

- Hubbleova ladička (klasifikace galaxií)
- Parametry naší galaxie
- Základní pozorovatelné parametry galaxií – zdánlivá svítivost (magnituda) m , počet galaxií o svítivosti $N(m) \leq m$, červený posuv $z(m)$.
- Příslušné závislosti, jak vyplývají z nejjednodušších předpokladů, diskuse oprávněnosti těchto předpokladů.
- V souvislosti s předchozím – hvězdné velikosti, Weberův-Fechnerův zákon, Pogsonova rovnice.
- Hodilo by se promítnout nějaké obrázky:
- Hubbleova ladička,
- ukázky vzhledu galaxií – naše galaxie, spirální a eliptické galaxie, nepravidelné galaxie, možná i srážky galaxií
- <http://www.qwertasip.estranky.cz/clanky/jak-se-meri-vzdalenosti-ve-vesmiru--cast-2---hvezdy-a-galaxie.html>
- Vzdálenosti ve vesmíru

3.hodina

Svět galaxií

(osnova třetí přednášky)

Měření „vzdálenosti“ ve Vesmíru

Pogsonova rovnice

- Základní vztah, který nám určuje relativní hvězdné velikosti, označené m
- s příčnými indexy, je Pogsonova rovnice

$$m_1 - m_2 = -2,5 \log_{10} \frac{F_1}{F_2}$$

Důležitou modifikací Pogsonovy rovnice je modul vzdálenosti. Víme totiž, že světelný tok je nepřímo úměrný kvadrátu vzdálenosti. Za referenční vzdálenost budeme považovat 10 parseků (pc). Výsledkem pak bude absolutní hvězdná velikost

$$m - M = 5 \log_{10} \frac{d}{10 \text{ pc}}$$

$$m - M = -5 + 5 \log_{10} \frac{d}{\text{pc}}$$

Otázky

- Srovnajte relativní hvězdné velikosti nejbližší hvězdy α Centauri (7,76 pc daleko, zdánlivá hvězdná velikost $-0,01$ mag) a Betelgeuze (α Ori, ~ 200 pc daleko, zdánlivá hvězdná velikost $0,42$ mag).
- Jak by se nám hvězdy jevíly, kdyby si vyměnily vzdálenosti?

Optická astronomie

Optická astronomie - viditelná část elmg záření a oblast blízká infračervená
--- to, co lze pozorovat ze Země optickým dalekohledem.

Magnituda je jednotka hvězdné velikosti (logaritmické míry toho, jak moc hvězda září) byla zavedena už Hipparchem.

Hvězdná velikost může být relativní, tedy vztažená na pozemského pozorovatele, nebo absolutní, vztažená na fixní vzdálenost.

Jasnost hvězd je v různých spektr.filtrech různá, proto bývá její hodnota doplněna informací o filtru. Výjimku tvoří hvězda kalibrační, která má ve všech filtrech stejný tok -- světlo z ní vycházející je etalonem bílé.

Pro astronomické systémy bývá kalibrační hvězdou hvězda Vega(α Lyr).

Hubbleův dalekohled dokáže vidět objekty

$m = 32 \text{ mag}$

Very Large Telescope v Chile (průměr zrcadla 8.2 m)

$m = 27 \text{ mag.}$

Lidské oko vidí za výborných podmínek hvězdy

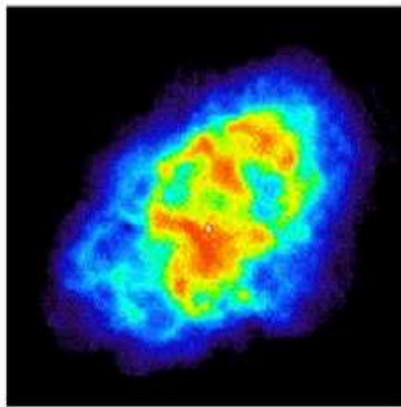
$m = 6 \text{ mag}$

Vysokoenergetická astronomie

Vysokoenergetickou částí spektra se rozumí ta, kterou pozorujeme v rentgenových délkách. Pro měření intenzity rtg zdrojů se používá jednotka crab

. 1 crab odpovídá intenzitě Krabí mlhoviny (objekt podle Messierova katalogu) v intervalu 2 - 10 keV platí $1 \text{ crab} = 24 \times 10^{-11} \text{ W} \cdot \text{m}^{-2}$

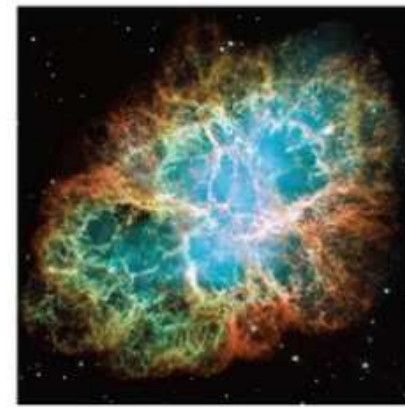
Crab Nebula: Remnant of an Exploded Star (Supernova)



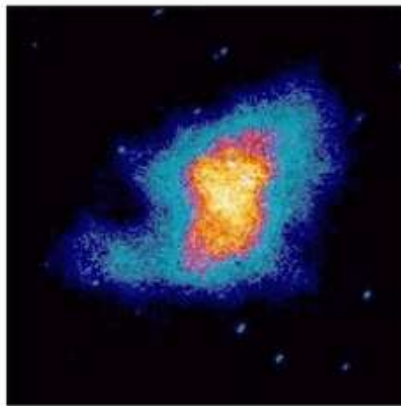
Radio wave (VLA)



Infrared radiation (Spitzer)



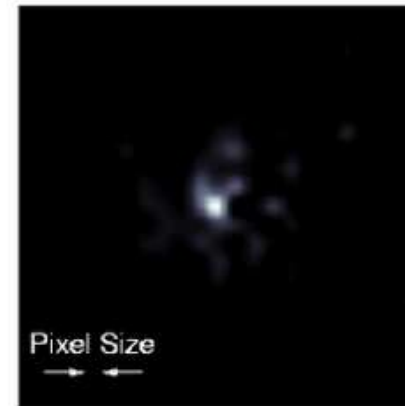
Visible light (Hubble)



Ultraviolet radiation (Astro-1)



Low-energy X-ray (Chandra)

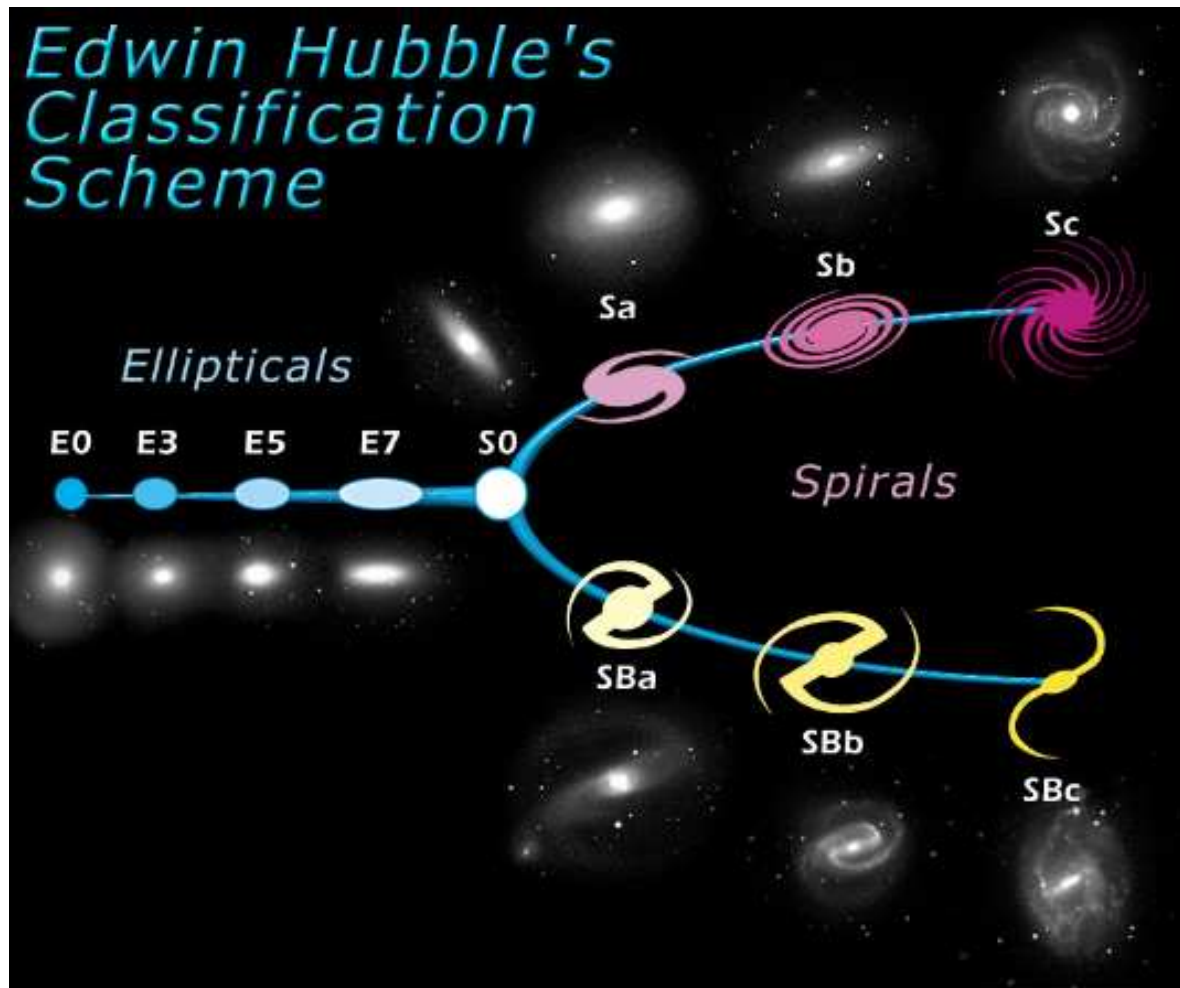


High-energy X-ray (HEFT)

