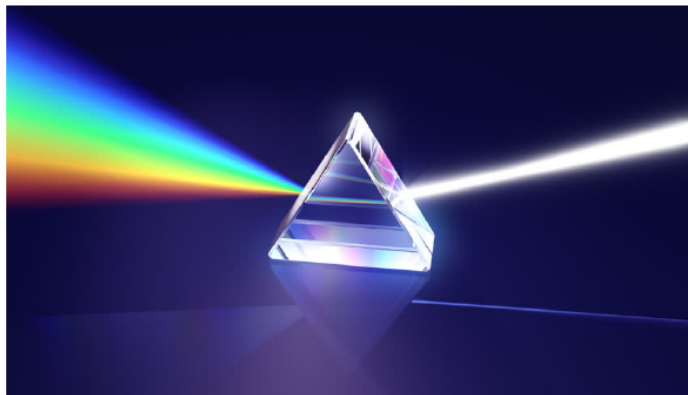
$$F = N_{\text{phot}} \langle E_{\text{phot}} \rangle = (5.6704 \times 10^{-8} \text{ J m}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ K}^{-4}) \cdot T^4$$

$$F = \pi \int_0^{\infty} B_{\nu} d\nu = \sigma T^4$$

Zvezdani spektri i njihova klasifikacija

Uporedo sa fotometrijom, tokom XIX i XX veka razvijala se i druga značajna astrofizička metoda - spektroskopija Sunca i zvezda. Spektri zvezda sadrže obilje informacija o njihovim hemijskim i fizičkim karakteristikama, tako da su saznanja koja imamo o zvezdama dobijena najviše zahvaljujući analizi njihovih spektara.

Njutn, Fraunhofer, Bunzen, Kirhof,...

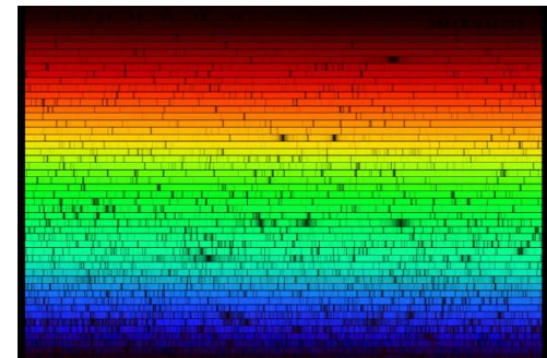
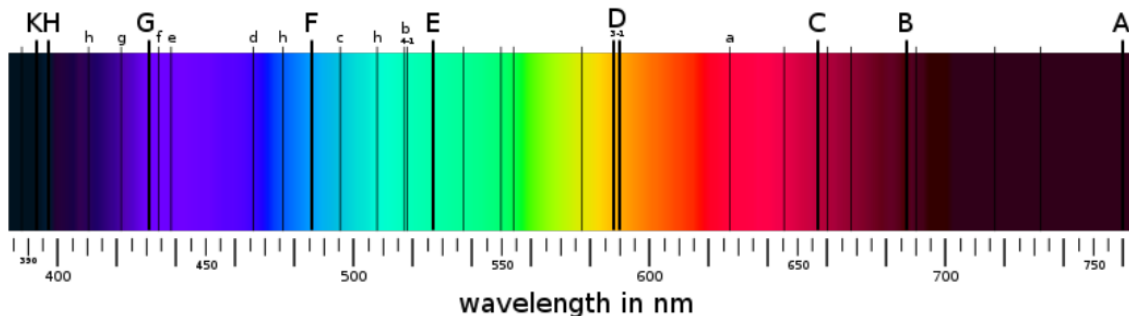
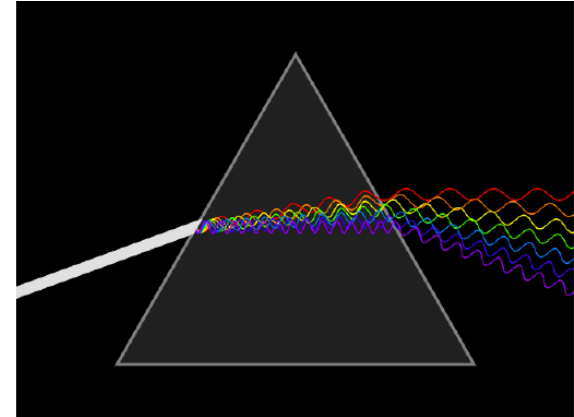
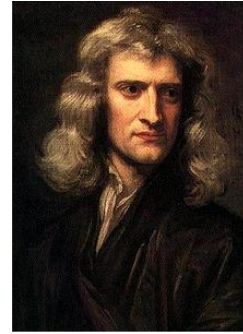


Spektar predstavlja raspodelu intenziteta elektromagnetnog zračenja po energijama (talasnim dužinama ili frekvencijama)

Ovde samo pričamo o optičkoj spektroskopiji

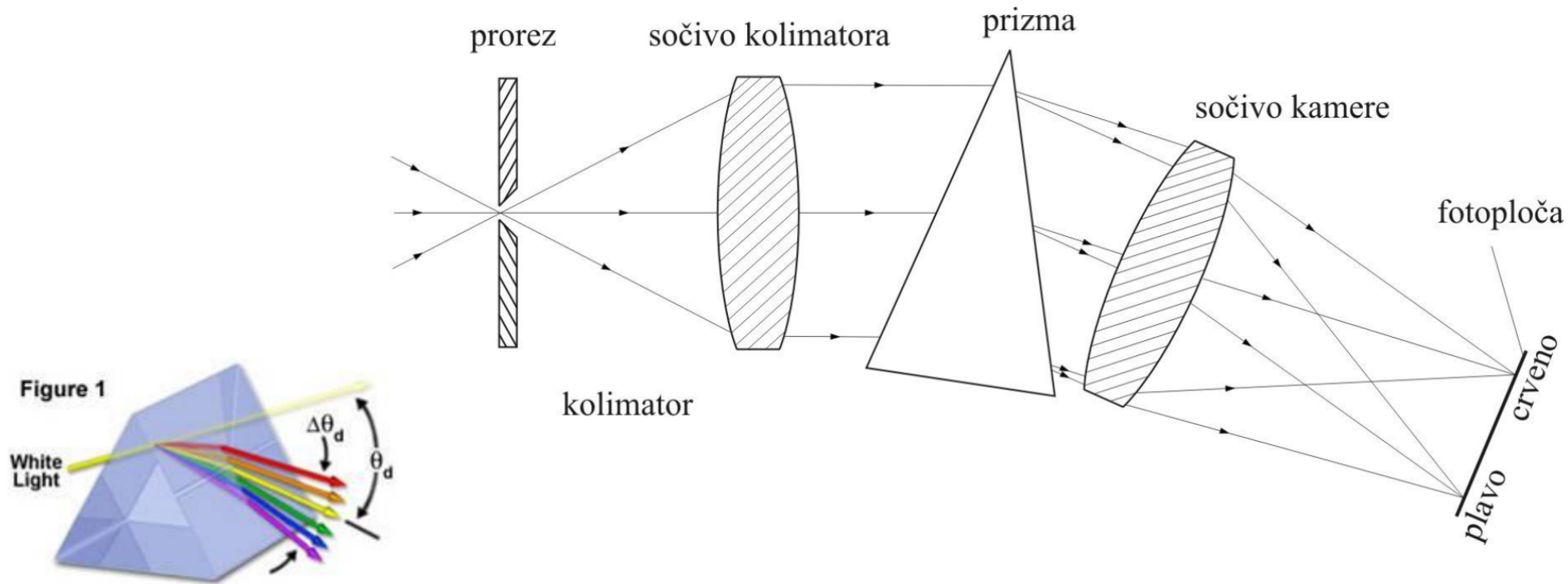


- **Isaac Newton (1643-1727)**
1666. razložio prizmom Sunčevu svetlost u niz duginih boja
- **William Wollaston (1802)** je prvi posmatrao tamne linije u spektru Sunca
- **Joseph von Fraunhofer (1787–1826)**
 - konstruisao spektroskop
 - 1814. - otkrio 574 tamne linije u Sunčevom spektru i odredio im položaje
 - posmatrao spektre sjajnih zvezda i uočio razlike u odnosu na Sunce – **osnivač zvezdane spektroskopije**
- Tamne linije u spektru Sunca se danas nazivaju **Fraunhoferove linije**.



Prizmeni spektrograf

Primer



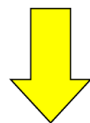
Za disperziju svetlosti, prizma koristi refrakciju

Ovaj fenomen opisujemo indeksom refrakcije

Indeks refrakcije zavisi od talasne dužine, te i refraktovani ugao zavisi od talasne dužine

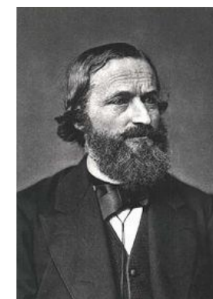
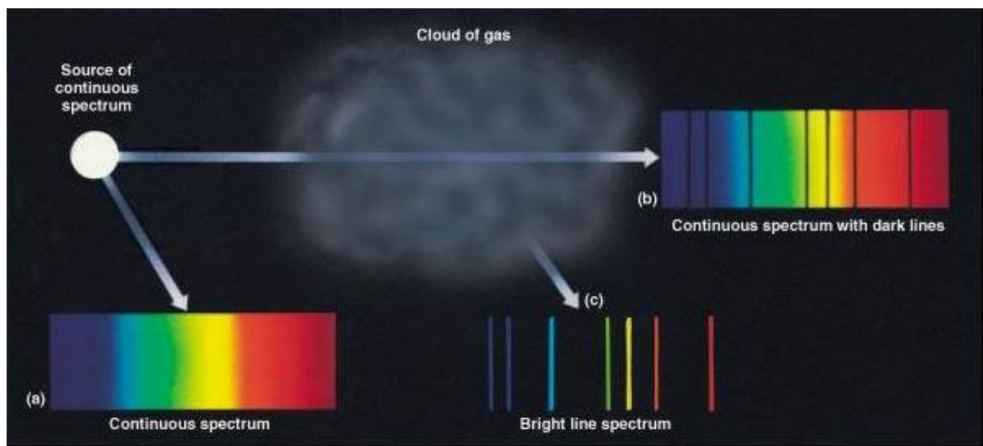
Svetlost manje talasne dužine se više prelama – veći im je ugao refrakcije

Spektri Sunca i zvezda su slični
(kontinuum sa tamnim linijama)



Sunce je najbliža zvezda.
Zvezde su daleka sunca.

METOD SPEKTRALNE ANALIZE
Bunsen i Kirchhoff (Heidelberg), 1859



Gustav Kirchhoff



Robert Bunsen

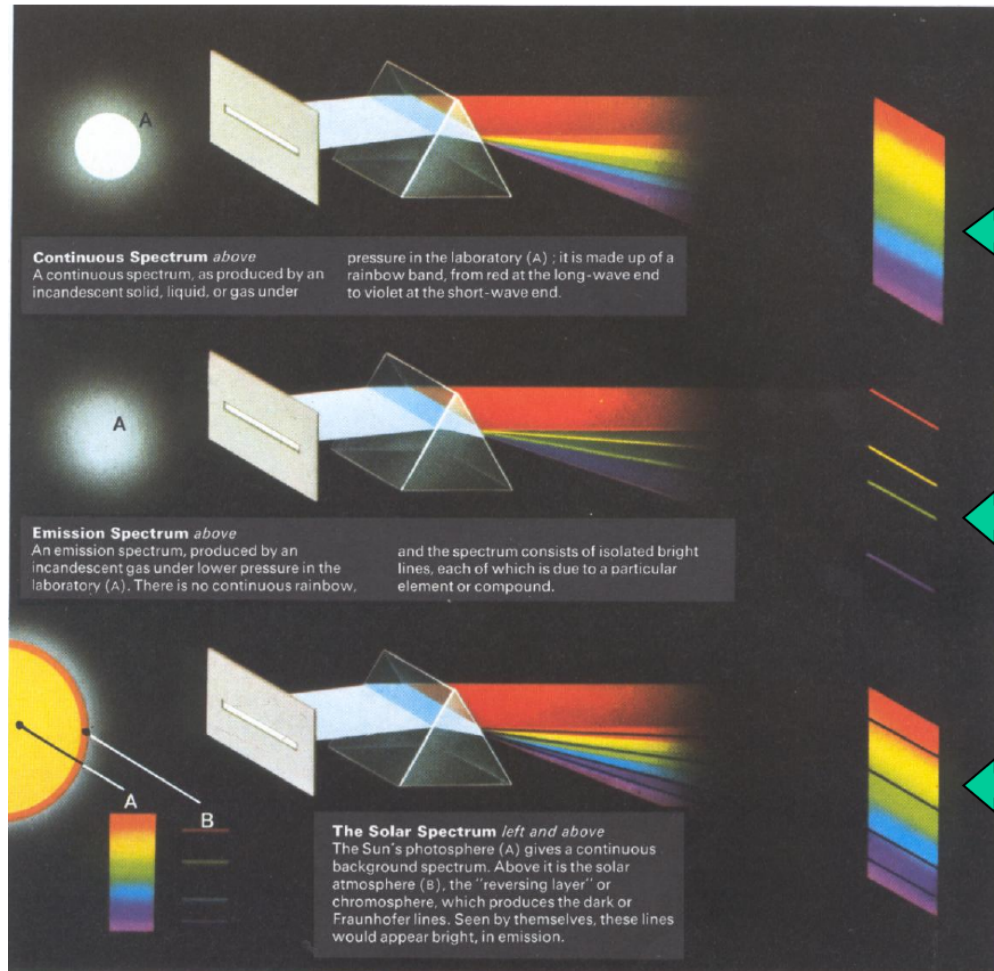
Tri vrste spektara: kontinualni, emisijoni i apsorpcijoni

Svaki hemijski element ima svoj osobeni
spektralni potpis

Odakle potiče zračenje koje posmatramo?

