

základy astronomie a astrofyziky

spektrální klasifikace hvězd, základní
vlastnosti hvězd, Slunce jako
prototyp hvězdy?

základní charakteristiky hvězd

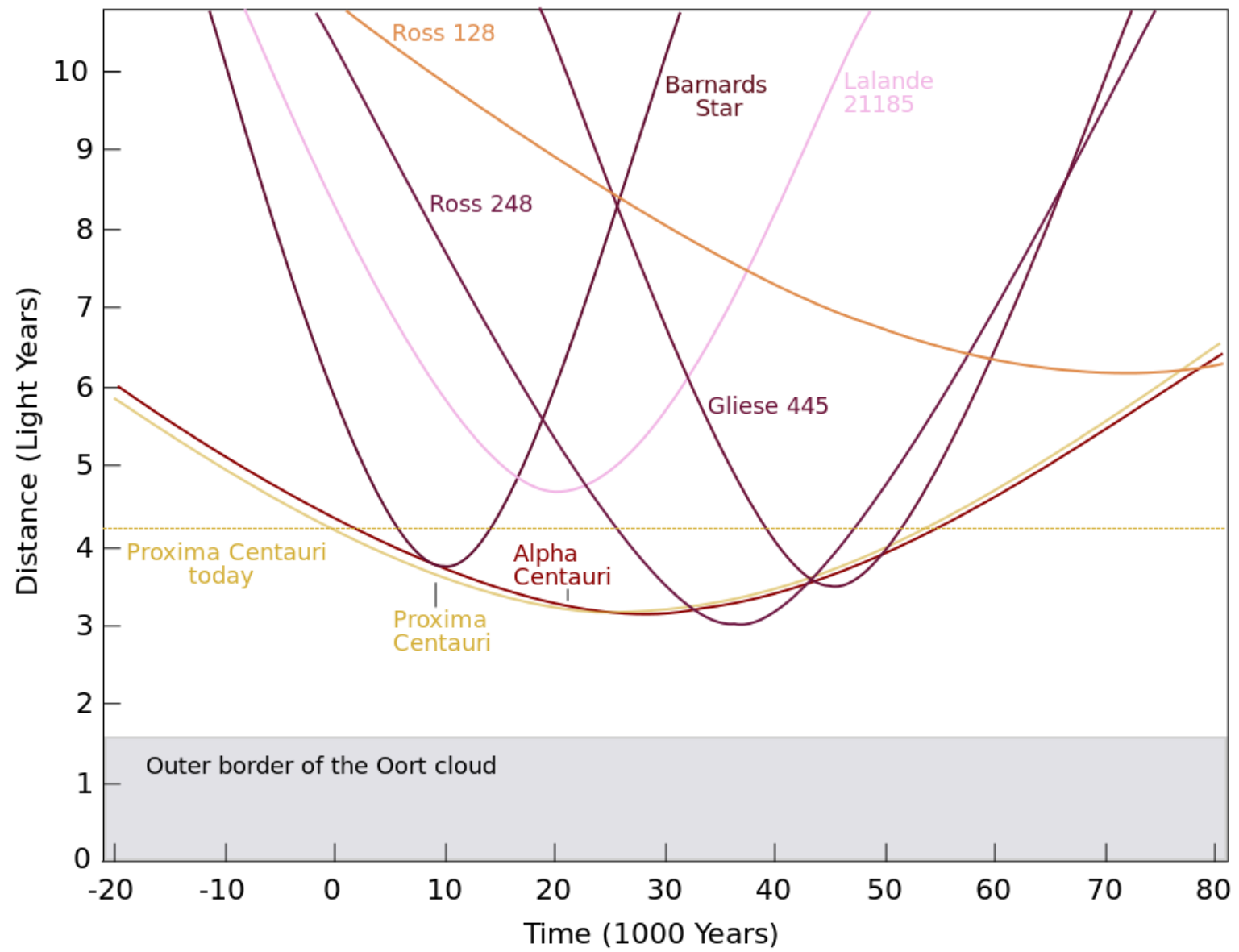
rozpětí základních charakteristik

- ač dříve byly představy jiné, dnes víme, že hvězdy se svými vnějšími i vnitřními charakteristikami výrazně liší
- **hmotnost:** od $0,075 M_{\odot}$ (červení trpaslíci – Gliese 623 B) do $60 M_{\odot}$ (hmotní „modří“ veleobři – Plaskettova hvězda)
- **poloměr:** od $12 \text{ km} = 1,7 \cdot 10^{-5} R_{\odot}$ (neutronové hvězdy) až po $2000 R_{\odot}$ (červení veleobři – VV Cephei, μ Cephei)
- **zářivý výkon:** od $1,5 \cdot 10^{-5} L_{\odot}$ (červení trpaslíci – Gliese 623 B) až $10^7 L_{\odot}$ (velmi hmotné nestacionární hvězdy typu η Carinae)

základní charakteristiky hvězd

rozpětí základních charakteristik

- **efektivní teplota**: od 2500 K u červených trpaslíků a obrů až po stovky tisíc K u jader planetárních mlhovin
- **chemické složení**: pozorovány jsou jen svrchní vrstvy hvězd, jejichž složení zpravidla odpovídá složení zárodečné mlhoviny, H a He mají cca stejné relativní zastoupení jako na Slunci, rozdíly jsou v obsahu těžších prvků: od téměř 0 % u nejstarších hvězd v kulových hvězdokupách až po 5 % u příslušníků tzv. extrémní ploché složky Galaxie (Slunce má 2 % těžších prvků)
- **Slunce** není v žádné charakteristice hvězdou extrémní



typické hvězdy

- **Slunce x 100 nejbližších hvězd:** Slunce je nadprůměrná hvězda, jen 7 hvězd má větší hmotnost, poloměr a zářivý výkon
- **Slunce x 100 nejjasnějších hvězd:** Slunce je silně podprůměrná hvězda, jen jediná hvězda (α Centauri B) má zářivý výkon, hmotnost a poloměr menší
- za **typickou hvězdu slunečního okolí** (nalezena jako medián zářivého výkonu) lze označit okem neviditelnou hvězdu HD 155 876 v Herkulovi, vzdálenou 21 ly, L je $1/50 L_{\odot}$, R je $2/5 R_{\odot}$, T_{ef} 3500 K a M $1/3 M_{\odot}$
- **typičtí zástupci hvězd hvězdné** oblohy a současně nejjasnější hvězdy severní hvězdné oblohy jsou Vega a Arcturus:
 - *Vega* je hvězdou hlavní posloupnosti spektrálního typu A0, má L 45 Sluncí, R $2,6 R_{\odot}$, T_{ef} 9400 K, M asi $2,3 M_{\odot}$
 - *Arcturus* je obrem spektrálního typu K2 III s efektivní teplotou 4200 K, s R asi $20 R_{\odot}$, s L cca $110 L_{\odot}$ a M kolem $2 M_{\odot}$ - je již v pokročilém stadiu vývoje

výběrový efekt

- na obloze vidíme výjimečné hvězdy, jež svítí mnohokrát více než Slunce
- je to důsledkem tzv. *výběrového efektu*, který souvisí s tím, že hvězdy s větší svítivostí pozorujeme i na větší vzdálenost
- zanedbáme-li extinkci a za předpokladu homogenního rozložení hvězd, pak bude objem oblasti, odkud lze hvězdy o absolutní jasnosti S pozorovat, úměrný $S^{3/2}$
- pro typické hvězdy hvězdné oblohy ($S \sim 55 S_{\odot}$) je tento objem 400x větší než pro hvězdy slunečního typu a pro typické hvězdy slunečního okolí ($S \sim 0,004 S_{\odot}$) je naopak 4000x menší než objem hvězd Slunci podobných - statistiky, které výběrový efekt neuvažují jsou nepřesné
- mezi hvězdami ve slunečním okolí se nachází méně než 1 % obrů, 7 % tvoří bílí trpaslíci a 92 % tzv. *hvězdy hlavní posloupnosti*, mezi nimiž převládají *červení trpaslíci* třídy M – ti představují celkem 73 % hvězdné populace

definice hvězdy

- hvězdy jsou samostatná souvislá gravitačně vázaná tělesa o hmotnostech od $0,075 M_{\odot}$ do $100 M_{\odot}$

modely hvězd

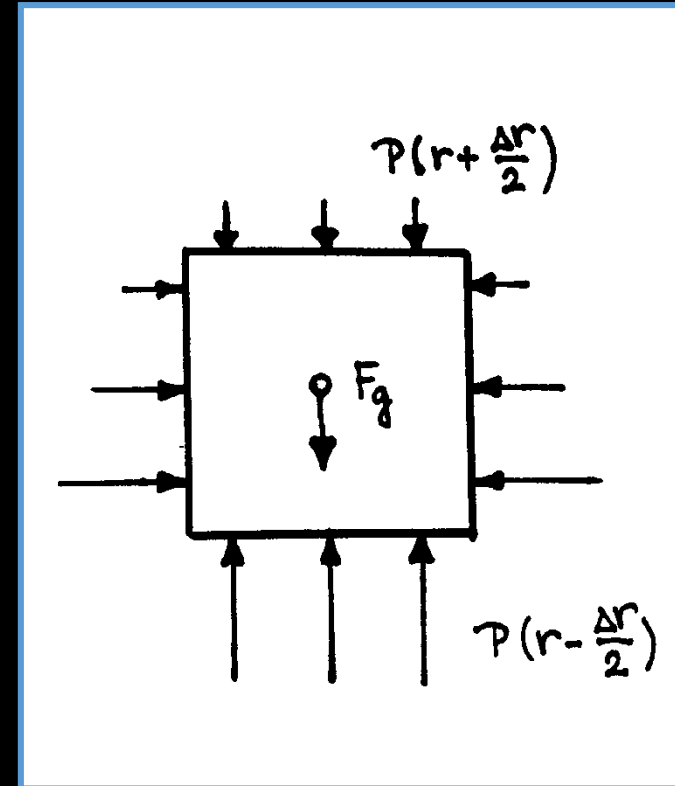
- stavbu ani vývoj hvězd nemůžeme studovat přímo, mají ohromné vnitřní teploty a tlaky, hvězdný vývoj probíhá v časových měřítkách o 5 až 8 řádů delších než je délka lidského života
- stavbu a vývoj hvězdy studujeme prostřednictvím matematických *modelů* jejich hvězdného nitra, které (nejčastěji formou soustavy diferenciálních rovnic) odrážejí všechny podstatné fyzikální skutečnosti a děje probíhající v jejich fyzických předlohách

modely hvězd

- model je zjednodušením skutečnosti, ale hvězdy se chovají tak, že i jejich poměrně jednoduché modely vystihují jejich vlastnosti nečekaně věrně
- nejjednodušší modely odpovídají idealizovaným hvězdám, které nerotují (jeví tedy sférickou symetrii) a nemají makroskopické magnetické pole.
- modely mohou využít toho, že většina hvězd je stabilních: jejich základní charakteristiky, tj. poloměr a zářivý výkon, se v časové škále stovek tisíc i milionů let prakticky nemění
- vnitřní části hvězd nacházejí ve stavu stabilní *mechanické* (hydrostatické) a *energetické rovnováhy*
- hvězdu může reprezentovat její *statický model* a vývojové efekty lze pak dobře reprezentovat sledem postupně se měnících statických modelů

rovnice hydrostatické rovnováhy

- pokud hvězda nerotuje, ani není složkou těsné dvojhvězdy, má tvar koule, jeví sférickou symetrii
- zvolme si nyní v takové idealizované sféricky symetrické hvězdě elementární objem ve tvaru kvádru o velikosti základny S a výšce Δr
- těžiště elementárního objemu nechť se nachází ve vzdálenosti r od středu hvězdy
- hustota hvězdného materiálu v této vzdálenosti je $\rho(r)$ a působící gravitační zrychlení $g(r)$ (vektor gravitační síly je namířen do centra hvězdy), gravitace hvězdy působí na látku o hmotnosti m obsaženou ve vybraném elementárním objemu tíhovou silou F_g , kterou lze pro $\Delta r/r \rightarrow 0$ aproximovat vztahem:
- $F_g = m g(r) = \rho(r) S \Delta r g(r)$.



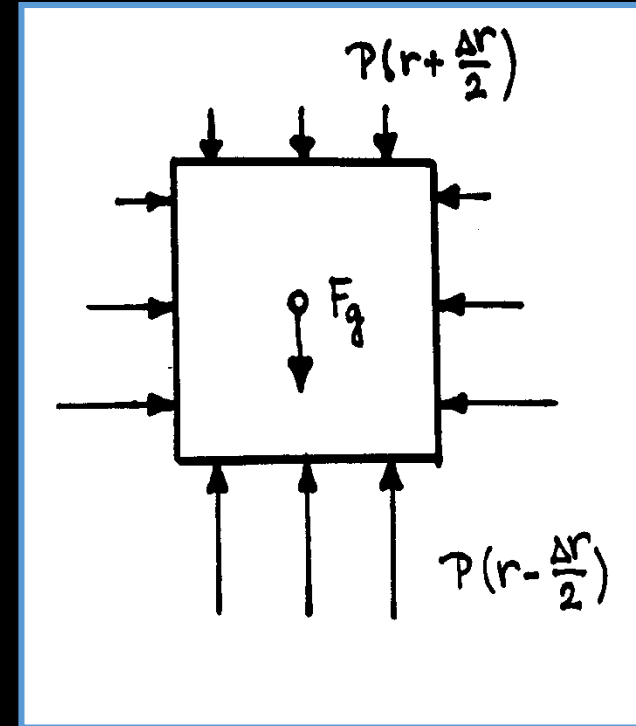
rovnice hydrostatické rovnováhy

- na element dále působí tlakové síly, ty boční tlačí na svislé stěny pláště elementárního kvádru a jsou vzájemně v rovnováze
- neplatí to však o silách působících na podstavy, tlak ve hvězdě P se totiž mění, je funkcí vzdálenosti od středu hvězdy $P = P(r)$
- na spodní podstavu vybraného objemu působí síla F_1 namířená směrem od středu a její absolutní velikost je dána vztahem: $F_1 = S P(r-\Delta r/2)$, kde $P(r-\Delta r/2)$ je velikost tlaku ve vzdálenosti $(r-\Delta r/2)$ od centra
- opačně je namířená tlaková síla F_2 shora působící na horní podstavu kvádru, absolutní hodnota této síly je dána: $F_2 = S P(r+\Delta r/2)$, kde $P(r+\Delta r/2)$ je velikost tlaku ve vzdálenosti $(r+\Delta r/2)$ od centra
- velikost výslednice tlakových sil F_t je:
- $F_t = F_2 - F_1 = S \Delta P = S [P(r+\Delta r/2) - P(r-\Delta r/2)] \cong$