*** 15 min exposure ***

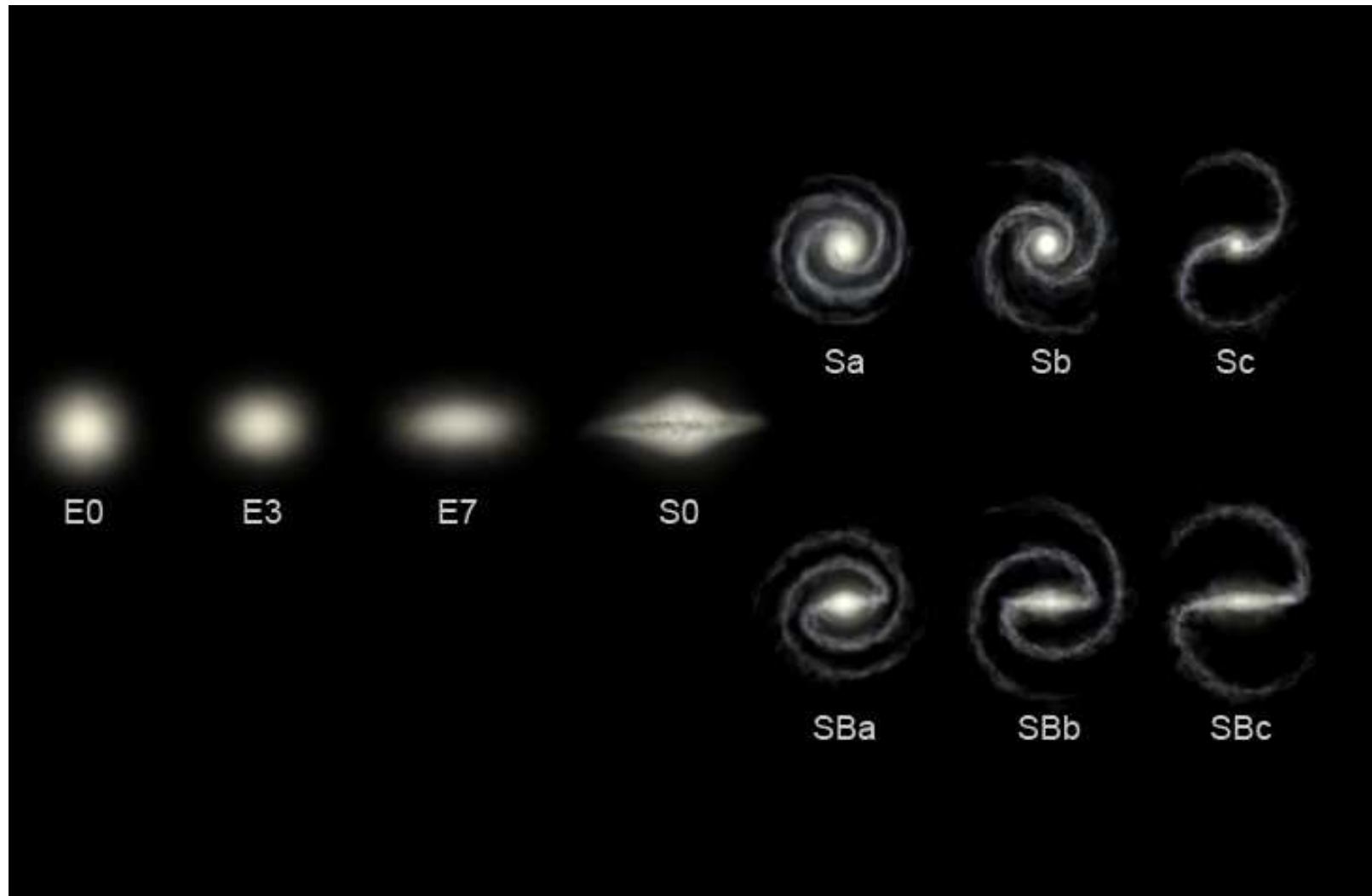
- **Galaxie** – komplikované hvězdné soustavy, čítají $10^9 - 10^{12}$ hvězd, obsahují mezihv. látku, skrytou hmotu, jejíž hmotnost několikanásobně převyšuje hmotnost hvězdné složky.
- Galaxie spirální, eliptické, nepravidelné, liší se obsahem hvězdných populací. Naše Galaxie – spirální, možná s příčkou.
- Pohled do vzdáleného vesmíru – pohled do minulosti – v principu lze takto zrekonstruovat celou expanzní historii vesmíru





V morfologii galaxií se opakují některé znaky: spirální ramena, středové zjasnění nebo podivné kruhy a příčky.
Eliptické galaxie typicky nevykazují příliš morfologických struktur

- Hubbleova klasifikace galaxií



Měření vzdáleností ve vesmíru

Odhadnout vzdálenost objektů není triviální úkol, neboť každý objekt je jinak jasný. Pro srovnání,

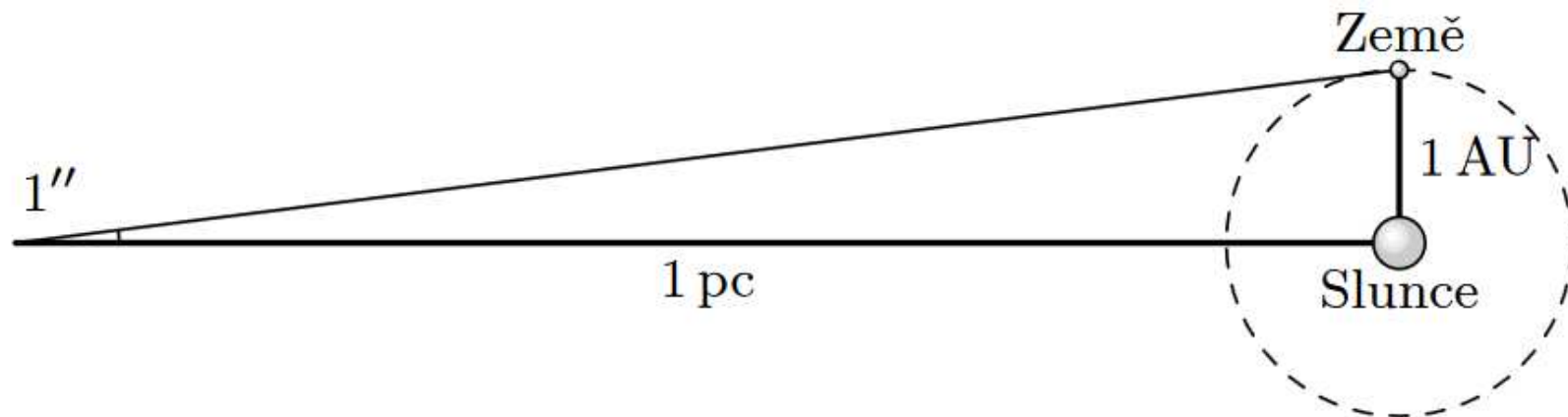
Proxima Centauri, nám nejbližší hvězda je vzdálená 4,2 ly a na obloze je nepostřehnutelná bez dalekohledu, neboť její zdánlivá hvězdná velikost je 11,5 mag

Naproti tomu nejjasnější hvězda letního nebe, Vega má zdánlivou hvězdnou velikost

0 mag a je vzdálená 25,3 ly. $1 \text{ pc} \doteq 3,262 \text{ ly} \doteq 206\,265 \text{ AU} \doteq 3,086 \cdot 10^{13} \text{ km}$

Jasnost objektu zjevně neindikuje jeho vzdálenost.

Abychom určili vzdálenost, museli bychom znát intenzitu vyzařování, pak lze vzdálenost spočítat díky faktu, že intenzita klesá s kvadrátem vzdálenosti. Ale intenzitu přirozeně také neznáme.



Definice parseku

Hvězda A má malý úhel paralaxy, protože je daleko.

Polohy hvězd měřené vždy s půlročním odstupem z opačného místa dráhy Země.

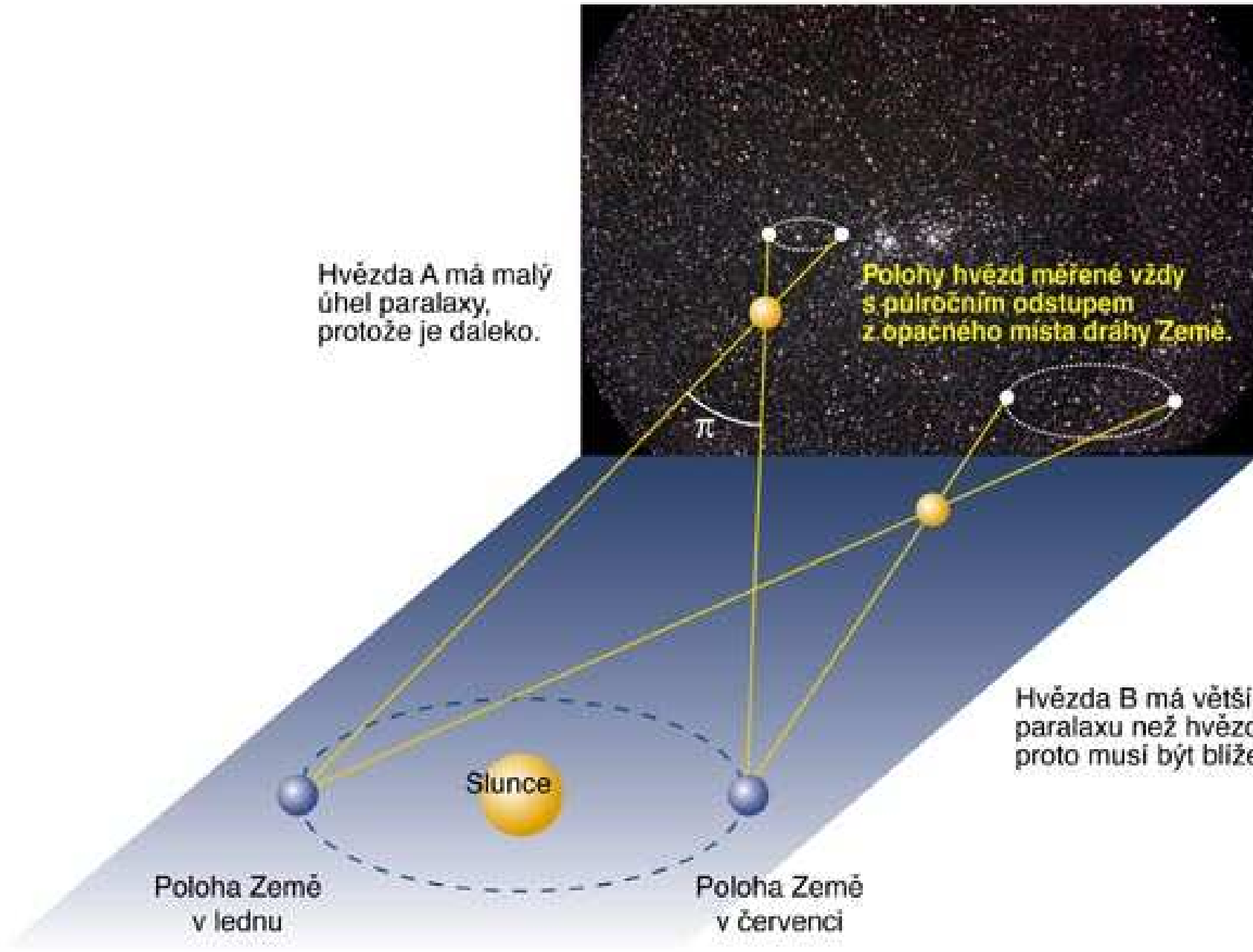


Hvězda B má větší paralaxu než hvězda A, proto musí být bližší.

