

praktická astronomie

základy spektroskopie

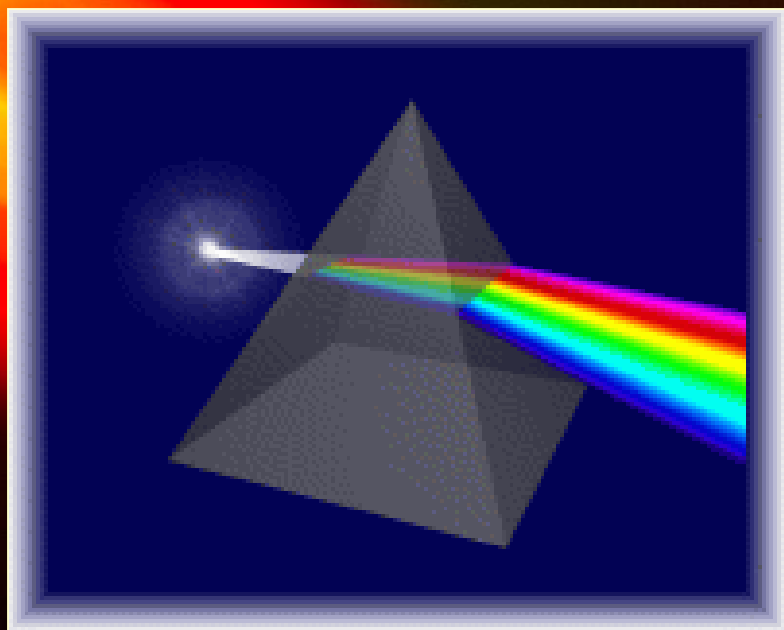
cvičení

jednoduchý spektroskop

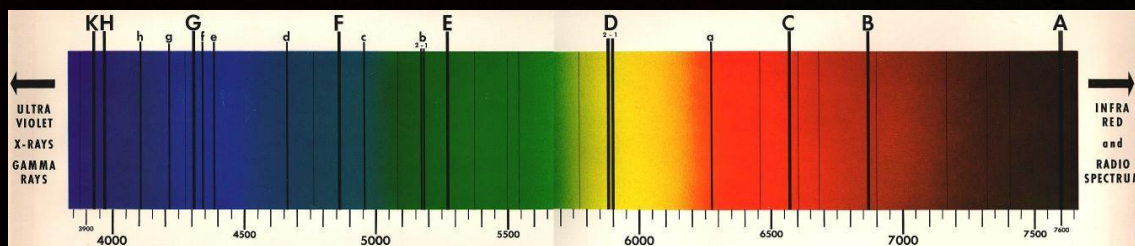
spektroskopie

- bývá nazývána „srdcem astrofyziky“, je to hlavní „nástroj“ astrofyziků
- jsou to právě spektroskopická pozorování, jež umožňují porovnávat teoretické modely se skutečností
- energetická rovnováha, zastoupení molekul, atomů a iontů, makroskopická i mikroskopická rychlostní pole, teplota, hustota, elmg pole, to vše můžeme zjistit ze spekter sledovaných objektů

historická poznámka



- Newton použil hranol k rozložení slunečního světla
- Wollaston (1802) – zaznamenal tmavé čáry ve slunečním spektru
- Fraunhofer (1817) – některé z čar u jiných hvězd nejsou, mnohé pak mají více jiných čar



zákony spektrální analýzy

Kirchhoff a Bunsen formulovali v roce 1859 tato zjištění:

- 1) pokud látku zahřejeme na vysokou teplotu, bude zářit, spektrum takového záření je **spojité**
- 2) zahřátý plyn září jen v určitých čarách, jejichž poloha je pro něj zcela charakteristická, tzv. **emisní spektrum**
- 3) pokud mezi zdroj spojitého záření a pozorovatele vložíme chladnější plyn, pak ten bude absorbovat v čarách, vznikne tzv. **absorpční spektrum**

záření absolutně černého tělesa

- horká tělesa září tím víc, čím mají vyšší teplotu
- vysílají spojité záření, jehož spektrální složení se s teplotou rovněž mění
- přináší zásadní informaci o teplotě vyzařujícího tělesa
- fyzikální idealizací tohoto jevu je tzv. záření absolutně černého tělesa
- popsat spektrum záření absolutně černého tělesa nebylo snadné
- nalezení Stefanova vztahu pro celkový zářivý výkon: výkon je přímo úměrný 4. mocnině absolutní (termodynamické) teploty
- rozdělení energie ve spektru popsal správným vztahem až v roce 1900 Max Planck, který interpretoval tak, že zářivá energie není vysílána spojitě, ale po kvantech, jejichž energie je dána frekvencí záření (vlnovou délkou): $E = h\nu = hc/\lambda$, kde h je tzv. Planckova konstanta

záření absolutně černého tělesa

Vlastnosti rovnovážného tepelného záření:

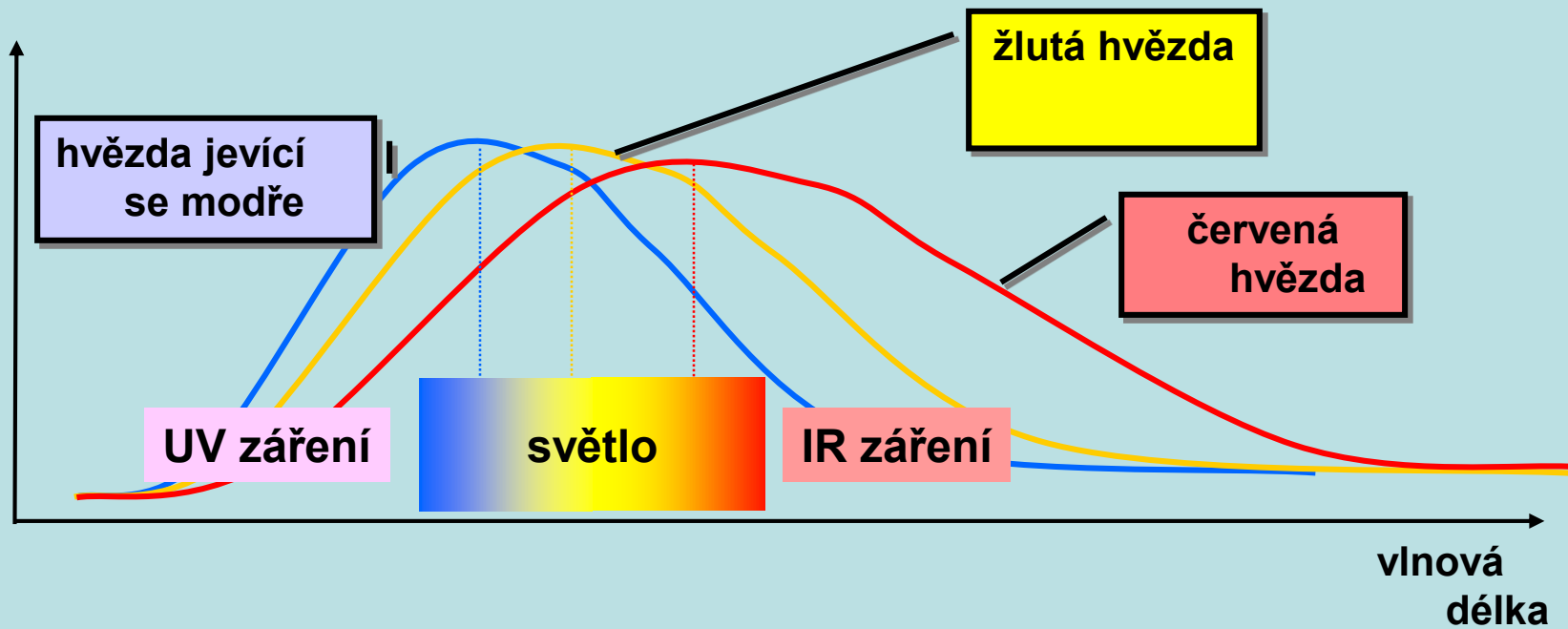
- je izotropní a homogenní
- koncentrace fotonů a jejich rozdělení podle energií závisí pouze na teplotě záření – nezávisí tedy ani na mechanismu vzniku záření, ani na absorpčních vlastnostech stěn
- spektrum popisuje tzv. Planckův zákon záření AČT

záření absolutně černého tělesa

Vlastnosti spektra vyzařovaného AČT

- absolutně černé těleso je tzv. košinový zářič, tzn. například, že koule zářící jako AČT nejeví okrajové ztemnění
- zvýšíme-li teplotu, vzroste tzv. monochromatický jas B_ν ve všech vlnových délkách, závislosti B_ν na kmitočtu ν pro různé teploty se neprotínají
- zvyšujeme-li teplotu, vlnová délka maxima λ_{\max} vyzařované energie klesá. Kvantitativně závislost popisuje tzv. Wienův zákon posuvu (též Wienův posunovací zákon), který byl znám už před formulací Planckova zákona: $\lambda_{\max} \cdot T = 2,898 \cdot 10^{-3} \text{ [K m]}$
- důsledek – zabarvení absolutně černého tělesa se mění v závislosti na jeho teplotě

záření AČT



záření absolutně černého tělesa

- plocha absolutně černého tělesa o výměře S a teplotě T vysílá do poloprostoru zářivý výkon Φ_e : $\Phi_e = \sigma T^4 S$, kde σ je *Stefanova konstanta*, $\sigma = 5,670 \cdot 10^{-8} \text{ W m}^{-2} \text{ K}^{-4}$.
- *Stefanův zákon* je nejdůležitějším astrofyzikálním vztahem - dává do souvislosti celkové množství vyzářené energie a povrchovou teplotu vyzařujícího tělesa, můžeme „na dálku“ měřit teplotu hvězd
- *Planckův zákon* vyjadřuje závislost monochromatického jasu absolutně černého tělesa $B_\nu(T)$, resp. $B_\lambda(T)$ na teplotě a frekvenci, případně vlnové délce:

$$B_\nu(\nu, T) = 2 \frac{h\nu^3}{c^2} \left[\exp\left(\frac{h\nu}{kT}\right) - 1 \right]^{-1} ; \quad B_\lambda(\lambda, T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \left[\exp\left(\frac{hc}{\lambda kT}\right) - 1 \right]^{-1}$$

kde k je Boltzmannova konstanta, $k = 1,381 \cdot 10^{-23} \text{ [J K}^{-1}\text{]}$