$$S [(P(r)+\Delta r/2) - (P(r) - \Delta r/2)] = S$$

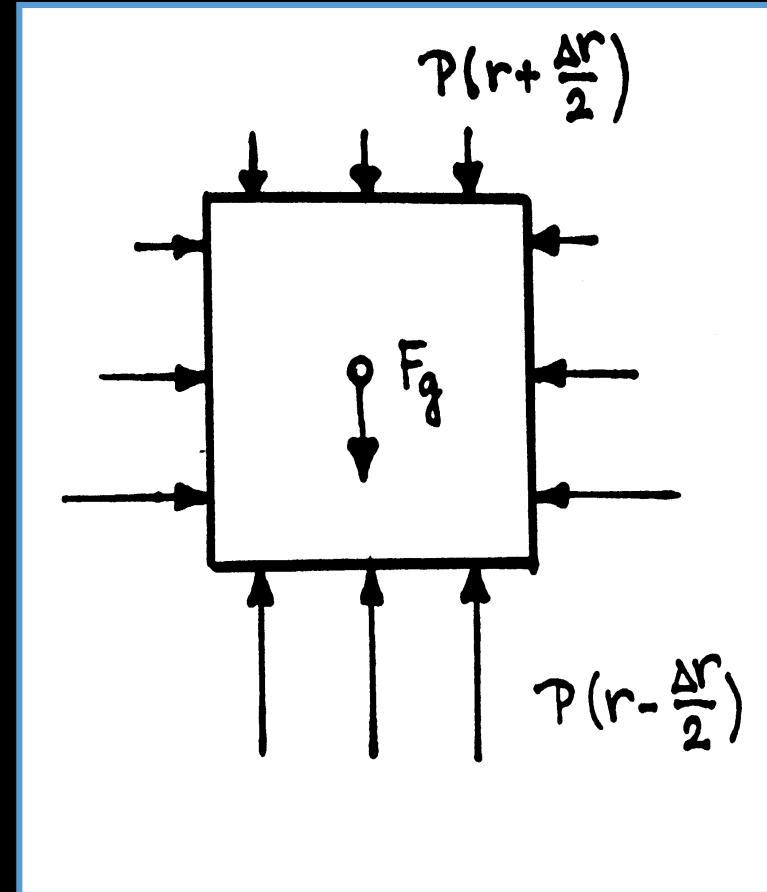
- nebo vektorově:
- $F_t = S \text{grad}P \Delta r$

$$\frac{dP}{dr}$$



rovnice hydrostatické rovnováhy

- aby byl zvolený element v klidu, tj. aby ve hvězdě ani neklesal nebo nestoupal, musí být $F_t + F_g = 0$
- vzhledem k tomu, že ve hvězdách tíhová síla míří do středu tělesa, musí tlak monotónně klesat směrem od centra k povrchu
- dosadíme-li do rovnice, pak dostáváme:
- $\text{grad } P = \rho(r) \mathbf{g}(r)$.



rovnice hydrostatické rovnováhy

- proti vektoru gravitačního zrychlení na pravé straně vynásobenému hustotou, což odpovídá tíze jednotkového objemu látky v dotyčném místě, stojí vektorová veličina – místní gradient tlaku $\text{grad } P$
- výše uvedená rovnice hydrostatické rovnováhy platí zcela obecně, tj. pro libovolná tělesa umístěna v obecném gravitačním poli

základní rovnice vnitřní stavby hvězd

- model hvězdy je zjednodušením
- v modelu idealizované nerotující, kulově symetrické statické hvězdy zachycují všechny základní děje či skutečnosti čtyři nelineární diferenciální rovnice 1. řádu, které vzájemně vážou čtyři neznámé funkce stavových veličin $P(r)$, $T(r)$, $M(r)$ a $L(r)$:

$$\frac{dP(r)}{dr} = -G \rho \frac{M(r)}{r^2}$$

$$\frac{dM(r)}{dr} = 4\pi r^2 \rho$$

$$\frac{dL(r)}{dr} = 4\pi r^2 \rho \varepsilon$$

základní rovnice vnitřní stavby hvězd

- v případě, že: $\frac{d(\ln P)}{d(\ln T)} > \frac{\gamma}{\gamma - 1}$: $\frac{dT(r)}{dr} = -\frac{3\kappa\rho L(r)}{64\pi\sigma T^3 r^2}$
jinak:

$$\frac{dT(r)}{dr} = \left(1 - \frac{1}{\gamma}\right) \frac{T}{P} \frac{dP(r)}{dr}$$

- první rovnice znamená jistou formu zápisu zákona o zachování hybnosti, druhá je rovnicí zachování hmotnosti, třetí je rovnicí zachování energie a poslední rovnicí zachování toku energie

základní rovnice vnitřní stavby hvězd

- soustavu diferenciálních rovnic modelu stavby hvězdného nitra obecně nelze řešit analyticky, je nutné diferenciální rovnice pozměnit na diferenční a řešit numerickými metodami, z tohoto důvodu vznikly první realistické modely nitra až po roce 1960, kdy se do běžné výbavy „hvězdných modelářů“ dostaly elektronické počítače

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**

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 (Sirius, 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: *W O B A F G K M L T*
- Oh, Be A Fine Girl (Guy), Kiss My Lips (základní)
- Waldemar osmý bude asi fňukat. Gustave, kup mu legračního tygříka!
- Whisky od babičky Aničky – fantasticky geniální koupě! Moderní léčivo traumat.
- 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

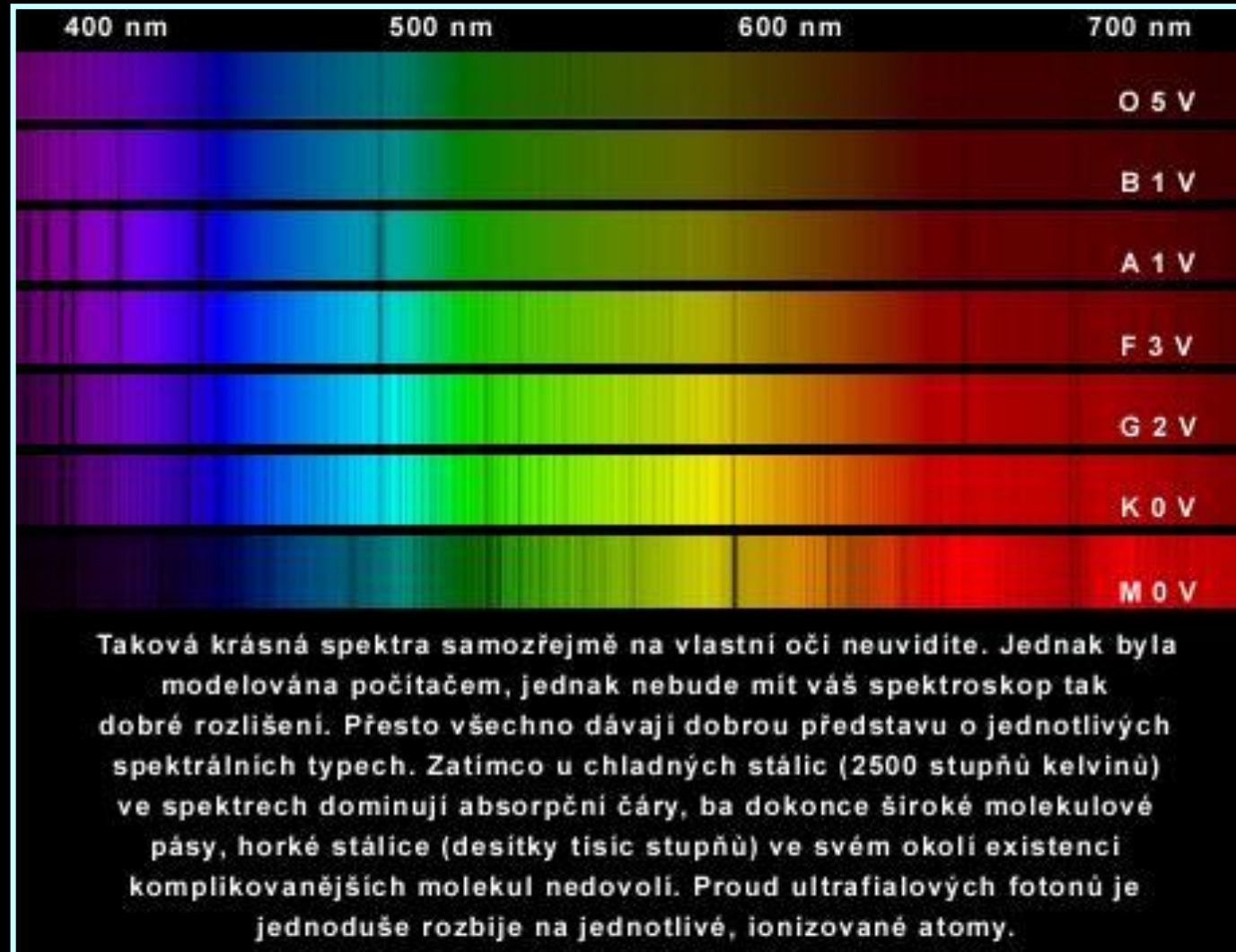
Harvardská klasifikace

Charakteristiky jednotlivých spektrálních tříd:

- **W:** Wolfovy-Rayetovy hvězdy jeví široké emisní čáry vodíku a helia.
- **O:** Silné spojité spektrum, absorpční čáry ionizovaného helia.
- **B:** Absorpční čáry neutrálního helia, Balmerovy série vodíku a ionizovaného kyslíku.
- **A:** Silné čáry Balmerovy série vodíku. Objevují se čáry ionizovaného vápníku a čáry kovů.
- **F:** Čáry Balmerovy série slábnou, zesilují se čáry ionizovaného vápníku a kovů.
- **G:** Silné čáry ionizovaného vápníku, slabé čáry Balmerovy série, početné čáry kovů, zejména železa.
- **K:** Silné čáry kovů, slabé absorpční pásy molekul. Hvězdy mají oranžovou barvu.
- **M:** Silné pásy molekul, zejména oxidu titanatého. Hvězdy mají červenou barvu.
- **L:** Chladní trpaslíci na hranici TN syntézy, září v IR, pásy molekul FeH, CrH, H₂O, CO₂.
- **T:** Při teplotě pod 1499 K vzniká metan a ve spektru se objevují typické IR čáry metanu.