Poloha Země v lednu

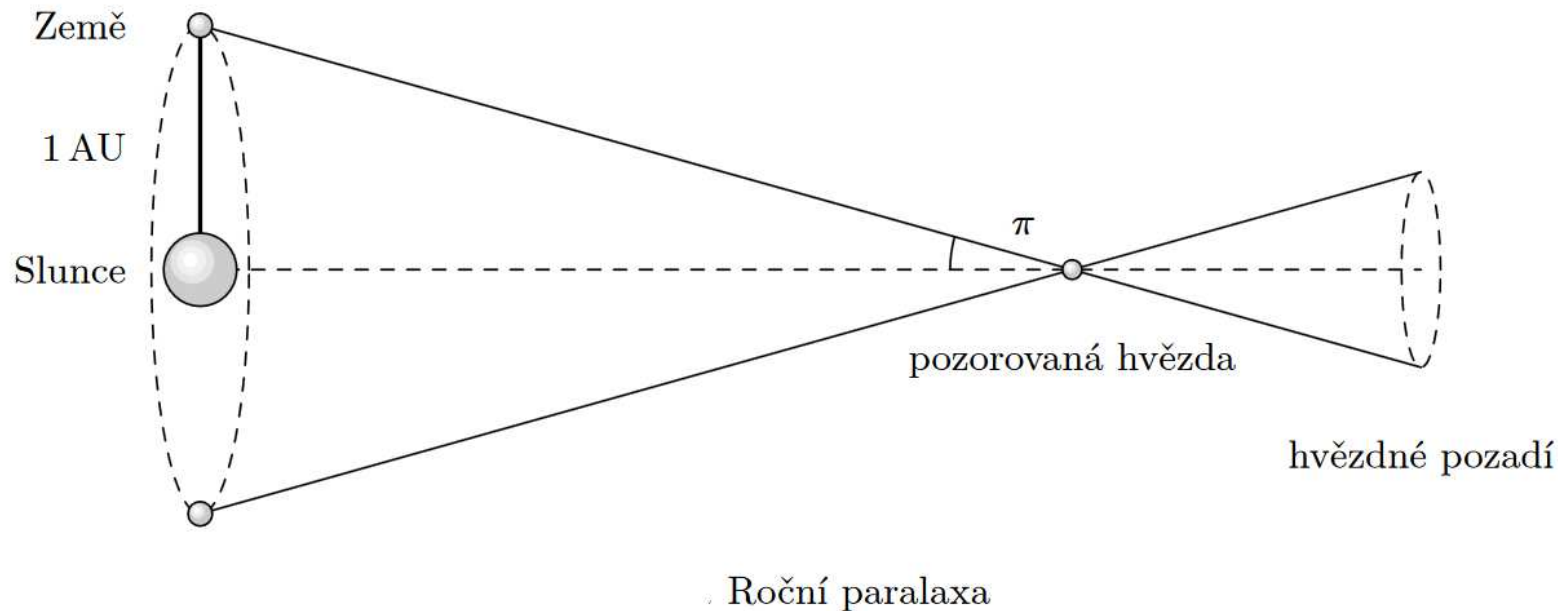
Poloha Země v červenci

Slunce



Paralaxa

Hvězdy se nám na obloze jeví jako stálice. V průběhu noci se nám přirozeně nemění tvar souhvězdí, nicméně co když se na jednu hvězdu budeme dívat na jaře a na podzim. Bude její poloha stejná? Ukazuje se, že pro blízké hvězdy se poloha bude nepatrně měnit. Ilustrováno je to na obrázku

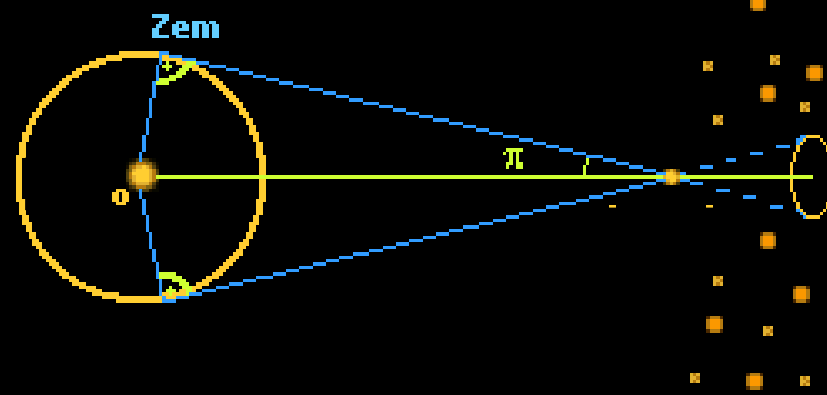


$$d = \frac{1}{\text{tg } \pi} \approx \frac{1}{\pi}$$

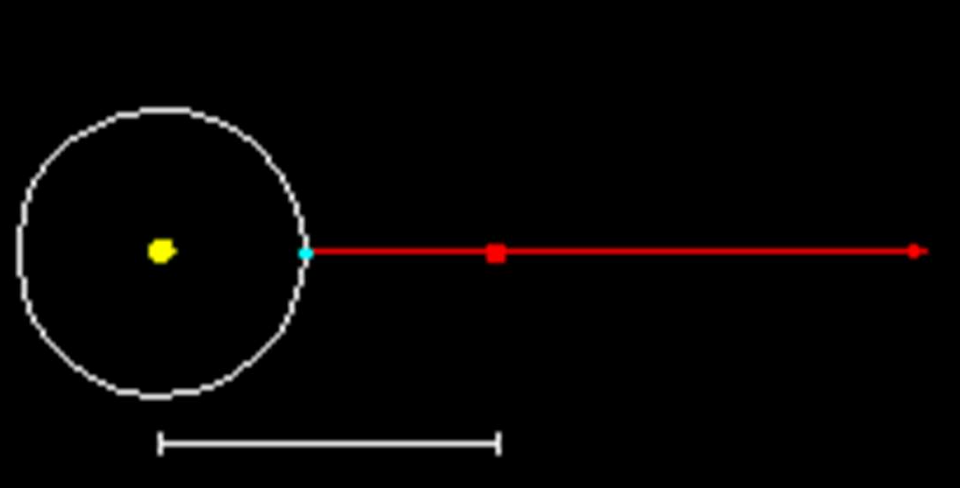
Zdánlivý posun hvězdy na obloze je poměrně malý. Paralaxa byla poprvé změřena až v roce 1838 Fridrichem Bessellem u hvězdy Cygni.

Proxima Centauri, nejbližší hvězda po Slunci, má paralaxu 0,7687 arcsec

Převrácená hodnota paralaxy je vzdálenost našeho objektu



1998 Dec 31





Pomocny snímek

- **Fotometrické vzdálenosti, standardní objekty -- svíčky**
- Základní metoda určování vzdálenosti vychází z měření jasnosti objektů, jejichž zářivý výkon L známe. Pozorujeme-li jejich bolometrickou jasnost F z (fotometrické) vzdálenosti d_L , pak platí:

$$d_L = \left(\frac{L}{4\pi F} \right)^{1/2},$$

- Problém ovšem představuje míra spolehlivosti stanovení oné hodnoty zářivého výkonu L , jisté zkreslení může vnést i mezihvězdná a mezigalaktická extinkce, která pozorovaný tok záření zeslabuje.

<http://www.osel.cz/8598-nova-metoda-mereni-vzdalenosti-v-kosmu-rentgenova-astronomie.html>

Spektroskopická paralaxa

Z názvu by se snad mohlo zdát, že se jedná o další metodu určování vzdálenosti pomocí geometrie. Opak je pravdou. Tahle metoda má jeden podstatný háček, můžeme ji aplikovat pouze na hvězdy, z nichž pomocí spektrografu umíme získat spektrum a které jsou navíc v klidné části života a spalují v nitru vodík. Ze spektra hvězdy umíme odhadnout, jakého je hvězda typu a jak vyzařuje. Pomocí těchto informací umíme odhadnout absolutní hvězdnou velikost, kterou můžeme použít jako vstup do Pogsonovy rovnice. Relativní hvězdnou velikost umíme změřit.

$$m - M = 5 \log \frac{d}{1 \text{ pc}} .$$

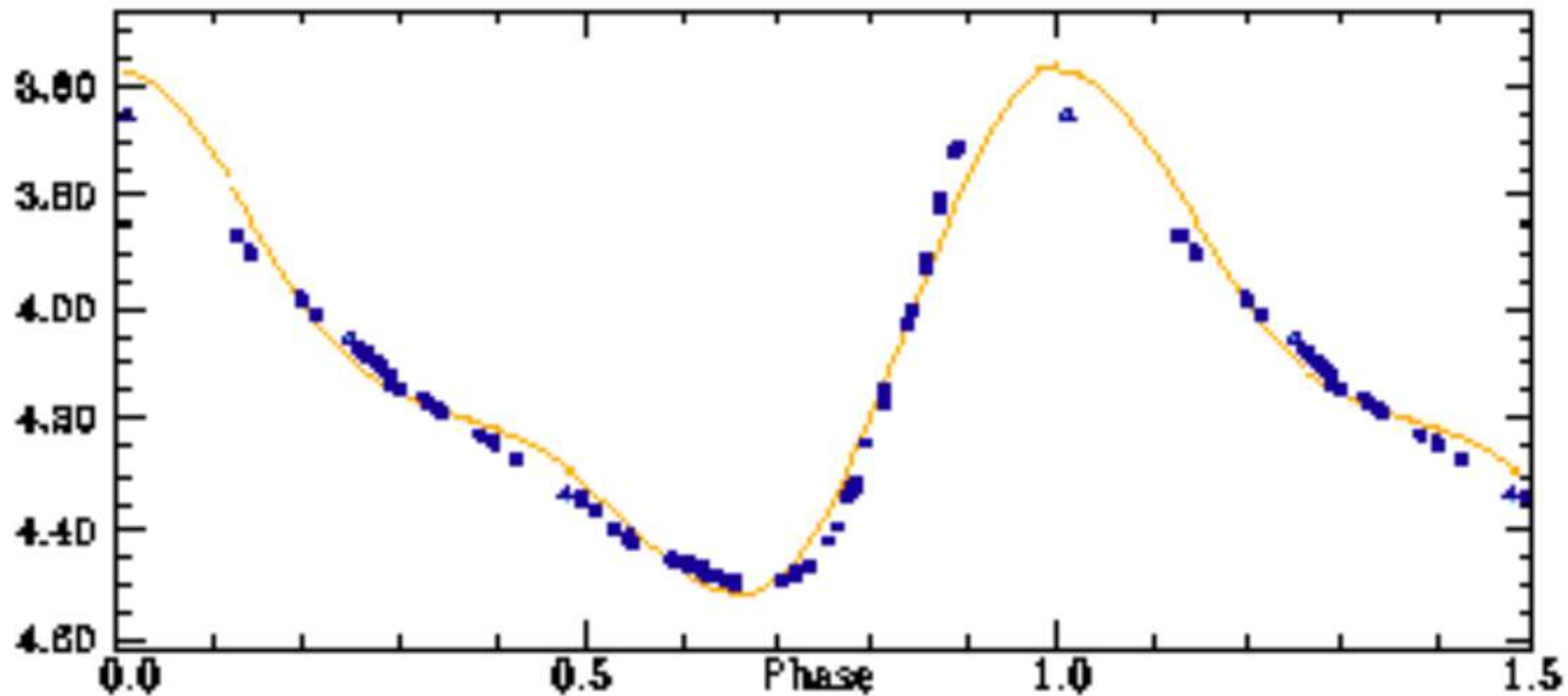
Limit této metody je cca 10 000 pc.