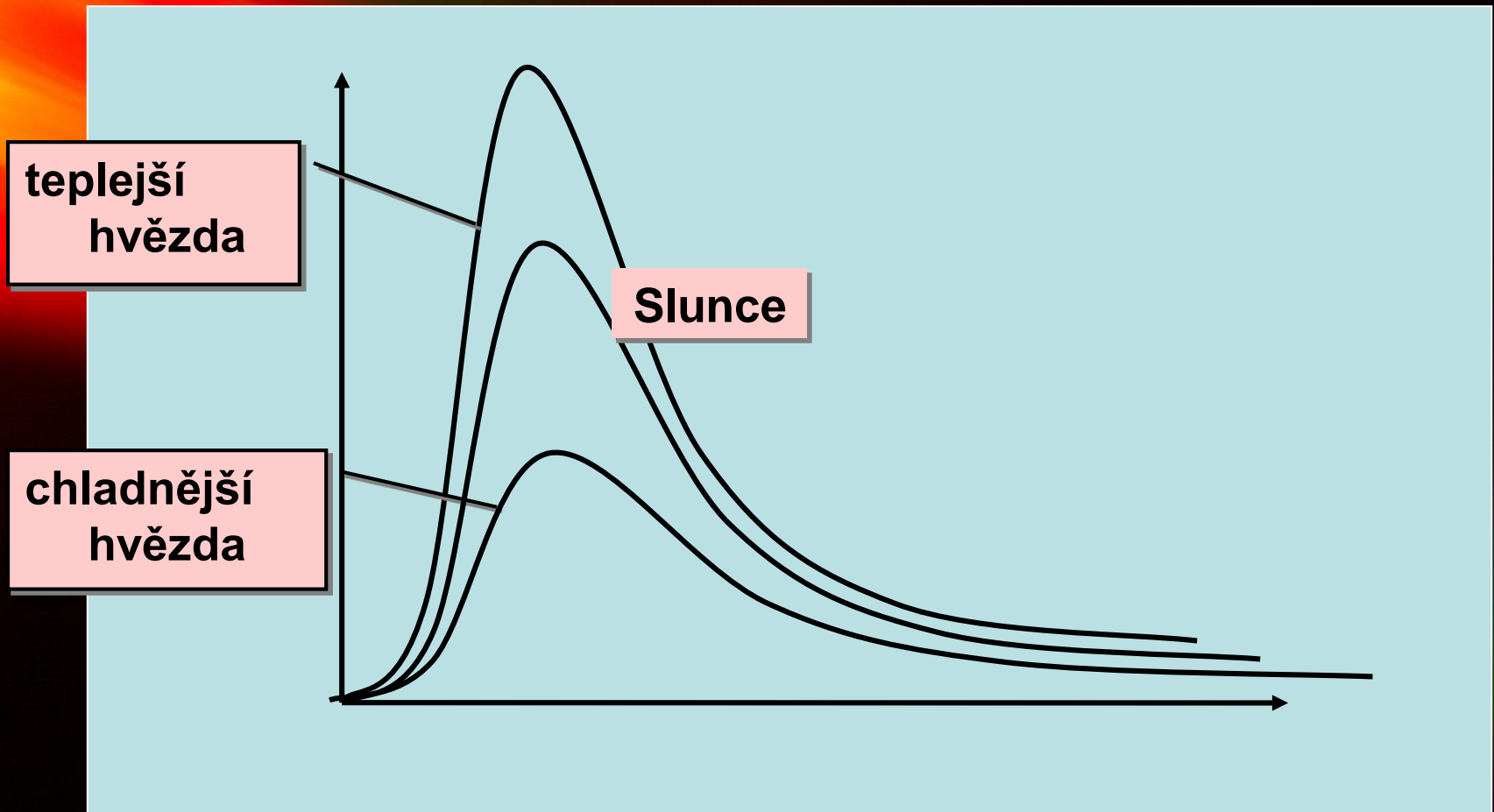
záření absolutně černého tělesa

- v dlouhovlnné oblasti spektra platí $h\nu \ll kT$ a argument exponenciály je blízký nule, takže lze využít rozvoje: $\exp(h\nu/kT) \cong 1 + h\nu/kT$ a Planckův zákon přechází v zákon Rayleighův-Jeansův.

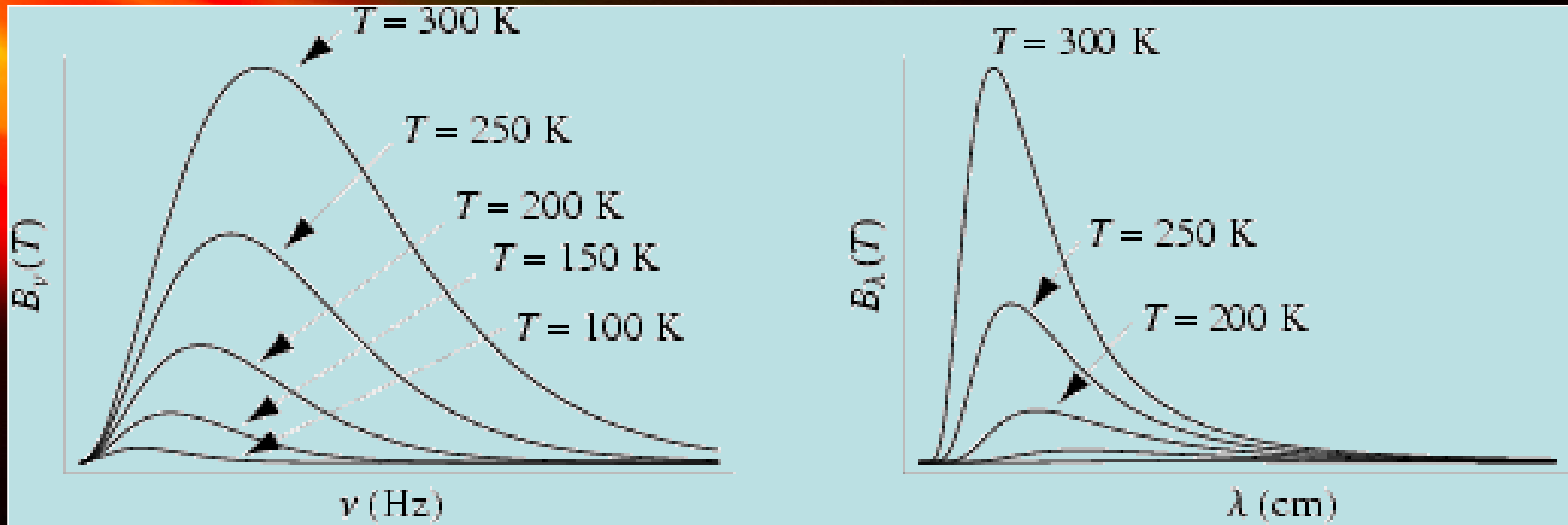
- $$B_\nu(T) = 2 \frac{\nu^2}{c^2} kT.$$

- zde se nevyskytuje Planckova konstanta h , v dlouhovlnné oblasti se elektromagnetické záření chová jen jako vlnění
- v krátkovlnné oblasti ($h\nu \gg kT$), kde je $h\nu/kT$ mnohem větší než 1, lze 1 ve jmenovateli v Planckově zákonu zanedbat, přechází tento v tzv. Wienův zákon:
$$B_\nu(T) = 2h\nu \exp(-h\nu/kT)$$
- naprostá většina hvězd září v prvním přiblížení jako AČT