W	O	B	A	F	G	K	M	L	T
80 000 K	60 000 K	38 000 K	15 400 K	9 000 K	6700 K	5400 K	3800 K	2200 K	1499 K

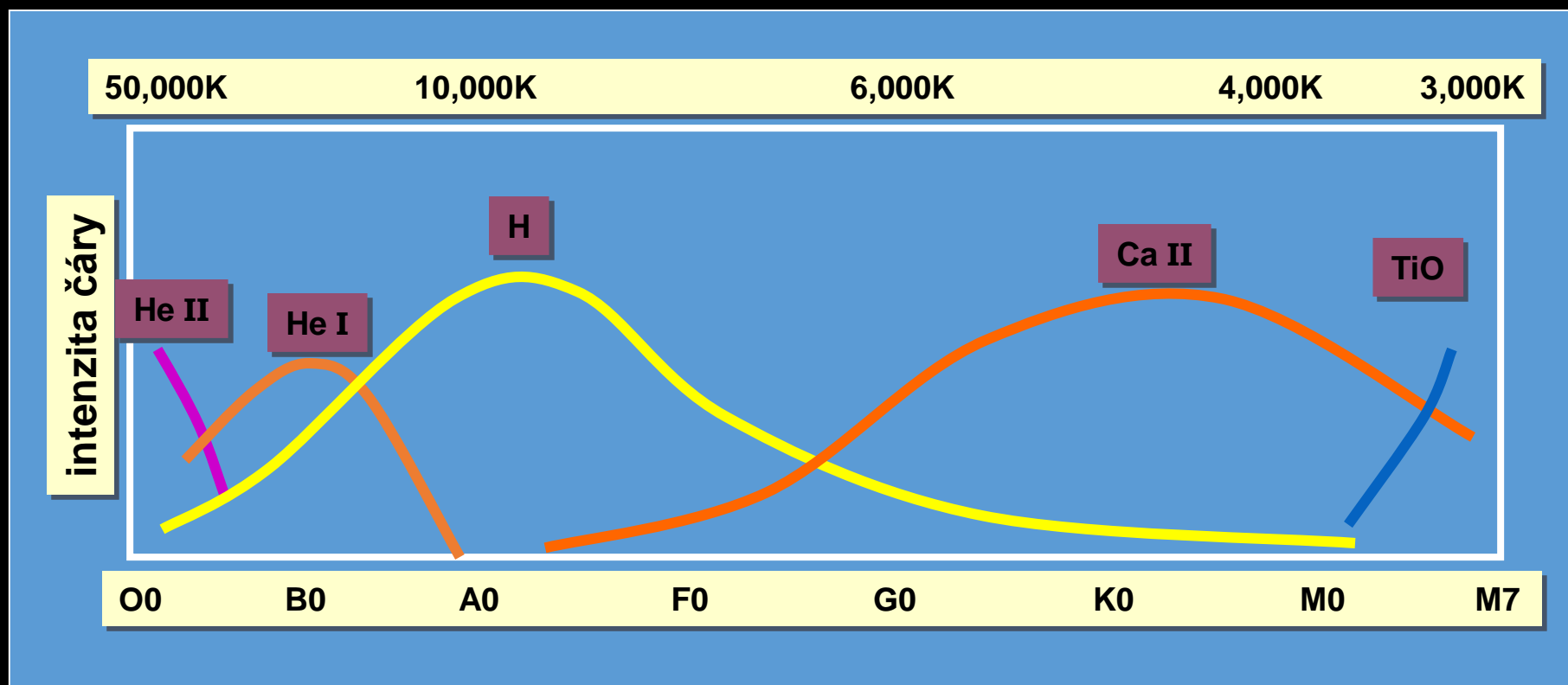
reálná spektra hvězd



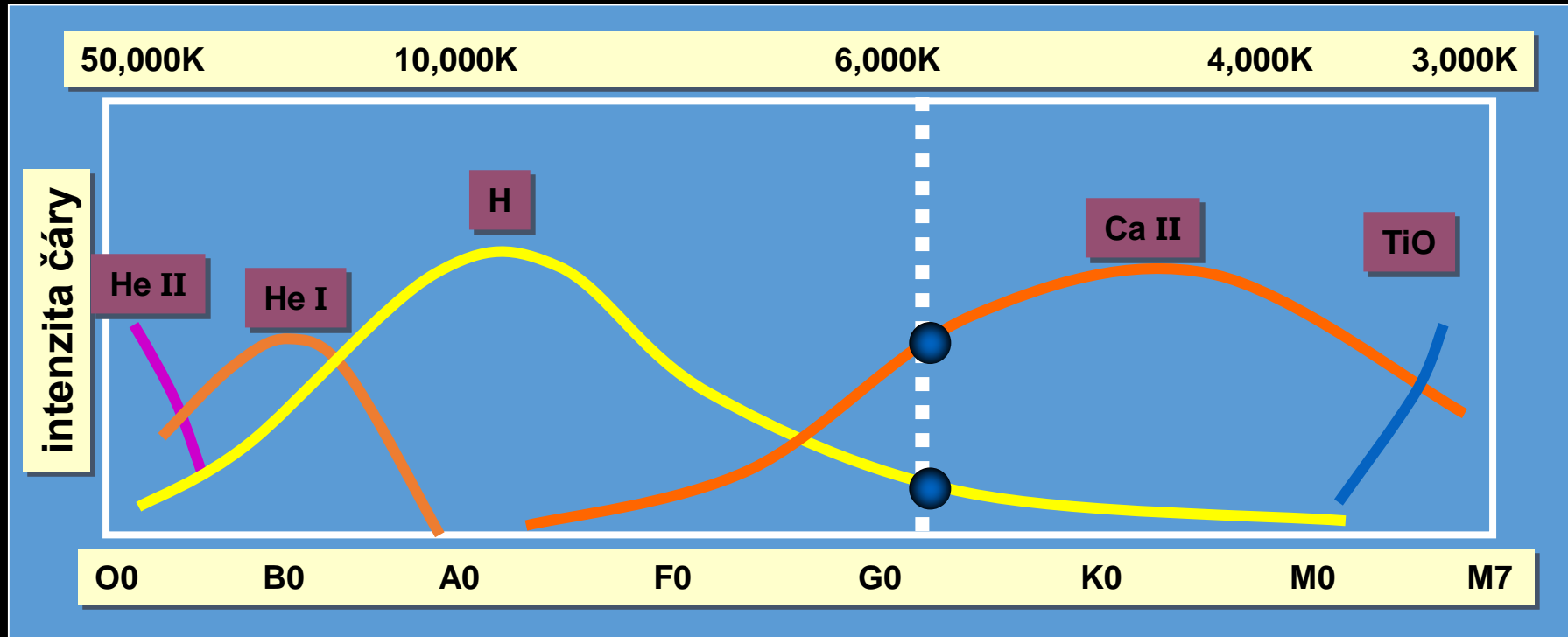
Harvardská klasifikace

- 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 fotosféry 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 nejčetnějších prvků