Kirhof (1860) je ustanovio da postoje tri vrste spektara:

- Usijano čvrsto telo, tečnost ili gas pod visokim pritiskom emituje **kontinualni spektar**
- Vreo gas na niskom pritisku emituje **emisioni linijski spektar**
- Izvor neprekidnog spektra kada se posmatra kroz hladniji i redji gas daje **apsorpcioni spektar**



Spektri Sunca i zvezda su apsorpcioni i nastaju u njihovim spoljnjim slojevima – u atmosferama !

Kako se menja koeficijent apsorpcije u kontinuumu i linijama?

ZVEZDANI SPEKTRI

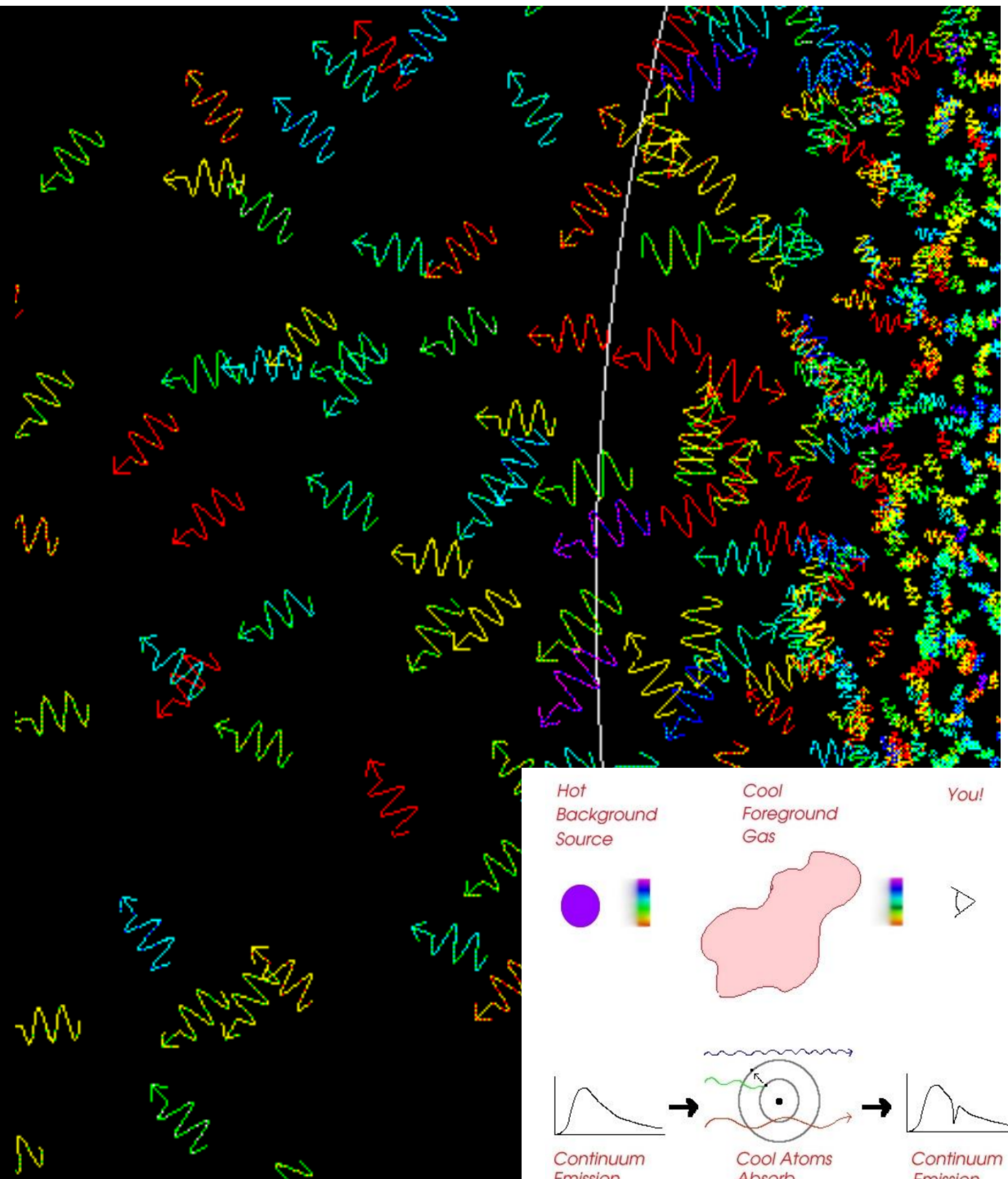
se formiraju u
ZVEZDANIM
ATMOSFERAMA

Definicija atmosfere:

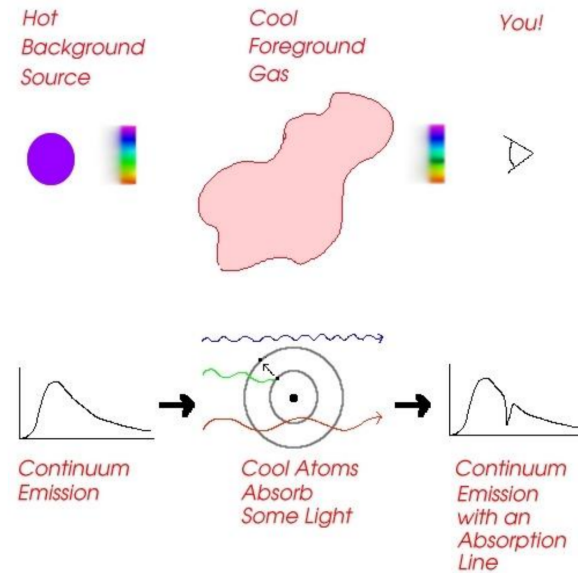
- geometrijska
- optička

Atmosfera je jedini deo zvezde koji možemo da vidimo

To je spoljni sloj zvezde koji fotoni mogu da napuste



Spektar je rezultat procesa apsorpcije i emisije i od njihovog odnosa zavisi da li će linija biti apsorpciona ili emisiona



Fraunhoferove linije

A i B – crvene trake atmosferskog O_2

C – crvena linija H

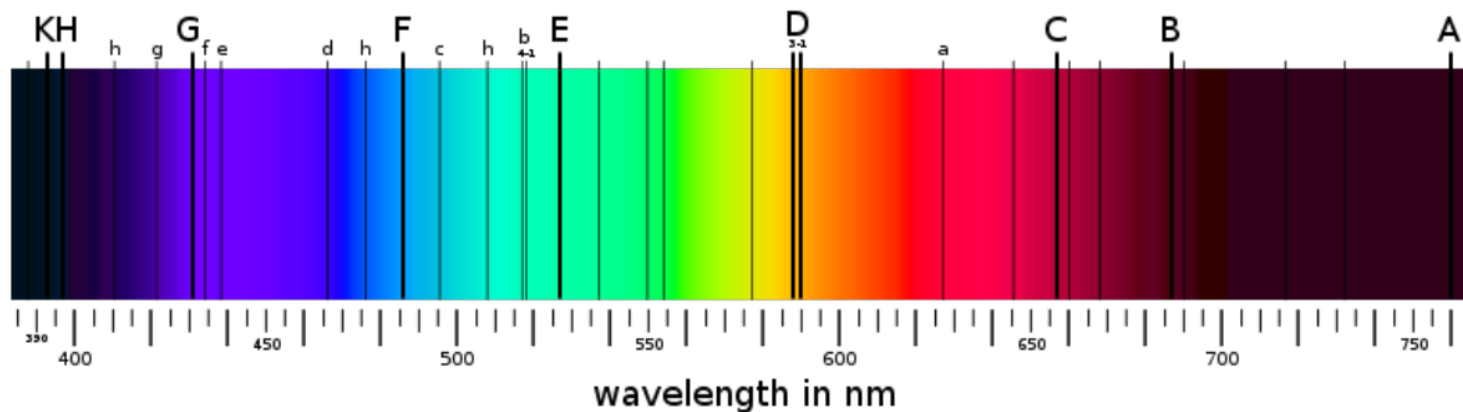
D₁ i D₂ - žute linije NaI

E - zelena linija FeI

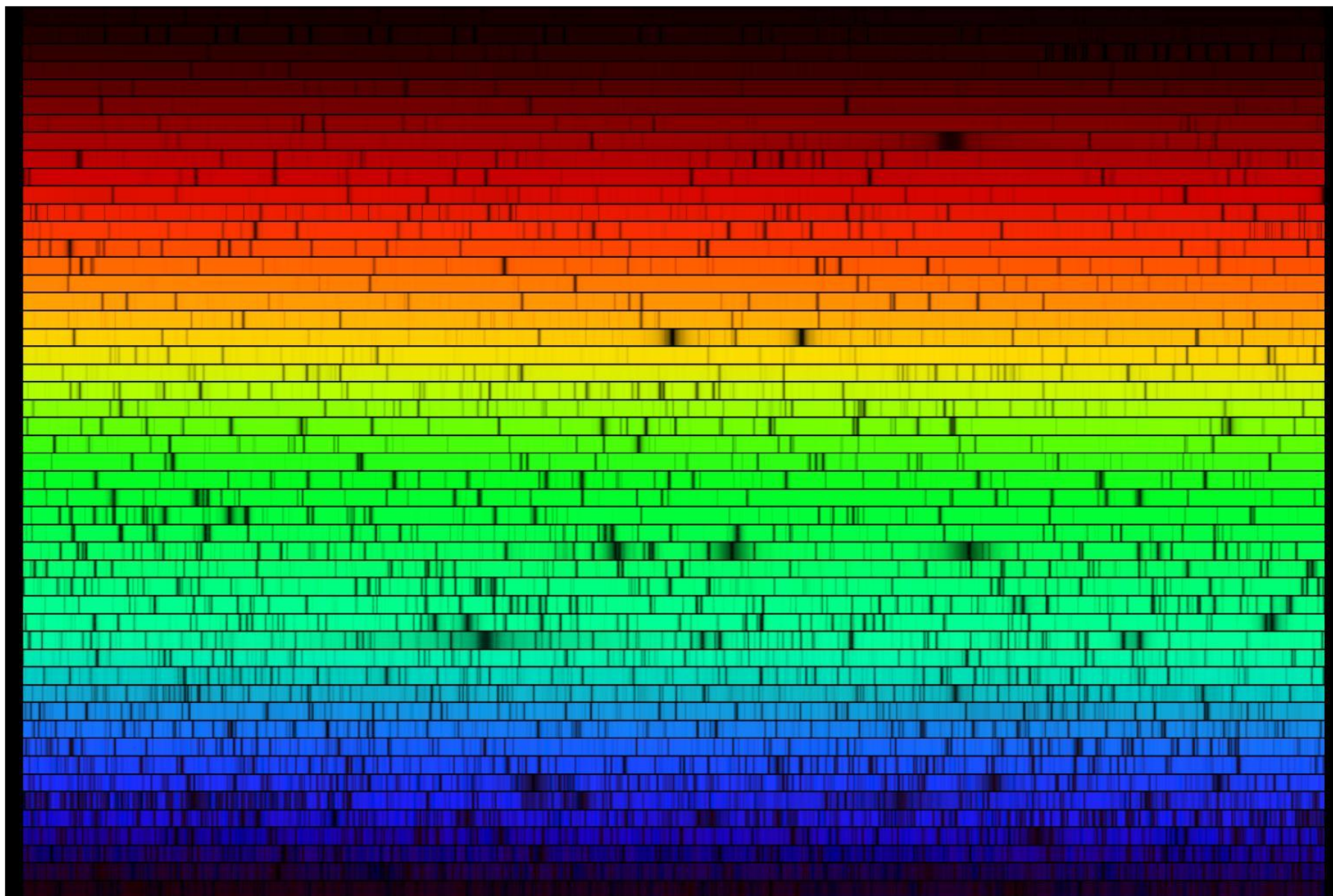
F – plava linija H

G – trake molekula CH

H i K – linije CaII u ljubičastom delu spektra



Sunčev spektar u vidljivoj oblasti (390 - 760nm)
formira se u Sunčevoj fotosferi



Zvezde nisu izolovani sistemi

Na njima postoji gradT i otvorena granica kroz koju zračenje slobodno izlazi

Neprozračnost gasa/plazme je različita za zračenje raznih frekvencija, pa zračenje koje primamo stiže sa raznih dubina u atmosferi na kojima vladaju različiti fizički uslovi