záření absolutně černého tělesa



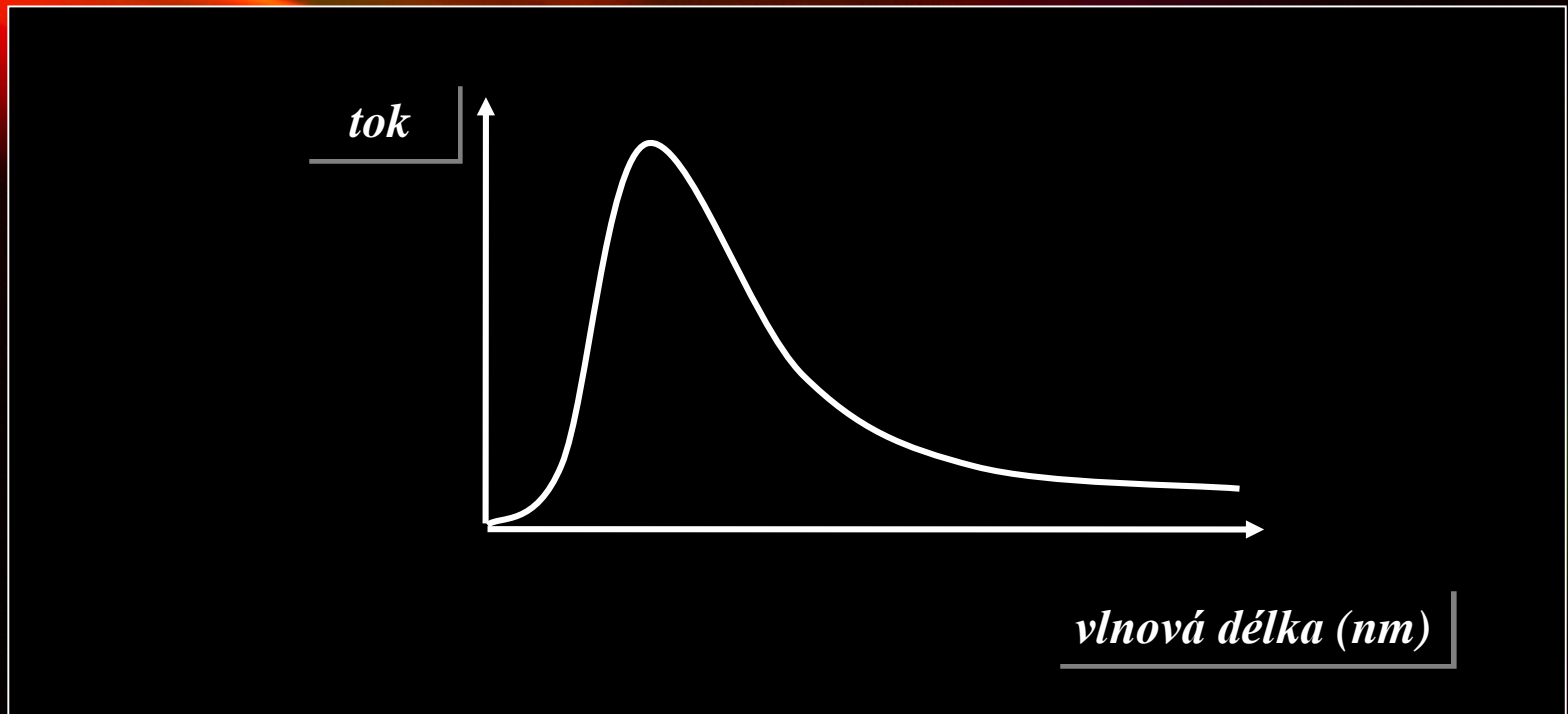
záření absolutně černého tělesa



- velikost a tvar křivky udává informaci o teplotě zářícího tělesa

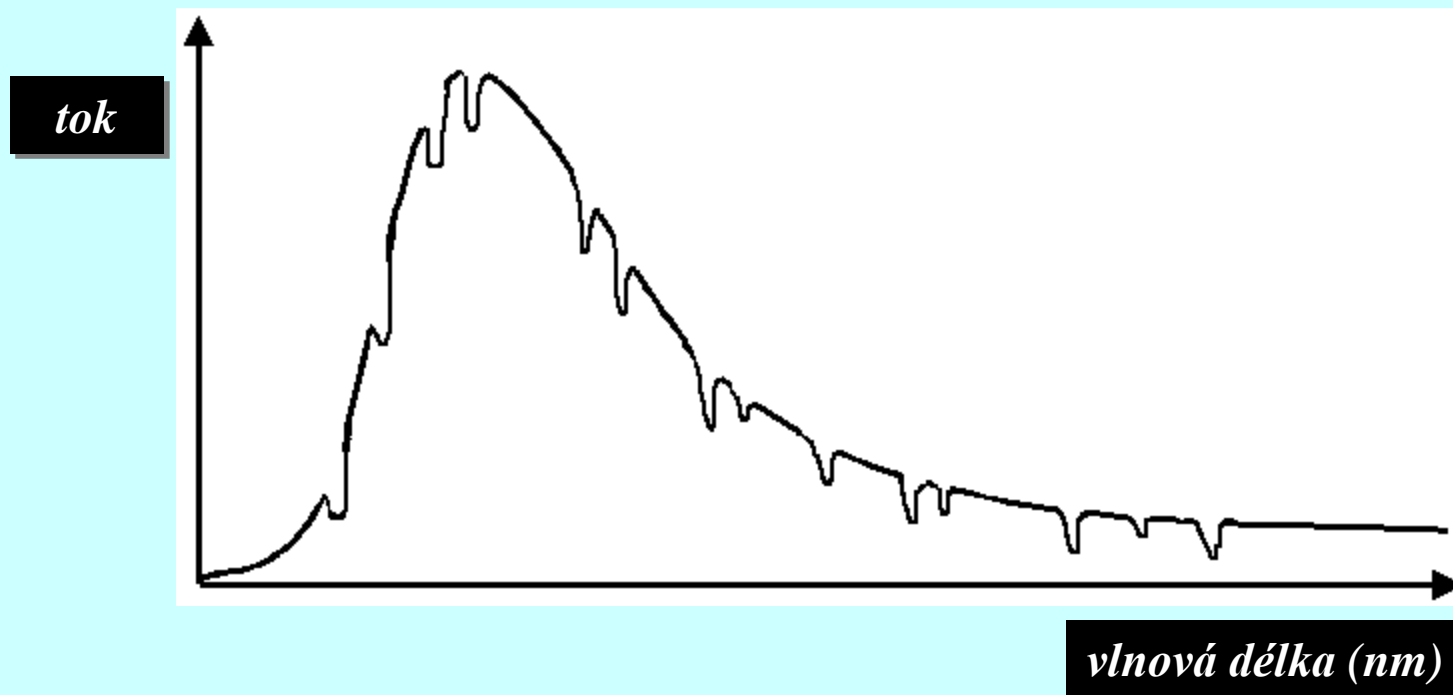
tři typy spekter

1. spojité spektrum – odpovídá záření AČT



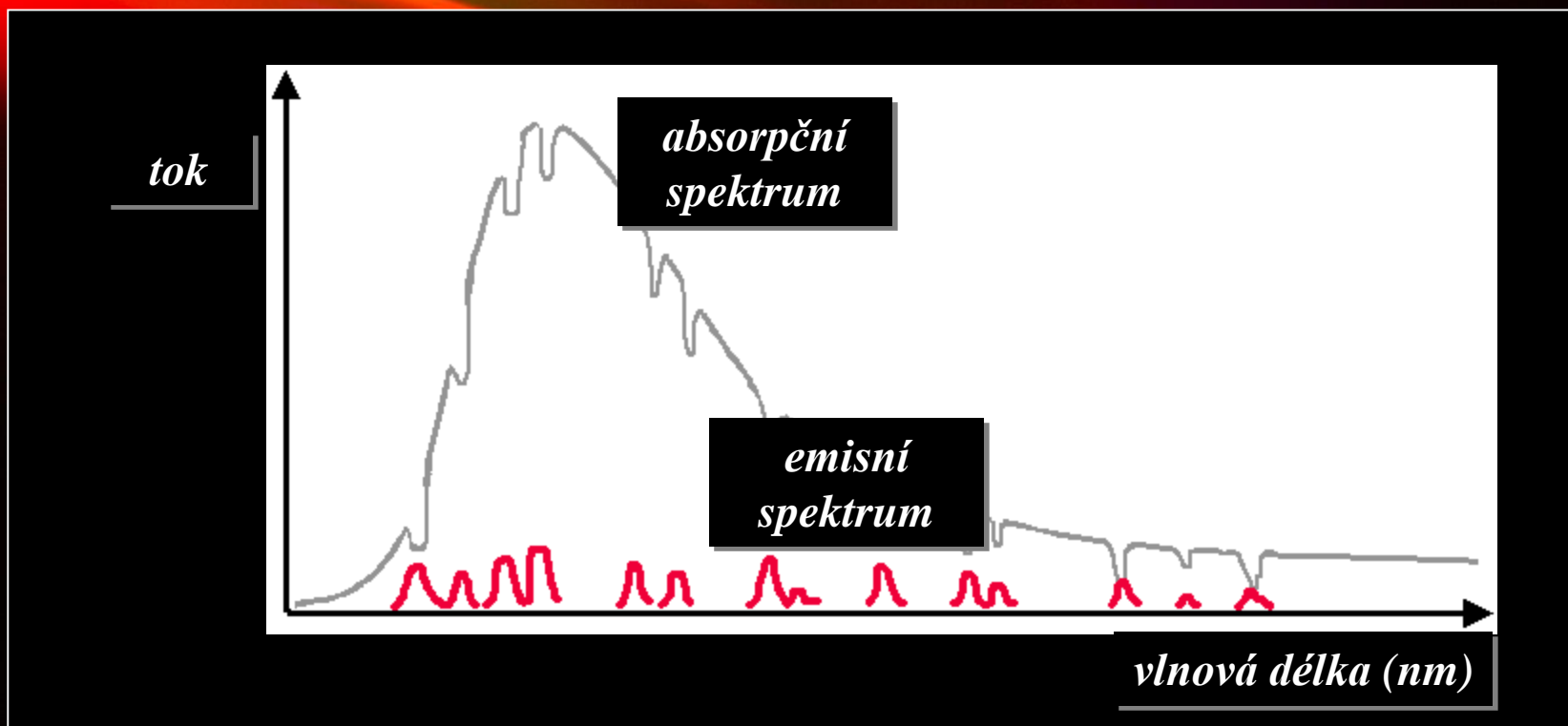
2. absorpční spektrum

je to vlastně spojité spektrum, jehož některé části jsou „zeslabeny“ oproti hodnotě odpovídající záření AČT důsledkem absorpce prostředím mezi zdrojem a pozorovatelem



3. emisní spektrum

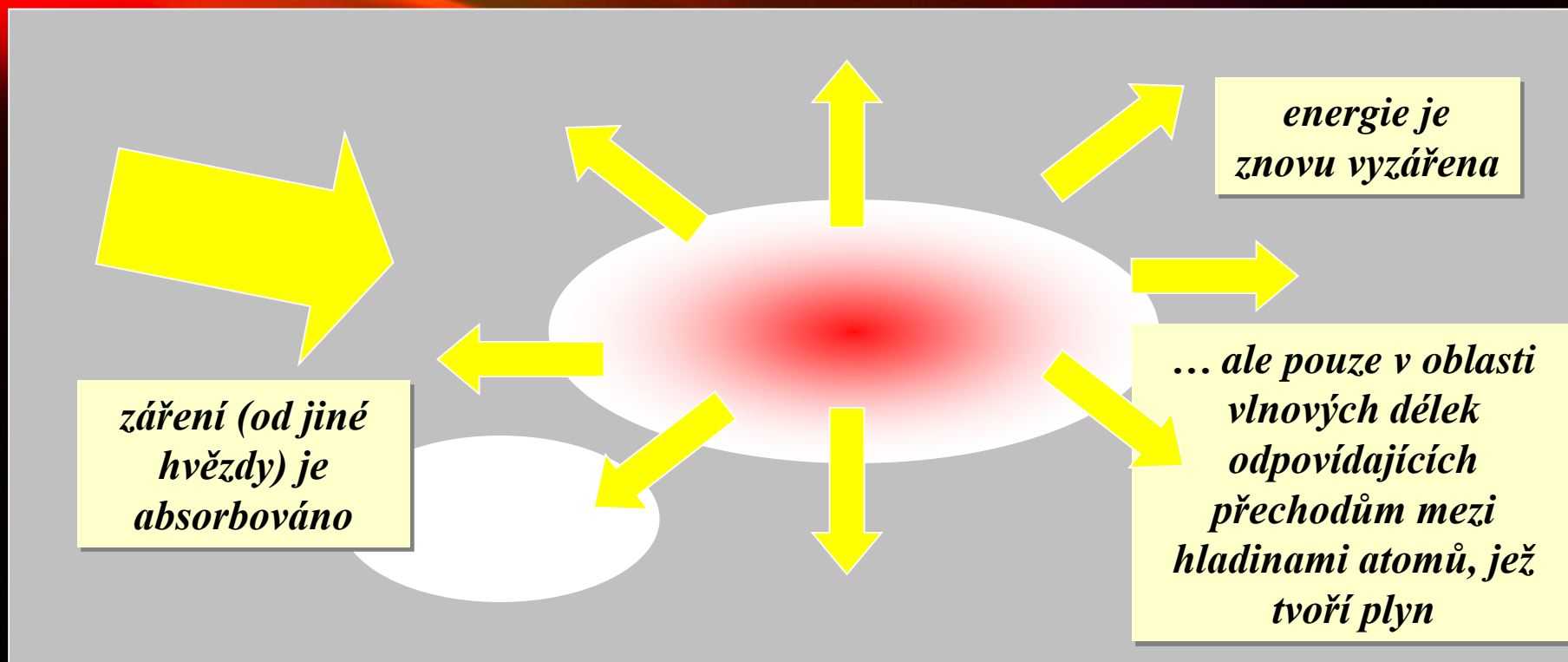
vypadá odlišně, jedná se o diskrétní oblasti nebo v obecné podobě pak o „nadbytky“ oproti záření AČT v určitých částech spojitého spektra



vznik emisních čar

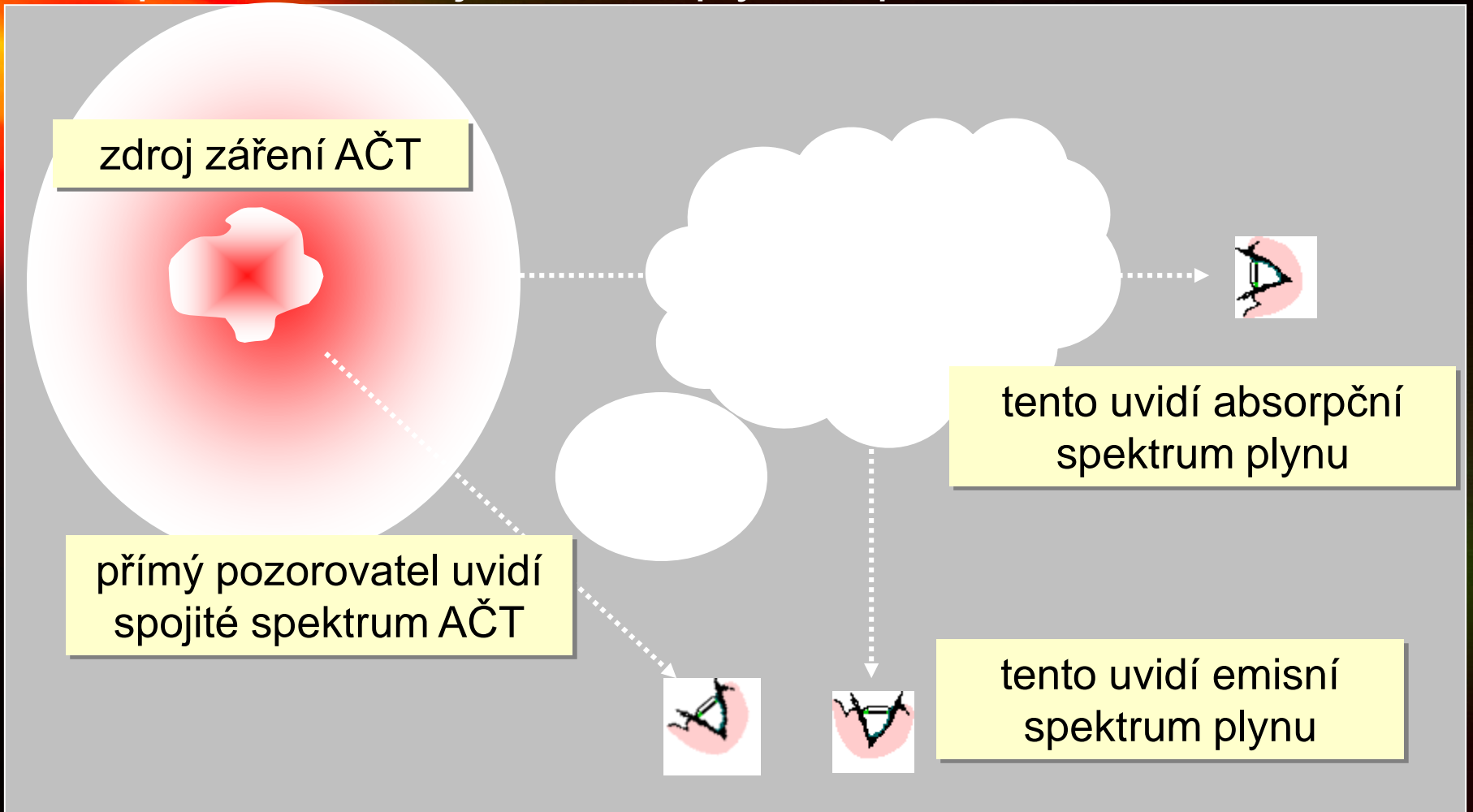
emisní spektrum vyzařuje např. oblast plynu, jež absorbovala záření jiného zdroje

vlnová délka emitovaného záření závisí na složení plynu



emise x absorpce

typ spektra, které pozorujeme závisí na geometrickém uspořádání zdroje, oblaku plynu a pozorovatele



srovnání

schémata všech tří druhů spekter, jak bychom je mohli naexponovat např. na barevný film

1. spojité spektrum (kontinuum)