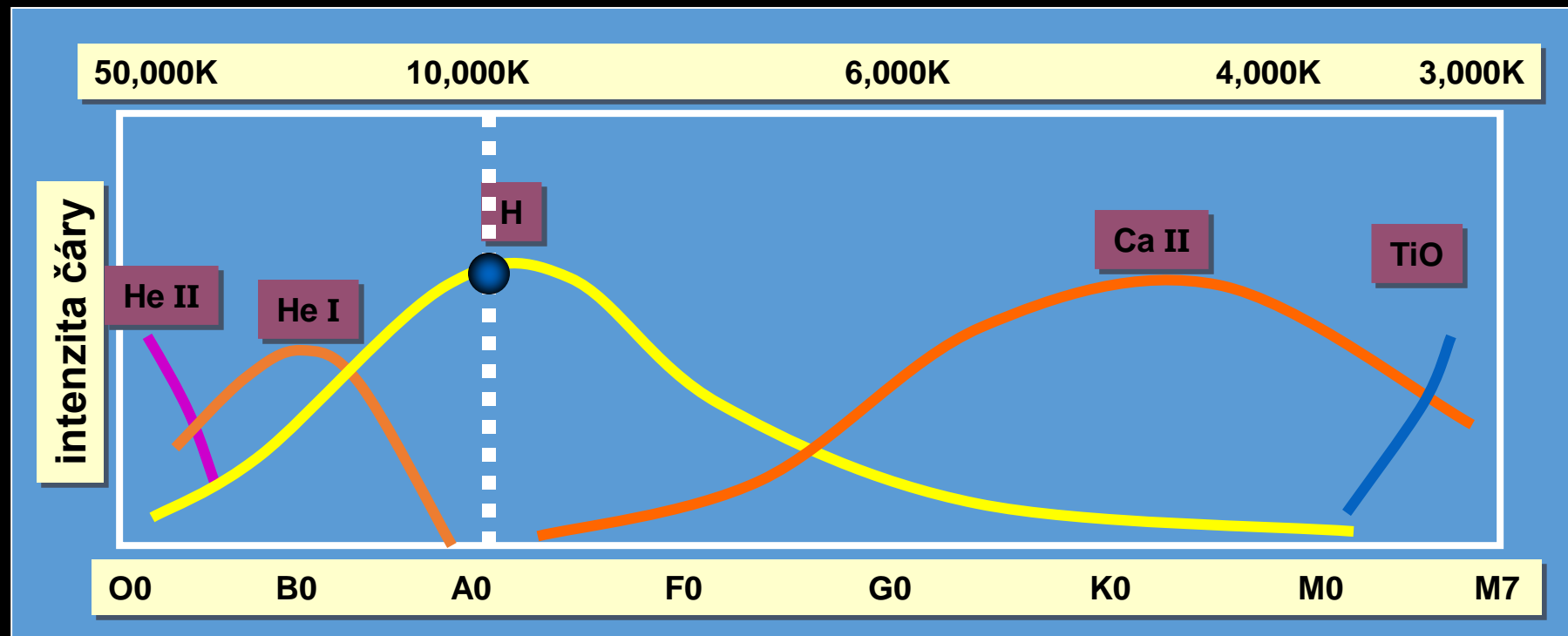
otisk teploty



Slunce



Sírius A



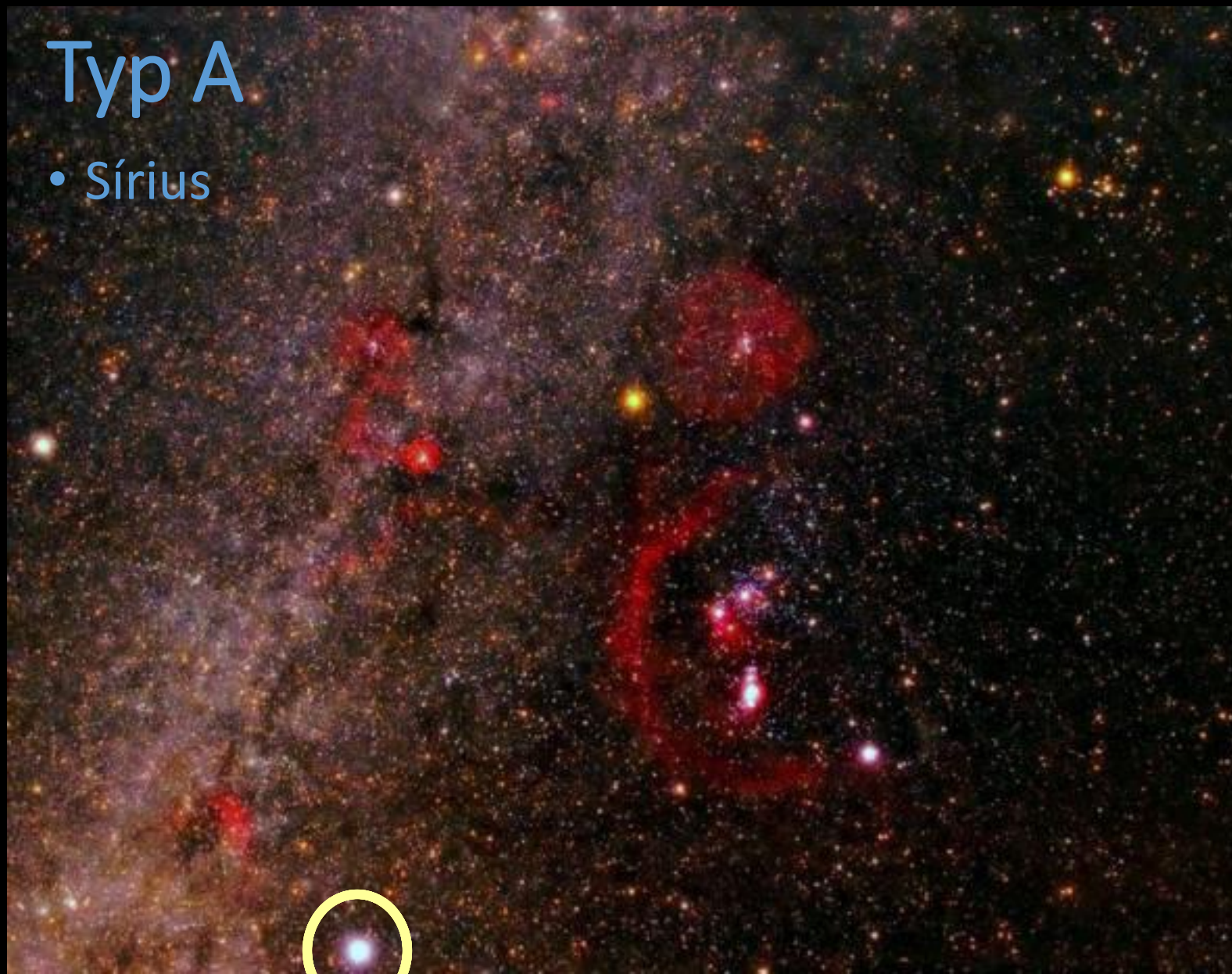
Typ B

• Rigel



Typ A

- Sírius



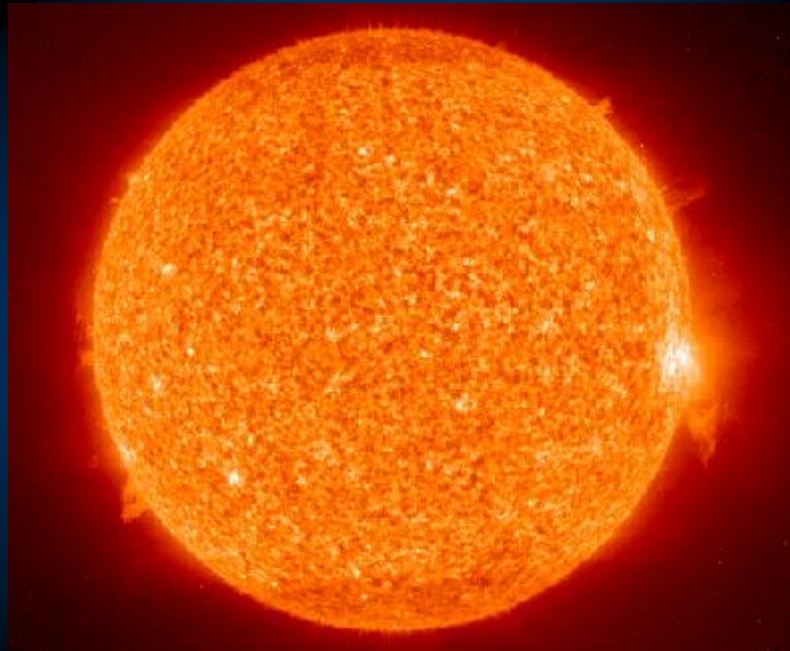
Typ F

Procyon



Typ G

- Slunce



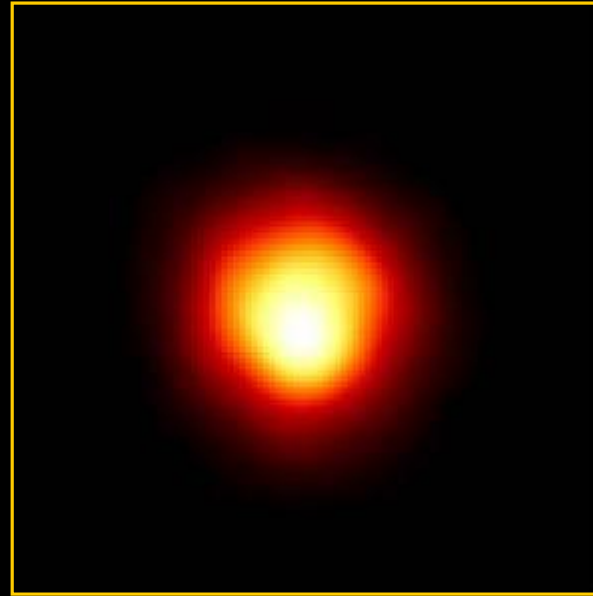
Typ K

- Arcturus



Typ M

- Betelgeuze



luminozitivní třídy

Morganova-Keenanova klasifikace

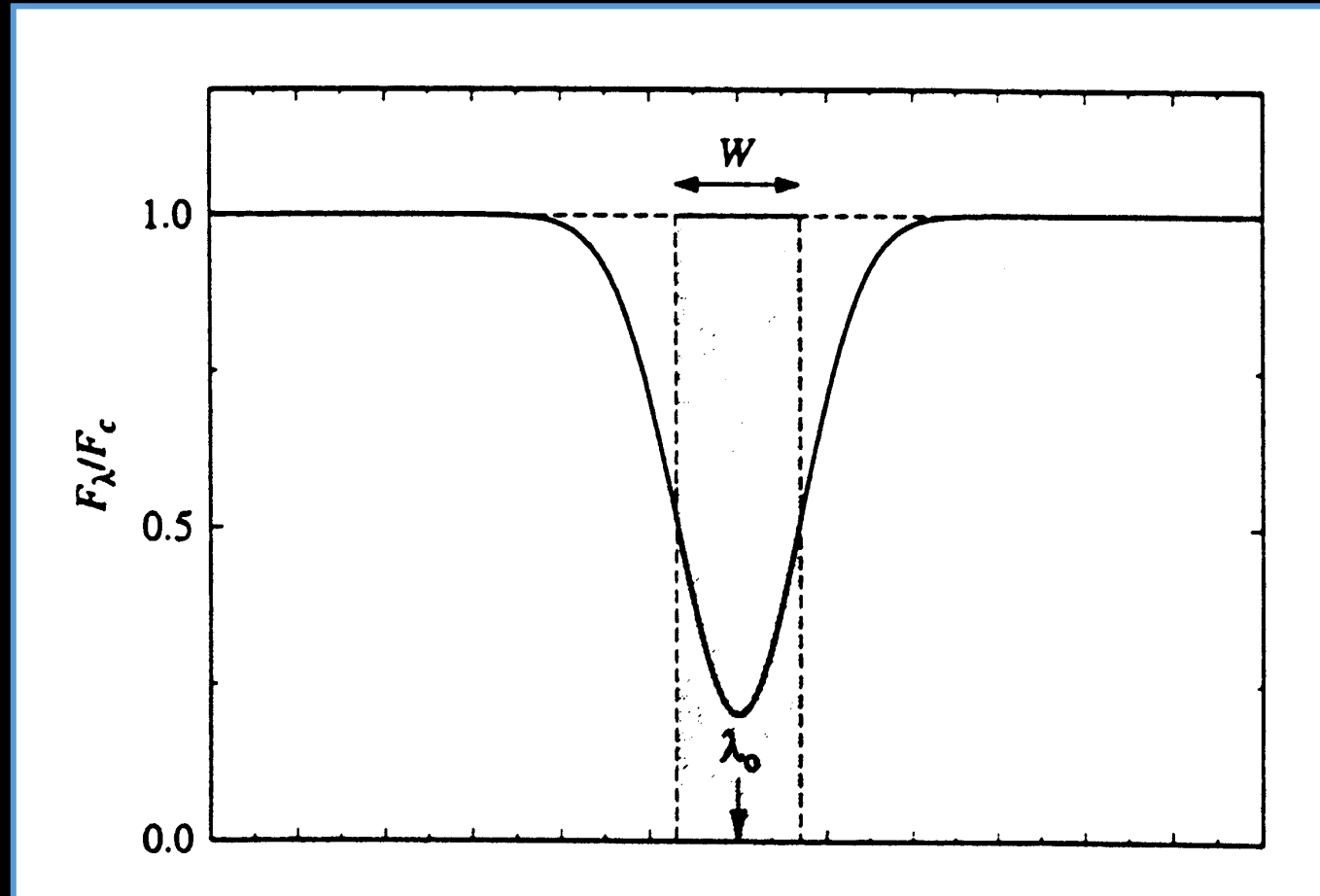
- spektrum informuje nejen o efektivní teplotě, ale i o povrchovém gravitačním zrychlení g
- hmotnosti hvězd se mění v relativně malém rozmezí, tedy odvozená hodnota gravitačního zrychlení je dobrou informací o poloměru hvězdy
- pro hvězdu spektrálního typu K0 se můžeme setkat s tím, že jde buď:
 - a) 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



luminozitní třídy

Morganova-Keenanova klasifikace

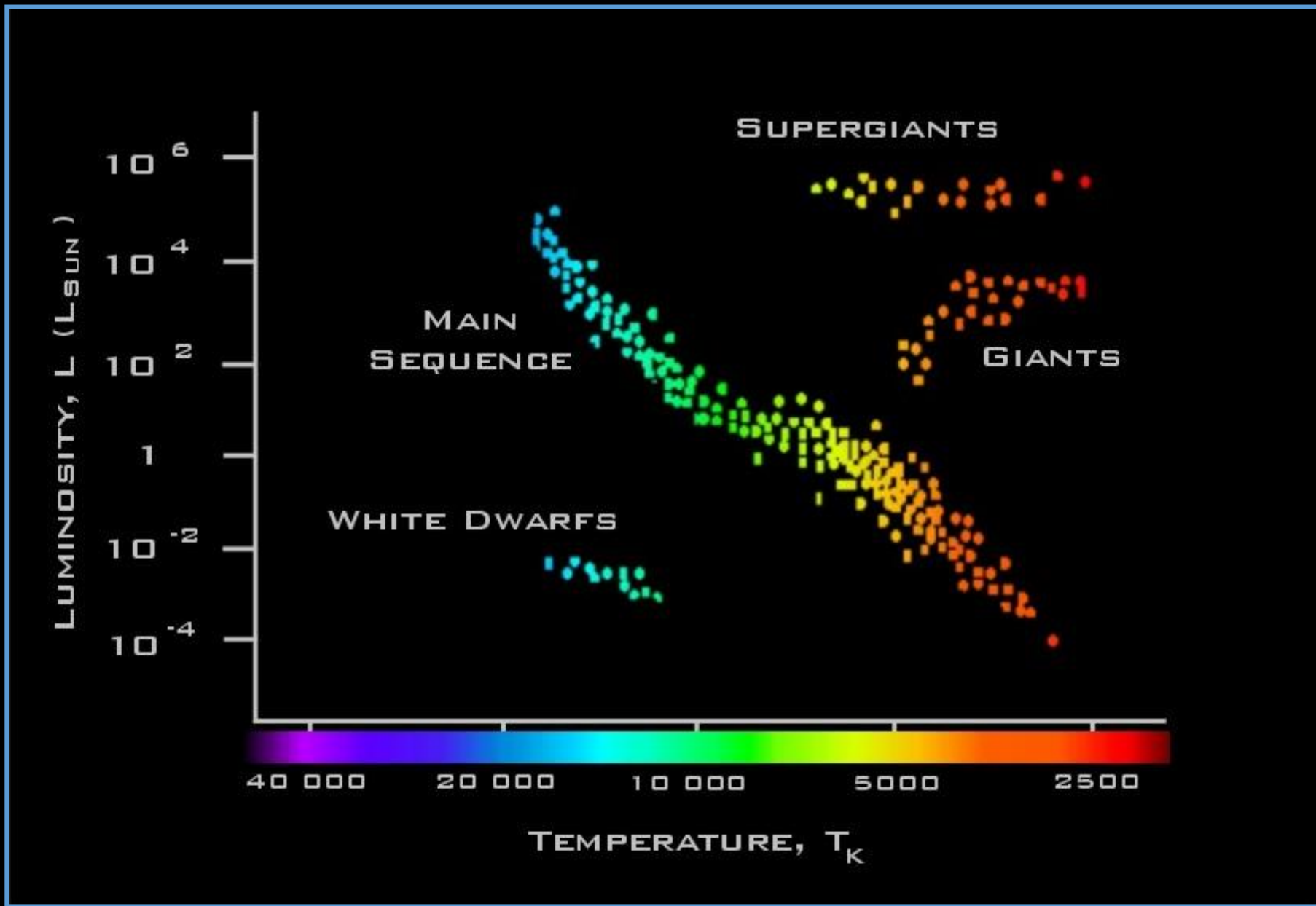
- od druhé poloviny 20. stol. se používá zdokonalené, dvouparametrické **Morganovy-Keenanovy klasifikace**, v níž se spektrální typ harvardské spektrální klasifikace na základě rozboru vzhledu spektra hvězdy doplňuje o tzv. *luminozitní třídu* (I – VII), která zhruba lokalizuje polohu obrazu hvězdy v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

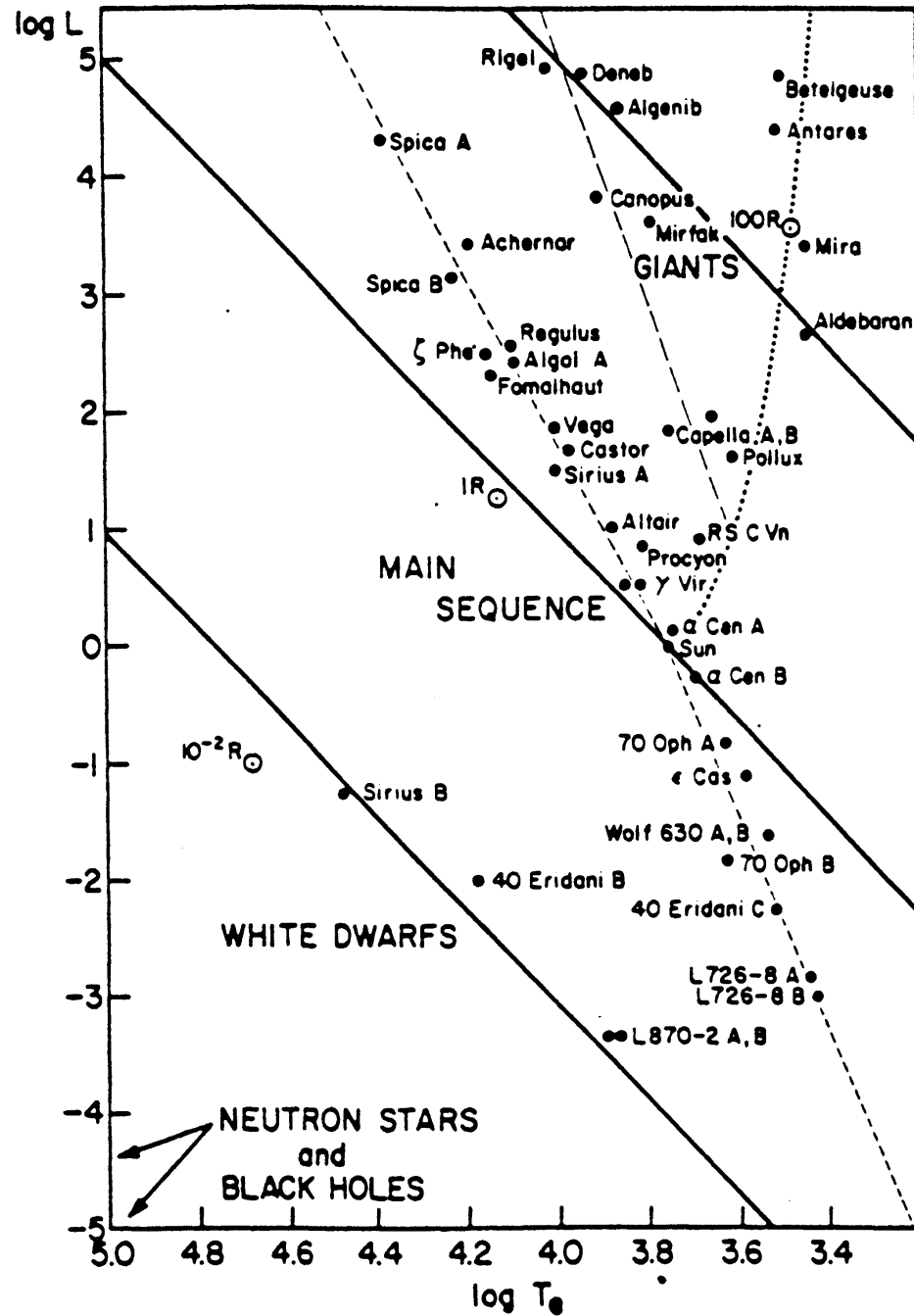
H-R diagram

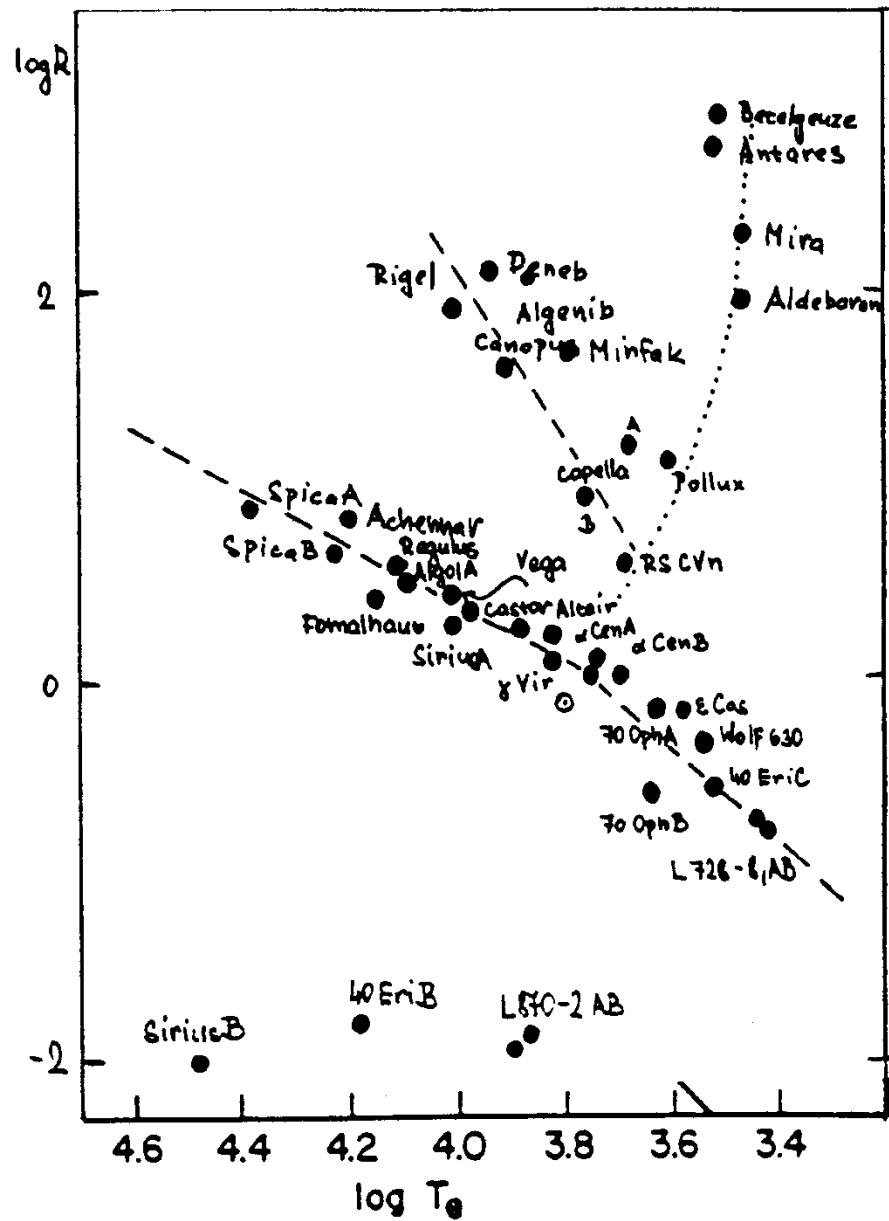
- vyneseme-li si do grafu závislost základních charakteristik hvězd (M , L , T_e a R), zjistíme, že obrazy jednotlivých hvězd v těchto diagramech nepokrývají jejich plochu rovnoměrně
- nejdříve byl sestaven diagram zachycující závislost zářivého výkonu na efektivní teplotě ($\log L - \log T_e$), všeobecně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

H-R diagram

- astrofyzikové 19. století věřila, 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>) vykonal na podnět renomovaného astronoma Karla Schwarzschilda (1873-1916), který obdobný úkol uložil i Hertzsprungovi