Cepheidy

Do ještě větších vzdáleností se můžeme podívat díky proměnným hvězdám, které v průběhu času mění svojí hvězdnou velikost. Takových hvězd je mnoho, ale jen jedna třída, nazvaná podle hvězdy δ Cep, *cepheidy*, se hodí k určování vzdáleností. Studium cepheid se známými vzdálenostmi (z paralaxy) se zjistilo, že existuje empirický vztah mezi jejich jasností a periodou změn. Vztah vypadá takto

$$M_v = -2,78 \log_{10} P - 1,35 ,$$

kde M_v je střední hodnota hvězdné velikosti. A známe-li M_v , umíme už určit vzdálenost z Pogsonovy rovnice. Cepheidy byly použity k určování vzdáleností galaxií. Pozorujeme-li nějakou galaxii a nalezneme v ní hvězdu s parametry cepheidy (opět je třeba získat spektrum), můžeme jednoduše zjistit její vzdálenost.



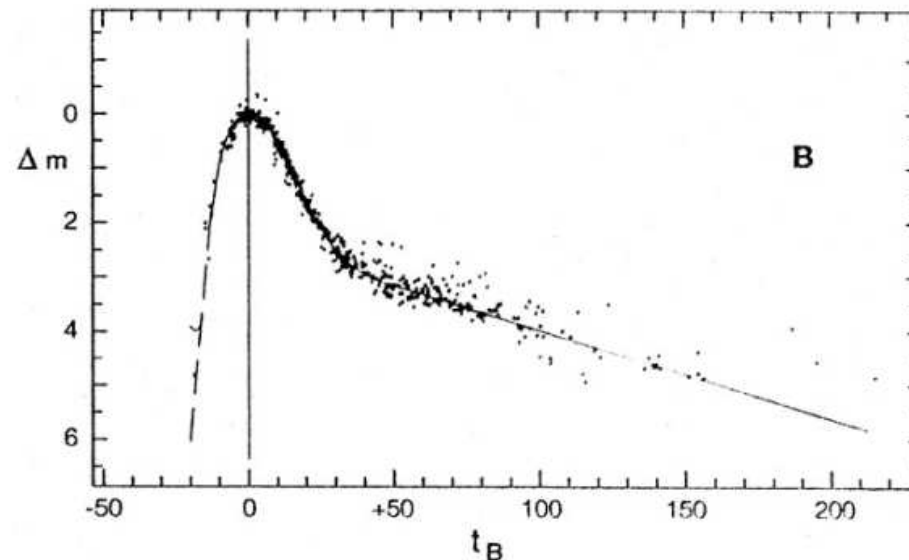
Cepheida s katalogovým označením HIP 110991 (Zdroj: ESA, Hipparcos mission)

Vše co vidíme, až na tři výjimky je v naší Galaxii. Zmíněné výjimky jsou malé satelitní galaxie Velké a Malé Magellanovo mračno a spirální galaxie v Andromedě, M31

Supernovy typu Ia

Existuje třída supernov, které vznikají zhroucením stejně hmotné třídy hvězd, tudíž je velmi dobře definováno, jakou maximální energii může takový výbuch supernovy uvolnit a jaká je tedy v čase maximální absolutní hvězdná velikost. Pro vizuální pozorování je to cca -19 mag.

Pak stačí dle jasnosti supernovy nakalibrovat na vzdálenost. Supernovy nám umožňují určit vzdálenost ve škále megaparseků, asi 500 krát dál než cepheidy.



Data ze 22 pozorování supernov. Na svislé ose je zdánlivá hvězdná magnituda, na vodorovné čas od výbuchu supernovy ve dnech.

Červený posuv

Měřítko kterým dosáhneme suverénně nejdál je červený posuv, označovaný písmenem z . Toto bezrozměrné číslo je schopno v praxi obsáhnout veškeré nám dosáhnutelné vzdálenosti. K měření červeného posuvu budeme potřebovat spektrum objektu. Nejčastěji se vyskytujícím prvkem ve vesmíru je bezesporu vodík, o kterém přesně víme, jak vypadá jeho spektrum. Najdeme-li spektrum nápadně podobné vodíkovému, ale posunuté směrem k červenému konci, můžeme určit červený posun.

$$z = \frac{\lambda_{\text{pozorované}} - \lambda_{\text{laboratorní}}}{\lambda_{\text{laboratorní}}}.$$

Červený posuv, který nás zajímá je dopplerovský⁴, funguje pro něj vzorec

$$1 + z = \sqrt{\frac{1 + \frac{v}{c}}{1 - \frac{v}{c}}} \approx \frac{v}{c}.$$

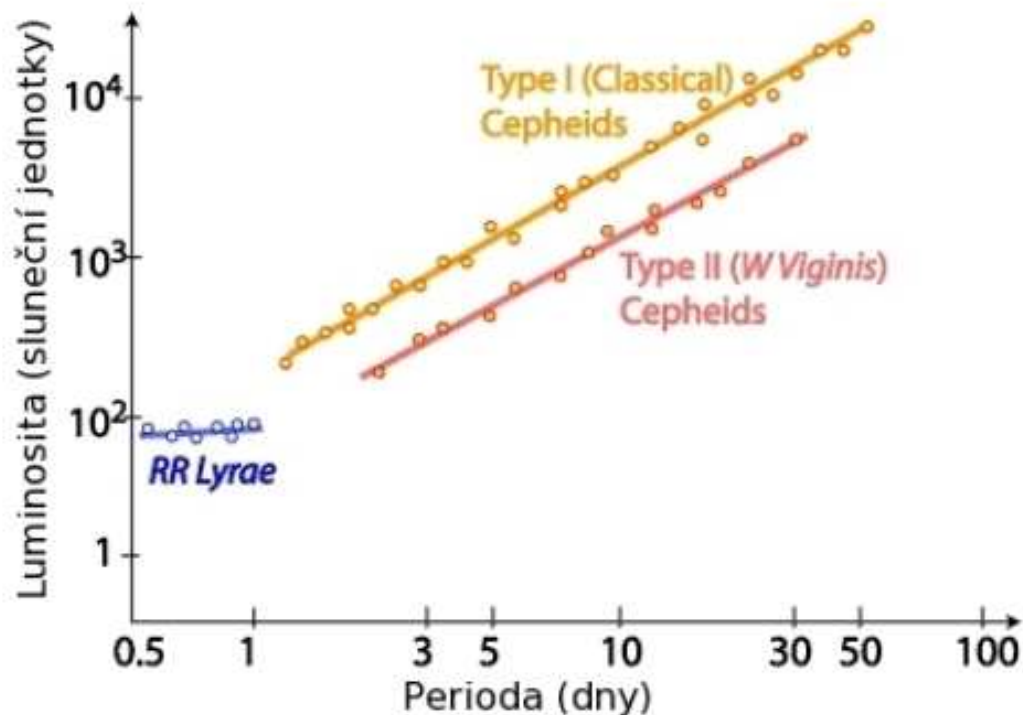
Vzdálenost můžeme dopočítat pomocí Hubbleovy konstanty

$$H_0 = (73,8 \pm 2,4) \text{ (km/s)/Mpc}$$

Kosmologický žebřík

Hvězdy typu RR Lyrae

Podobně jako cepheidy mají hvězdy typu RR Lyrae pevně svázanou periodu a luminositu. Střední hodnota absolutní hvězdné velikosti je 0,75 mag, což z nich dělá hvězdy cca 50 krát jasnější než je Slunce. Jsou to hvězdy poměrně staré, nacházející se v zrelaxovaných kulových hvězdokupách. Perioda změn luminosity je v jejich případě okolo jednoho dne, v extrému i okolo osmi hodin. Ze znalosti průměrné absolutní hvězdné velikosti a námi napozorované hvězdné velikosti pak za pomocí Pogsonovy rovnice umíme určit vzdálenost.



perioda-luminosita hvězdy typu RR Lyrae

Hvězda za život projde několika stádii vývoje. Nejdelší období stráví spalováním vodíku na hélium. Popel vodíkových reakci, hélium, se začne hromadit v jádru hvězdy, kterou však energeticky stále zásobuje vodík. Jakmile jsou teplota a tlak v jádru dostatečně vysoké, dojde k zapálení hélia. Je to proces poměrně náhlý -- héliový záblesk

. Po záblesku poklesne teplota i luminosita hvězdy, to způsobí diskontinuitu v jejím vývojovém diagramu. Tato diskontinuita je detekovatelná v histogramech galaktických hvězdných populací. Vyrobíme-li si pro pozorovanou galaxii histogram, zjistíme, že můžeme pozorovat výrazný pokles, který by byl v pozorovatelný v absolutní magnitudě I filtru $M_I = -4.2 \text{ mag}$.