2. absorpční spektrum



3. emisní spektrum



skutečná hvězdná spektra jsou „směsí“ všech tří typů ☺

emisní spektra



Hydrogen



Sodium



Helium

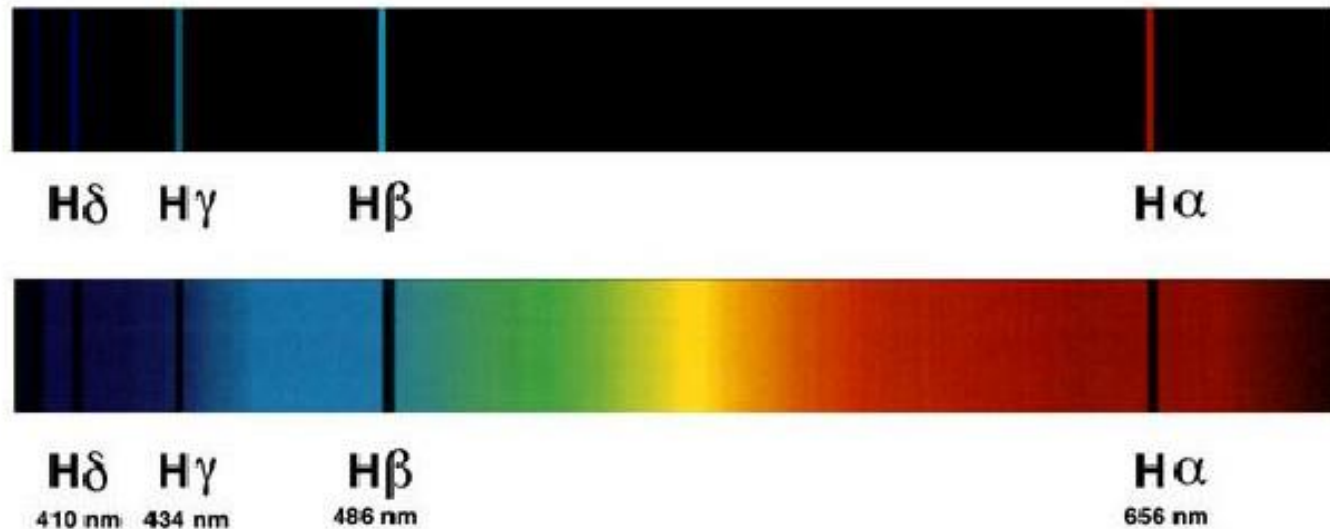


Neon



Mercury

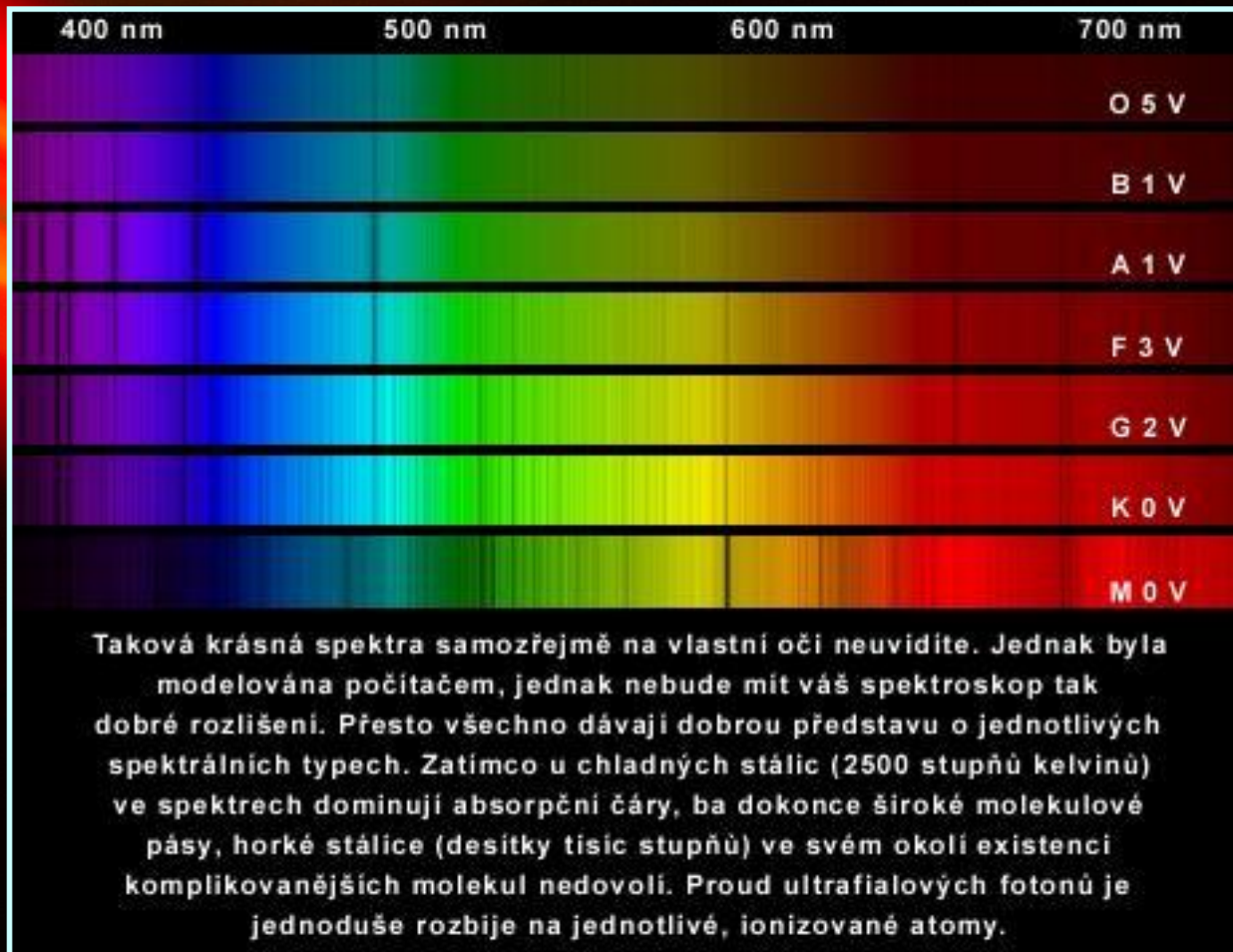
emisní a absorpční spektrum H



reálná spektra



reálná spektra hvězd





Rigel (β Ori), spek. třída B8



Vega (α Lyr), spek. třída A0



Sirius (α CMa), spek. třída A1



Capella (α Aur), spek. třída G5



Arcturus (α Boo), spek. třída K1



Aldebaran (α Tau), spek. třída K5



Betelgeuze (α Ori), spek. třída M1



Ras Algethi (α Her), spek. třída M5

Kresby spekter některých stálic sledovaných prostřednictvím jednoduchého spektroskopu na patnácticentimetrovém dalekohledu brněnské hvězdárny. Nejsou v měřítku, dokonce ani nelze většinu absorpčních čar identifikovat, přesto poskytují alespoň schematickou představu o jejich vzhledu. Autor Jiří Dušek.

hvězdné atmosféry

záření hvězd k nám přichází z relativně velmi tenké vrstvičky obalující hvězdné nitro, nazývané hvězdná atmosféra

základy hvězdné spektroskopie a teorie hvězdných atmosfér položili Robert W. Bunsen a Gustav-Robert Kirchhoff

hvězdné atmosféry

definice atmosféry

hvězdy nemají ostrou hranici, volně přecházejí do okolního kosmického prostředí

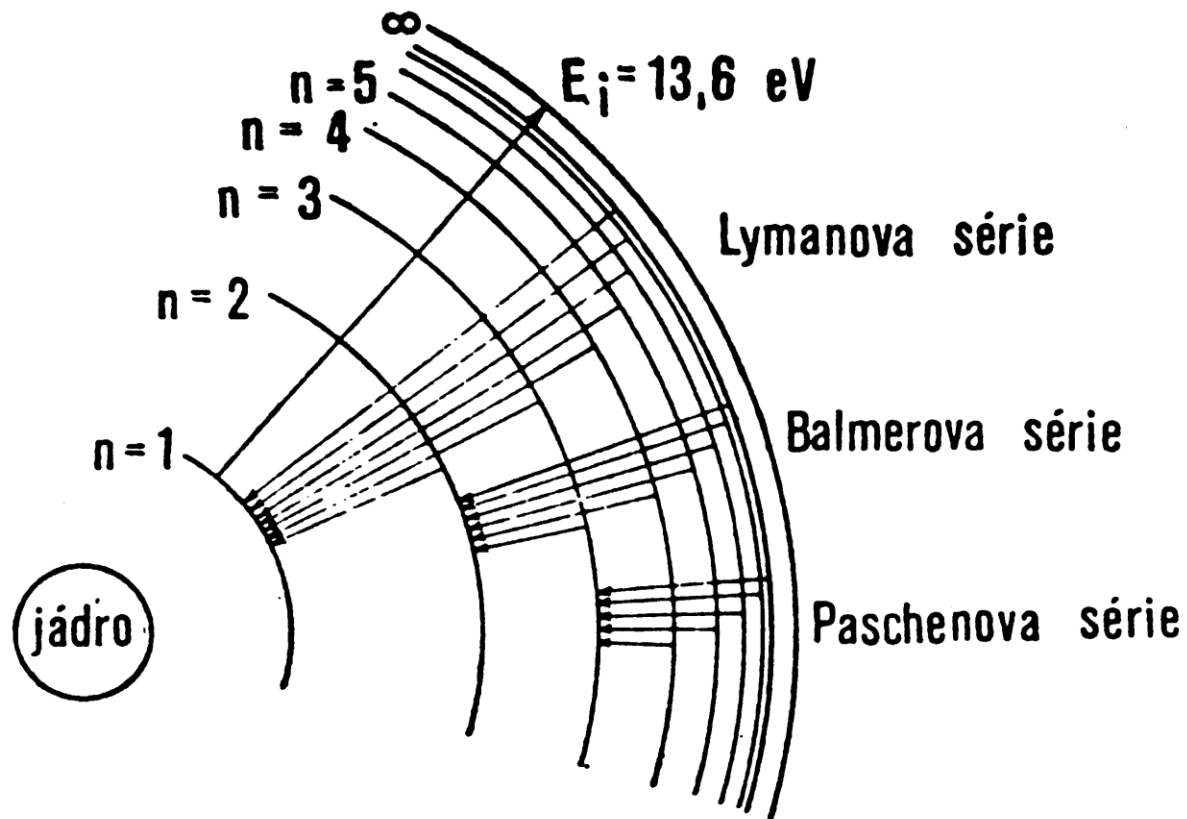
vnitřní části hvězd není možné pozorovat přímo, jsou skryty za opticky hustými, neprůhlednými vrstvami, nacházejí se ve stavu tzv. lokální termodynamické rovnováhy (LTE)

část procházejících fotonů uniká do kosmického prostoru a odnáší s sebou energii

hvězdná atmosféra je oblast hvězdy, z níž k nám přichází její záření je v ní narušen stav termodynamické rovnováhy 99 % záření v optické oblasti spektra pochází z tzv. fotosféry

pozorujeme existenci ještě dalších, svrchních, opticky řídkých vrstev atmosféry – chromosféry a řídké a horké koróny

základy atomové fyziky



základy atomové fyziky

<u>Lymanova série</u>					
$L\alpha$	$2 \Rightarrow 1$	121,5 nm	$L\delta$	$5 \Rightarrow 1$	95,0 nm
$L\beta$	$3 \Rightarrow 1$	102,6 nm
$L\gamma$	$4 \Rightarrow 1$	97,2 nm	hrana	$\infty \Rightarrow 1$	91,2 nm
<u>Balmerova série</u>					
$H\alpha$	$3 \Rightarrow 2$	656,3 nm	$H\delta$	$6 \Rightarrow 2$	410,2 nm
$H\beta$	$4 \Rightarrow 2$	486,2 nm
$H\gamma$	$5 \Rightarrow 2$	434,1 nm	hrana	$\infty \Rightarrow 2$	364,4 nm

přehled interakcí atomů s fotony

<u>Zvýšení energie:</u>			
<i>elektron:</i>	<i>přechod:</i>	<i>název děje:</i>	<i>popis procesu:</i>
zůstává v atomu	vázaně-vázaný $E_n \Rightarrow E_m$	excitace	a) nepružná srážka atomu s jinou částicí b) absorpce fotonu o energii $h\nu = E_m - E_n$
opustí atom	vázaně-volný	ionizace srážková fotoionizace	nepružná srážka absorpce fotonu o energii $h\nu > -E_n$, kinetická energie elektronu: $E_{kin} = E_n + h\nu$

<u>Snížení energie:</u>			
zůstává v atomu	vázaně-vázaný $E_n \Rightarrow E_m$	deexcitace srážková deexcitace zářivá	„superpružná“ srážka s jinou částicí emise fotonu o energii $h\nu = E_m - E_n$
zachycen iontem	volně-vázaný	tříčásticová rekombinace rekombinace zářivá	srážka iontu, elektronu a další částice, která odebere část energie elektronu emise fotonu o energii $h\nu = E_{kin} - E_n$
zůstává volný	volně-volný	brzdné záření	emise fotonu

Harvardská klasifikace

prvním rozsáhlejším pokusem o spektrální klasifikaci hvězd je práce Angela Secchiho, v roce 1868 publikoval katalog se 4000 spektry

Secchiho spektrální třídy:

I – bílé hvězdy pouze s čarami H (Sírius, Vega, Altair, Regulus)

II – nažloutlé hvězdy slunečního typu (Arcturus, Capella)
se spoustou čar tzv. kovů

III – oranžové hvězdy s absorpčními pásy (Betelgeuze, Mira),
zpravidla proměnné

IV – červené hvězdy s absorpčními pásy, které jsou ostré u
červeného okraje, rozmyté u modrého – dnes víme že se jedná
o projev uhlíku a jeho molekul.