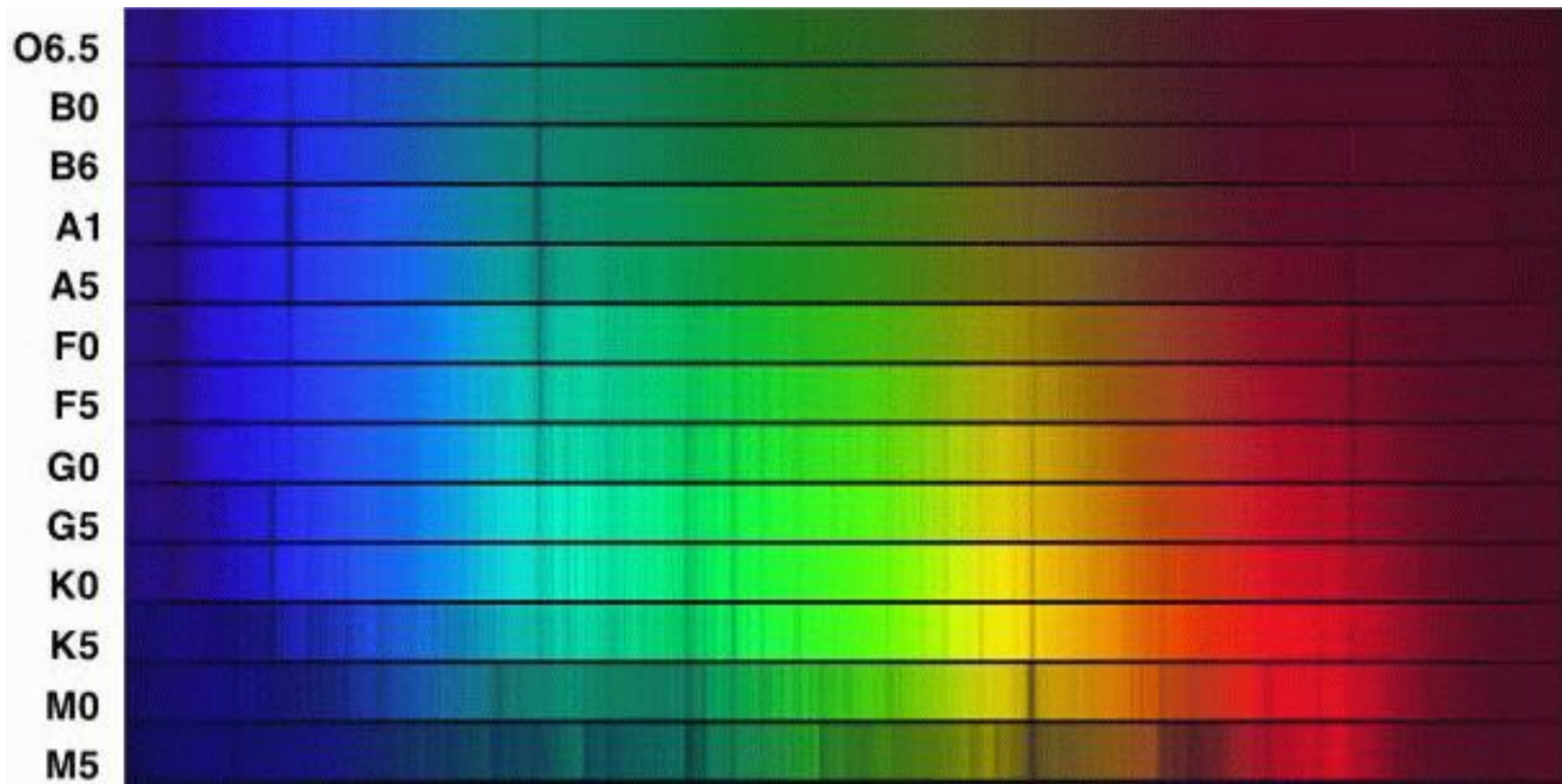
Kao rezultat svega toga raspodela zračenja koje napušta zvezdu se razlikuje od Plankove raspodele

- H. Draper je 1872. godine prvi snimio spektar jedne zvezde (Vega).
- E. Pickering je 1885. godine na Harvardu, primenjujući fotografiju, započeo spektralnu klasifikaciju.
- Ovaj projekat na kome su radile W. Fleming, A. Maury, A. Cannon završen je 1924. godine objavljivanjem Henry Draper (HD) Catalogue-a, koji sadrži više od 220000 zvezda.

Klasifikacija Annie Jump Cannon

O – B – A – F – G – K – M

(Oh, Be A Fine Girl Kiss Me)



Spektralna klasa $\leftrightarrow$ Površinska temperatura



Vrele

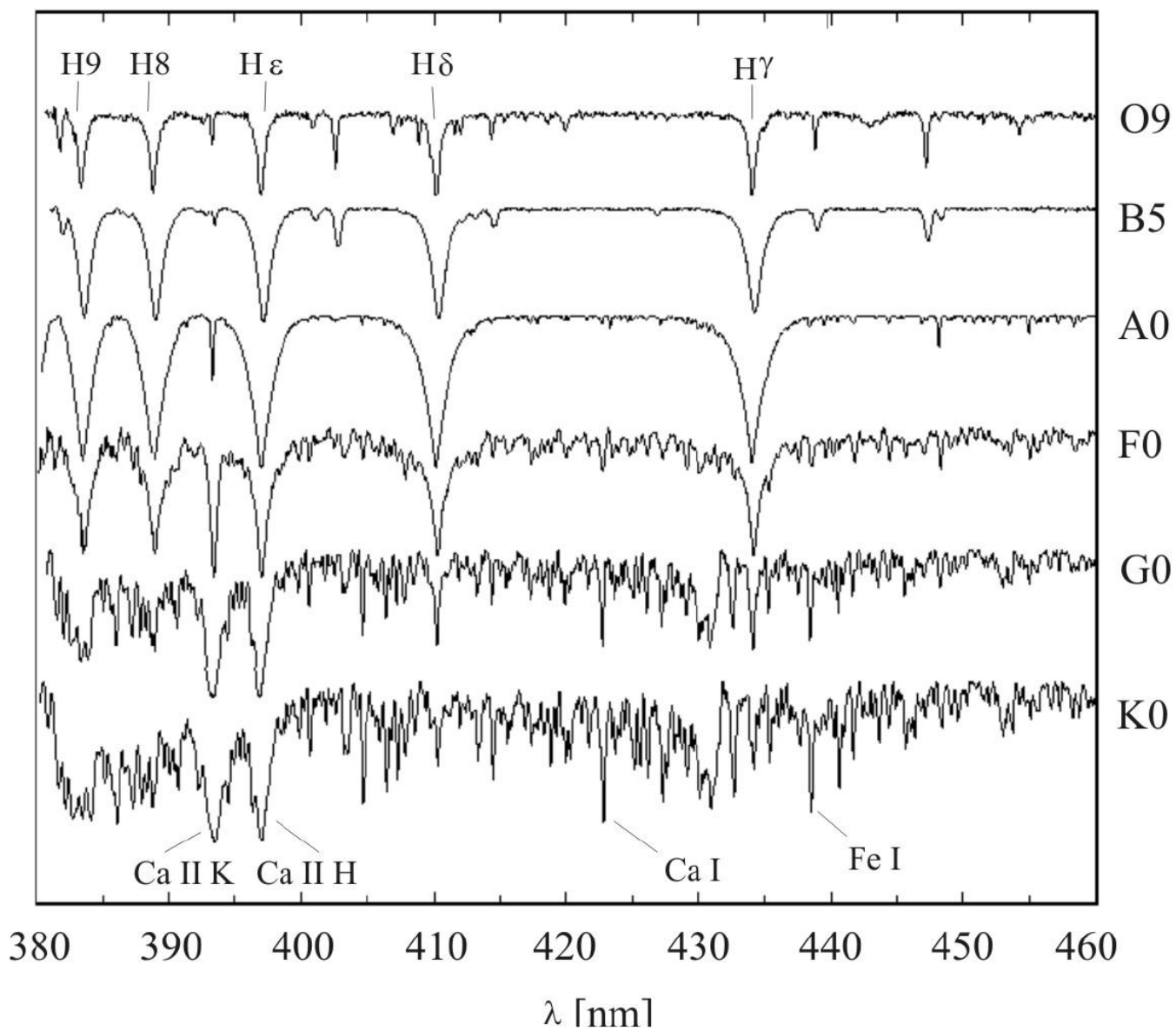


Hladne

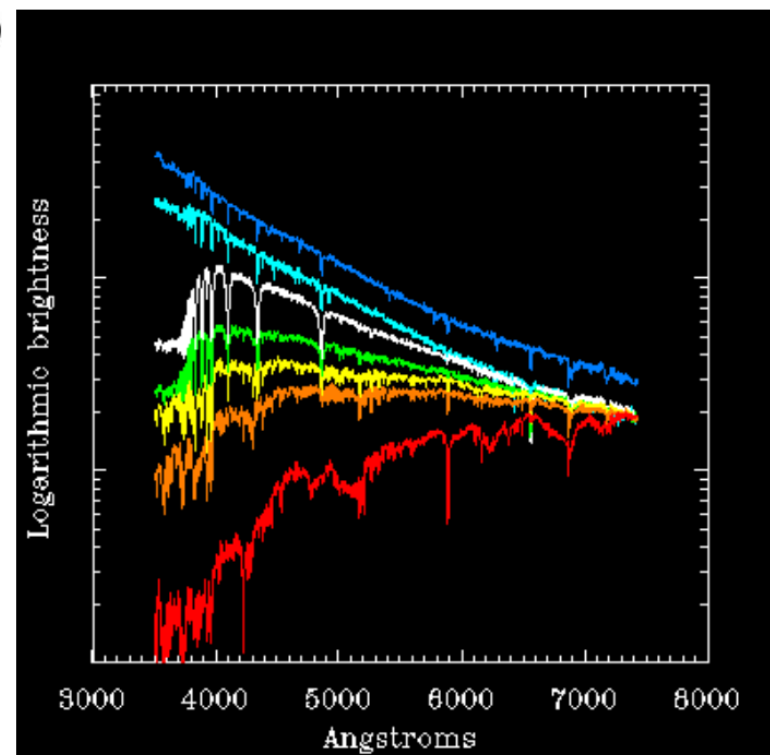
Opadajuća površinska temperatura

Spektralne klase podeljene u podklase:

Npr....O8, O9, B0, B1, ..., B8, B9, A0, A1....



Asocijaciju spektralnih klasa (intervala efektivnih temperatura) sa konkretnim bojama treba uslovno shvatiti!!!



Boje koje pripisujemo zvezdama **nisu** boje koji bismo videli golim okom!

klasa	T[1000K]	boja	izgled spektra	primer	
O	30<T<40	plava	HeII, CIII, NIII, OIII	Mintaka	“rane” klase
B	12<T<30	plavo-bela	HeI, CII, NII, OII	Rigel, Spika	
A	7.5<T<12	bela	HI, CaII, MgII, FeII	Sirijus,, Vega	
F	6<T<7.5	belo-žuta	linije HI slabije, CaII, FeII, FeI	Procion	“pozne” klase
G	5<T<6	žuta	jake linije CaII i metala (Fe)	Sunce, Kapela	
K	3.5<T<5	narandžasta	linije neutralnih metala i trake molekula	Arktur, Poluks, Aldebaran	
M	T<3.5	crvena	trake molekula, linije neutralnih metala	Antares, Betelgejze	

Asocijaciju spektralnih klasa (intervala efektivnih temperatura) sa konkretnim bojama treba krajnje uslovno shvatiti!!! – relativno u odnosu na Vagu (CI=0)

- Postoji još nekoliko “specijalnih” spektralnih klasa, plus podklase osnovnih sedam klasa

Oznaka	Specifičnost
comp	Stopljena dva spektralna tipa što ukazuje na dvojnu zvezdu
m	Nenormalno visoke zastupljenosti “metala” za datu spektralnu klasu
e	Prisustvo emisionih linija (obično vodonika)
n	Široke apsorpcione linije zbog brze rotacije
nn	Veoma široke apsorpcione linije zbog vrlo brze rotacije
neb	spektar magline je pomešan sa spektrom zvezde
p	neodređeno čudan spektar
s	vrlo uske linije
sh	ljuska (eng. <i>shell</i>) – zvezda glavnog niza sa emisijom iz ljuske gasa
var	promenljiv spektralni tip
wl	slabe linije – ukazuje na staru zvezdu, siromašnu metalima

- Temperatura određuje izgled spektra:
 - raspodelu kontinualnog zračenja i
 - pojavu (raspored) i jačinu spektralnih linija

Spektralna klasifikacija je zasnovana na efektivnim temperaturama. To je temperatura onog idealnog crnog tela kojim modelujemo neprekidno zračenje neke zvezde, odnosno koje emituje istu ukupnu količinu energije sa jedinice površine i u jedinici vremena kao zvezda. Efektivna temperatura je neka vrsta srednje temperature onog sloja u atmosferi koji emituje najveći deo zračenja (fotosfera – uslovno rečeno površinska temperatura).

Plava boja ukazuje na toplije objekte, a crvena na hladnije (suprotno od oznaka na slavinama u kupatilu ili kuhinji)!