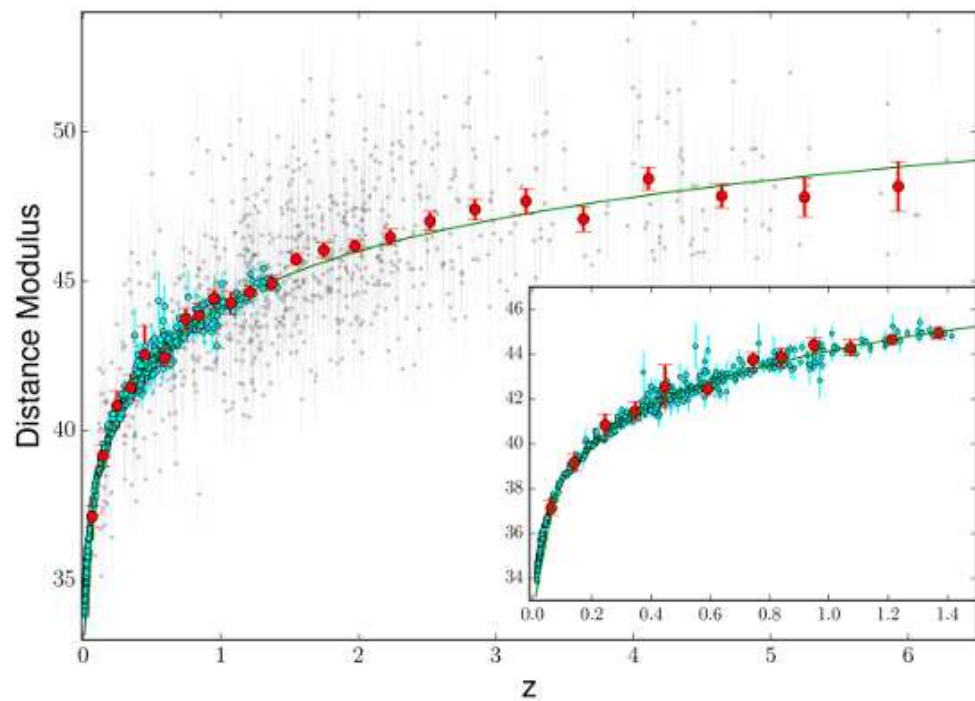
Známe-li absolutní hvězdnou velikost a víme-li při jaké jasnosti hvězd nastane propad v histogramu, opět můžeme použít Pogsonovu rovnici pro vypočítání vzdálenosti.

Záblesky rentgenového záření

Mezi hvězdami existují dvojhvězdné (binární) systémy pozorovatelné v rentgenovém oboru. Tyto systémy jsou zpravidla tvořeny hvězdou obyčejnou a hvězdnou neutronovou, popř černou dírou. Objekt jako neutronová hvězda, popřípadě černá díra, stahuje na sebe sesterskou hvězdu, existuje zde přetok hmoty.

Na neutronové hvězdě se nám pomalu kumuluje degenerovaný plyn (což znamená že změny teploty tu nevedou k velkým změnám v tlaku). Materiál se na hvězdě nahromadí a teplotní nestability v něm vyvolají termonukleární reakci event. vedoucí k explozi. Toto se děje s periodou jednoho dne nebo několika hodin.

Luminosita je determinována hmotností, takže i tyto hvězdy můžeme považovat za jakési standardní svíčky. Jedinou jejich nevýhodou je jejich malá jasnost, která z nich nedělá zrovna ideální pozorovací nástroje



Graf závislosti mezi rudým posuvem a modulem vzdálenosti objektu

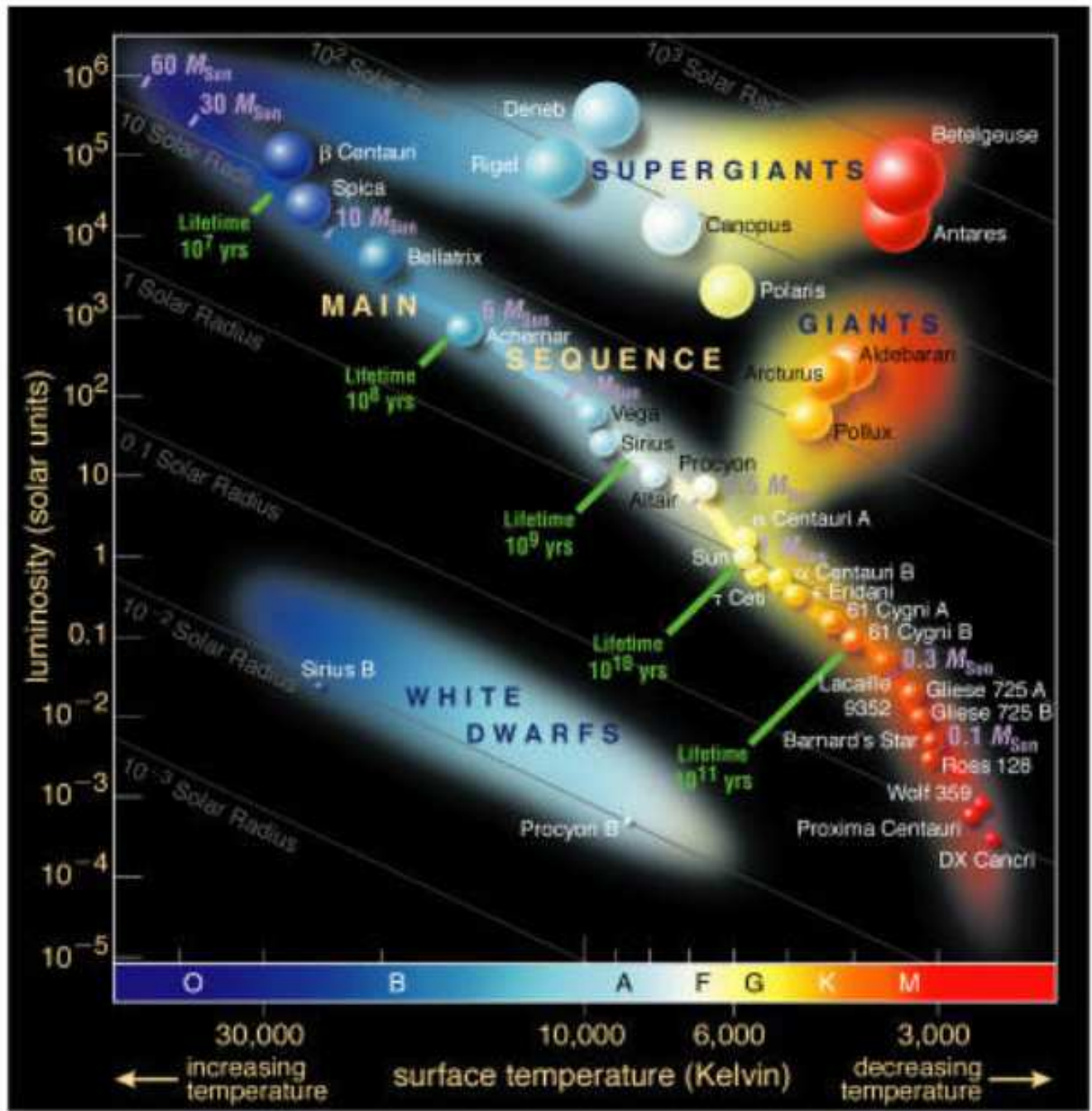
Kupy galaxií

Kupa galaxií je gravitačně vázaná skupina galaxií. Mohou jich být desítky, ale i tisíce. Ve viditelné části spektra vidíme pouze kolekci galaxií, pro které se jeví velmi nepravděpodobné, že by mohly být gravitačně svázané, neboť jejich radiální rychlosti jsou příliš velké. Chybějící hmota má dvě části, jednou z nich je tzv. intercluster medium

– ICM, které představuje horký plyn, který je detekovatelný pouze na rentgenových vlnových délkách, neboť jeho teplota dosahuje 107–108K. Jedná se především o brzdné záření a záření v emisních atomových čarách. Znalost morfologie tohoto plynu je pro nás velmi důležitá, neboť nese informace o historii kupy galaxií. Z rozložení teplot a chemického složení takového plynu se lze dozvědět, zda kupa galaxií interagovala s jinou kupou nebo jestli nějakou menší kupu pohltila.

Viditelná složka kup galaxií představuje asi 1 % hmoty kupy, ICM představuje cca 9 %. Zbylých 90 %

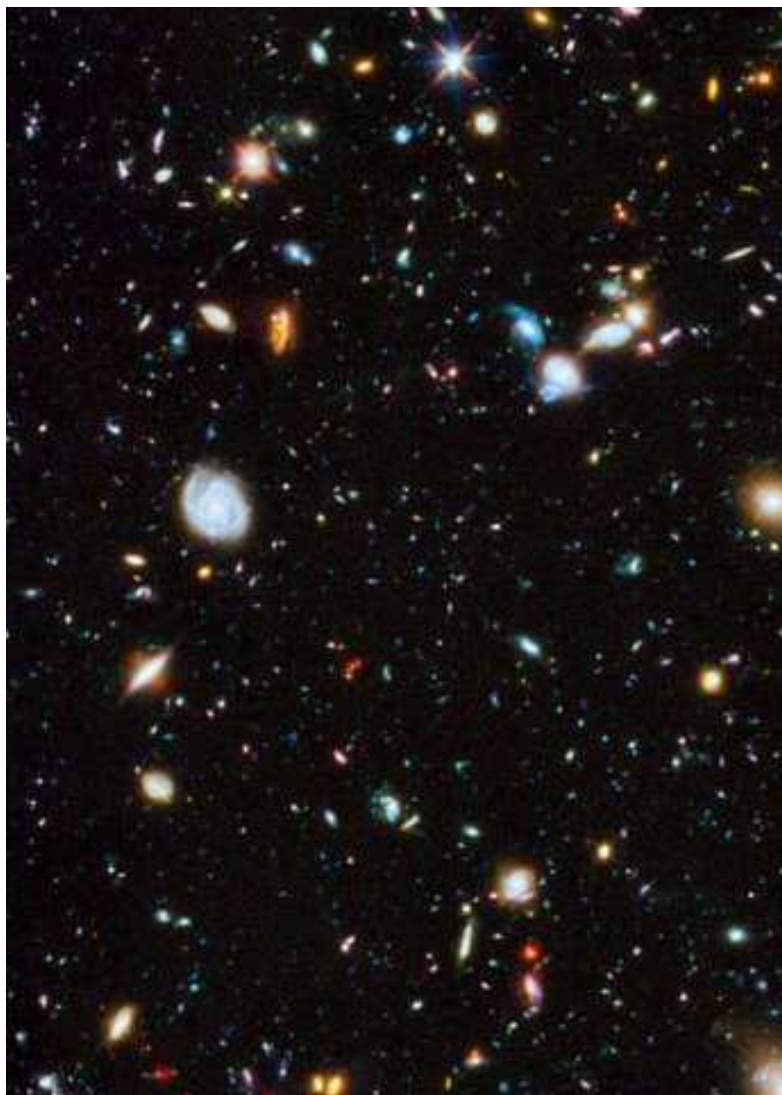
představuje temná hmota. Kupy galaxií byly mezi prvními systémy, kde byla temná hmota nepřímo pozorována.