Harvardská klasifikace

1890 - Pickering a Flemingová rozšířili posloupnost spektrálních tříd od bílých A s nejsilnějšími čarami vodíku až po nejchladnější červené ...Q.

Mauryová pak zjistila, že některé třídy jsou nadbytečné a jiné je nutno v klasifikaci přesunout jinam, vznikla proslulá harvardská spektrální posloupnost: *O B A F G K M L*

Oh, Be **A** Fine **G**irl (**G**uy), Kiss **M**y **L**ips

pozorovaná hvězdná spektra lze sestavit v plynulou řadu podle klesající teploty – kritériem pro zařazení jednotlivé hvězdy jsou relativní intenzity některých vybraných spektrálních čar, které jsou silně závislé právě na teplotě.

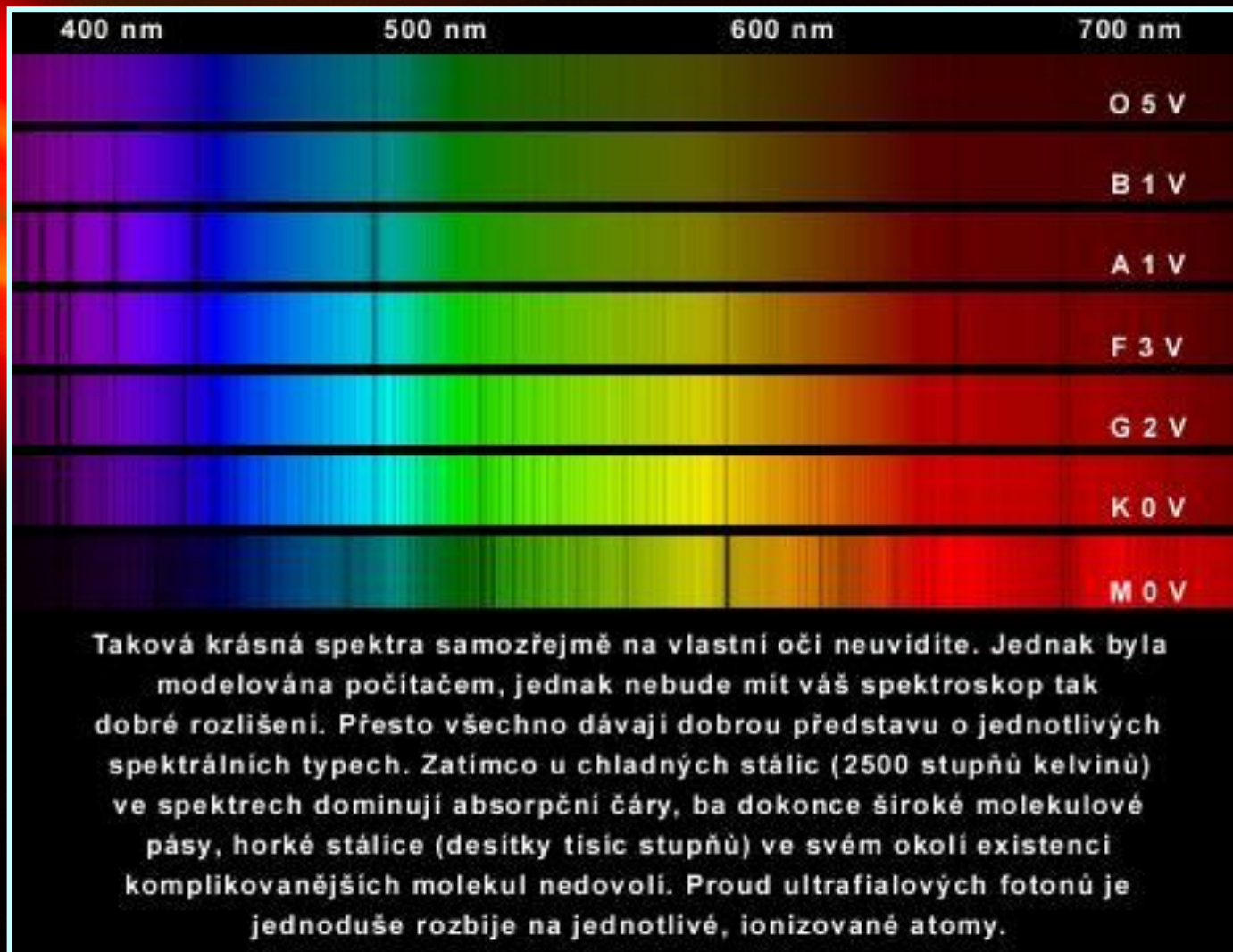
Harvardská klasifikace je jednoparametrická, jako rozhodující jsou brány ty rysy spektra, které závisí především na efektivní teplotě hvězdy

Harvardská klasifikace

Charakteristiky jednotlivých spektrálních tříd:

- O** čáry He II, He I, H I, O III, N III, C III, Si IV
- B** čáry He I, H I, C II, O II, N II, Fe III, Mg III
- A** čáry H I (Balmerova série), ionizované kovy
- F** čáry H I, Ca II, Ti II, Fe II
- G** čáry Ca II, neutrální kovy, molekuly
- K** čáry Ca I, neutrální kovy, molekuly
- M** pásy molekul TiO, čáry Ca I

reálná spektra hvězd



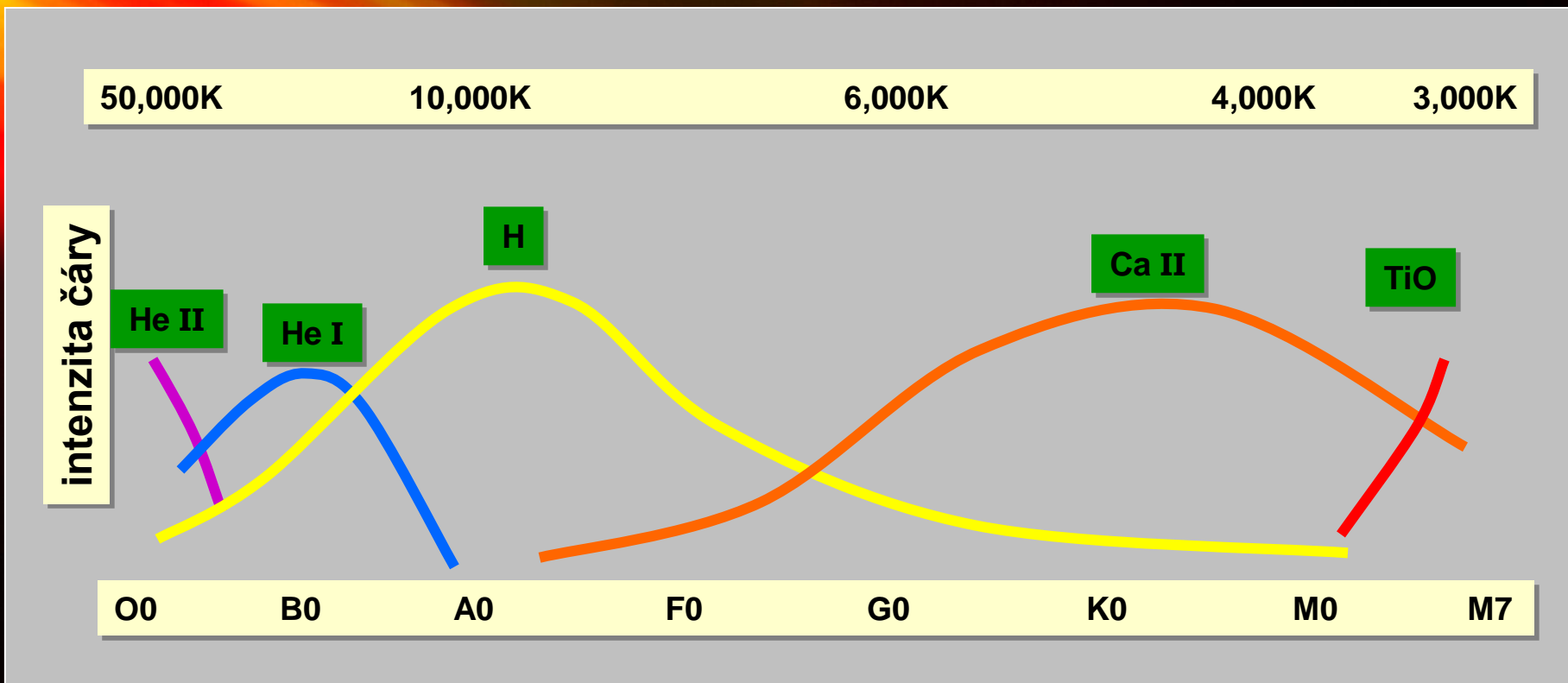
Harvardská klasifikace

1998 - spektrální posloupnost rozšířena do oblasti nižších teplot, za spektrálním typem M8 následuje typ L0 až L8 spektrální typy v Galaxii jsou zastoupeny velmi nerovnoměrně, navíc se opět uplatňuje výběrový efekt zvýhodňující hvězdy s vyšší svítivostí:

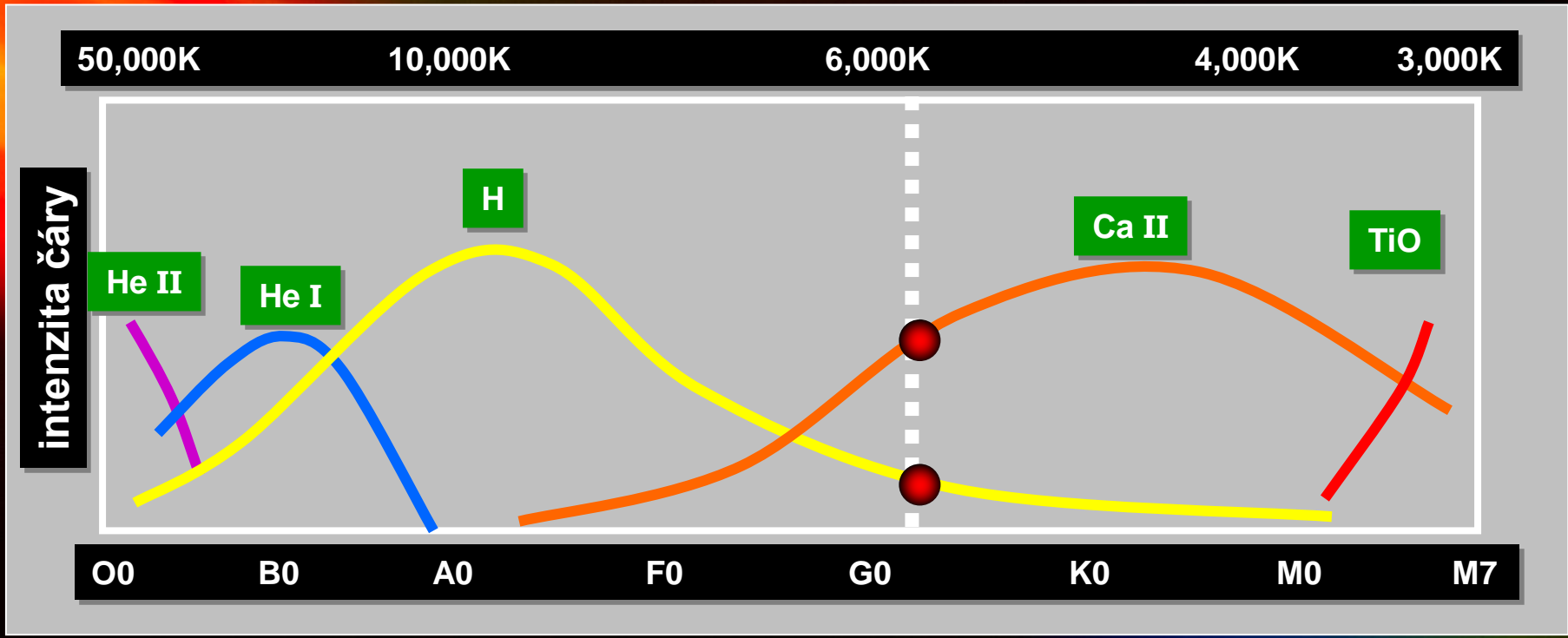
	O	B	A	F	G	K	M
skutečná četnost	0 %	2 %	3 %	5 %	9 %	15 %	66 %
pozor. četnost	0,4 %	13 %	20 %	16 %	14 %	32 %	4 %