NEPREKIDNI SPEKTAR ZRAČENJA ZVEZDA

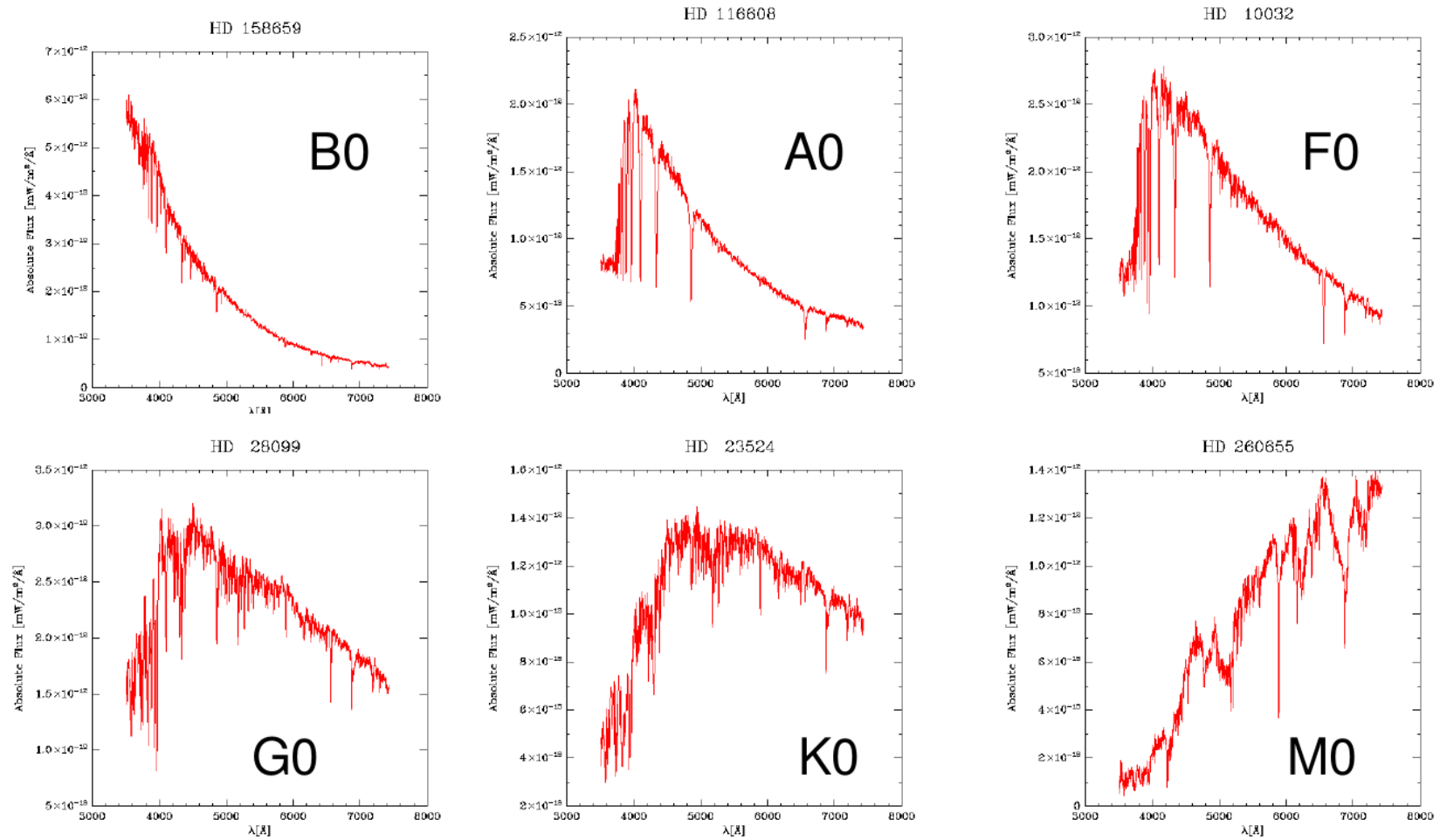
Raspodelu energije u neprekidnom spektru zvezde **najpribližnije opisuje Plankova kriva zračenja apsolutno crnog tela.**

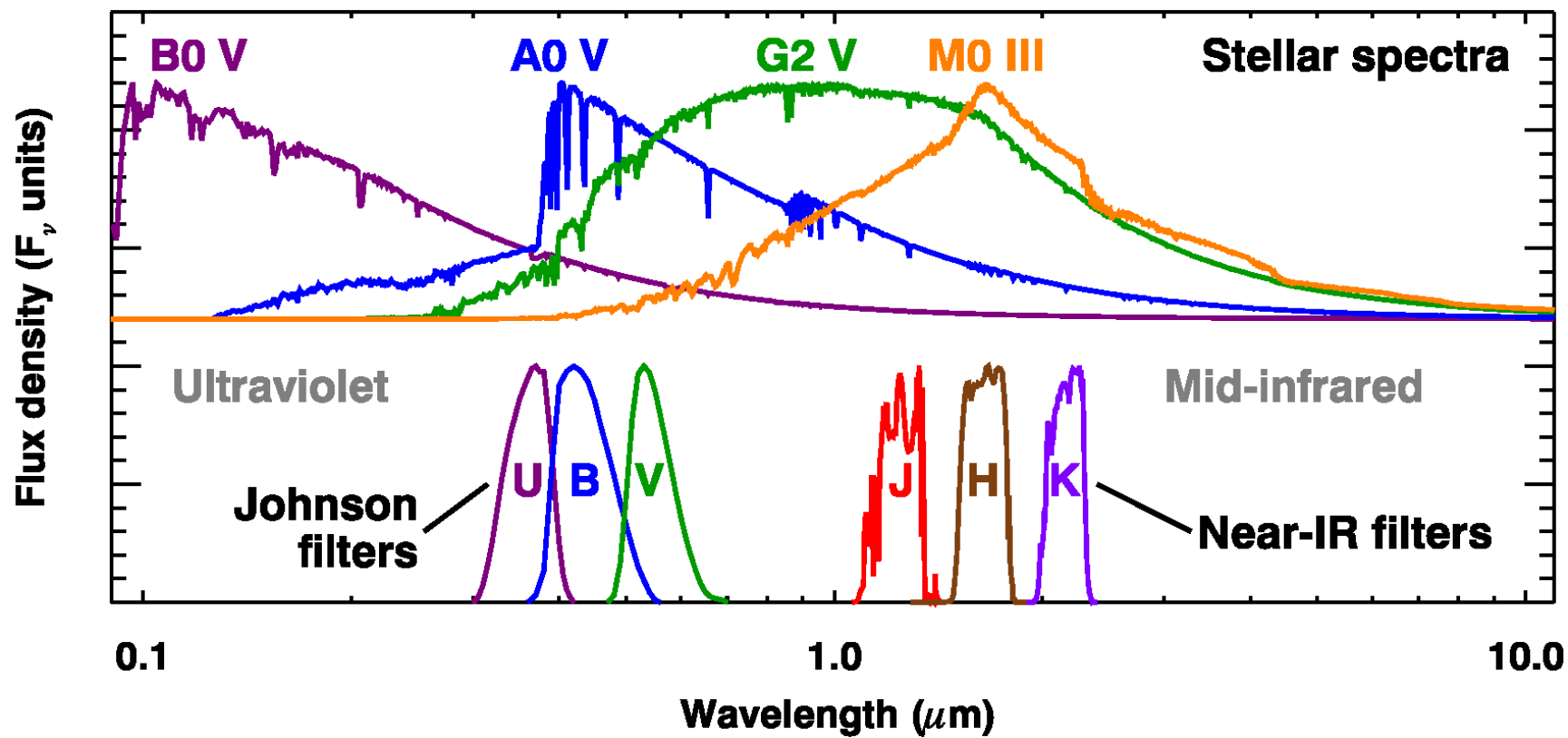
Zračenje crnog tela zavisi samo od njegove temperature!

Zakoni zračenja crnog tela :

- **Planck-ov zakon** (oblik Plankove krive)
- **Wien-ov zakon** (položaj maksimuma Plankove krive)
- **Stefan-Boltzmann-ov zakon** (površina ispod Plankove krive)

Spektri zvezda raznih spektralnih klasa (na glavnem nizu)





Šta se može odrediti analizom spektra?

- Temperatura
- Hemijski sastav
- Luminoznost
- Dimenzije
- Brzina rotacije
- Radijalna brzina
- Magnetno polje, turbulencija u atmosferi, itd.

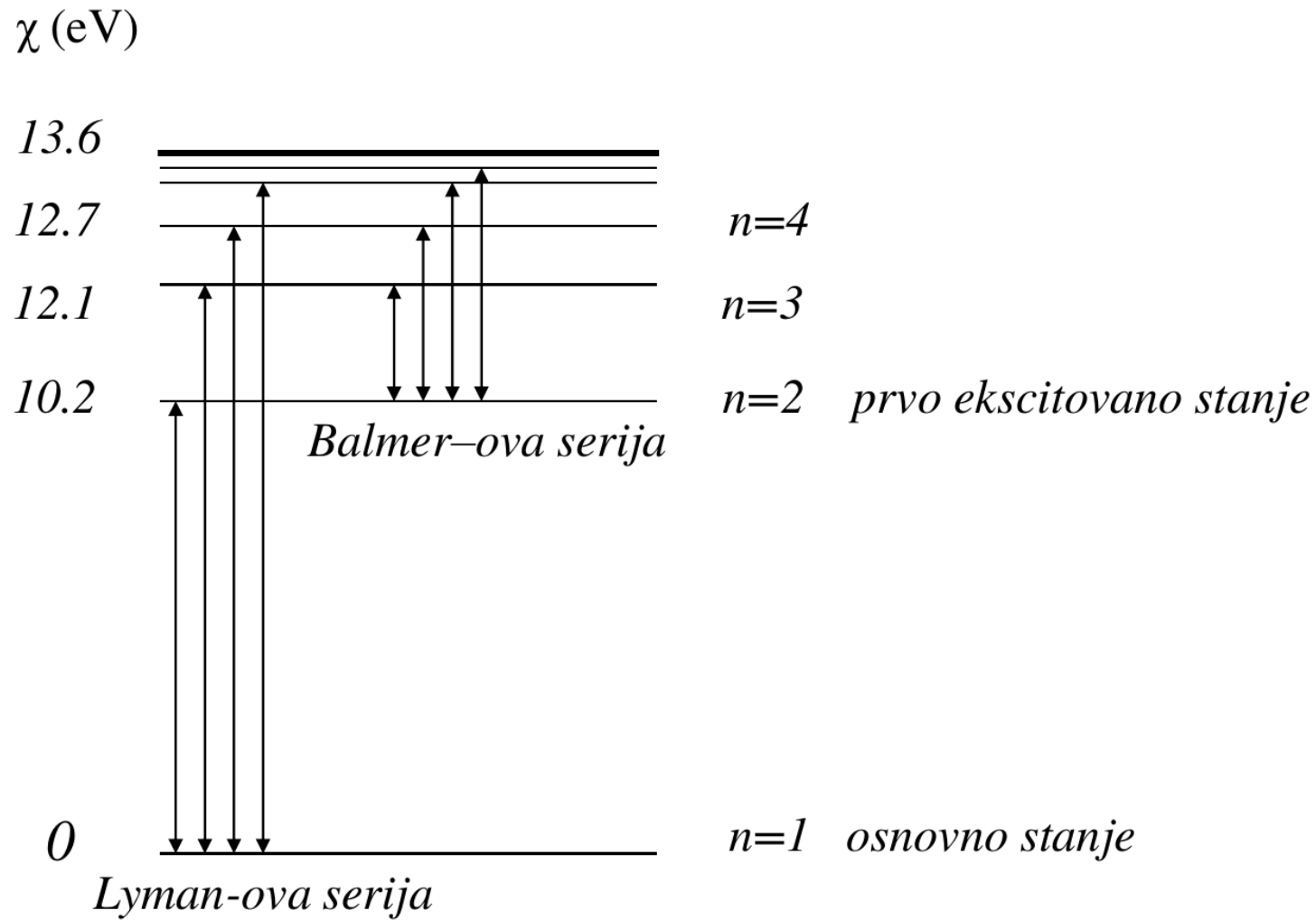
SPEKTRALNE LINIJE

- Mehanizam formiranja spektralnih linija objašnjen je tek 1913. godine Borovom (N. Bohr) teorijom strukture atoma.
- Linije nastaju kao posledica apsorpcije ili emisije fotona pri prelazima elektrona između raznih diskretnih energetskih stanja u atomu.