Hertzsprungeløv-Russeløv diagram (HR diagram)

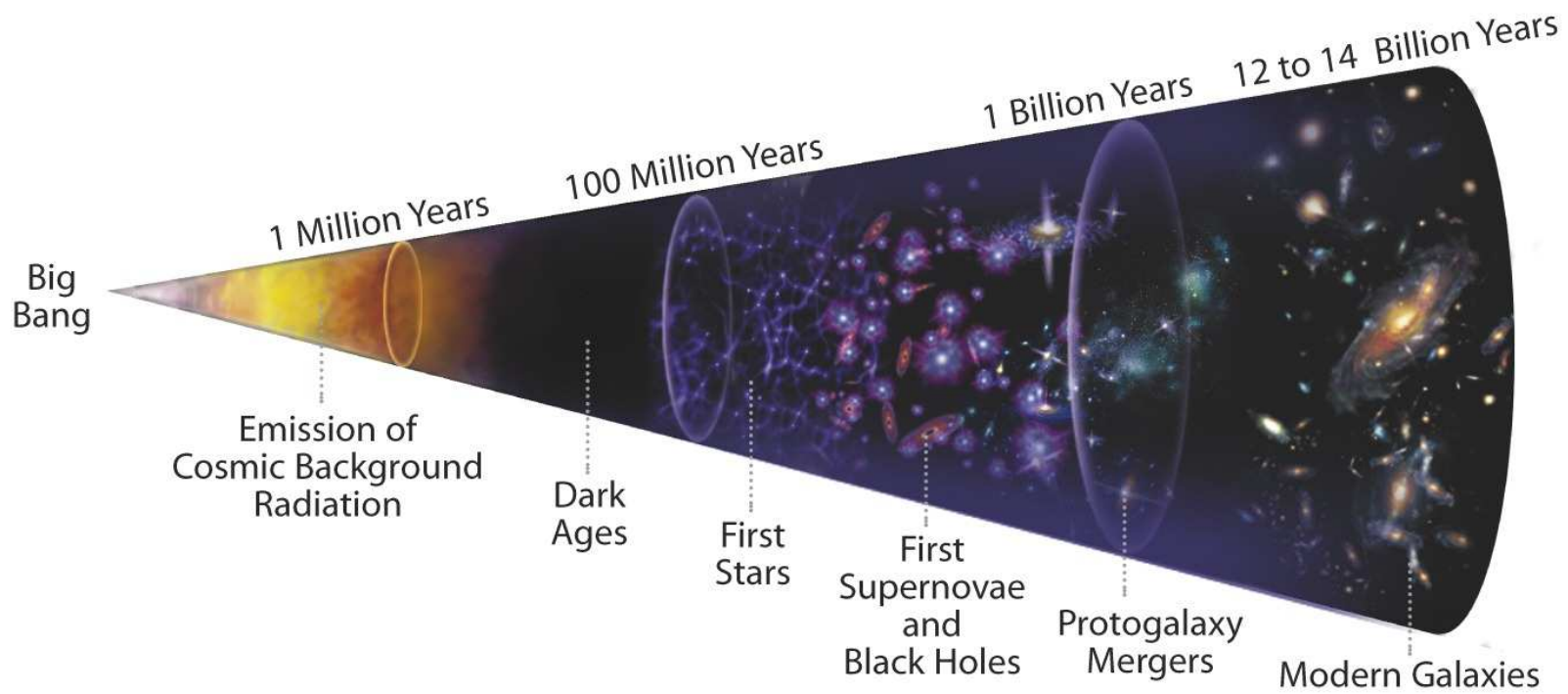
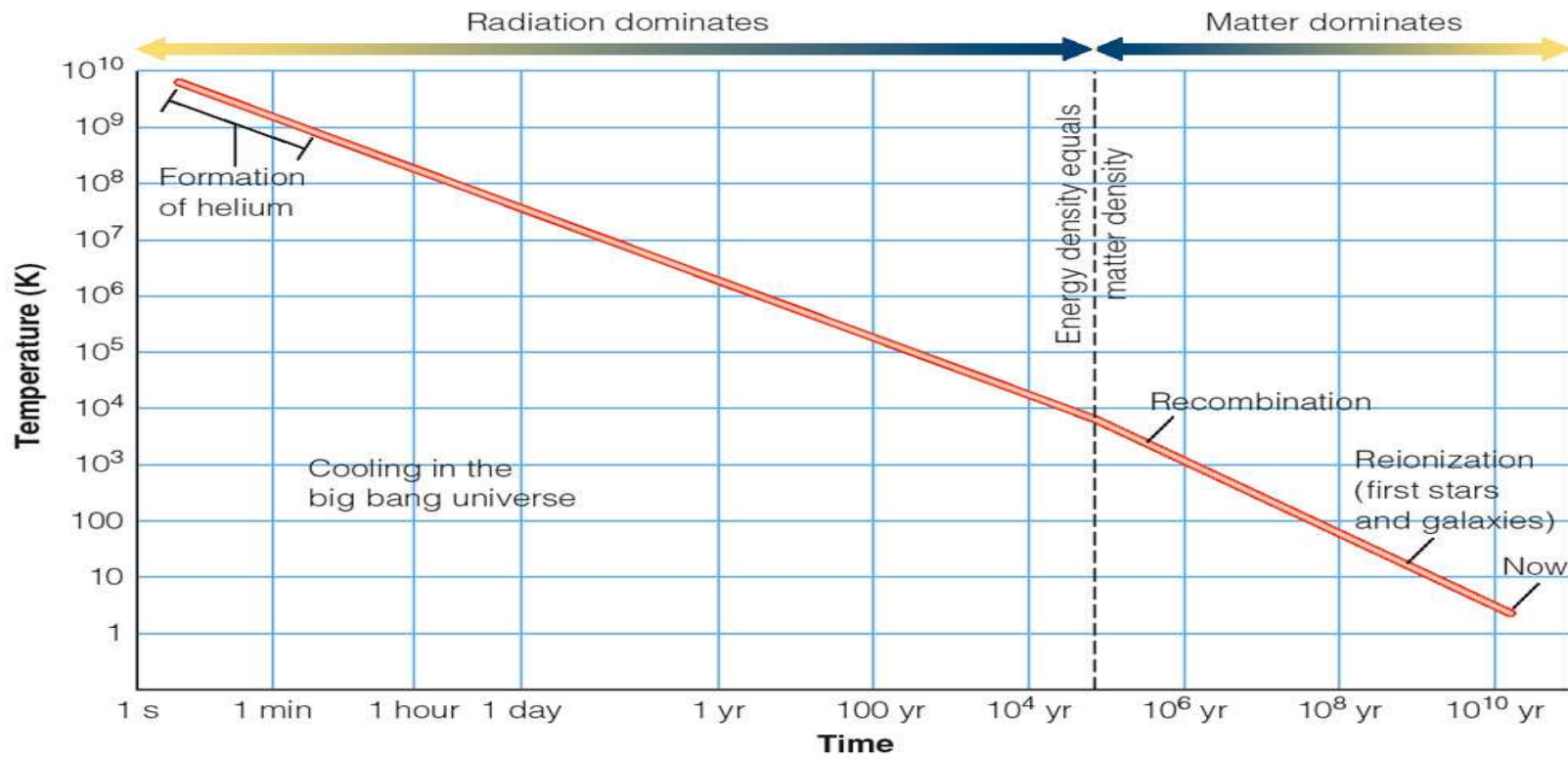
Jak si představit velikost vesmíru?

Těžko, zkusme to pomocí fotografie z Hubbleova teleskopu. Snímek zachycuje přes 5000 galaxií různého stáří. Přitom fotografie pokrývá jenom jednu třicetimiliontinu oblohy.



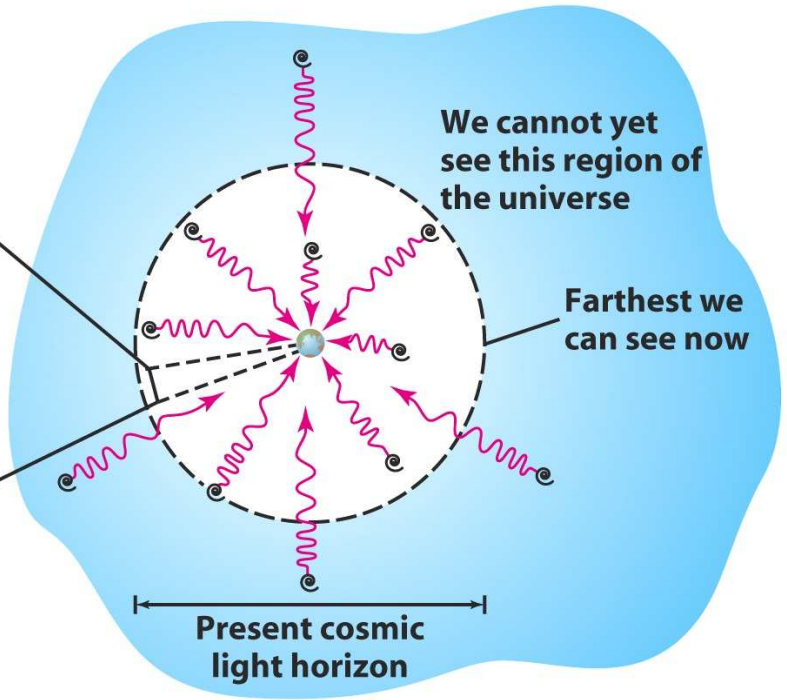
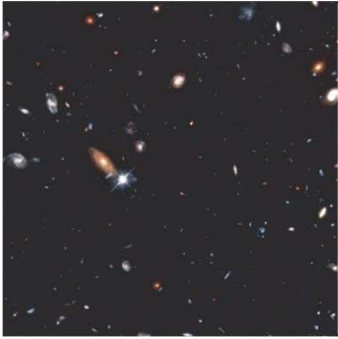
Size of Hubble eXtreme Deep Field on the Sky