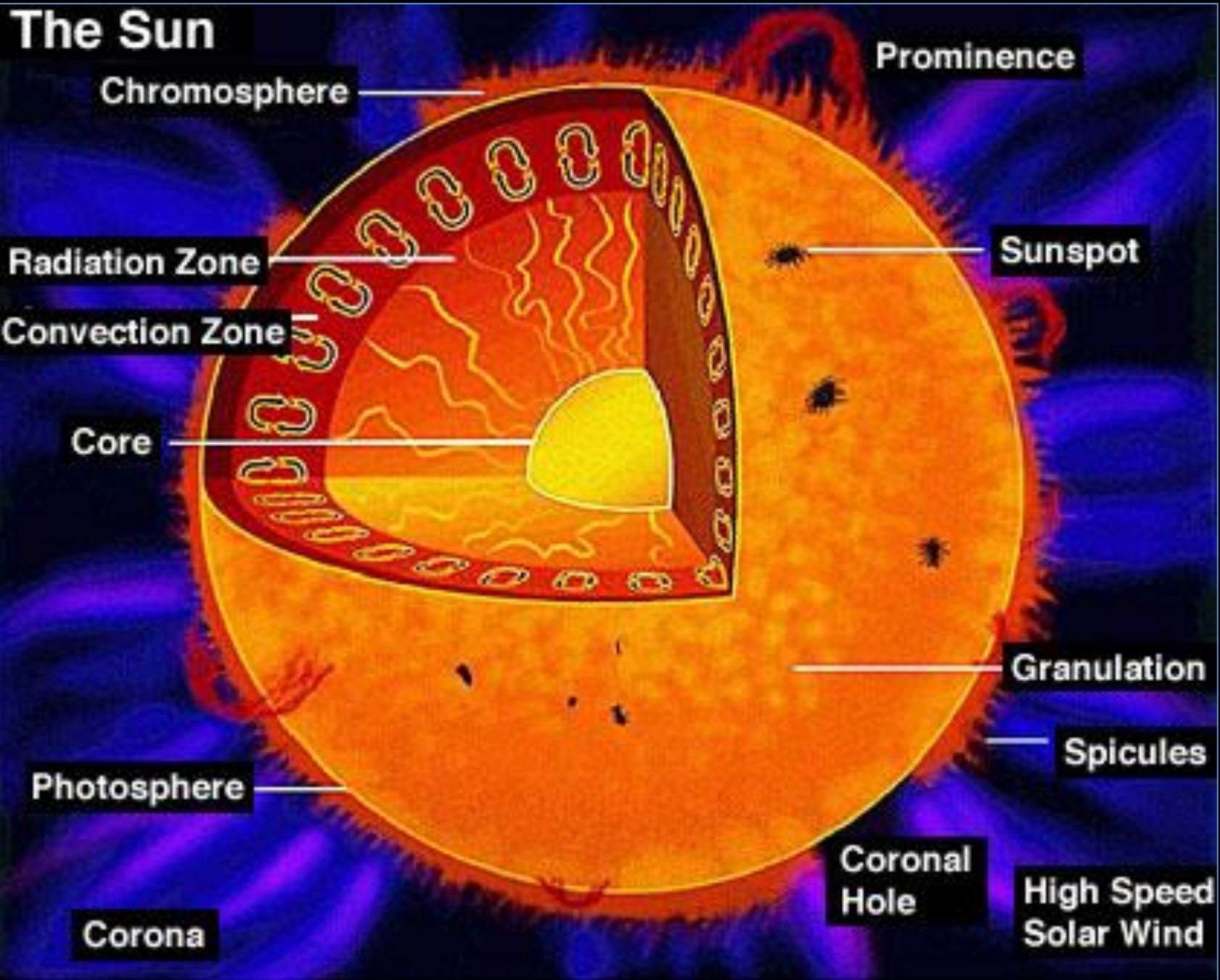




střední hodnoty charakteristik hvězd hlavní posloupnosti

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

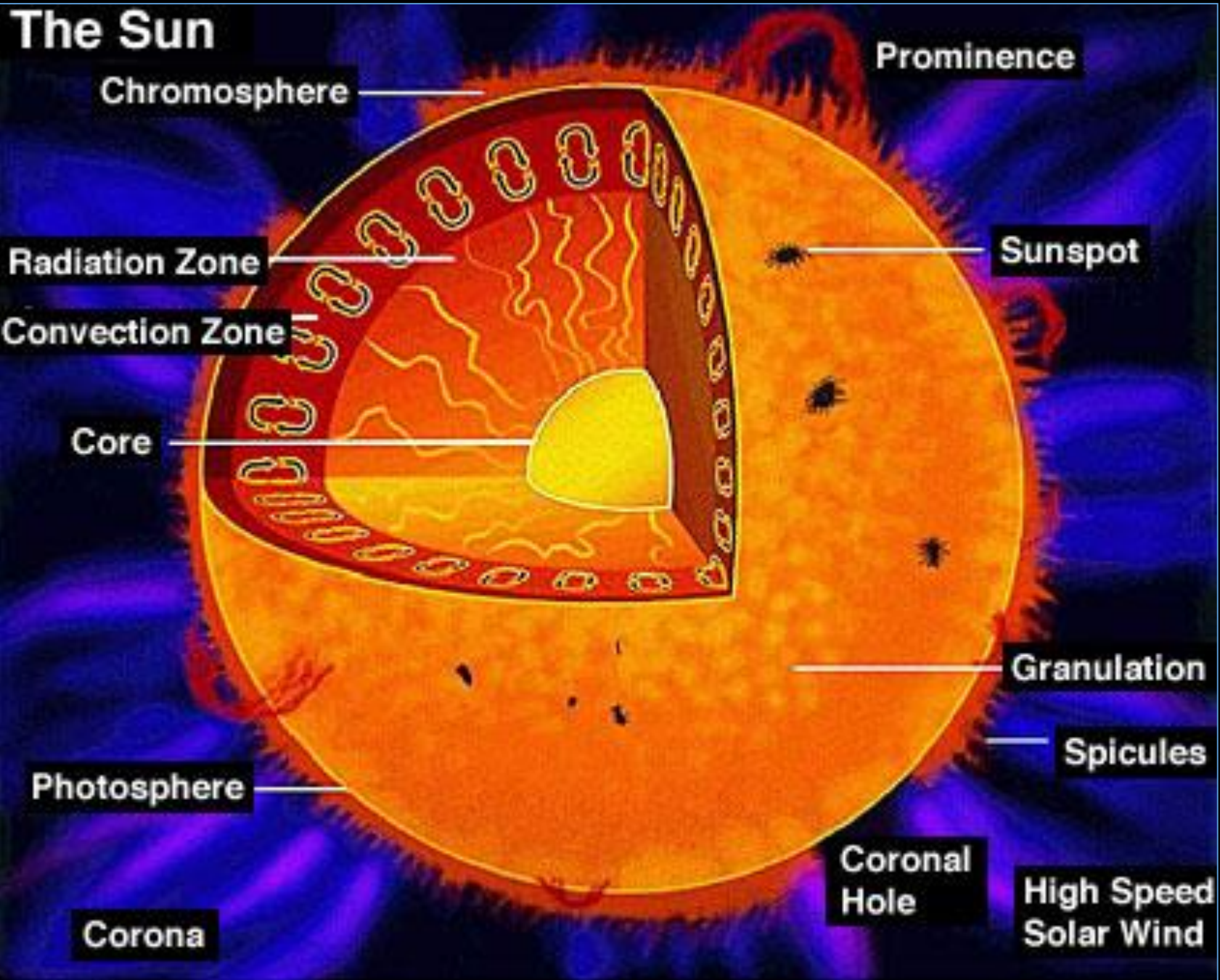
Slunce jako hvězda



Atmosféra Slunce

Fotosféra Slunce

- Fotosféra je nejhustější část sluneční atmosféry, vrstva odkud k nám přichází 99,9% veškerého záření Slunce, tloušťka této vrstvy činí 200 km.
- Ve fotosféře vzniká i sluneční spektrum, přičemž záření slunečního kontinua pochází z nižších vrstev, čárové absorpční spektrum vzniká ve vyšších, řidších a chladnějších vrstvách.
- Ve spektru Slunce v optické oblasti nacházíme asi 100 000 čar nejčastěji kovů, vůbec nejintenzivnějšími jsou čáry označované H a K, rezonanční čáry ionizovaného vápníku Ca II. Spektrální typ Slunce je G2 V, efektivní teplota fotosféry je 5770 K. Naprostá většina zářivého výkonu Slunce je vyzářena v oboru vlnových délek 350–700 nm, maximum leží poblíž maxima citlivosti lidského oka, čili u 550 nm.
- Těsně pod fotosférou leží vrstva, v níž se teplo přenáší konvekcí. Tato, tzv. **konvektivní vrstva** se ve fotosféře připomíná **granulací** – konvektivními zrny o velikosti 700 až 1000 km. Granulace přetrvává řádově minuty.



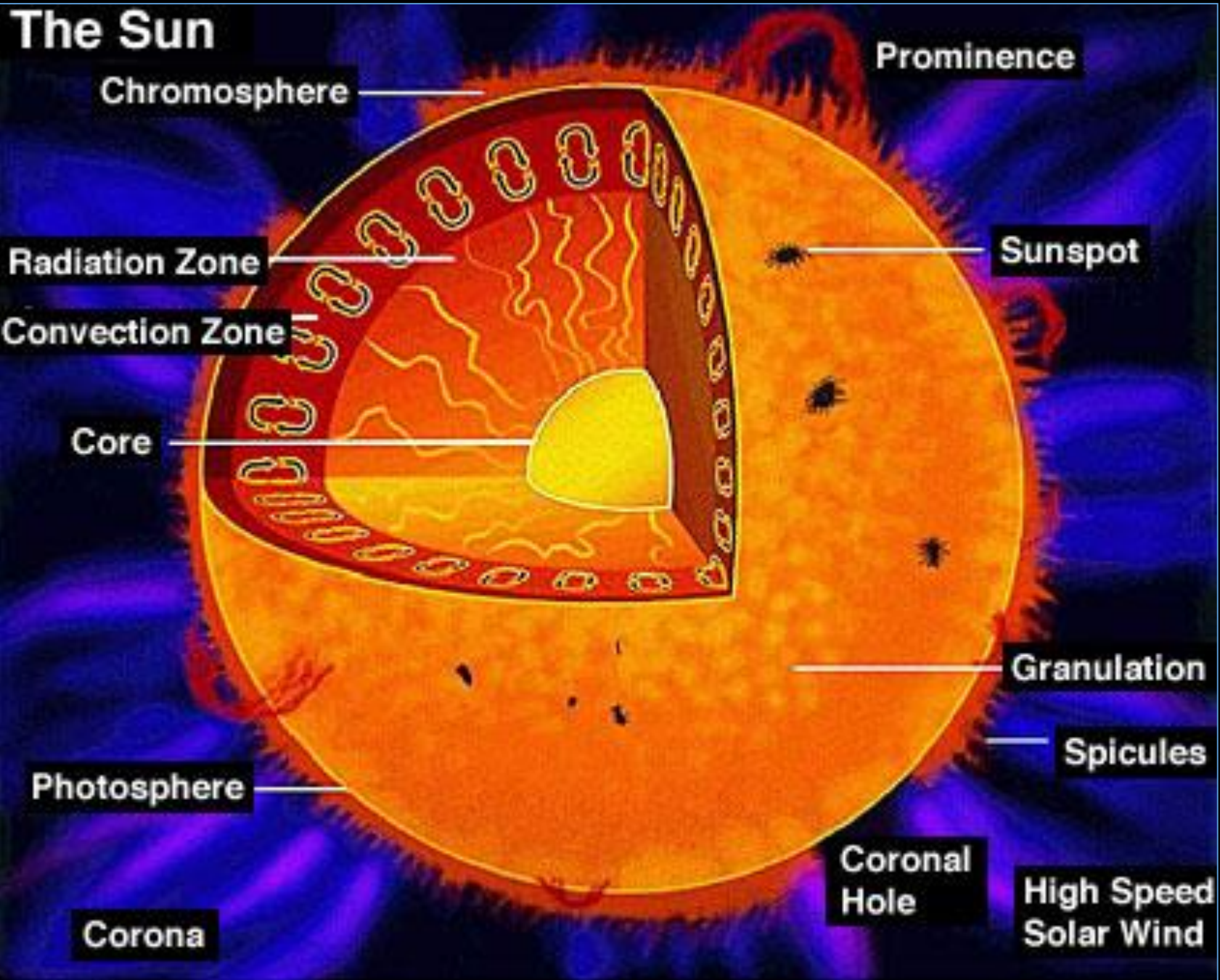
Atmosféra Slunce

- Sluneční fotosféra rotuje ve stejném smyslu, v jakém kolem Slunce obíhají planety. Rotuje relativně pomalu, střední siderická otočka trvá 25,4 dne (synodická otočka 27,3 dne). Nerotuje však jako tuhé těleso, jeví tzv. *diferenciální rotaci*, partie na rovníku rotují větší úhlovou rychlostí než partie na pólech – siderická otočka na rovníku trvá 25 dní, na pólech 36 dní.
- Slunečními magnetografy je možné sledovat i rozložení a směr indukce magnetického pole na Slunci.
- Ve fotosféře běžně pozorujeme:
 - kvazidipólové magnetické pole s osou dipólu rovnoběžnou s osou rotace o indukci 10^{-4} teslů. Polarita tohoto pole se mění každých 11 let.
 - o tři řády silnější lokální magnetická pole. Jde o vyčnívající magnetické trubice, v nichž je magnetické pole zesilováno v důsledku diferenciální rotace a konvekce. Magnetické pole vynořující se na povrch zcela mění strukturu nejen fotosféry, ale i vrstev, jež leží nad ní. Vytváří se zde tzv. *aktivní oblast*, v níž se rozvíjejí nejrůznější projevy sluneční aktivity.

Atmosféra Slunce

Chromosféra

- Chromosféra je vnější vrstva sluneční atmosféry, která bezprostředně navazuje na fotosféru. Tloušťka chromosféry je asi 1000 km, inverzní chod teploty – teplota s rostoucí výškou roste od 4200 K do 10 000 K. Horní hranice chromosféry je neostrá a proměnlivá, často v ní pozorujeme výtrysky – *spikule* – zasahující až do výšky 6000 km. K celkovému záření Slunce přispívá 0,1%.
- Chromosféru lze pozorovat:
 - při úplných zatměních Slunce
 - v tzv. *koronografech*
 - ve *spektroheliroskopu*
- Obraz Slunce v chromosféře je jiný než ve fotosféře. Objevují se zde zesílené emise – *fakulová pole*, a to vždy v oblastech se zvláště silným magnetickým polem. Chromosféra je tedy zřejmě existencí magnetické aktivity Slunce do jisté míry podmíněna.