Niels Bohr (1885-1962)

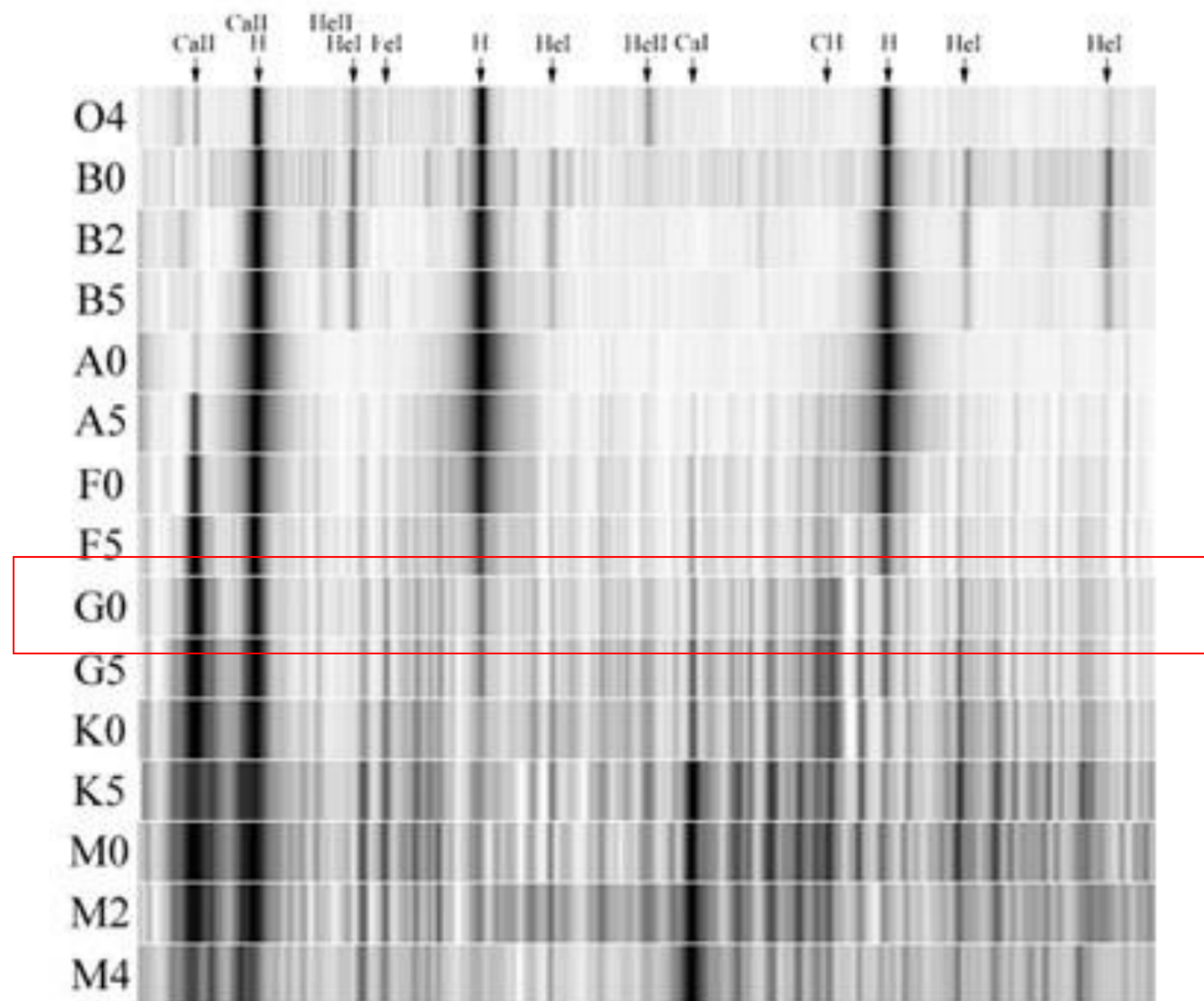
Energetski nivoi atoma vodonika

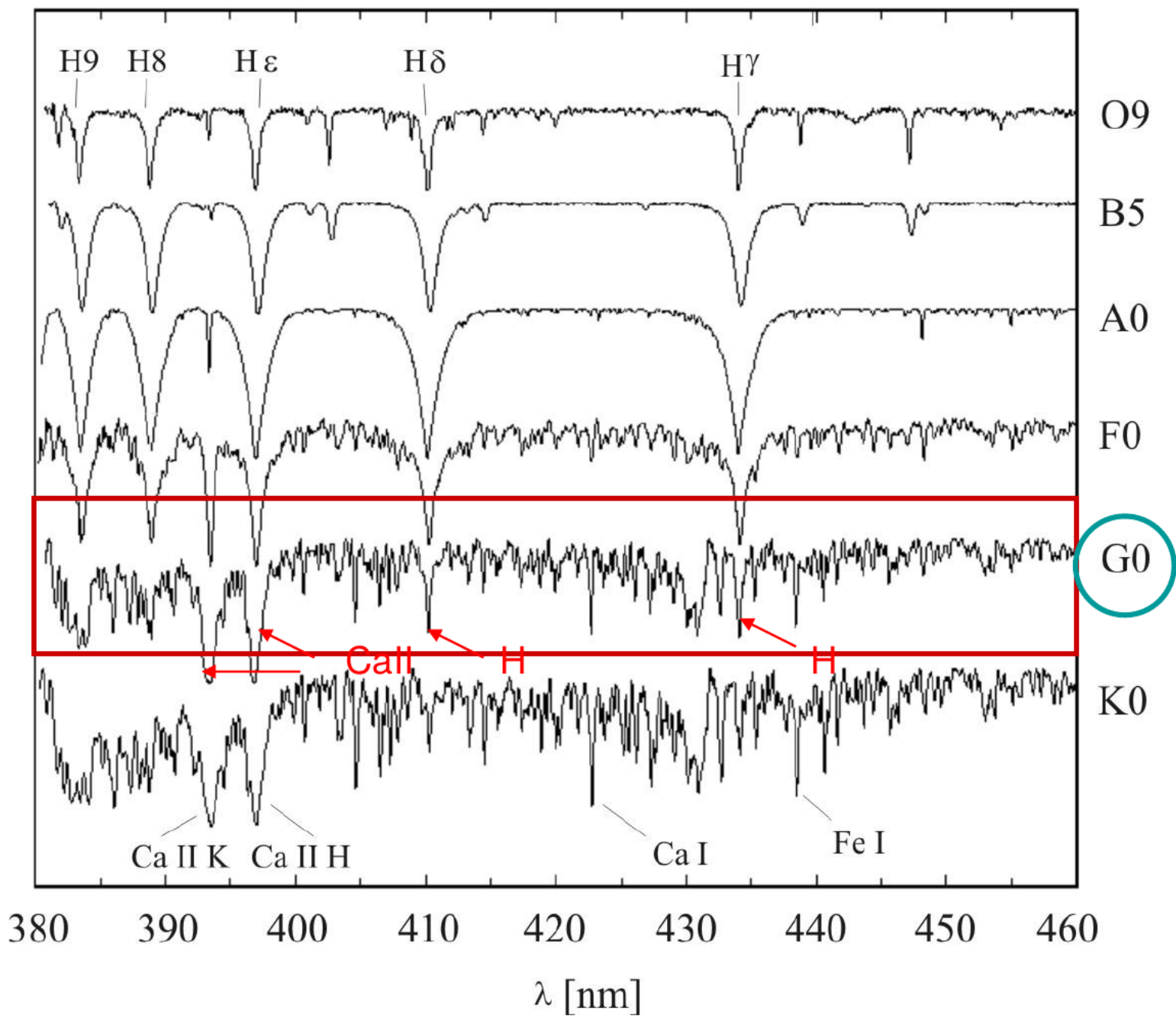


JACINA LINIJE JE PRE SVEGA ODREDJENA TEMPERATUROM U ZVEZDANOJ ATMOSFERI !

- Pojedine linije se mogu posmatrati samo u određenim opsezima temperatura, jer su samo pri tim vrednostima temperatura energetski nivoi u atomima koji učestvuju u datom prelazu u liniji popunjeni (naseljeni).

- **Primer $H\alpha$ linije** ($n=2 \rightarrow n=3$):
 - na $T < 7000\text{K}$, vodonik je uglavnom neutralan i u osnovnom stanju ($n=1$) $\rightarrow$ slaba $H\alpha$ linija
 - na $T \sim 10000\text{ K}$, više H je ekscitovano na nivo $n=2$ $\rightarrow$ jaka $H\alpha$ linija
 - na $T > 25000\text{K}$, H je uglavnom jonizovan $\rightarrow$ slaba $H\alpha$ linija.





- Primenjujući teoriju jonizacije koju je razvio indijski fizičar **Meghnad Saha**, **Cecilia Payne - Gaposchkin** (1925) je pokazala da su **razlike u jačini spektralnih linija** posledica razlika u stepenu jonizacije na različitim temperaturama, a ne razlika u zastupljenosti hemijskih elemenata
- Ustanovila je da je **vodonik najobilniji hemijski element na Suncu i zvezdama**



Cecilia Payne-Gaposchkin
(1900-1979)

Hemijski sastav zvezda

- Zvezde uglavnom čine vodonik (90%) i helijum (10%)
- Težih elemenata (u astrofizici: metala) ima u tragovima (npr. jedan atom ugljenika na 10000 atoma vodonika)

- Pojedine linije se mogu posmatrati samo u određenim opsezima temperatura, jer su samo pri tim vrednostima temperatura energetski nivoi u atomima koji učestvuju u datom prelazu u liniji popunjeni (naseljeni).
- **Naseljenost energetskog nivoa** u atomu (jonu) nekog hemijskog elementa nalazi se primenom Boltzmanove i Sahine formule.

Stepen ekscitacije

- Broj atoma (jona) u jedinici zapremine koji se nalaze u određenom i -tom energetsom stanju (stanju ekscitacije) daje

Bolcmanova (Boltzmann) formula:

$$n_i/n_k = (g_i/g_k) e^{-(E_i-E_k)/kT} = f(T)$$

Stepen ekscitacije je funkcija je samo temperature!

Na niskim $T \rightarrow$ najveći broj atoma je u osnovnom stanju.

Sa porastom temperature $\rightarrow$ raste broj atoma u ekscitovanom stanju.

Ovde je g_k - statistička težina k -tog stanja/nivoaa (broj načina na koje elektron može da se nadje u k -tom energetsom stanju ili broj podnivoaa datog nivoaa)

Stepen jonizacije

Odnos broja atoma u dva susedna stanja jonizacije j i $j+1$

(napr. broja neutralnih i jedanput jonizovanih atoma) daje

Sahina (Saha) formula:

$$n_{j+1} / n_j = f(T) / n_e$$

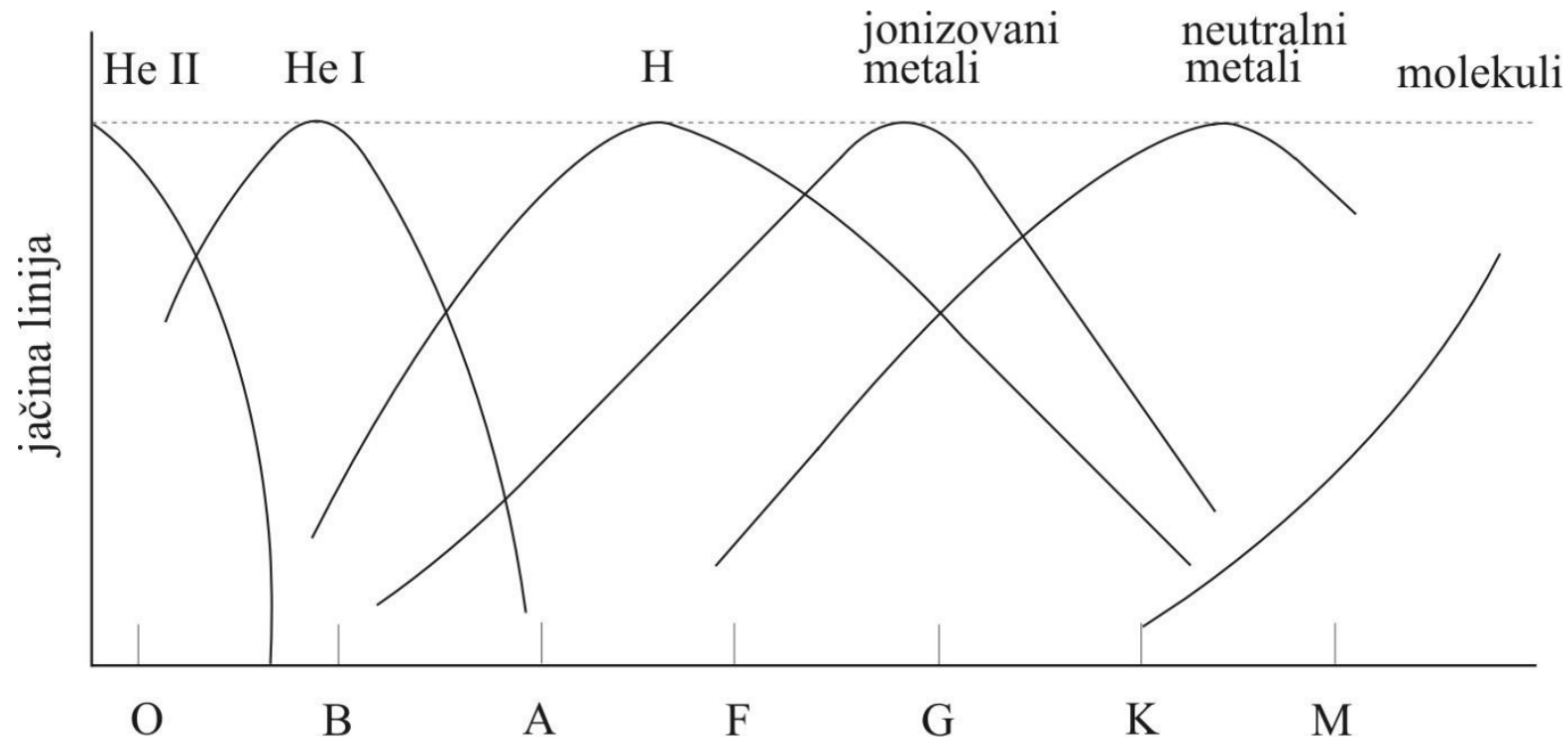
Stepen jonizacije je funkcija temperature i elektronske koncentracije.