1925 - Payne-Gaposhkinová - chemické složení fotosfér naprosté většiny hvězd je velice podobné: 70 % H, 28 % He a zbytek ostatní prvky na každých 10 000 atomů H připadá zhruba 1000 atomů He, 8 atomů C, 15 O, 12 N, 0,2 Si a ostatních ještě méně to, že zejména ve spektrech chladnějších hvězd převládají právě ony, je dáno tím, že jejich atomy lze mnohem snáze vybudit k záření, než atomy těch nejčtenějších prvků

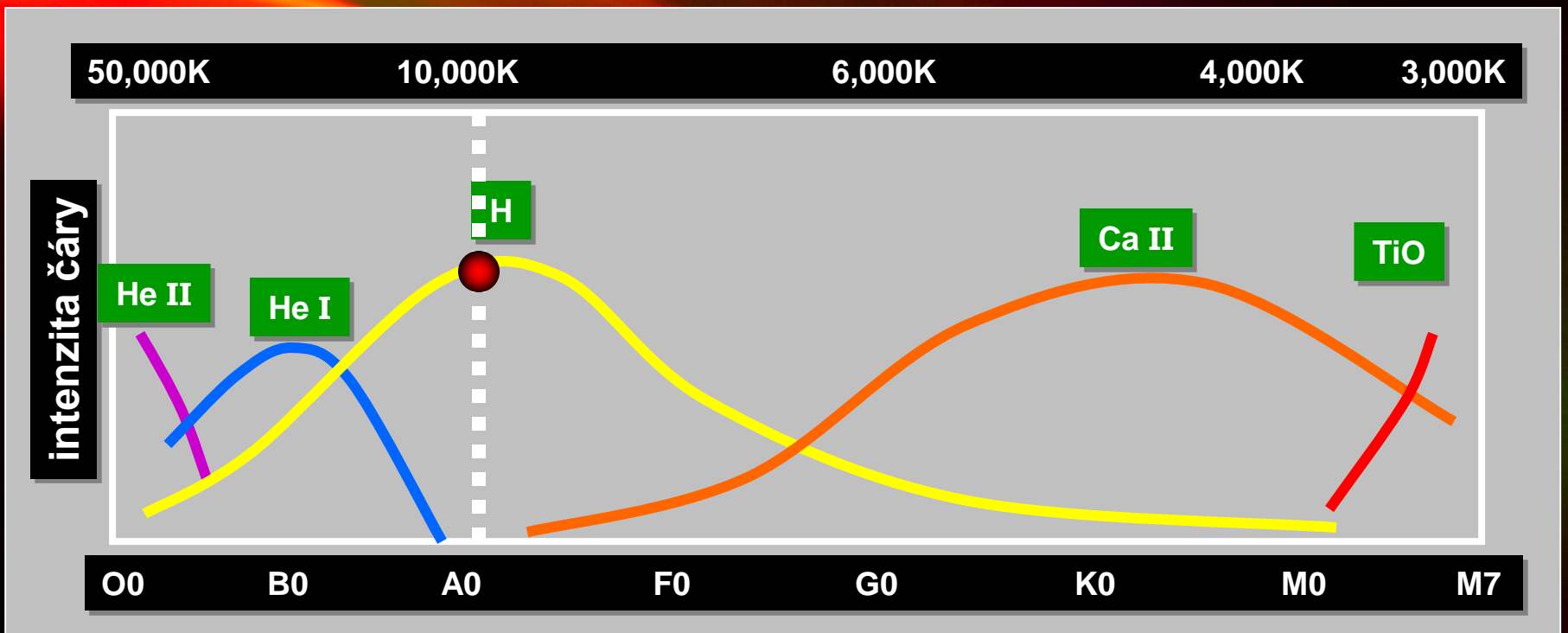
otisk teploty



Slunce



Sírius A



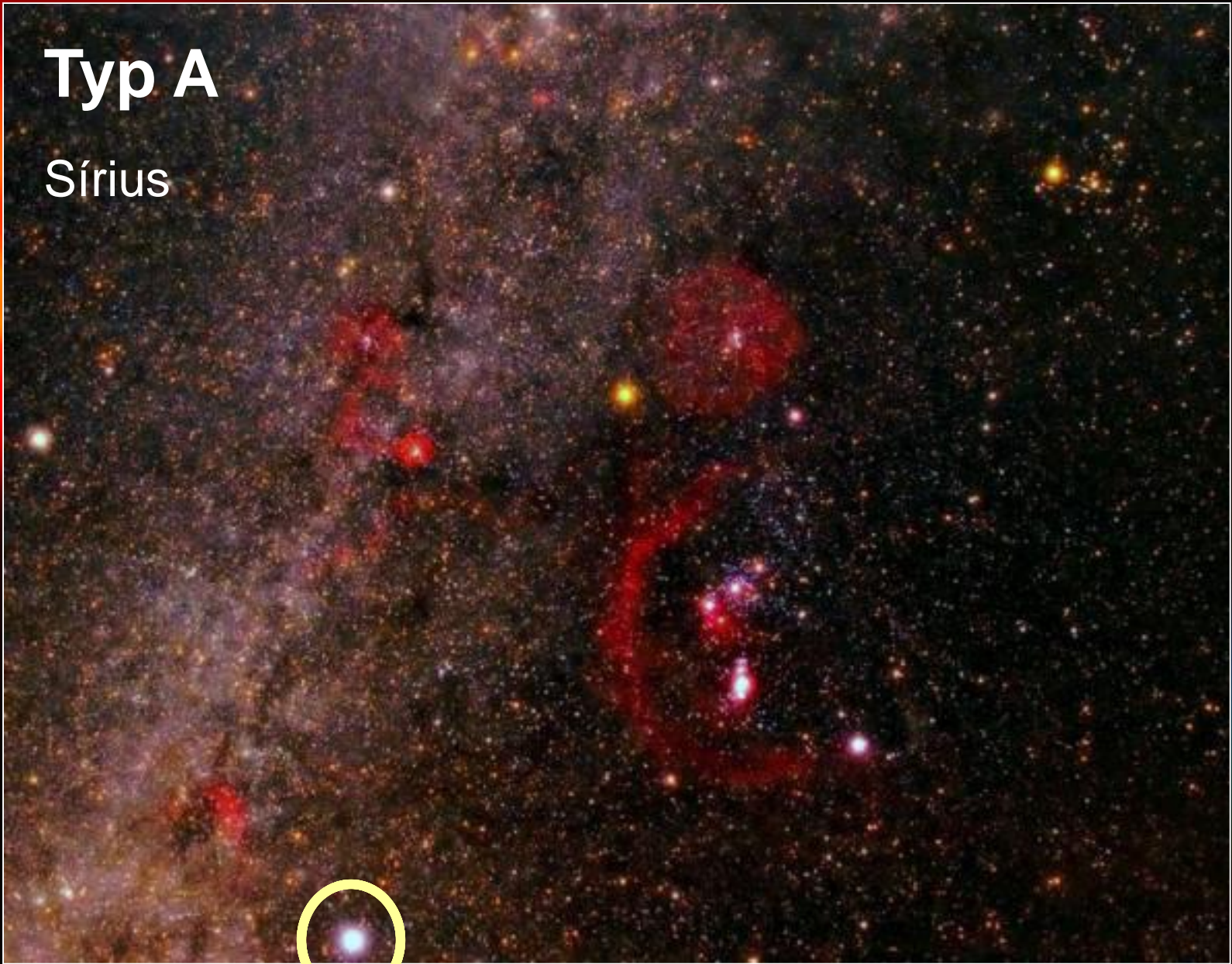
Typ B

Rigel



Typ A

Sírius



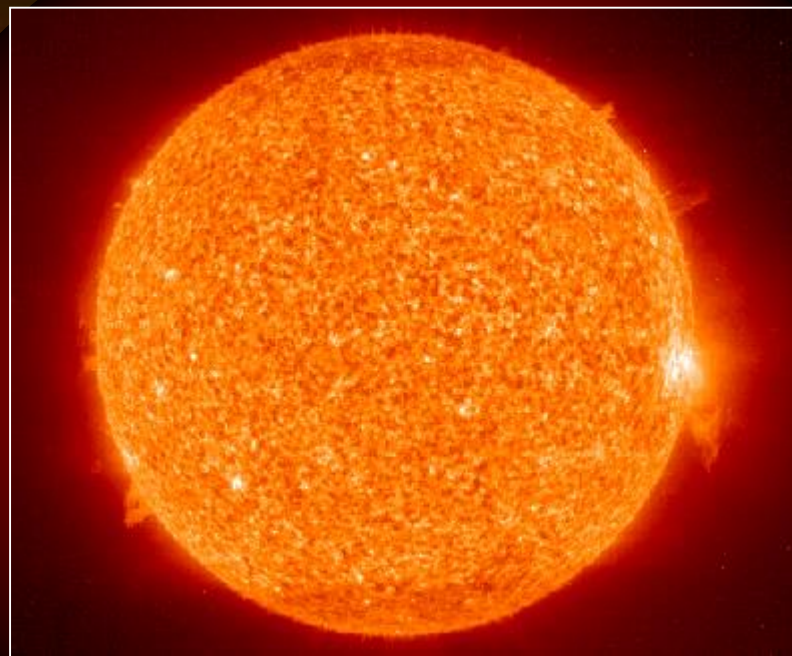
Typ F

Procyon



Typ G

Slunce



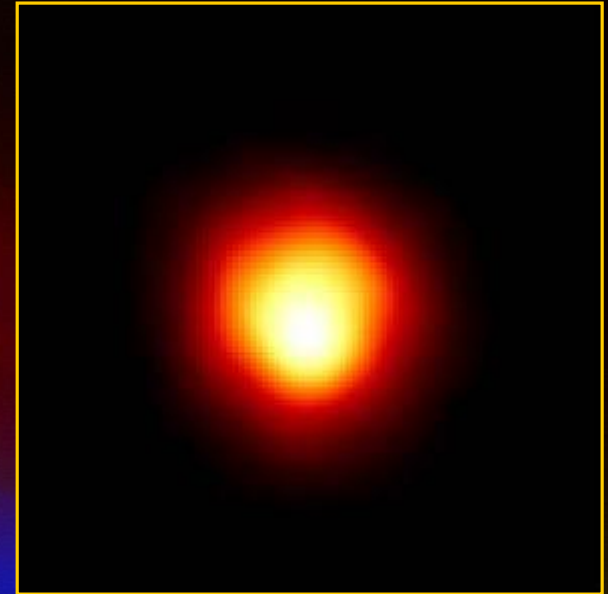
Typ K

Arcturus



Typ M

Betelgeuze



luminozitní třídy

Morganova-Keenanova klasifikace

spektrum informuje nejen o efektivní teplotě, ale i o povrchovém gravitačním zrychlení g

hmotnosti hvězd se mění v relativně malém rozmezí, tedy odvozená hodnota gravitačního zrychlení je dobrou informací o poloměru hvězdy pro hvězdu spektrálního typu K0 se můžeme setkat s tím, že jde buď:

- a) o hvězdu hlavní posloupnosti ($0,8 M_{\odot}$, $0,85 R_{\odot}$), kde $g = 1,1 g_{\odot}$
- b) o běžného obra ($M = 3,5 M_{\odot}$, $R = 16 R_{\odot}$), u nějž je $g = 1,4 \cdot 10^{-2} g_{\odot}$,
- c) o hmotného veleobra ($M = 13 M_{\odot}$, $R = 200 R_{\odot}$) s $g = 3,3 \cdot 10^{-4} g_{\odot}$.

rozdíly v hodnotě povrchového gravitačního zrychlení jsou řádové, což znamená, že podmínky pro vznik spektra v atmosférách těchto typů hvězd musejí být značně rozdílné

luminozitní třídy

Morganova-Keenanova klasifikace

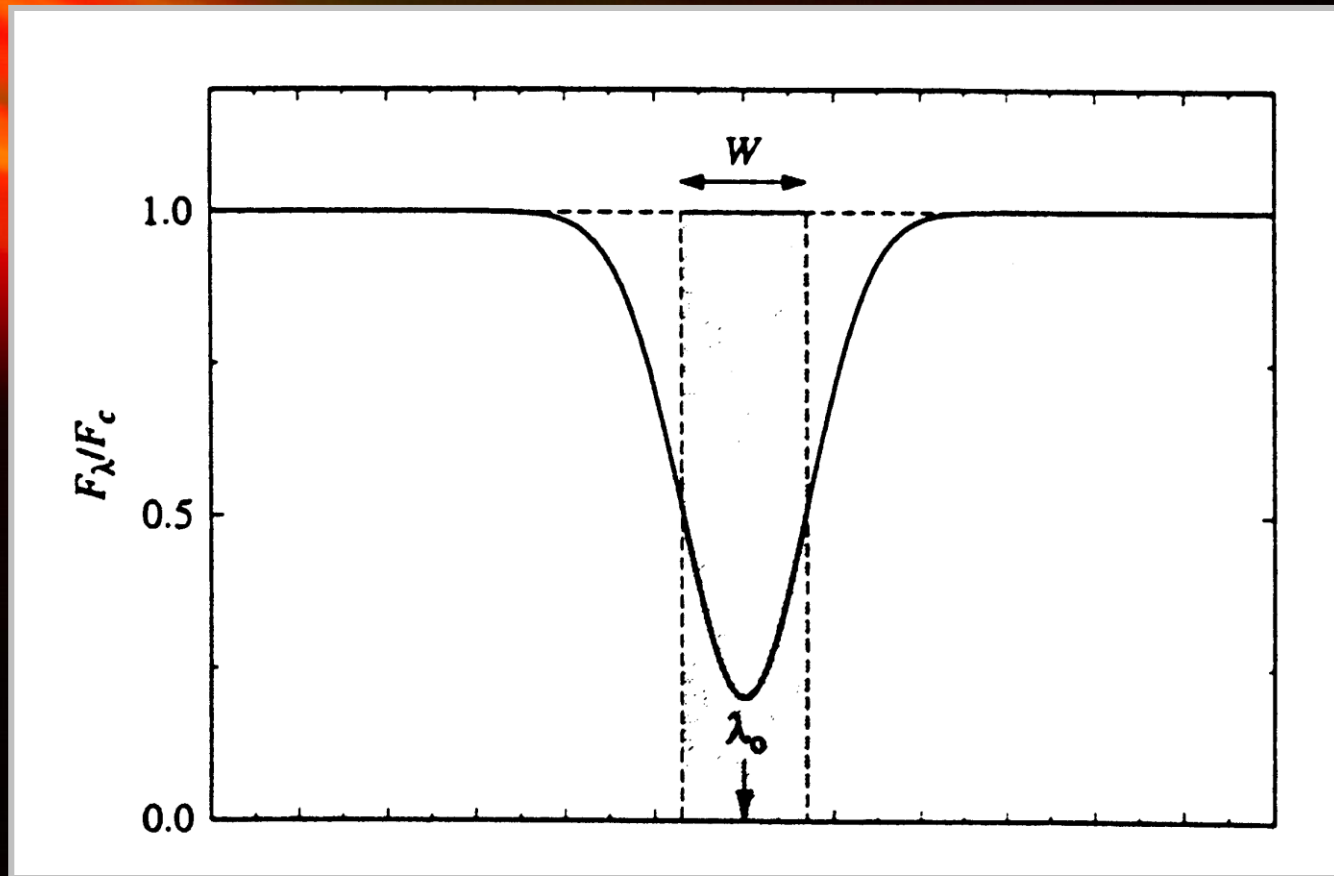
pokud je gravitační zrychlení g vysoké, pak je atmosféra hvězdy tenká a relativně hustá, dochází k častým srážkám a spektrální čáry hvězdy jsou rozšířené tlakem

spektrální čáry hvězd s malým povrchovým zrychlením, zejména veleobrů jsou ostré a hluboké. Ze spektra tedy lze zjistit hodnotu gravitačního zrychlení a tím i zhruba poloměr hvězdy

známe-li přitom teplotu, můžeme odhadnout i zářivý výkon hvězdy, čili polohu hvězdy v H-R diagramu, dostaneme tak informaci o absolutní hvězdné velikosti hvězdy a tedy o její vzdálenosti

při téže teplotě a různém gravitačním zrychlení se setkáváme i s rozdíly v intenzitě spektrálních čar, což souvisí s různým stupněm ionizace - je to dáno podle Sahovy rovnice různou koncentrací elektronů v atmosféře

profil spektrální čáry



charakteristiky spektrálních čar

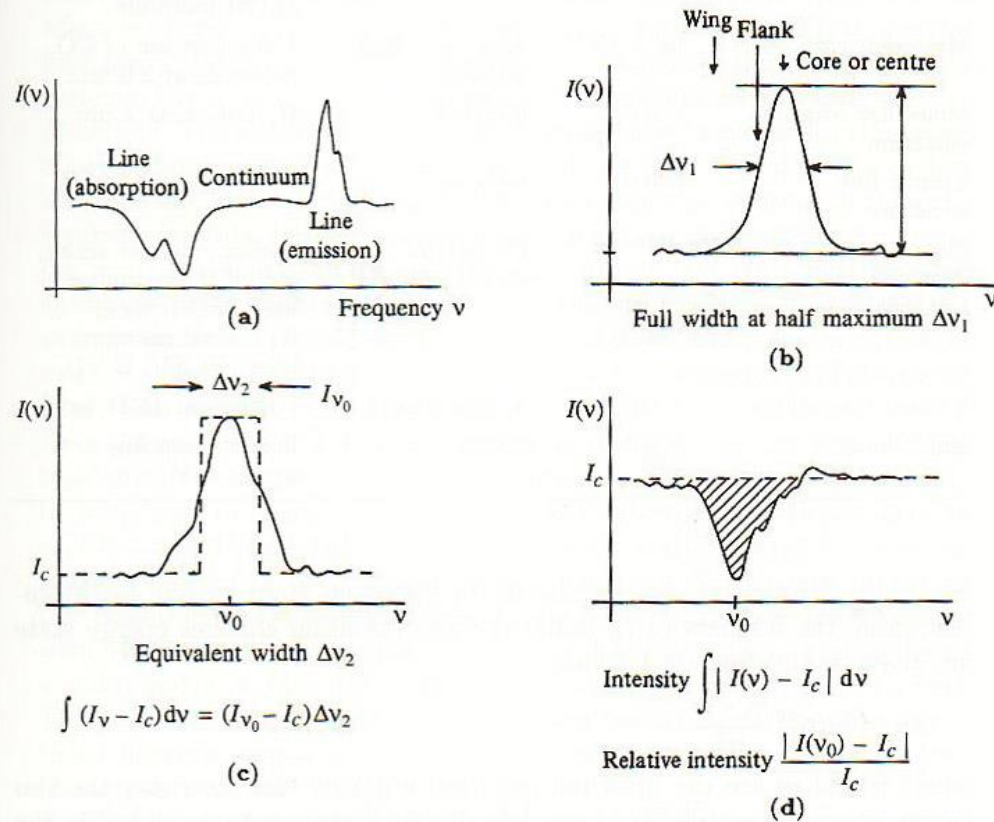


Fig. 5.1. Terminology for spectral lines. (a) Arbitrary spectrum. (b) Full width at half maximum of an emission line. (c) Equivalent width of a line. (d) Relative intensity of an absorption line

fyzikální a spektroskopické charakteristiky

Table 5.3. Physical and spectroscopic parameters

Type of element	Line position
Abundance	Intensity or equivalent width
Macroscopic velocity field	Position and profile
Temperature, pressure, gravity	Intensity
Microscopic velocity field	Profile
Magnetic field	Zeeman components, polarisation

luminozitní třídy

Morganova-Keenanova klasifikace

od druhé poloviny 20. stol. se používá zdokonalené, dvouparametrické **Morganovy-Keenanovy klasifikace**, v níž se spektrální typ harvardské spektrální klasifikace na základě rozboru vzhledu spektra hvězdy doplňuje o tzv. **luminozitní třídu**, která zhruba lokalizuje polohu obrazu hvězdy v H-R diagramu

Ia	– jasní veleobři	IV	– podobři
Ib	– veleobři	V	– hvězdy hlavní posloupnosti
II	– nadobři	VI	– podtrpaslíci
III	– obři	VII	– bílí trpaslíci

známe-li spektrální klasifikaci hvězdy v MK-klasifikaci, pak můžeme podle dostupných tabulek zhruba stanovit efektivní teplotu hvězdy, její absolutní hvězdnou velikost, čili i vzdálenost, a konečně i poloměr hvězdy a její vývojové stadium

H-R diagram

vyneseme-li si do grafu závislost základních charakteristik hvězd (M , L , T_e a R), zjistíme, že obrazy jednotlivých hvězd v těchto diagramech nepokrývají jejich plochu rovnoměrně nejdříve byl sestojen diagram zachycující závislost zářivého výkonu na efektivní teplotě ($\log L - \log T_e$), všeobecně označovaný jako **Hertzsprungův-Russellův diagram**, zkráceně též **H-R diagram** - na počátku 20. století