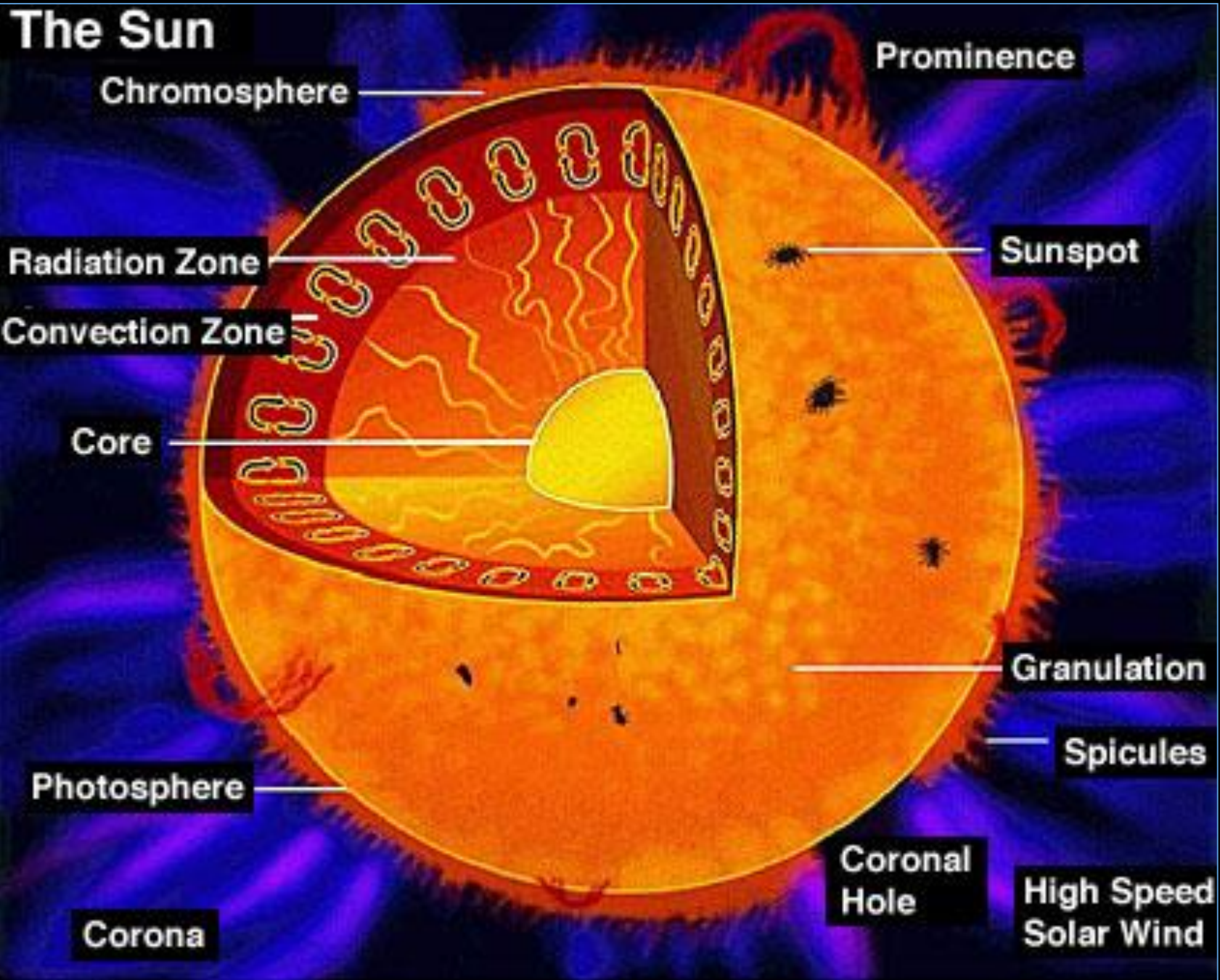
Atmosféra Slunce

Koróna

- Koróny si povšimla poprvé v roce 1842 řada astronomů z jižní Evropy při sledování úplného zatmění Slunce.
- Pozorování ze 70. a 80. let dokázala, že existuje spojitost mezi tvarem sluneční *koróny* a rozložením slunečních skvrn. Tento fakt tedy upozornil na skutečnost, že na utváření koróny se neuplatňuje jen gravitace (ta je neměnná).
- Koróna je nejsvrchnější a nejřidší vrstva sluneční atmosféry, její charakteristická hustota je $3 \cdot 10^{14}$ částic na m^3 , teplota zde narůstá až na 10^7 K.

Atmosféra Slunce

- Struktura koróny je mimořádně složitá, nacházíme zde smyčky, oblouky, koronální díry. Na první pohled je zřejmé, že vzhled i vlastnosti koróny jako celku i jejích součástí jsou určovány magnetickým polem.
- Korónu lze sledovat:
 - při úplných zatměních Slunce. Optické záření koróny je velice sporé, činí 10^{-6} výkonu Slunce.
 - koronografem se speciálním filtrem v zelené čáře, v níž vnitřní koróna nejintenzivněji září. Pozorování se vedou na horských observatořích, nejbliže na observatoři na Lomnickém štítu.
 - v rentgenovém oboru – v oblasti měkkého rentgenového záření koróna zcela dominuje, což je dáno její vysokou teplotou. Relativně chladná fotosféra v této spektrální oblasti nezáří vůbec.
- Koróna není v hydrostatické rovnováze. Rychlosti neuspořádaného tepelného pohybu jsou mnohonásobně větší než je úniková rychlost. Koróna tak v principu ani nemůže být stabilní, rozpíná se, expanduje a proniká do vnitřních a vnějších oblastí sluneční soustavy. Proud částic formovaný vlastním i meziplanetárním magnetickým polem se nazývá *sluneční vítr*.



Atmosféra Slunce

Sluneční vítr

- V okolí Slunce dosahuje sluneční vítr rychlosti 300 až 1200 km s⁻¹, střední koncentrace částic slunečního větru představuje asi 10 částic na m³. Ročně prostřednictvím slunečního větru ztrácí Slunce asi 10⁻¹⁴ až 10⁻¹³ M_s. Hlavním zdrojem slunečního větru je rozpínající se koróna, dále pak částice do prostoru vyvržené přímo ze spodních vrstev atmosféry, například při erupcích a dalších bouřlivých dějích.
- Chemické složení slunečního větru, jež lze experimentálně studovat přístroji umístěnými na umělých družicích Země a na kosmických sondách, odpovídá povrchovému složení Slunce. Atomy slunečního větru jsou takřka zcela ionizovány, nesou sebou do prostoru i magnetické pole.

Artist Rendition of Solar Wind

Created by: K. Endo

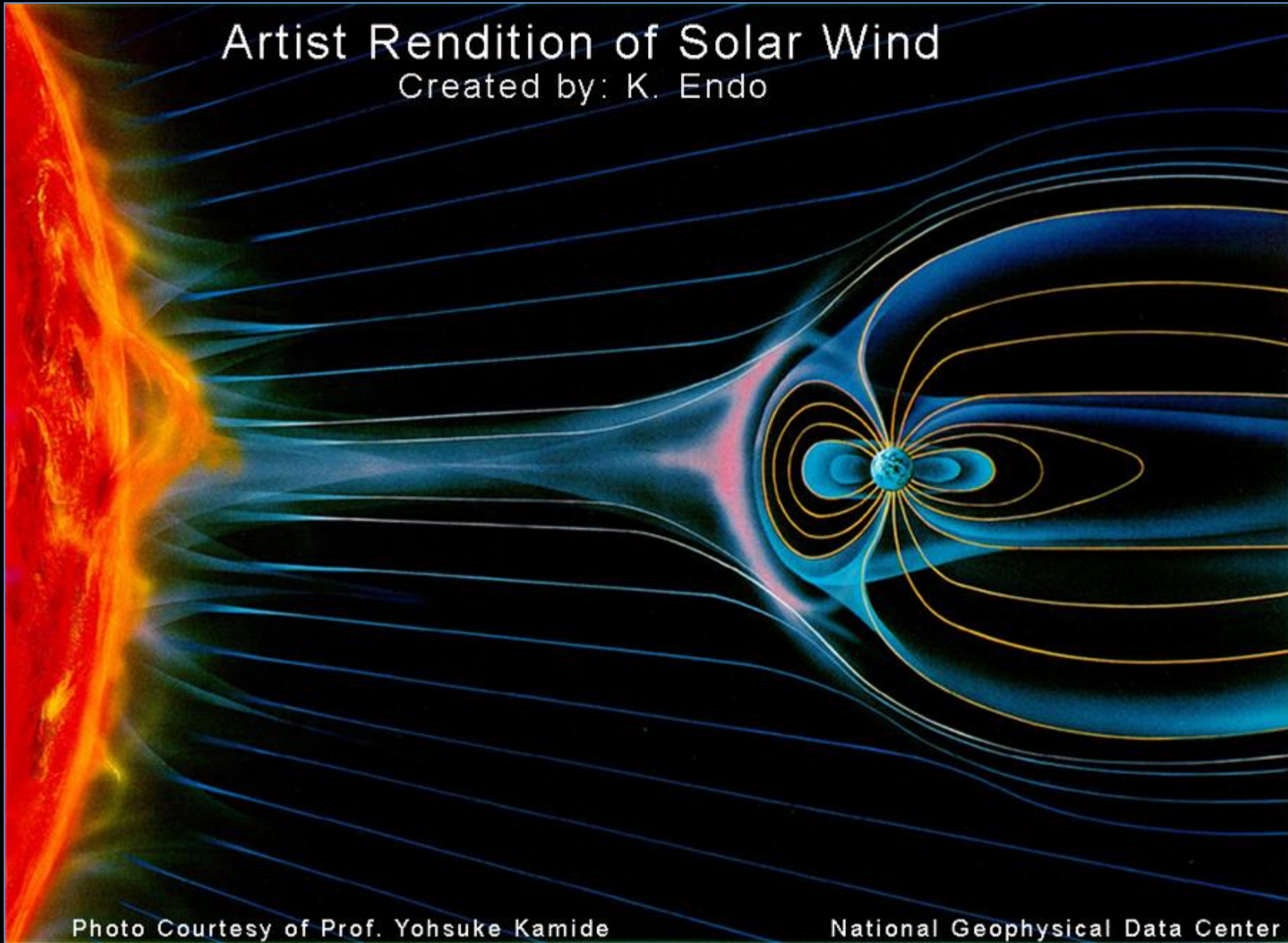


Photo Courtesy of Prof. Yohsuke Kamide

National Geophysical Data Center

Vznik a vývoj hvězd

- Hvězdy nejsou statické útvary, vznikají, vyvíjejí se a zanikají. Příčinou jejich vývoje je jejich interakce s okolím. Hvězda není dokonale uzavřený systém, září do okolního prostoru, vyměňuje si s ním hmotu.
- Rychlost vývoje hvězdy je dána mírou „otevřenosti“ systému, prakticky tím, jak mnoho hvězda září. Z fyzikálního hlediska je hvězdný vývoj *děj nevratný*, není tedy možný uzavřený koloběh neustálého vzniku, vývoje a zániku hvězd.
- Budeme se věnovat popisu vzniku a vývoje zcela konkrétní osamělé hvězdy, a totiž našeho Slunce. Kvalitativně stejně se vyvíjí i dalších 85% hvězd ve vesmíru.

Obecná charakteristika slunečního vývoje

- Slunce je starší hvězdou populace I. Vzniklo asi před $4,55 \cdot 10^9$ lety a do závěrečné etapy svého vývoje se dostane asi za 7,8 miliardy let.
- **Počáteční stav:** Na samém počátku vývoje Slunce byl rozměrný, chladný a řídký zárodek hvězdy s hmotností odpovídající hmotnosti současného Slunce ($2 \cdot 10^{30}$ kg – $2 \cdot 10^{57}$ částic), o poloměru 1/4 světelného roku (15 000 AU, $2 \cdot 10^{15}$ m). Počáteční chemické složení Slunce bylo zřejmě hodně blízké chemickému složení povrchových vrstev současného Slunce, o nichž věříme, že nebyly dotčeny následným jaderným vývojem.

Obecná charakteristika slunečního vývoje

- **Konečný stav**: Slunce skončí jako chladnoucí bílý trpaslík – hvězda tvořená převážně elektronově degenerovaným plynem o hmotnosti asi $0,54 M_{\odot}$ ($1,1 \cdot 10^{30}$ kg), s poloměrem $1/80 R_{\odot}$ ($4/3 R_z = 8,5 \cdot 10^6$ m), složená z uhlíku, kyslíku a asi 2 % těžších prvků. Střední hustota tohoto hvězdného reliktu je $4 \cdot 10^8$ kg m⁻³. Zbytek, o hmotnosti poloviny Slunce je prostřednictvím hvězdného větru a pulzací vrácen do prostoru. Chemické složení je oproti počátečnímu jen mírně pozměněno – přibylo zde trochu prvků skupiny C, N, O.
- Prostorem putuje dále zhruba $1,25 \cdot 10^{63}$ vyzářených fotonů (650 000 fotonů na částici) většinou viditelného světla, jež sebou nesou naprostou většinu uvolněné energie a také asi 10^{57} neutrin nesoucích několik procent této energie.

Obecná charakteristika slunečního vývoje

- Vývoj Slunce je časová posloupnost dějů, které je z počátečního stavu dovedou do jeho konečného stavu. Vývoj v sobě tedy musí zahrnovat:
 1. obrovské smrštění ve velikosti tělesa v poměru 240 000 000 :1 (8 řádů) a z něj vyplývající zahuštění v poměru 1 : $8 \cdot 10^{24}$ (25 řádů)!,
 2. únik až 50 % látky s víceméně počátečním chemickým složením zpět do prostoru,
 3. změna chemického složení podstatné části hvězdy (původní vodík a helium se změnilo na uhlík a kyslík),
 4. vznik sluneční soustavy, kam se odklidila podstatná část počátečního momentu hybnosti,

Obecná charakteristika slunečního vývoje

- uvolnění značného množství energie, převážně ve formě fotonů. Z toho se získalo:

- smrštěním $1,7 G \frac{M_{BT}^2}{R_{BT}}$ $1,4 \cdot 10^{43} \text{ J}$

- spálením H na C, O $7,3 \cdot 10^{29} \text{ kg} \cdot 0,00785 \cdot c^2 = 5,2 \cdot 10^{44} \text{ J}$

- spálením He na C, O $2,5 \cdot 10^{29} \text{ kg} \cdot 0,00075 \cdot c^2 = \underline{1,7 \cdot 10^{43} \text{ J}}$

- celkem $5,6 \cdot 10^{44} \text{ J}$

- Z energetického hlediska je vůbec nejdůležitější termojaderné spalování vodíku na helium, kterým se uvolní přes 85 % celkové energie, pak je spalování helia na těžší prvky s 12 %.