Pomocny 2

- Zákrytové dvojhvězdy
- Pokud získáme spolehlivé světelné křivky zákrytových dvojhvězd a současně získáme křivku jejich radiálních rychlostí, můžeme určit absolutní velikosti složek, jejich efektivní teploty a tudíž zářivé výkony L , respektive jejich absolutní bolometrické hvězdné velikosti M_{bol} . Z pozorované bolometrické jasnosti F po odečtení případného vlivu extinkce lze odvodit skutečnou vzdálenost zákrytové soustavy. Tato metoda je zcela nezávislá na předchozích kinematických nebo astrometrických měřeních, její přesnost v zásadě nezávisí na vzdálenosti, jen je problematické ve velkých vzdálenostech tyto zákrytové systémy vůbec odhalit, většina z nich totiž nevyniká velkým zářivým výkonem.
- Pulsující hvězdy pásu nestability
- Výhodnější skupinou hvězd jsou pulsující obří a veleobří hvězdy patřící do pásu nestability – proměnné typu *RR Lyrae* a tzv. *cefeidy*. Zde existuje jasná závislost mezi jejich absolutní hvězdnou velikostí a periodou P . Ta je nepřímo úměrná odmocnině střední hustoty hvězd a vyjadřuje tak rozměry hvězdy. Hvězdy typu RR Lyr pozorujeme ve všech typech galaxií, relativně hmotnější cefeidy jsou ovšem pouze tam, kde jsou zastoupeny hvězdy tzv. populace I, tedy ve spirálních a nepravidelných galaxiích.
- $MV = -2,80 \log P - 1,43$.
- Sklon závislosti byl znám již dávno pozorování cefeid v sousedních galaxiích – Velkém a Malém Magellanově mračnu, absolutní člen je až výsledkem nedávné recalibrace založené na výsledcích Hipparca. Nalezením cefeid ve vzdálených galaxiích lze velmi spolehlivě stanovit jejich vzdálenost. Cefeidy jsou považovány za tzv. *standardní svíčky* v metodě určování vzdálenosti a je jim dáвана přednost ostatními metodami. Jejich výhodou navíc je, že jde o hvězdy mimořádně zářivé, byť ne úplně nejjasnější. Právě pomocí nich se stanovuje lokální hodnota Hubblových konstant. Dlouholeté pozorování cefeid v blízkých galaxiích pomocí HST a jejich navázání na moderní efektivní metody určování vzdáleností galaxií vedlo ke „kompromisní“ hodnotě: $H = (70 \pm 7) \text{ km/s/Mpc}$. Tato hodnota byla potvrzena i jinými nezávislými metodami jako je třeba sledování reliktního záření.
- Dosah metody je určen mezní hvězdnou velikostí dalekohledu. Je-li $M = -6 \text{ mag}$ a $m = 22 \text{ mag}$, pak lze určovat vzdálenosti galaxií do 4 Mpc (M 31 je vzdálena 0,725 Mpc).



The Hubble time:

Using $H_0 = 70 \text{ km/s/Mpc}$

→ 14 billion years

$$\tau = \frac{10^{12}}{H_0} [\textit{years}]$$

Where does 10^{12} come from?

Units of H_0 are km/s/Mpc...

Convert Mpc to km, and then s to years

Pokud se poohlédneme po internetových vodách, zjistíme, že nejvzdálenější objekt, který má spektroskopicky změřený červený posuv, má $z = 8,55$. V tomto případě se měření neprovádí pomocí H_{α} , ale pomocí vodíkové čáry Lymanovy série, Ly_{α} , která má laboratorní vlnovou délku 121,7 nm. Zatímco H_{α} je přechod ze 3. na 2. energiovou hladinu, Ly_{α} je přechod z 2. na 1. hladinu. Zmíněný objekt se jmenuje *UDFy-38135539* (Ultra Deep Field) a byl pozorován pomocí spektrografu SINFONI na Very Large Telescope (VLT) v Chile. Aby bylo spektrum takového objektu co k čemu, muselo se exponovat okolo 14 hodin, což není proveditelné pro každý objekt.

Řekněme tedy, že v ideálním případě jsme schopni pozorovat objekt do $z = 9$. Ve skutečnosti je takové pozorování zatíženo výraznou chybou. Objektů nad $z = 8$ je pomálu, nad $z = 7$ to také slavné není. Obtížné je získat i $z > 6$. Rozumným odhadem bude cca 50 % nejvyššího naměřeného červeného posuvu.

A co se dá dělat, když spektrum nestačí? Nastoupí tzv. fotometrický červený posuv. Využijeme toho, že snímání oblohy v různých filtrech o známých vlnových délkách je vlastně vytváření spektra s velmi nízkým rozlišením. Pozorováním určitého typu objektu v různých funkcích můžeme zkusit odhadnout, jak se takový objekt bude chovat posunutý do červené části spektra. Tato metoda však obecně dává vyšší červené posuvy.

2. Hvězdná velikost

Už prostým okem poznáme, že některé hvězdy jsou jasnější a jiné méně jasné. Starověký astronom Ptolemaios jako první sestavil katalog hvězd a v něm také každé hvězdě přiřadil **hvězdnou velikost**:

nejjasnější označil jako **hvězdy první velikosti**, nejslabší jako **hvězdy šesté velikosti**.

Obvyklou značkou hvězdné velikosti je **m** a její jednotkou je **magnituda (mag)**

Poměr jasnosti hvězd lišícími se o jednu magnitudu je 2,512:1, tento vztah nazýváme Pogsonův poměr (z roku 1850) a můžeme ho obecněji popsat **Pogsonovou rovnicí**:

$$m = -2,5 \log \left(\frac{j}{j_0} \right)$$

j_0 je referenční jasnost, kterou má zdroj $m = 0$ mag, tj. $j_0 = 2,54 \cdot 10^{-6} \text{ lm}\cdot\text{m}^{-2}$.

Absolutní hvězdná velikost

Hvězdná velikost závisí na vzdálenostech hvězd.

Bude-li hvězda dál, bude slabší - její magnituda by byla vyjádřena větším číslem.

Absolutní hvězdná velikost je hvězdná velikost, kterou by měly hvězdy ve vzdálenosti 10 pc.

Vypočítáme ji pomocí rovnice

$$M = m + 5 + 5.\log\pi$$

M ... absolutní hvězdná velikost

m ... hvězdná velikost

π ... roční paralaxa

Například Slunce má zdánlivou hvězdnou velikost -26,7 mag.

Jeho absolutní hvězdná velikost pak bude +4,84.

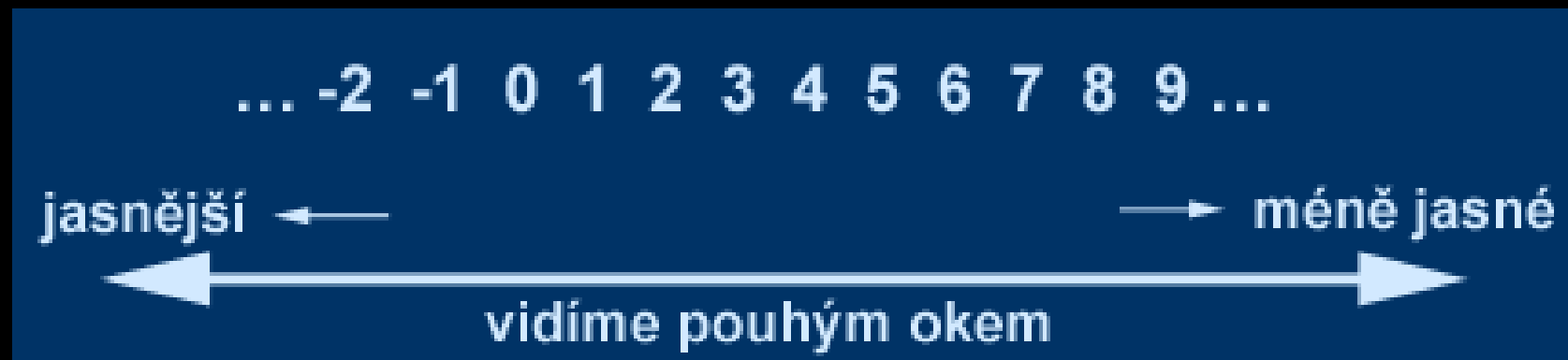
Slunce by ve vzdálenosti 10 pc bylo poměrně slabou hvězdou.



Prostým okem vidíme asi 3000 hvězd

Lidské oko
5-6 mag

Velké dalekohledy
30 mag



Polárka	2,0 mag
Vega	0,03 mag
Sirius	-1,46 mag
Úplněk	-12,6 mag
Slunce	-26,7 mag
nejslabší očima viditelná hvězda	6,0 mag

3. Zářivý výkon

L - je veličina udávající celkovou energii, kterou hvězda vyzáří za 1s.

Rozpětí zářivých výkonů:

min - $1,5 \cdot 10^{-5} L_{\odot}$ (červení trpaslíci)

Slunce – $L_{\odot} = 3,83 \cdot 10^{26} \text{ W}$

max - $10^7 L_{\odot}$ (velmi hmotné hvězdy)

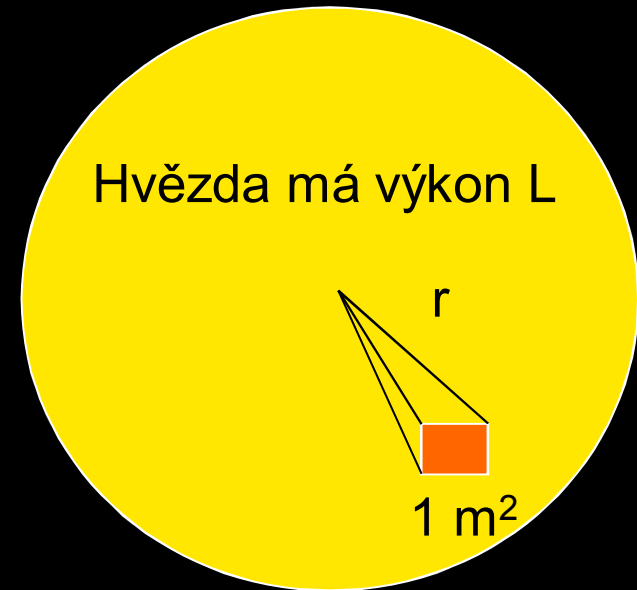
4. Jasnost hvězdy

j – udává, kolik zářivé energie hvězdy projde za sekundu plochou o obsahu 1 m^2 .

$$j = \frac{L}{4\pi r^2}$$

$$[j] = \text{W} \cdot \text{m}^{-2}$$

Jasnost hvězdy je přímo úměrná jejímu zářivému výkonu a nepřímo úměrná druhé mocnině vzdálenosti.