Ravnoteža između procesa jonizacije i rekombinacije.

Sa porastom temperature → raste broj jonizovanih atoma

Sa porastom elektronske koncentracije (pritiska) → smanjuje se broj jonizovanih atoma

Bolcmanova i Sahina formula daju broj atoma u jedinici zapremine koji se nalazi u i-tom stanju ekscitacije i j-tom stanju jonizacije, tj. **koncentraciju apsorbera/emitera** koji su u stanju da dovedu do formiranja date spektralne linije.



Spektralne linije nisu monohromatske – one imaju konačnu širinu

- Osnovni uzroci širenja spektralne linije:
 - konačna širina energetskeg nivoa između kojih se vrši prelaz (**prirodno širenje**) - posledica je strukture samog atoma
 - termalno kretanje apsorbera/emitera (**Doplerovo širenje**) – određeno je temperaturom sredine
 - uticaj okolnih čestica (**sudarno širenje ili širenje pritiskom**) – zavisi od koncentracije perturbujućih čestica (pritiska)

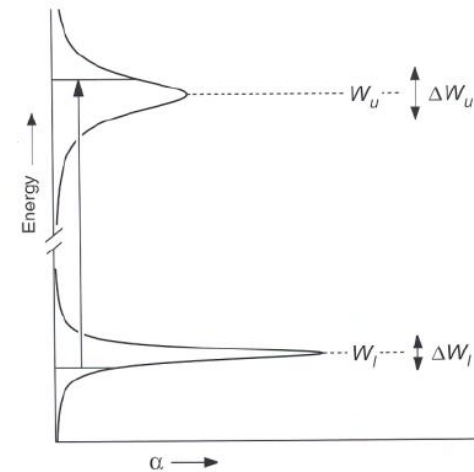


Table 11.1. Types of pressure broadening.

n	Type	Lines affected	Perturber
2	Linear Stark	Hydrogen	Protons, electrons
4	Quadratic Stark	Most lines, especially in hot stars	Ions, electrons
6	van der Waals	Most lines, especially in cool stars	Neutral hydrogen

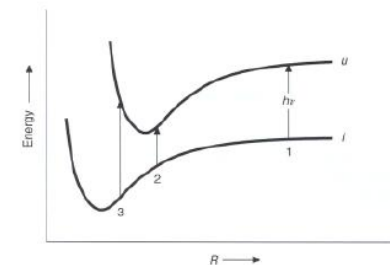
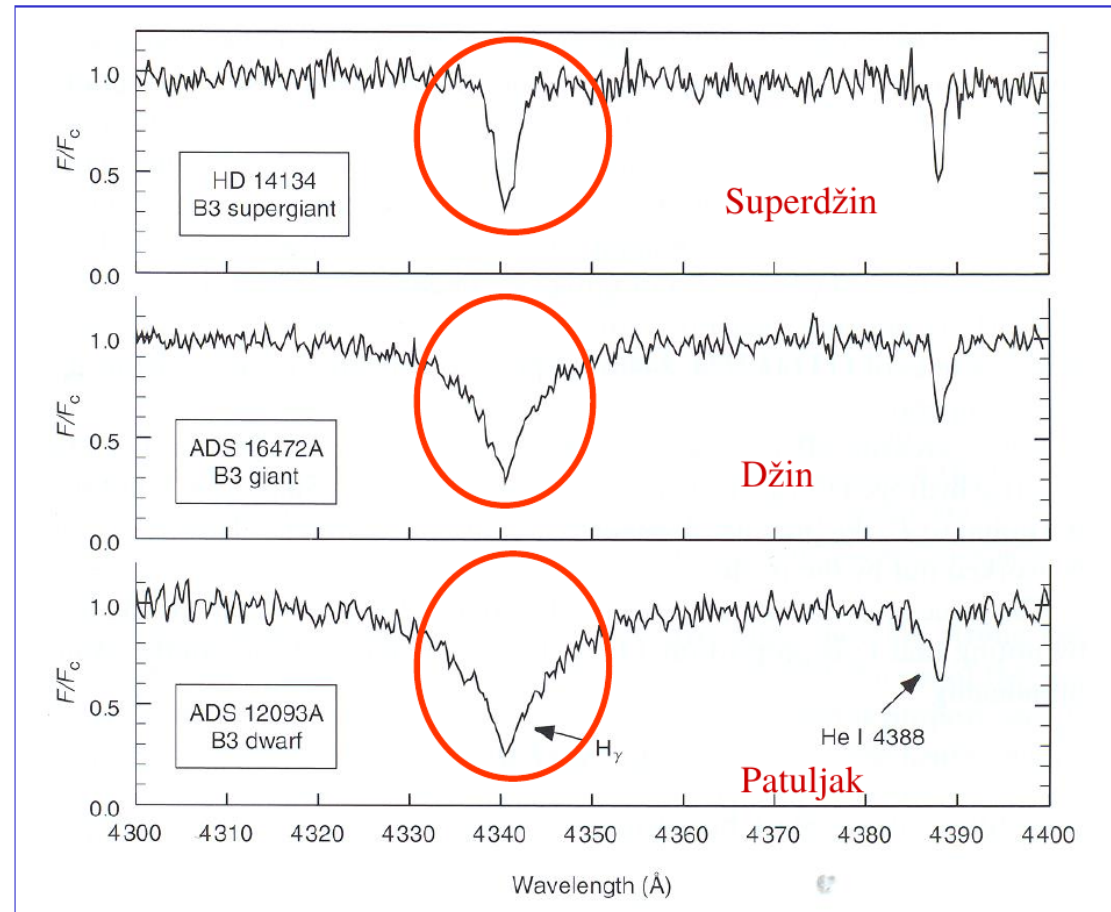


Fig. 11.2. The energies associated with the upper and lower atomic levels on a transition depend on the distance R to the perturber. The transition energy can be either less (2) or greater (3) than the unperturbed value (1).

$$\Delta W = \text{constant} / R^6, \quad (11.16)$$

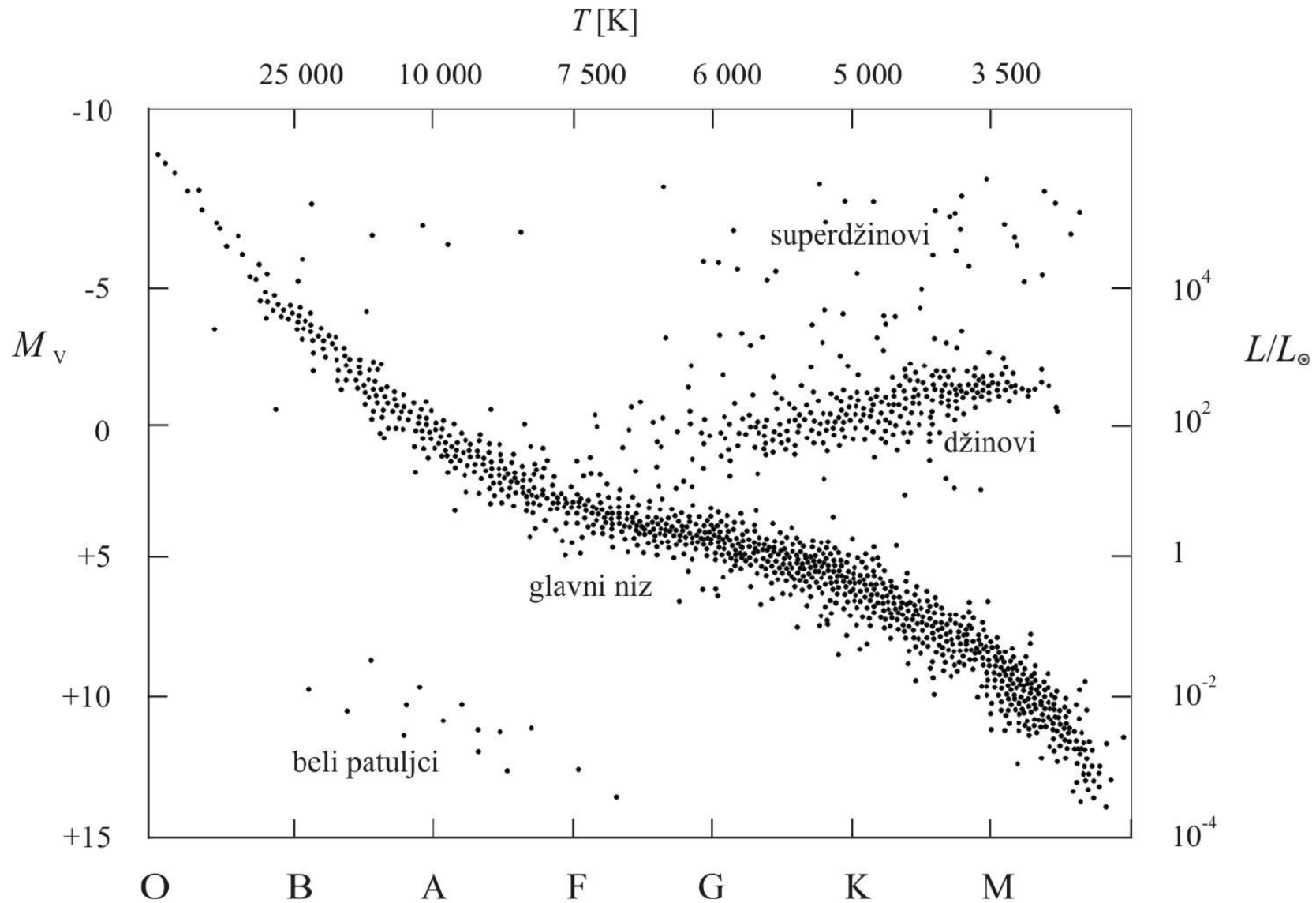
Koji je razlog različite širine jedne iste linije u spektrima zvezda iste spektralne klase (iste površinske temperature) ?

- Ista spektralna linija (H_γ) znači da je **isto prirodno širenje**
- Ista spektralna klasa zvezda (B3), tj. ista površinska T , znači da je **isto termalno Doppler-ovo širenje**
- Razlike u širini linije su posledica **razlika u širenju pritiskom, odnosno razlika u površinskoj gravitaciji zvezda različitih radijusa.**