Vznik a raný vývoj Slunce

- Slunce vzniklo před 4,55 miliardy let zhroucením části molekulového oblaku obíhajícího v rovině Galaxie. Slunce si podrželo jeho kinematiku a po celou dobu své existence se vyskytovalo v bezprostřední blízkosti této roviny obývané přednostně hvězdami populace I a mezihvězdnou látkou.
- Kolem centra Galaxie obíhá po takřka kruhové trajektorii; vůči vzdáleným galaxiím kolem něj oběhlo již více než dvacetkrát.
- Stáří Slunce odhadujeme metodami radioaktivního datování těles sluneční soustavy, zejména pak meteoritů.
- Bezprostřední popud ke vzniku Slunce byl zřejmě výbuch blízké supernovy nebo supernov.
- Modely raného vývoje hvězd o sluneční hmotnosti a slunečním složení ukazují, že na samém počátku vývoje je zárodek hvězdy opticky tenký, čili dosti průhledný.

Vznik a raný vývoj Slunce

- Vzrůstající gradient tlaku ve hvězdě začne rychlou kontrakci brzdit. Zpočátku v centrálních oblastech, později v celém objektu se ustaví hydrostatická rovnováha. Vnější rozměry poklesnou pod 5 AU, útvar se stává tzv. *protohvězdou*.
- V opticky tlustém oblaku se uvolněná potenciální energie mění v teplo, které nahřívá tělo protohvězdy. Ta pak část své energie odevzdává do prostoru prostřednictvím převážně infračerveného záření. V počátečních fázích se zářivý výkon **Protoslunce** rychle zvětšil, a to až na několiknásobek současného výkonu. Pokles vyzařovací plochy hroutící se hvězdy je více než bohatě kompenzován nárůstem efektivní teploty.
- Jakmile teplota v protohvězdě vzroste nad 1000 K, začne se prach vypařovat a opacita poklesne. „Poloměr“ hvězdy náhle poklesne a přiblíží se až k hydrostatickému jádru. To se dále rozehřívá s tím, jak na ně dále padají vnější vrstvy. Dosáhne-li teplota v jádru 2000 kelvinů, začnou molekuly rozpadat na jednotlivé atomy. Tento proces pohlcuje energii, která by jinak umožnila v nitru vytvořit dostatečný gradient tlaku k udržení hydrostatické rovnováhy. Hvězda je tak dynamicky nestabilní, dochází k další rychlé fázi smršťování, která trvá do okamžiku, než se znovu ustaví rovnováha.

Vývoj před vstupem na hlavní posloupnost

- Aby se v nitru Slunce rozhořely vodíkové reakce natolik, aby jejich výkon dokázal hradit veškeré ztráty působené vyzařováním = teplota nad 12 milionů K. Této podmínce dostojí v průběhu smršťování, pokud poloměr chemicky homogenní hvězdy poklesne pod 90 % současného poloměru Slunce. Smrštěním tělesa z původně velmi velkých rozměrů se uvolní potenciální energie: $= 7,2 \cdot 10^{41}$ joulů. Polovina energie se využije na zvýšení vnitřní energie, tedy zejména na žádoucí zahřátí hvězdného nitra, druhá polovina energie je vyzářena ($3,6 \cdot 10^{41}$ J).
- Doba, za niž Protoslunce dosáhne hlavní posloupnosti, je určena tempem, jímž je energie určená k vyzáření odváděna do prostoru. Zářivý výkon hvězdy je dán izolačními vlastnostmi obalu hvězdy a po většinu fáze před vstupem na hlavní posloupnost zhruba odpovídá současnému výkonu Slunce $1 L_{\odot}$.
- Co se během této fáze, která odpovídá zhruba 0,5 % celkové délky aktivní života hvězdy, stalo? S rostoucí teplotou v nitru hvězdy dochází k postupné ionizaci materiálu. Obal hvězdy se stává pro postupující záření prakticky neprůhledný a ve hvězdě se teplo přenáší především konvekcí.

Vývoj před vstupem na hlavní posloupnost

- Slunce se stalo plně konvektivním zhruba milion let po začátku kolapsu. V průběhu této etapy vývoje došlo i k zažehnutí prvních termonukleárních reakcí, zejména k zapálení deuteria, avšak energetická produkce těchto reakcí byla natolik nevýznamná, že smršťování hvězdy prakticky neovlivnila. S tím jak rostla teplota hvězdného nitra, stoupal i stupeň ionizace a neprůhlednost materiálu klesala. V plně konvektivní hvězdě se přenos energie zářivou difuzí prosadil nejprve v centru, v průběhu času se pak oblast v zářivé rovnováze rozšiřovala i k vyšším partiím hvězdy. Tím se pochopitelně měnily izolační vlastnosti hvězdy – nastal i jistý nárůst zářivého výkonu. Mírně se tak urychlil vstup na **hlavní posloupnost nulového stáří**, který byl ukončen zhruba po 50 milionech let od zrodu hvězdy.
- Mezi tím se již utvořila též sluneční soustava, jejíž existence byla důležitá zejména v počátcích vývoje, neboť budoucí hvězdu zbavila nadbytku momentu hybnosti a umožnila jí její další vývoj. Jakmile se Slunce dostatečně smrštilo, začalo protoplanetární oblak nahřívat svým vlastním zářením a výrazným způsobem ovlivnilo jeho chemické složení a rozložení hmoty v něm. Později, když se Slunce zformovalo jako kvazistabilní hvězda, vstoupilo do etapy hvězdy typu T Tauri, rychle rotujících, vysoce aktivních hvězd vyznačujících se mimořádně silným hvězdným větrem. Ten ze Slunce odnesl další díl nadbytečného momentu hybnosti a navíc vymetl zbytky protoplanetární mlhoviny, která se nestačila zkoncentrovat v kompaktní tělesa – tj. planety a jejich družice.

Od hlavní posloupnosti nulového stáří až do dneška

- Slunce ve stavu hvězdy hlavní posloupnosti stráví kolem 11 miliard let, čili 88 % svého aktivního života.
- Důkladně promíchané a tudíž chemicky homogenní Slunce vstoupilo do stadia hvězdy hlavní posloupnosti nulového stáří před asi 4,55 miliardy let.
- Slunce zpočátku rotovalo rychleji než dnes, jeho aktivita byla o dost bouřlivější. Díky silnému hvězdnému větru se však hvězda postupně zbavuje svého momentu hybnosti, rotace se zvolňuje a aktivita v důsledku toho postupně klesá až na současnou, relativně velmi nízkou úroveň.
- Energie se v okolí centra Slunce, coby hvězdy hlavní posloupnosti, uvolňuje takřka výhradně termonukleárním hořením vodíku v *protonově-protonovém řetězci*. Motorem hvězdného vývoje je úbytek počtu částic (ze 4 jader vodíku vznikne 1 jádro helia) obsažených v 1 kilogramu hmotnosti látky v oblastech, kde probíhají termonukleární reakce. Látka se v průběhu času stává „měkčí“, hůře vzdoruje tíze svrchních vrstev. Postupně se hroutí, čímž se zahušťuje a též zahřívá.

Od hlavní posloupnosti nulového stáří až do dneška

- Od vstupu Slunce na hlavní posloupnost do současnosti vzrostla centrální teplota z počátečních 12 milionů K na dnešních 15,4 milionů K, centrální hustota z původních $8 \cdot 10^4 \text{ kg m}^{-3}$ vzrostla o 100 %, tj. na $1,6 \cdot 10^5 \text{ kg m}^{-3}$. Stále houstnoucí jádro se postupně osamostatňuje a jeho stav přestává záviset na stavu obalu hvězdy.
- Navzdory klesajícímu zastoupení vodíku v centru se výkon hvězdy stále zvyšuje, což je dáno faktem, že při vzrůstající teplotě a hustotě probíhají reakce p - p řetězce rychleji. Výkon Slunce od počátku do současnosti vzrostl o 41 % (!). Obal hvězdy se postupně přestavuje tak, aby mohl vyráběný výkon přenést. Zadržením malé části procházejícího zářivého toku pozvolna expanduje, poloměr hvězdy roste z počátečních $0,90 R_{\odot}$ na dnešní $1,00 R_{\odot}$.
- Jakkoli v minulosti Slunce méně zářilo, nemusela být teplota na Zemi nutně menší, neboť atmosféra naší planety byla zpočátku hustější a převládaly v ní plyny s víceatomovými molekulami (oxid uhličitý, metan, čpavek aj.), které způsobují silný skleníkový jev.

Dnešní Slunce

- Sestavit model současného Slunce není vůbec jednoduché. K jeho sestavení bychom totiž museli znát, jak jsou ve Slunci rozloženy chemické prvky. To však bohužel nevíme, protože bezprostřední analýze chemického složení jsou přístupny jen povrchové vrstvy hvězdy. Proto je třeba postupovat jistou oklikou.
- Vycházíme přitom zpravidla z těchto předpokladů:
 1. hmotnost Slunce se od počátku vývoje až do dneška prakticky nezměnila,
 2. chemické složení chemicky homogenního Slunce na počátku jeho vývoje odpovídá chemickému složení povrchových vrstev dnešního Slunce.
 3. Nejprve sestavíme matematický model Slunce na počátku jeho vývoje a sledujeme vývoj vnějších charakteristik tohoto modelu (zejména jeho zářivého výkonu a poloměru) v závislosti na čase, s tím, že k dnešním hodnotám těchto veličin bychom měli dospět v čase $4,55 \cdot 10^9$ let od zrodu. Měníme pak volitelné parametry počátečního modelu (např. počáteční chemické složení, parametry konvekce apod.) tak dlouho, dokud nedospějeme k uspokojivé shodě s pozorovanou skutečností. Takto nalezenému modelu slunečního nitra se pak říká *standardní model Slunce*.

Standardní model Slunce

- V centru modelu je nejvyšší hustota $r_c = 1,46 \cdot 10^5 \text{ kg m}^{-3}$, nejvyšší teplota $T_c = 1,54 \cdot 10^7 \text{ K}$, i tlak $P_c = 2,3 \cdot 10^{16} \text{ Pa}$ (230 miliard atmosfér). Průměrná teplota ve slunečním nitru je $7 \cdot 10^6 \text{ K}$, střední hustota $1,4 \cdot 10^3 \text{ kg m}^{-3}$. Látka je ve hvězdě silně soustředěna ke středu, polovina sluneční hmoty leží uvnitř koule o objemu 70krát menším, než je objem Slunce.
- *Stav látky v nitru Slunce.* Prakticky v celém objemu Slunce vládne teplota vyšší než 10^5 K , což znamená, že atomy H a He jsou zde ionizovány zcela, těžší atomy jsou pak ionizovány z větší části. Kromě látkových částic se tu setkáváme i s fotony měkkého rentgenového záření, jejichž koncentrace a rozložení podle energií odpovídá záření absolutně černého tělesa s lokální teplotou. Nepatrně jsou zastoupena též neutrina vesměs vzniklá při termonukleárních reakcích.

- *Počet elementárních částic v nitru Slunce.*

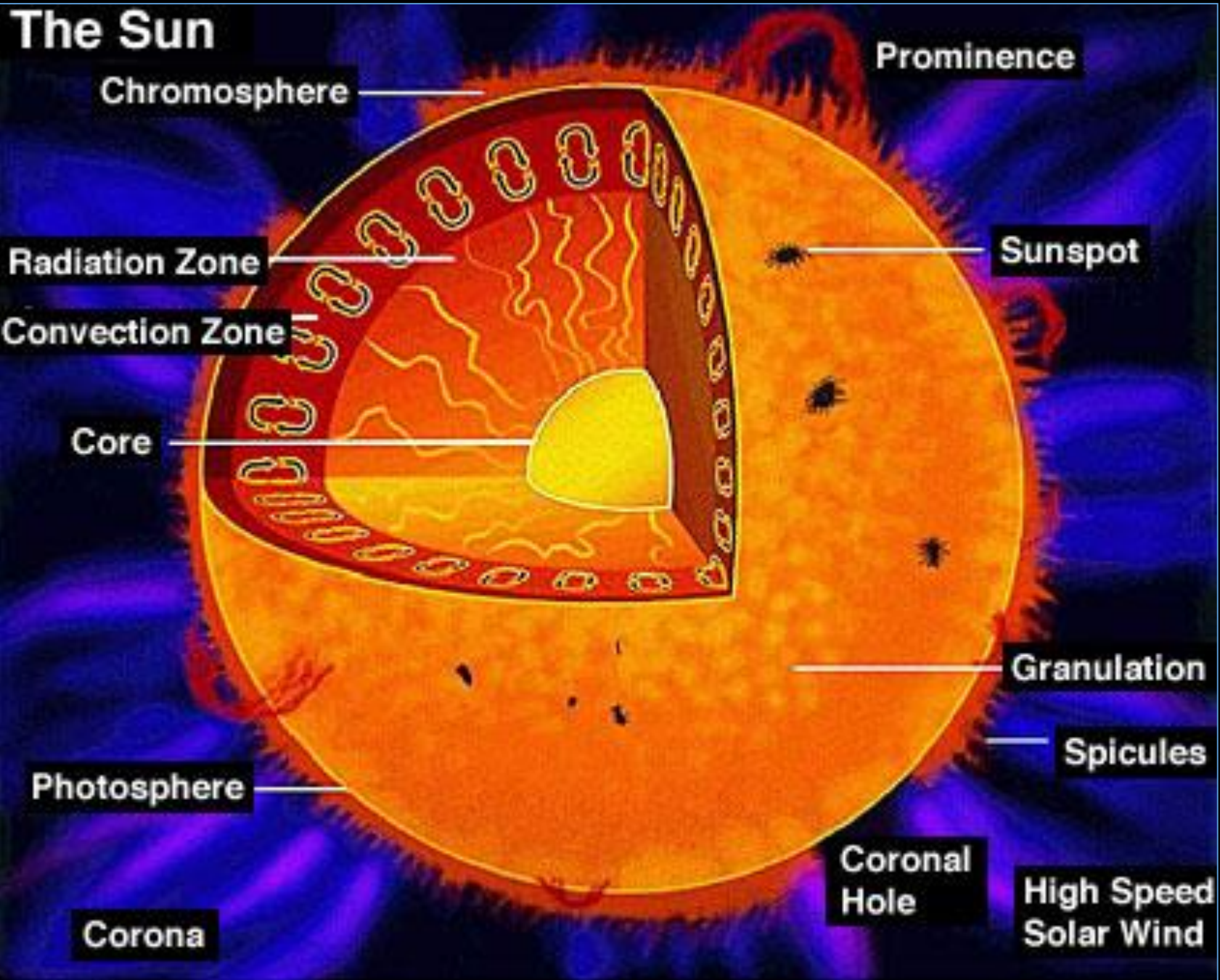
•	celkem	$1,91 \cdot 10^{57}$	100,0 %
•	– volných elektronů	$1,01 \cdot 10^{57}$	52,8 %
•	– protonů (H ⁺)	$8,20 \cdot 10^{56}$	42,9 %
•	– jader He	$8,67 \cdot 10^{55}$	4,5 %
•	– ostatních jader	$1,39 \cdot 10^{54}$	0,07 %
•	– fotonů	$1,1 \cdot 10^{54}$	0,06 %
•	– neutrin	$3,8 \cdot 10^{38}$	$2 \cdot 10^{-20} \%$

Standardní model Slunce

- *Zdrojem sluneční energie* jsou takřka výhradně termonukleární reakce. Efektivně probíhají jen velmi blízko středu: 90 % energie se uvolní v oblasti obsahující 29 % hmoty. I zde je ovšem výkon velice malý – v průměru jen $7 \cdot 10^{-4} \text{ W kg}^{-1}$, nicméně vzhledem k tomu, že hmotnost energeticky aktivní části Slunce je obrovská – $5 \cdot 10^{29} \text{ kg}$, je celkový výkon oněch pozorovaných $4 \cdot 10^{26} \text{ W}$.
- V oblasti slunečního jádra probíhá řada termonukleárních reakcí, energeticky významné jsou jen ty, při nichž se čtyři jádra vodíku postupně spojují v jádro helia. Ve Slunci se každou sekundu změní na helium $5,9 \cdot 10^{11} \text{ kg}$ vodíku. Do reakcí vstupuje v průběhu jedné sekundy $3,5 \cdot 10^{38}$ jader vodíku a vystupuje $8,8 \cdot 10^{37}$ jader helia a $1,8 \cdot 10^{38}$ neutrin, která během několika sekund bez odporu Slunce opouštějí. Spalování vodíku na helium probíhá prostřednictvím *p-p* řetězce. Za celou dobu své existence Slunce vyčerpalo asi 5 % svých zásob vodíku, převážně v centrálních partiích. V centru je vodík zastoupen nejméně: cca 51 % původního zastoupení.