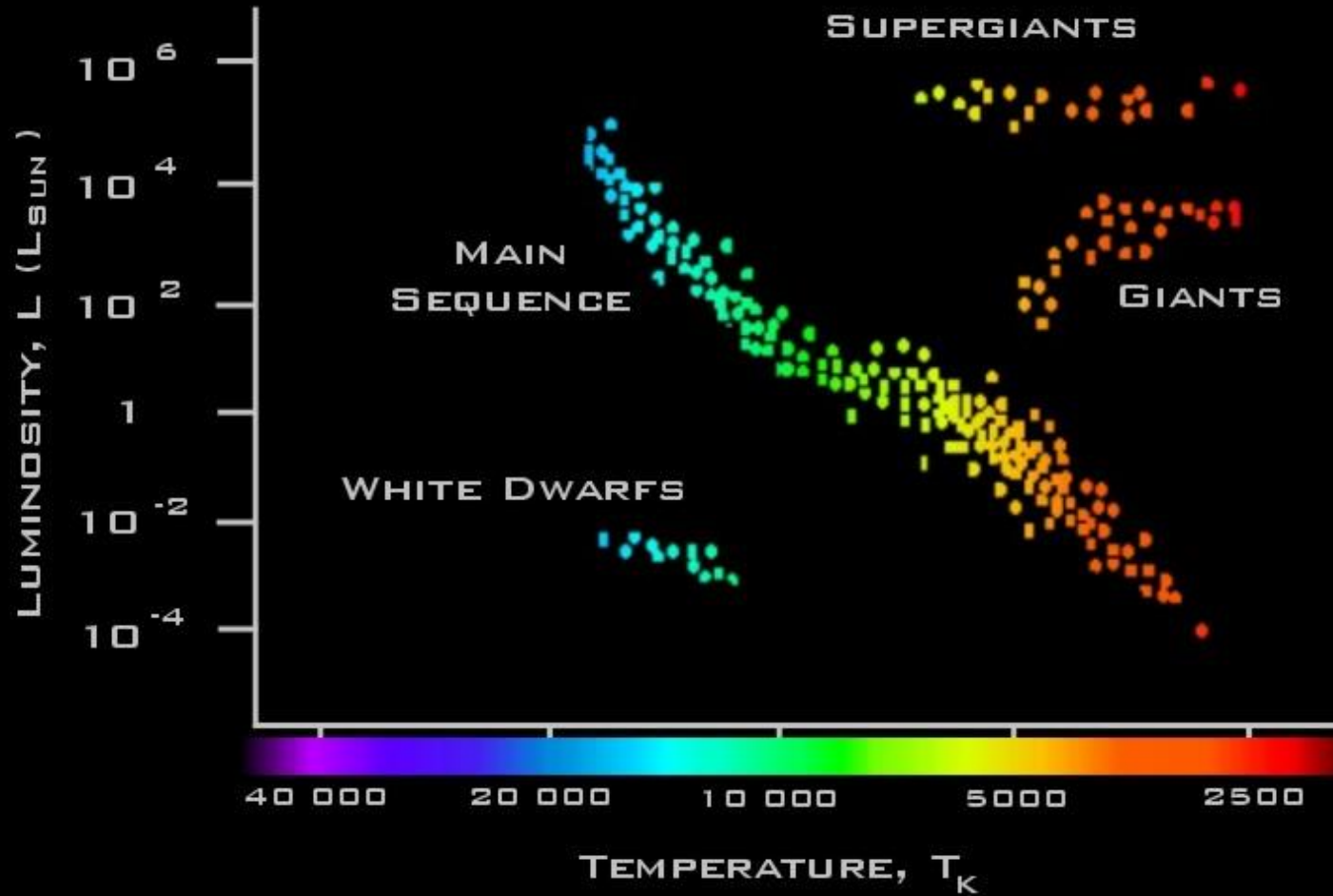
H-R diagram

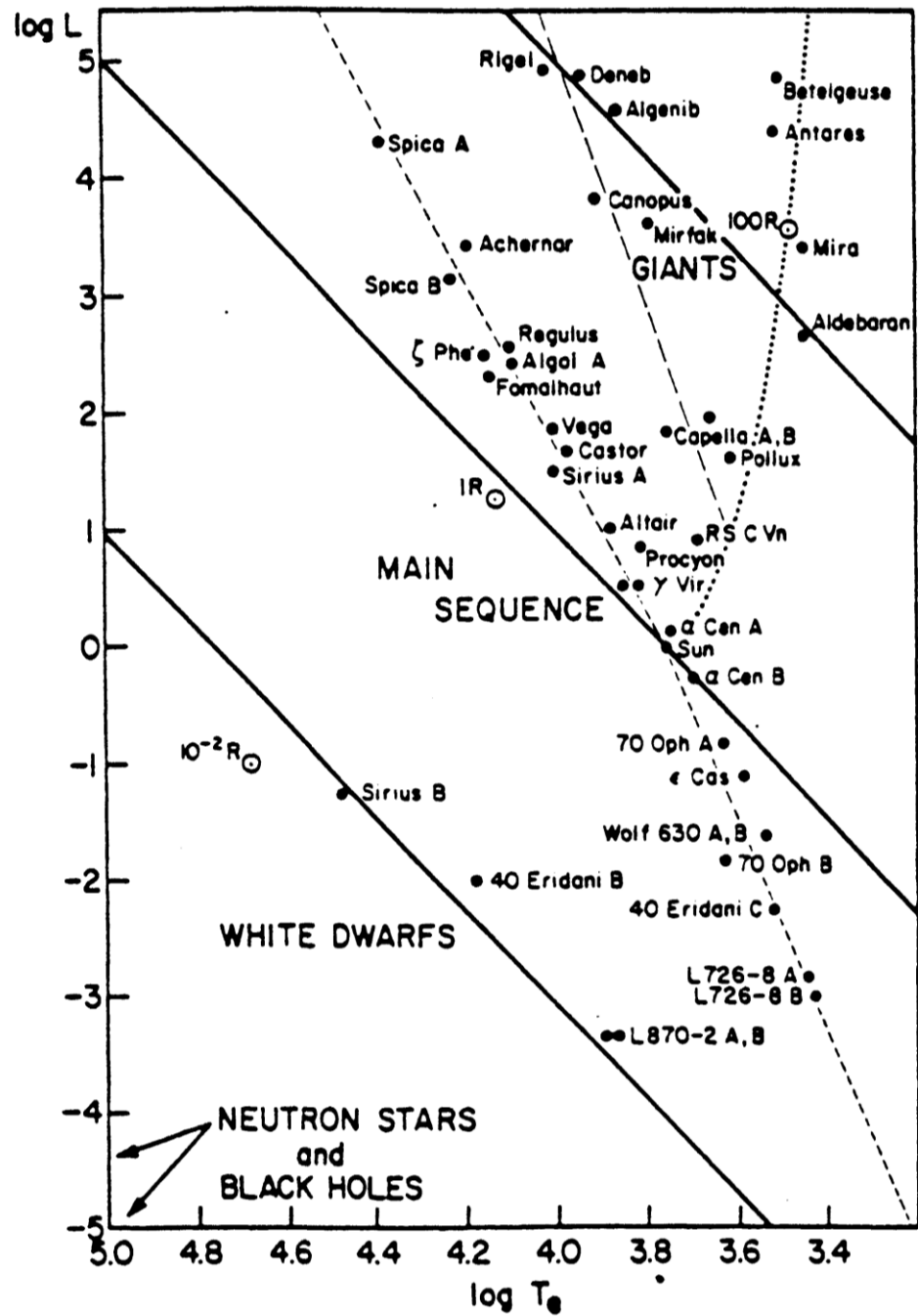
astrofyzikové 19. století věřili, že spektrální posloupnost **O-B-A-F-G-K-M** je vývojová - hvězda postupně kontrahuje, zmenšuje se a slábne, tj. červené hvězdy musí být málo svítivé a malé

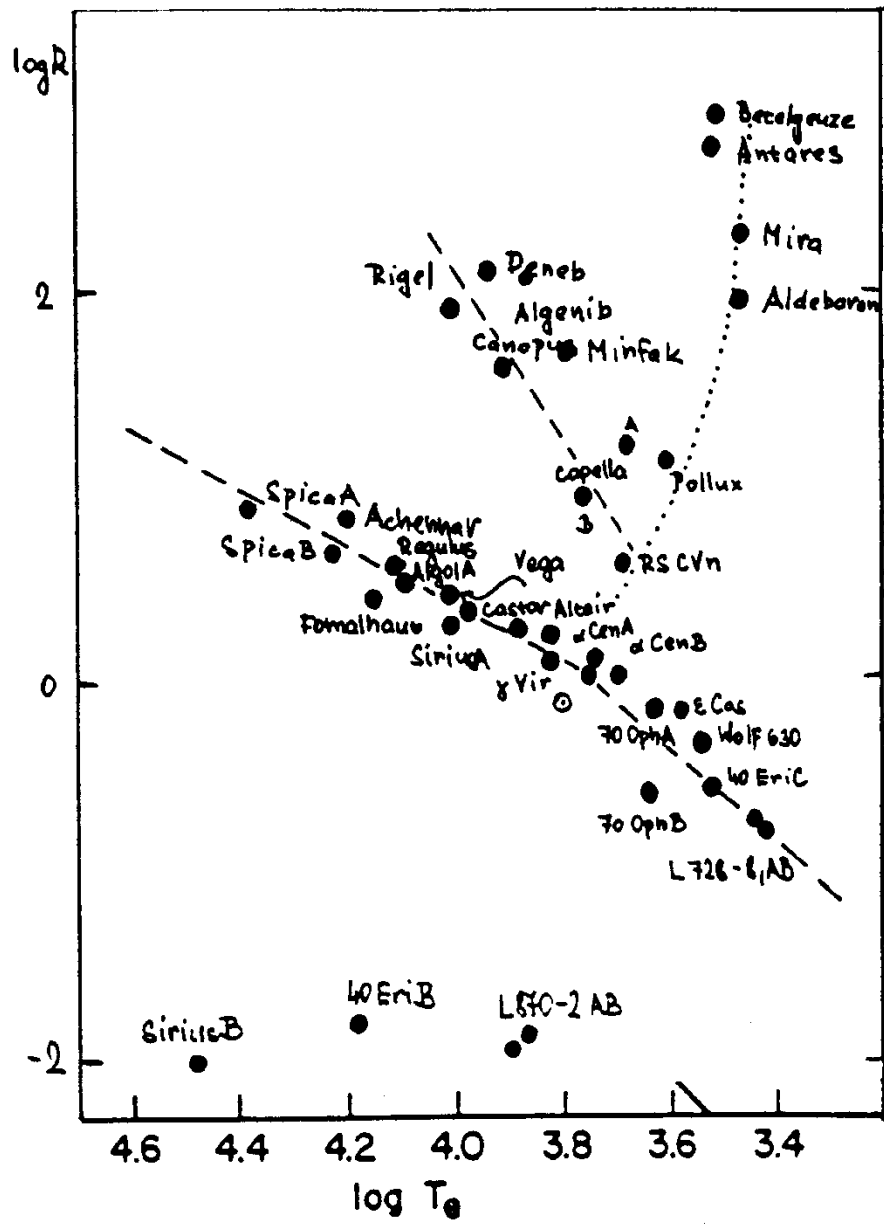
v roce 1905 dánský inženýr chemie, později profesionální astronom, Ejnar Hertzsprung (1873-1965) zjistil, že některé „červené“ hvězdy jsou hodně vzdáleny, tudíž musí mít vysokou svítivost, v případě chladných hvězd je co do svítivosti nutno rozlišovat mezi „rybami a velrybami“

první H-R diagram v podobě, v níž je nyní nejčastěji uváděn, publikoval göttingenský astronom Hans Rosenberg (1879-1940) již v roce 1910!

práci: „K závislosti mezi jasností a spektrálním typem hvězd v Plejádách“ (<http://leo.astronomy.cz/an/an.html>) sepsal na podnět renomovaného astronoma Karla Schwarzschilda (1873-1916), který obdobný úkol uložil i Hertzsprungovi







střední hodnoty charakteristik hvězd hlavní posloupnosti

Sp	T_{ef}/K	M/M_{\odot}	R/R_{\odot}	$\log(L/L_{\odot})$	$\log(100g/ms^{-2})$	$\rho_s/kg\ m^{-3}$
O6	42 000	32	9,9	5,4	3,95	47
O8	35 600	22	7,5	4,9	4,00	73
B0	29 900	14,5	5,8	4,4	4,05	100
B2	23 100	8,6	4,3	3,7	4,10	150
B5	15 500	4,40	3,0	2,7	4,10	230
A0	9 400	2,25	2,1	1,5	4,15	350
A5	8 100	1,85	1,85	1,2	4,20	420
F0	7 200	1,50	1,55	0,75	4,25	560
F5	6 450	1,35	1,40	0,50	4,25	660
G0	5 900	1,15	1,25	0,25	4,30	830
G5	5 600	1,05	1,15	0,10	4,35	960
K0	5 200	0,90	1,00	-0,15	4,40	1 300
K5	4 300	0,60	0,70	-0,85	4,55	2 700
M0	3 900	0,45	0,50	-1,25	4,65	4 500
M5	3 250	0,25	0,30	-2,0	4,90	13 000
M8	2 600	0,10	0,15	-3,2	5,25	75 000

spektra na www

A Library of High-Resolution Spectra

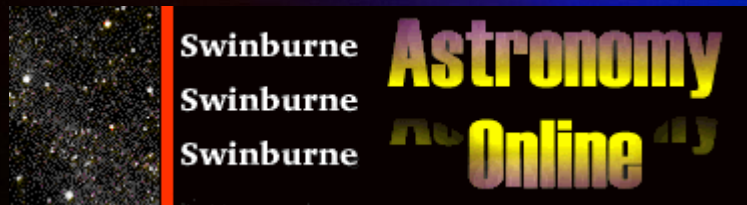
A DIGITAL SPECTRAL CLASSIFICATION ATLAS

Spektrální atlas

MAST

pokračování příště

v prezentaci byla použita upravená schémata



a obrázky z <http://navod.hvezdarna.cz>
(autor Mgr. Jiří Dušek, Ph.D.)