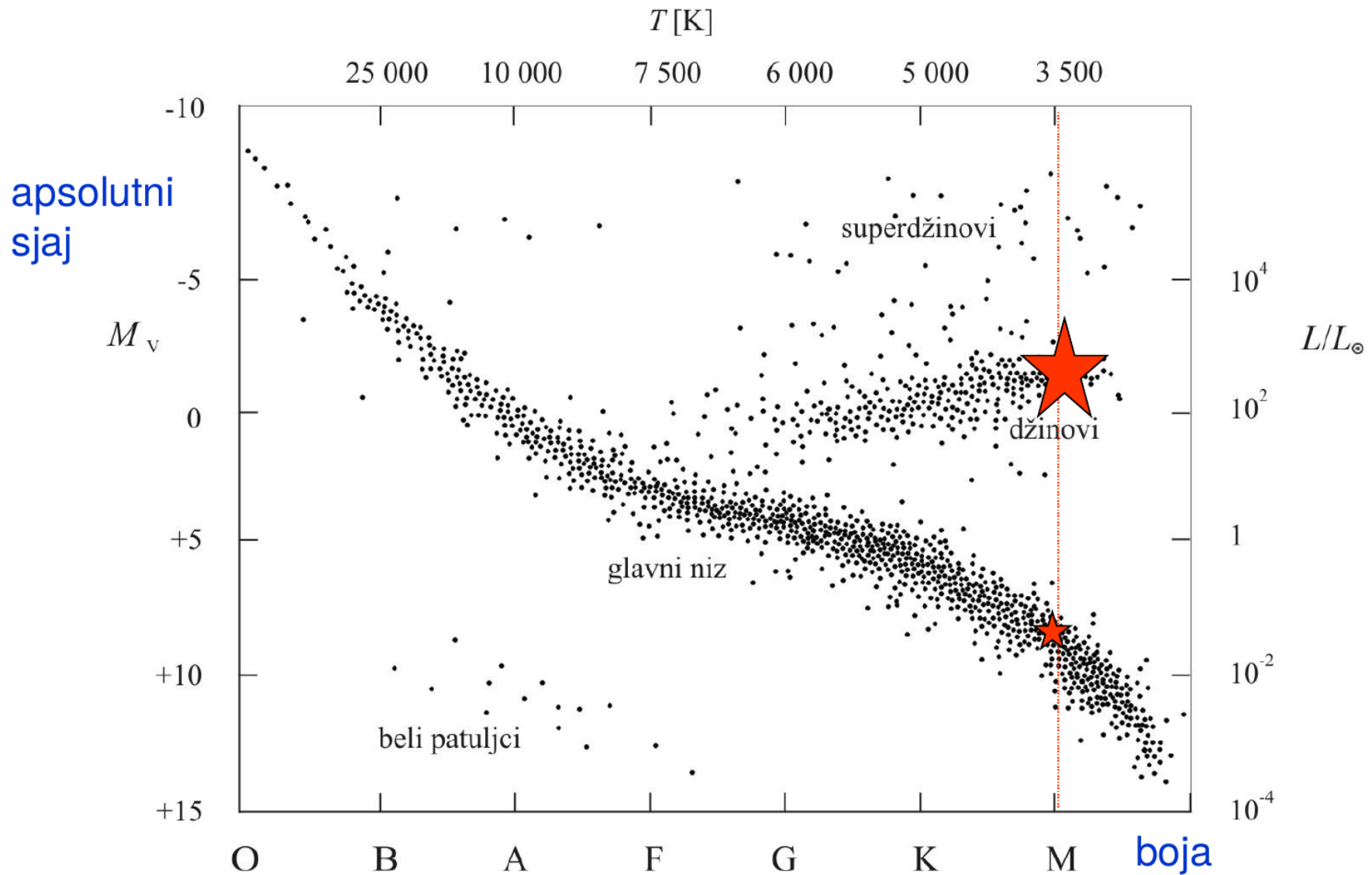


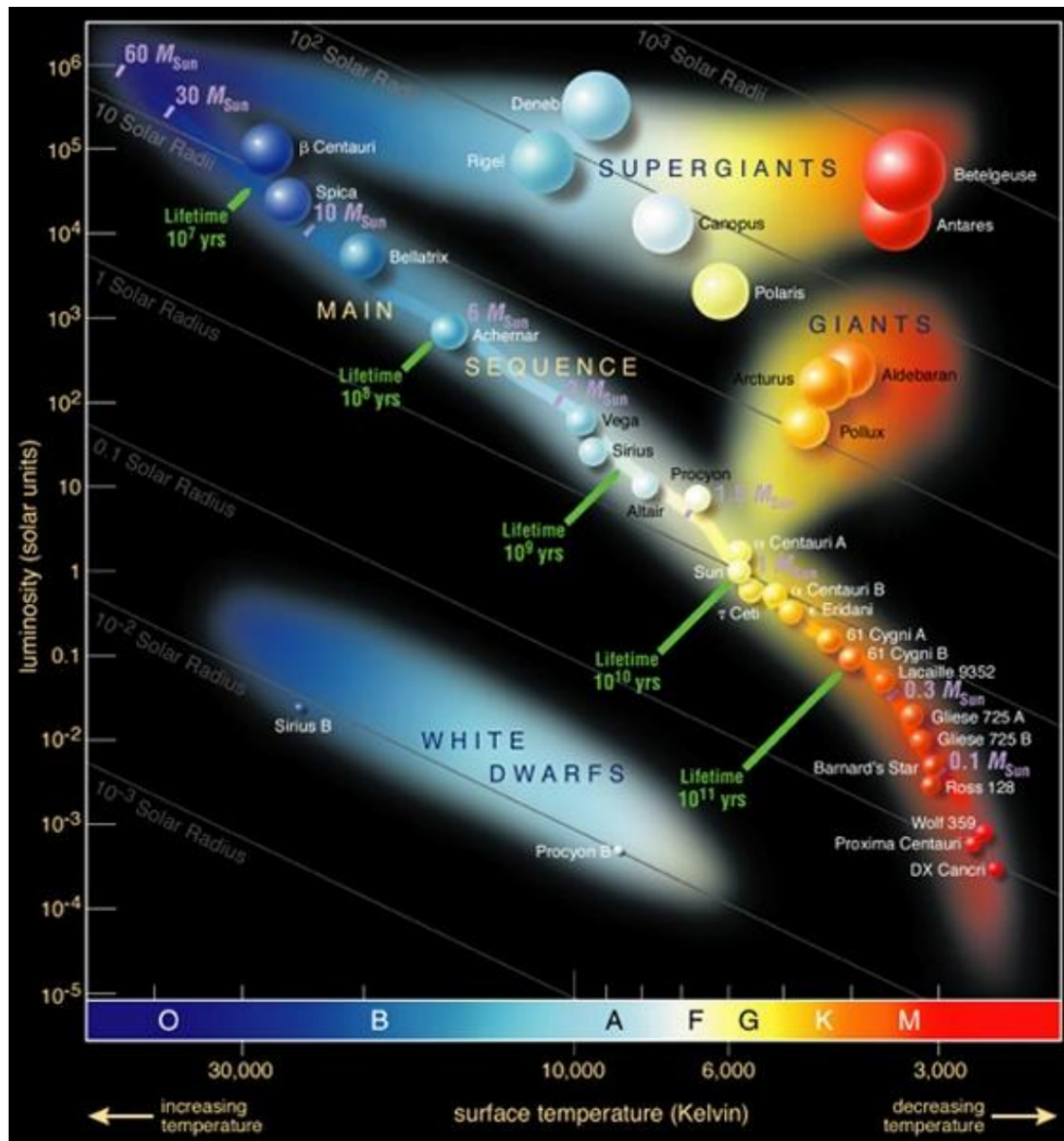
Mala površinska gravitacija – razređene i prostrane atmosfere – uske linije
Veća zapremina – ista temperatura – manji pritisak

H-R (Hertzsprung-Russell) diagram



H-R (Hertzsprung – Russell) dijagram

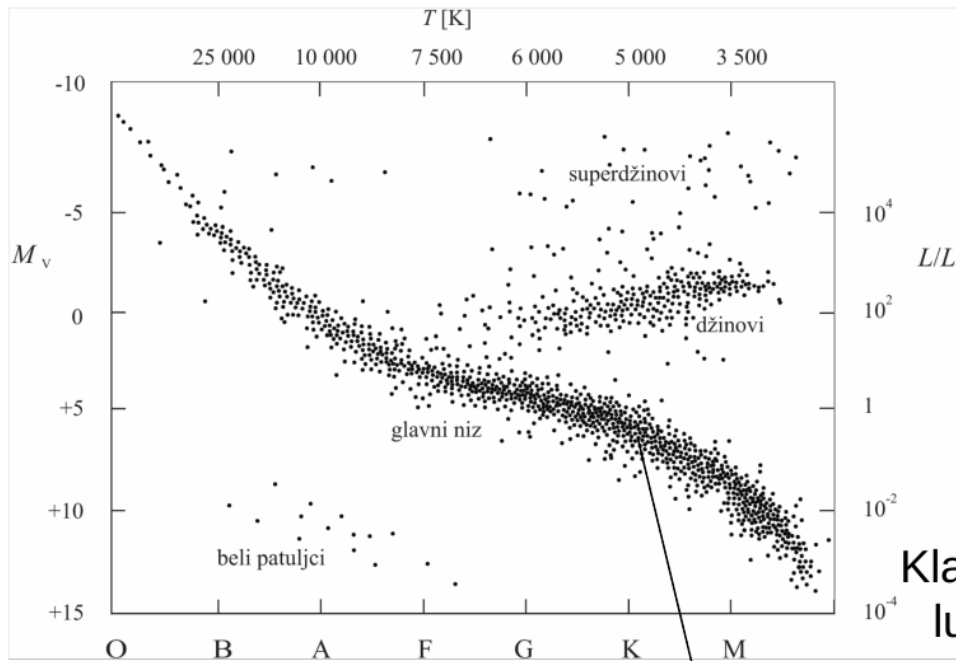




Klase luminoznosti

MKK klasifikacija (1943)

- I (Ia, Iab, Ib) – superdžinovi
- II – sjajni džinovi
- III – džinovi
- IV – subdžinovi
- V – zvezde glavnog niza
- VI – subpatuljci
- VII – beli patuljci



Hercšprung-Raselov dijagram

Po sjaju/luminoznosti

- I - superdžinovi sa više podklasa (Ia, Iab, Ib),
- II - sjajni džinovi,
- III - džinovi,
- IV - subdžinovi,
- V - zvezde glavnog niza,
- VI - subpatuljci i
- VII - beli patuljci.

To su tzv. **klase luminoznosti**.

Klase luminoznosti su zasnovane na luminoznosti, odnosno apsolutnim magnitudama.

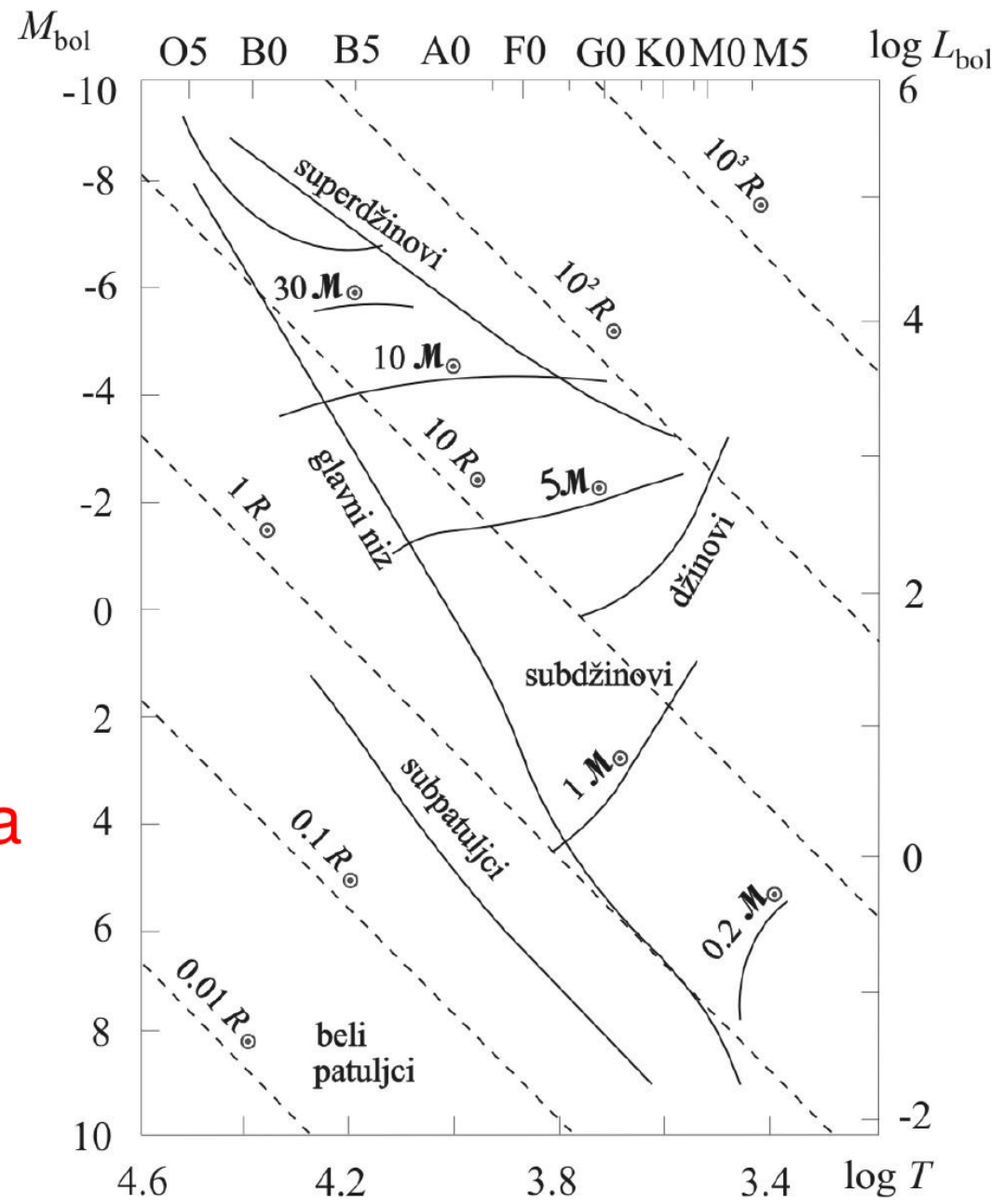
Najviše zvezda na glavnom nizu – tu najduže borave – termonuklearna fuzija vodonika

Važno za studiju evolucije zvezda

Velika koncentracija zvezda na glavnom nizu je posledica činjenice da zvezde u toj fazu evolucije (fuzionisanje protona u jezgru zvezda) borave najduže.

H-R diagram:

- luminoznost
- temperatura
- masa
- radijus
- spektralna klasa

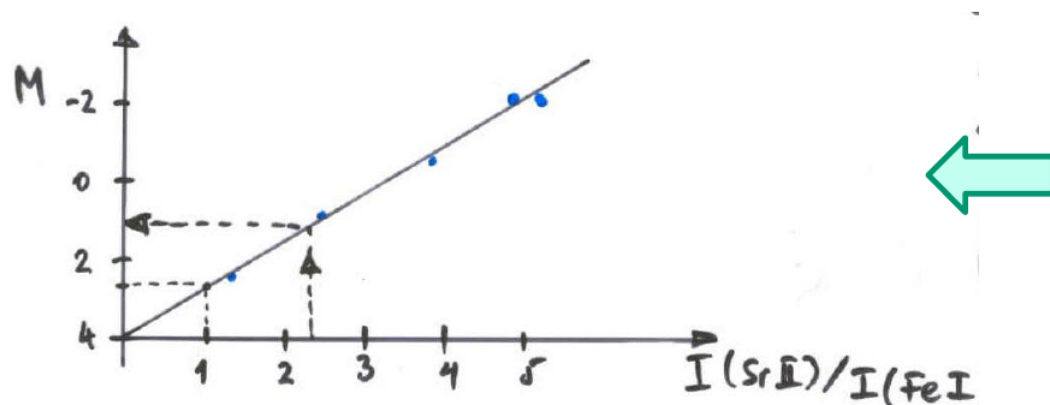


Odredjivanje zvezdanih daljina

Metod spektralne paralakse (Adams i Kohlschutter, 1914)

U spektrima zvezda iste spektralne klase a različite luminoznosti, linije nekih hemijskih elemenata pokazuju znatne razlike u intenzitetu.