Standardní model Slunce

- Model Slunce lze nezávisle potvrdit pozorováním slunečních neutrin. Bohužel, až doposud se veškeré experimenty se svými výsledky s teorií rozcházejí – pozorovaný tok neutrin je asi třikrát menší, než se očekává.
- Řešení tohoto *neutrinového skandálu* může být i fyzikální: v případě, že má neutrino jistou nenulovou hmotnost, pak jeho stav může oscilovat mezi třemi možnými stavy neutrina (elektronové, mionové a tauonové). Vzhledem k tomu, že naše detektory zatím reagují jen na elektronová neutrina, je možné pozorovaný menší počet neutrin takto vysvětlit. Sporný zůstává základní předpoklad, že alespoň jedno z neutrin má nenulovou klidovou hmotnost.
- *Přenos tepla* z centra na povrch zajišťuje ve vnitřních částech hvězdy zářivá difuze, hlavním zdrojem opacity je tzv. fotoionizace těžších iontů. Dohlednost ve slunečním nitru představuje řádově milimetry.
- Od povrchu až do hloubky 210 000 km pod fotosférou se rozprostírá silně neprůhledná, relativně chladná konvektivní oblast zčásti ionizovaného vodíku, kde se energie v radiálním směru transportuje prostřednictvím konvektivních proudů. Těsně pod povrchem opět převládá přenos energie zářivou difuzí, přičemž hlavním zdrojem opacity zde je fotoionizace negativního iontu vodíku.



Od dneška do konce hoření vodíku v centru

- Další vývoj Slunce bude podle shodného názoru většiny astronomů pokračovat v započatém směru – jeho zářivý výkon poroste, a to tempem o 1 %/100 milionů let. Za 3 miliardy let tak ode dneška se tak výkon Slunce zvýší na 1,33 L_{\odot} , efektivní teplota Slunce dosáhne svého celoživotního maxima hodnotou 5840 K, poloměr hvězdy bude o 13 % větší než ten současný.
- Na Zemi by se měla v důsledku tohoto vývoje postupně zvedat teplota, a to zhruba o 1 K za 160 milionů let, což za 1,1 miliardy let povede k tzv. *vlhkému skleníku*, kdy se začnou velmi rychle odpařovat oceány. Za další 2,4 miliardy let, kdy už nebude na Zemi voda v tekutém stavu existovat vůbec, dojde k odstartování tzv. *překotného skleníkového efektu*, který dokonalou sterilizací neodvratně vyhubí život na Zemi.
- Termonukleární spalování vodíku nejrychleji v samotném centru, kde se toto nukleární palivo nadobro vyčerpá po 4,8 miliardy let ode dneška. Jeho zářivý výkon představuje 1,67 L_{\odot} , poloměr nabude na 1,275 R_{\odot} , teplota klesne na 5820 K.
- Slunce definitivně opouští poklidnou existenci hvězdy hlavní posloupnosti po dosažení věku 10,9 miliardy let (6,35 mld let od současnosti). V jeho centru se již nachází heliové jádro o hmotnosti 0,03 M_{\odot} , jehož stav začne již velmi brzy určovat výkon i vzhled celé hvězdy. Při odchodu z hlavní posloupnosti bude efektivní teplota Slunce 5520 K, poloměr se oproti dnešní nafoukne na 1,58 R_{\odot} . Období dlouhodobé prosperity končí.

Hoření vodíku ve slupce kolem heliového jádra

- Následující vývojová etapa začíná svižným smršťováním centrálních částí, které je odpovědí na pokles produkce energie jadernou syntézou v důsledku snížení obsahu vodíku. Střed Slunce se při tom zahustí a zahřeje natolik, že se v okolí vyhořelého heliového jádra znovu mohutně rozhoří vodíkové reakce. Následný přebytek zářivého výkonu podnítl rychlou expanzi obalu hvězdy. Ten expanduje, chladne, celkový výkon hvězdy však roste. Hvězda se postupně stává rozměrným červeným obrem.
- Výkon hvězdy již není dán kvalitou tepelné izolace obalu (jeho schopností přenášet teplo), jak tomu bylo v době, kdy Slunce bylo ještě hvězdou hlavní posloupnosti, ale stavem centrálního, stále houstnoucího a zahřívajícího se jádra. V jádru lze vysledovat neaktivní heliový vnitřek obalený postupně se tenčící slupkou, v níž vysokým tempem probíhá vodíkové termonukleární reakce. Materiál ve slupce se rychle stravuje a popel jaderného hoření - helium se ukládá v centrálním heliovém jádru. Hmotnost jádra tak pozvolna roste. Jakmile naroste hmotnost heliového jádra na $0,13 M_{\odot}$, zvýší se v centru hvězdy hustota látky natolik, že se zde objeví elektronová degenerace. Ta záhy zachvátí celé jádro. Právě tato okolnost pak významně urychlí další vývoj, který vbrzku nabude katastrofické rysy.
- Tempo vodíkových reakcí probíhajících ve slupce nyní závisí hlavně na její teplotě, a ta je zase určena teplotou elektronově degenerovaného víceméně izotermického heliového jádra hvězdy. S tím jak se v průběhu času zvyšuje hmotnost jádra, zmenšují se jeho rozměry, jádro se smršťuje a zahřívá. Výkon reakcí tak dramaticky narůstá.

Hoření vodíku ve slupce kolem heliového jádra

- Část přenášené energie se spotřebuje na expanzi obalu, který se rychle nadýmá a ochlazuje. Plošná výměra povrchu hvězdy se tak pružně upravuje podle velikosti zářivého výkonu, který je nutno přenést, aby hvězda stále zůstala v energetické rovnováze. Hvězda přechází do větve *červených obrů*. Zářivý výkon rychle vzrůstá až na $2350 L_{\odot}$, poloměr přitom dosáhne $165 R_{\odot}$ ($0,77 \text{ AU}$) při povrchové teplotě 3100 K . Slunce se stává extrémním červeným obrem spektrální třídy M.
- S výjimkou jádra a jeho blízkého okolí se v celé hvězdě teplo přenáší konvekcí. Spodní konvektivní víry zasahují až do oblastí nukleárního hoření a roznášejí produkty jaderných reakcí po celé hvězdě. Svrchní vrstvy hvězdy jsou v čilém pohybu, z povrchu hvězdy vane mohutný hvězdný vítr, jímž se Slunce účinně zbavuje své látky, povětšinou nedotčené předchozím jaderným vývojem. Na konci této etapy, která trvá pouhých 600 milionů let, Slunce přijde o celých 28 % své počáteční hmotnosti.
- Merkur vezme za své, rozpínající se Slunce jej pohltí, což ovšem neplatí o Venuši, kterou zachrání úbytek hmotnosti Slunce. Planety, držené menší gravitační silou, se při zachování orbitálního momentu hybnosti odstěhují do větších vzdáleností (Venuše na $1,0 \text{ AU}$, Země na $1,38 \text{ AU}$). Slunce Venuši (natož pak Zemi) zatím nepohltí. V okamžiku největšího vzepětí zářivého výkonu se povrch Země rozpálí až na teplotu $2100 \text{ }^{\circ}\text{C}$. Zemská atmosféra zmizí v nenávratnu, stejně jako všechny těkavější látky z povrchu. Vlastní těleso Země by však mělo tuto krátkodobou horkou kúru přečkat bez větší úhony.

Zapálení helia v centru hvězdy, Slunce normálním obrem

- Poté, co se Slunce rozepne na 165 násobek své nynější velikosti, naroste teplota v elektronově degenerovaném heliovém jádru na sto milionů K, což už stačí k tomu, aby se tu zažehly termonukleární reakce, při nichž se jádra helia postupně spojují v jádra uhlíku, případně kyslíku.
- Celý děj zažehnutí heliových reakcí má explozivní charakter – hovoříme zde o tzv. *heliovém záblesku*, při němž na pár okamžiků vzroste výkon heliového jádra na $10^{10} L_{\odot}$. Výbuch poněkud zvýší teplotu jádra, ale zejména jej nafoukne na zhruba trojnásobek původního rozměru. Řádový pokles hustoty jádra vede k sejmutí elektronové degenerace – materiál v centru hvězdy se opět začne chovat jako ideální plyn.
- Tato událost znamená zásadní zvrát v dosavadním vývoji. V nyní již nedegenerovaném termonukleárním reaktoru se začne spalovat i helium. Paradoxně to vede k tomu, že se výkon Slunce okamžitě znatelně sníží, neboť energeticky aktivní vrstvička hořícího vodíku je heliovým zábleskem odtransportována do oblastí s menší hustotou a teplotou. Na pokles výkonu jádra odpoví obal hvězdy tím, že se rychle smrští a zahřeje. Slunce se na dobu 100 milionů let (1 % doby strávené na hlavní posloupnosti) stane naoranžovělým *obrem* (obrem horizontální větve) o teplotě kolem 4700 K, asi tak desetkrát větším než naše dnešní Slunce, s výkonem cca $45 L_{\odot}$. K objektům v tomto stadiu vývoje řadíme třeba obří Capellu nebo Arctura.

Zapálení helia ve slupce kolem C-O jádra, Slunce červeným obrem asymptotické větve

- Zásoby helia v centrálních částech hvězdy se rychle ztenčují. Střed hvězdy se znovu smršťuje a zahřívá. Energeticky aktivní vrstvička hořícího vodíku se opět zahřívá, jaderné reakce zde probíhají stále rychleji. Výkon hvězdy opět roste: ve chvíli, kdy se helium v jádru zcela vyčerpá, dosáhne $110 L_{\odot}$, hvězda na povrchu chladne a zvolna expanduje.
- Na povrchu vyhořelého C-O jádra se zapaluje helium hořící ve stále se ztenčující vrstvě. Hlavním zdrojem energie ovšem zůstává slupkové hoření vodíku probíhající ve „vyšším patře“ hvězdy. Obal hvězdy se znovu rozpíná. Hvězda se vrací do stadia velmi rozměrné relativně chladné hvězdy a na H-R diagramu šplhá po **asymptotické větvi obrů** směrem vzhůru. Toto předposlední dějství hvězdného vývoje je kratičké – trvá pouhých 20 milionů let. V jejím závěru bude Slunce 180krát větší než v současnosti, zářit přitom bude jako 3000 dnešních Sluncí.
- Energie se ve hvězdě přenáší převážně konvekcí. Konvektivní oblast nyní zasahuje i do dříve zapovězených míst, do míst kde probíhají termonukleární reakce. Dochází k masivnímu úniku látky z obalu hvězdy do prostoru. Hvězda se zahaluje do prachových závojů odvržené látky, v níž lze najít i stopy předchozího jaderného vývoje.

Zapálení helia ve slupce kolem C-O jádra, Slunce červeným obrem asymptotické větve

- Venuše se odklidí do vzdálenosti 1,3 astronomické jednotky, Země bude obíhat po dráze o poloměru 1,8 AU, jeden oběh jí bude trvat 3,3 roku. Obě planety tak přečkají i tuto bouřlivou etapu slunečního vývoje v bezpečné vzdálenosti.
- Brzký konec překotného vývoje předznamenává několik impulzů vzepětí výkonu jdoucích v rychlém sledu za sebou. Ty odnesou ze Slunce poslední zbytky obalu. Poslední z impulzů, vedoucí k odhození planetární mlhoviny, obnažuje i hustý zbytek po vývoji hvězdy – degenerované jádro o hmotnosti $0,54 M_{\odot}$ zbavené jaderného paliva.
- Planetární mlhovina se během několika desítek tisíc let zcela rozptýlí a následuje poslední, nejdelší, závěrečné dějství slunečního vývoje.

Dožívání - Slunce bílým, posléze černým trpaslíkem

- Ze Slunce na konci vývoje zbude jen degenerovaný **bílý trpaslík** o hmotnosti kolem 55 % dnešního Slunce a o velikosti jen o málo větší, než je velikost Země.
- Ze Země bude kotouček chladnoucího bílého trpaslíka viditelný pod úhlem pouhých 10 úhlových vteřin. Na pozemské obloze se tak bude den co den objevovat bodový zdroj se svítivostí asi setiny dnešního Slunce. Jeho jasnost však bude slábnout a během několika miliard let by měl z pozemské oblohy zmizet nadobro.
- Vzhledem k tomu, že zásoby vnitřní energie chladnoucího bílého trpaslíka, které jsou k dispozici jsou nemalé a naopak velmi malý je únik energie do prostoru, chladne takový bílý trpaslík řadu miliard let. Teprve pak se z něj stává neaktivní, vychladlá elektronově degenerovaná hvězda.

právě vychladla i dnešní
přednáška ...