Pomoću zvezda poznate apsolutne magnitude M i odnosa intenziteta bliskih linija u spektru, ustanovljene su **empirijske relacije**, koje se koriste da se iz izmerenog odnosa intenziteta linija u spektru neke zvezde (čije rastojanje ne znamo) odredi njena apsolutna magnituda M . Sa izmerenom prividnom magnitudom m može se odrediti rastojanje/paralaksa – **spektralna paralaksa**.



kod zvezda spektralne klase K sa povećanjem sjaja zvezde linija SrII ($\lambda 4215$) postaje jača u odnosu na liniju FeI ($\lambda 4260$).

$$5 \log p = M - m - 5$$

Odredjivanje zvezdanih radijusa

- Luminoznost zavisi od temperature i radijusa

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{\text{eff}}^4$$

$$\underline{M_{\text{bol}} - 4.76 = -2.5 \log (L_* / L_S)}$$

$$= \underline{-5 \log (R_* / R_S) - 10 \log (T_{\text{eff}*} / T_{\text{eff}S})}$$

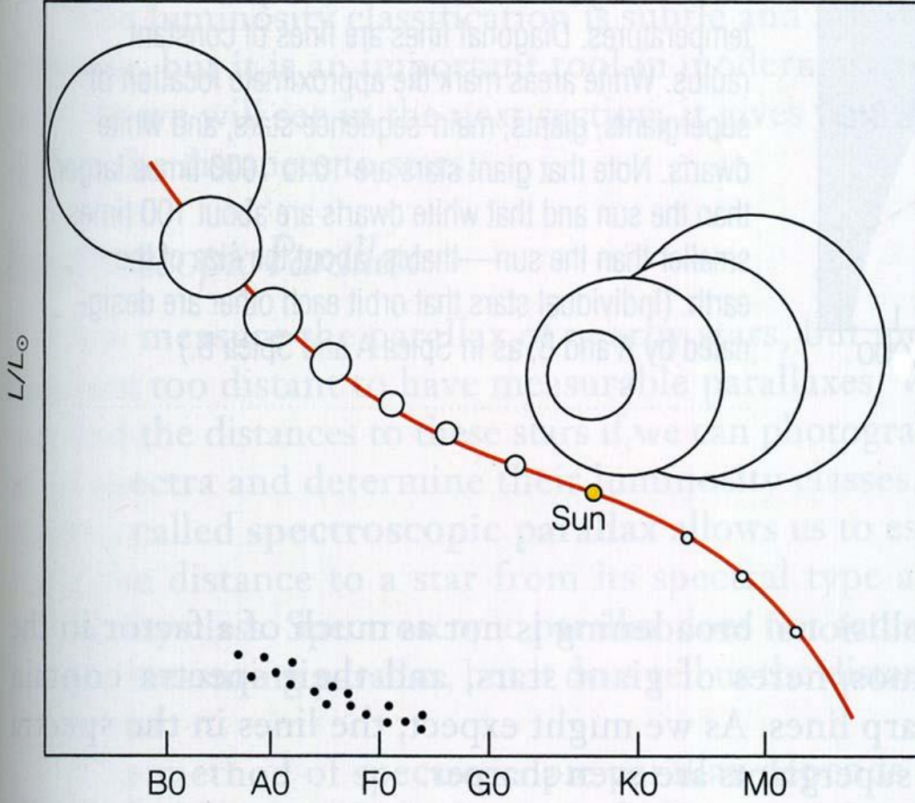
$$M_{\text{bol}} = a + b \log T_{\text{eff}}$$

Linije jednakih radijusa

- Primenom relacije $L = \sigma T^4 4\pi R^2$ na zvezdu i na Sunce i njihovim deljenjem dobijamo

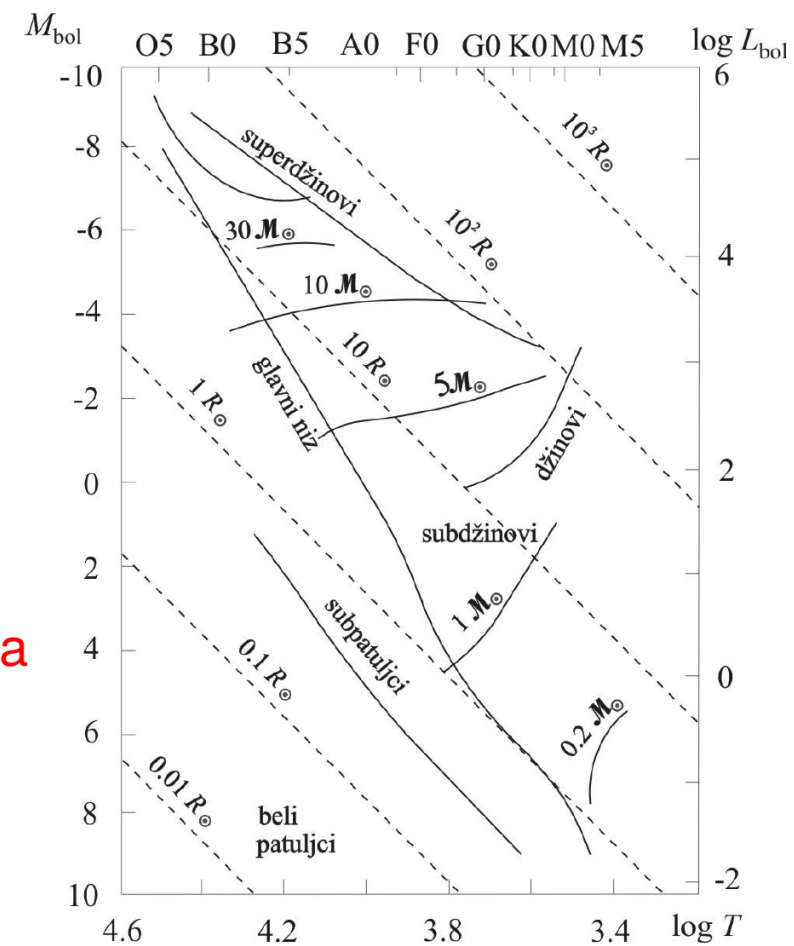
$$R = \sqrt{L} / T^2$$

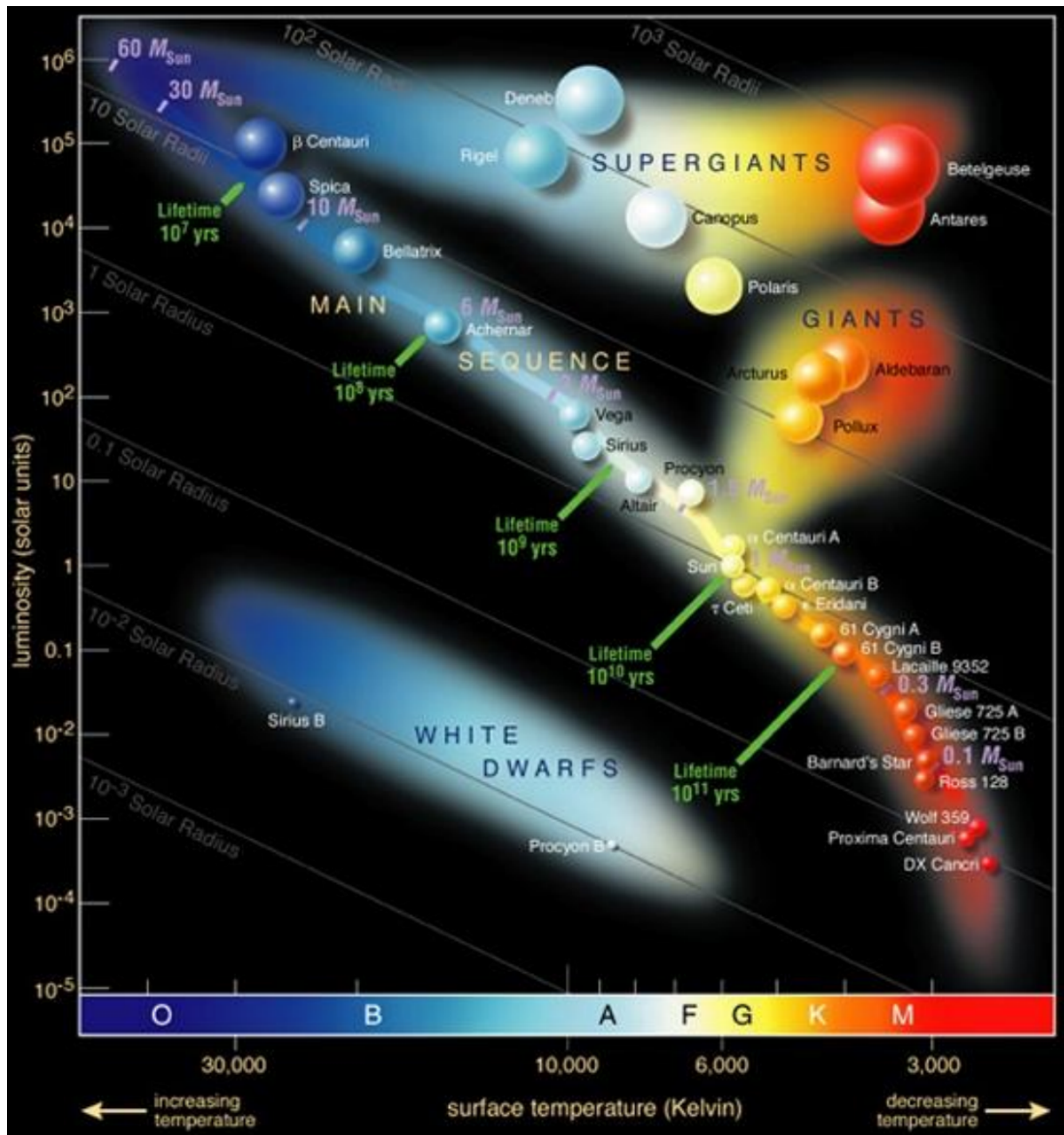
gde su L , T i R izraženi u odgovarajućim Sunčevim jedinicama.



H-R diagram:

- luminoznost
- temperatura
- masa
- radijus
- spektralna klasa





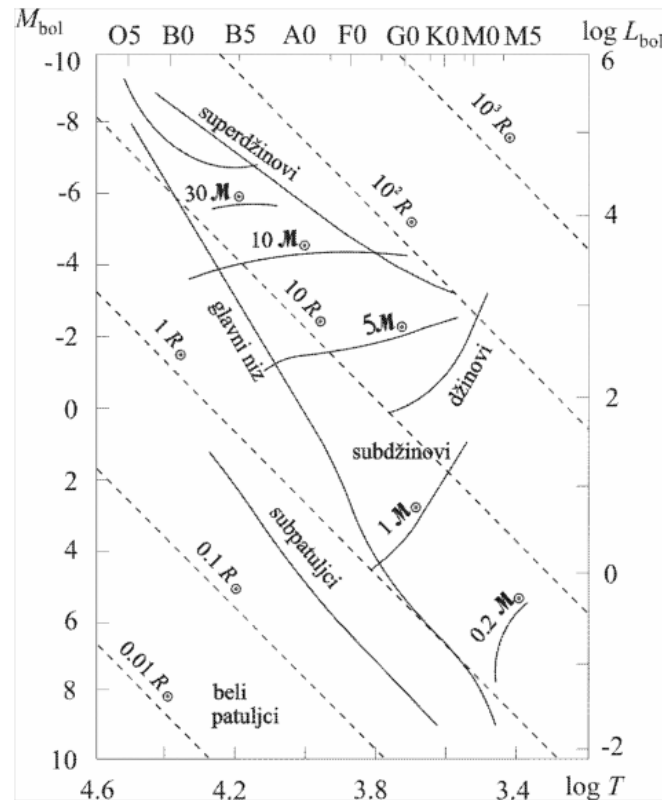
Mase
zvezda

U gornjem leovm delu glavnog niza su najmasivnije zvezde

Masa zvezda opada duž glavnog niza sa opadanjem efektivne temperature (kao i radijus)

Površinska gravitacija duž glavnog niza ostaje konstantna – ako smo izračunali radijus, mogu se proceniti mase

$$g = GM/R^2 = 10^{4.5}$$



Zvezde jednakih
radijusa i masa

Ako napravimo pregled osnovnih parametara koji karakterišu zvezde vidimo da oni pripadaju sledećim intervalima:

- apsolutna zvezdana veličina: $(-9^m 5) - 6^m < M_v < +10^m (+15^m)$,
- temperatura: $3000 \text{ K} < T < 30000 \text{ K} (100000 \text{ K})$,
- radijus: $(0.01) 0.5 R_{\odot} < R < 10^2 (10^3) R_{\odot}$,
- masa: $(0.1) 0.5 M_{\odot} < M < 15 (50) M_{\odot}$,
- gustina: $(10^{-6}) 10^{-2} < \rho < 10^2 (10^{12}) \text{ g/cm}^3$.

U zagradama su date ekstremne vrednosti koje se odnose na mali broj zvezda.