5. Teplota - spektrální třída

Typ spektra závisí na povrchové teplotě hvězdy.

Spektrální třída vypovídá jak o povrchové teplotě hvězdy, tak o chemickém složení jejich horních vrstev.

(teplota 3000 K až 100 000 K)

O

B

A

F

G

K

M

60 000 K

38 000 K

15 400 K

9 000 K

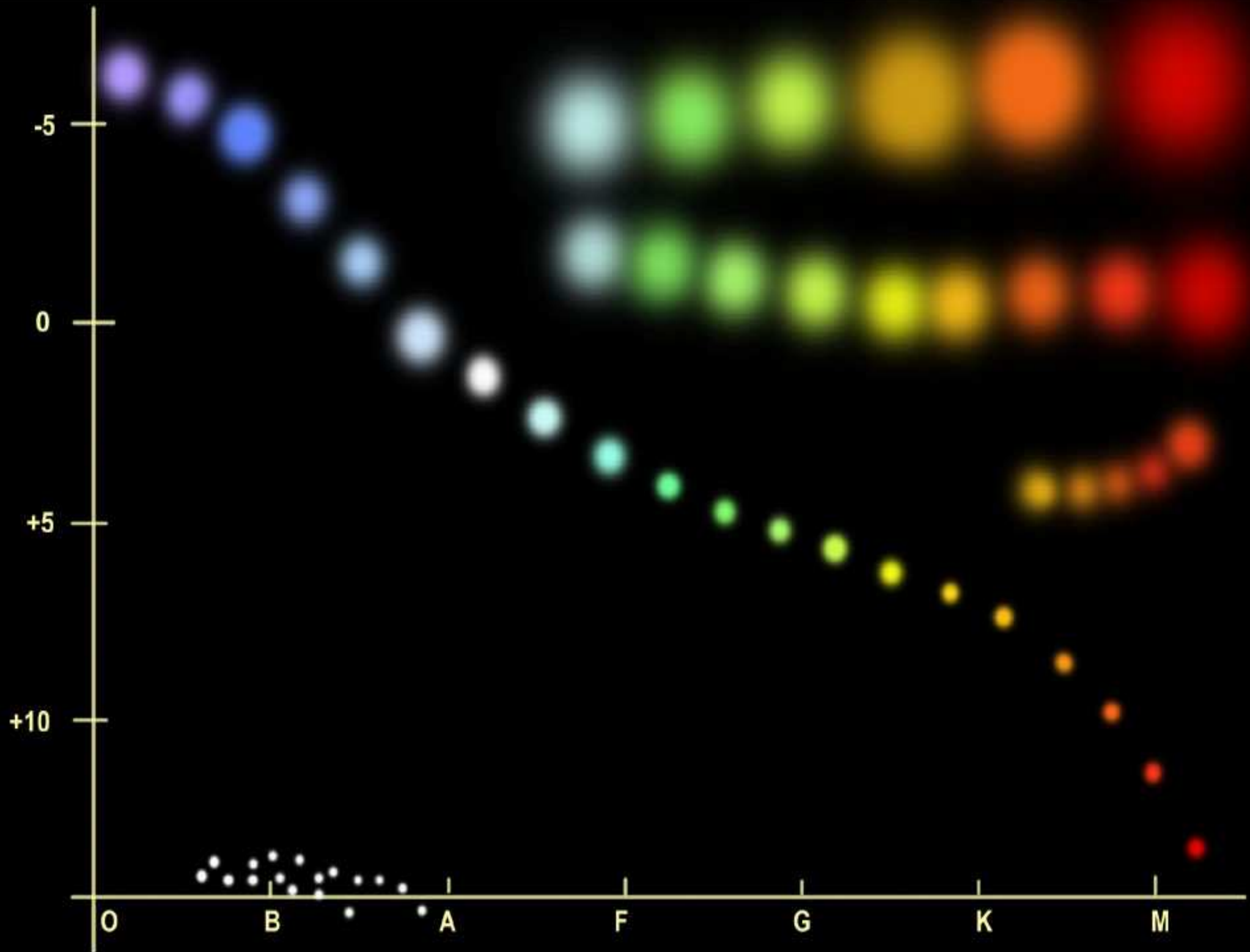
6 700 K

5 400 K

3 800 K



Hvězdy mají různou barvu, která vypovídá o jejich efektivní teplotě (modrá = teplejší).



6. Rozměr (10 km až 1000 R_{Slunce}).

Typ hvězdy	Rozměr
veleobři	až 1 000 R_{\odot}
obři	až 80 R_{\odot}
hlavní posloupnost	0,5 až 20 R_{\odot}
bílí trpaslíci	1000 až 10 000 km
neutronové hvězdy	10 až 100 km

7. Hmotnost (0,1 až 80 M_{\odot}).

V hmotnostech se hvězdy liší.

Málo hmotné hvězdy vůbec nevzniknou - gravitační přitahování není dostatečně silné, aby tlak a teplota v centru umožnily zapálení termonukleární syntézy.

Hmotné hvězdy se vyvíjejí podstatně rychleji než méně hmotné, takže i jejich „životní kariéra“ je podstatně kratší.

8. Hustota (10^{-7} až 10^{15} ρ_{\odot}).

V hustotách se hvězdy liší nejvíce.

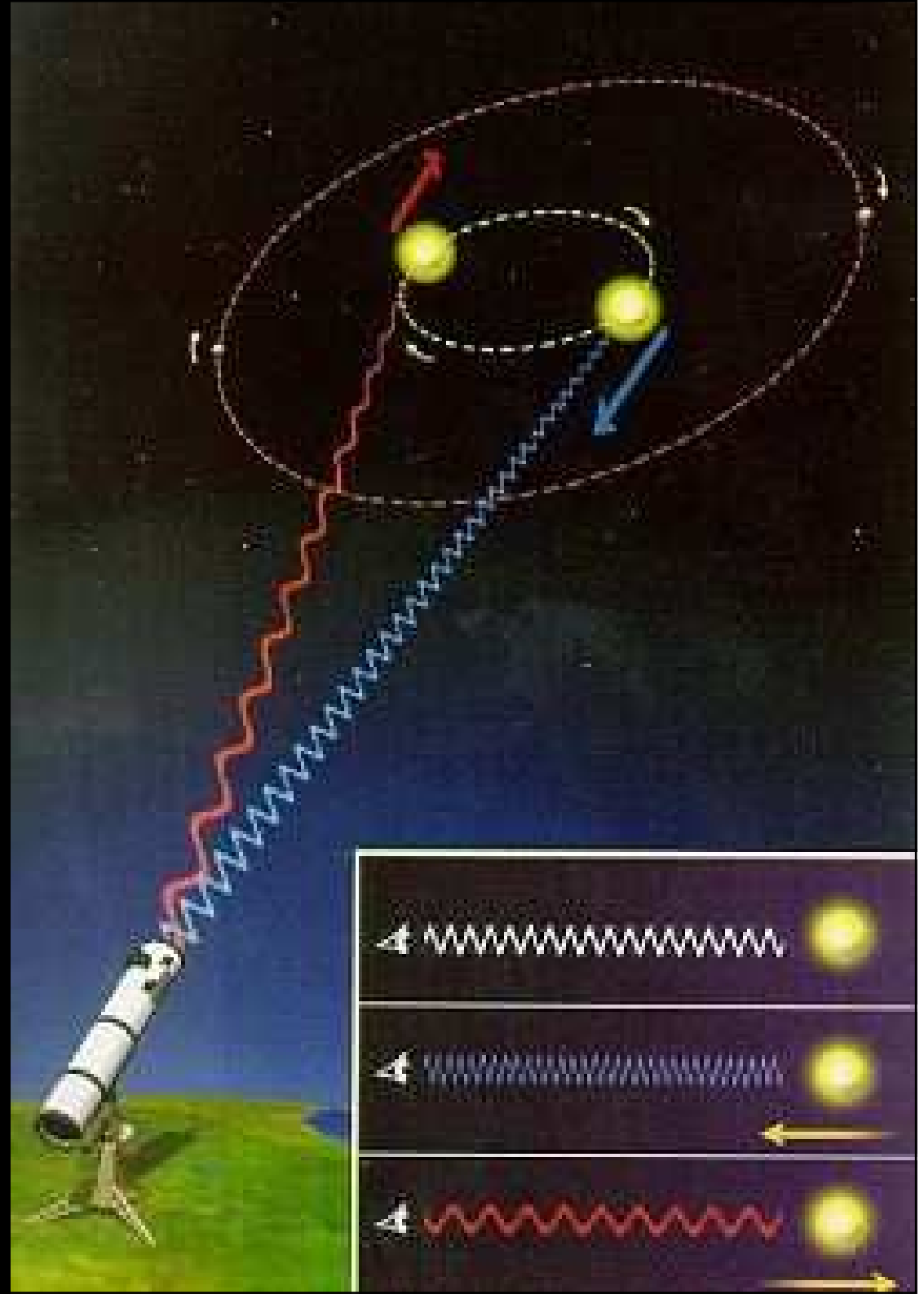
veleobr	Slunce	bílý trpaslík	neutronová hvězda
10^{-6} g/cm ³	1,4 g/cm ³	10^6 g/m ³	10^{14} g/cm ³

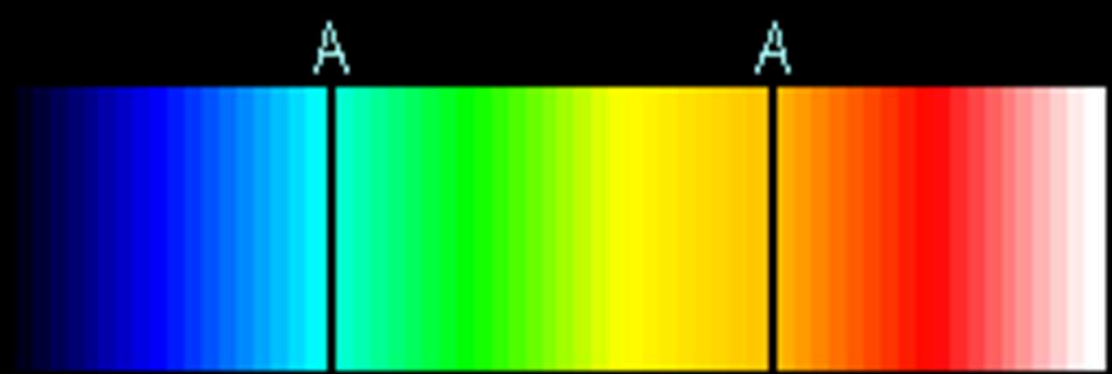
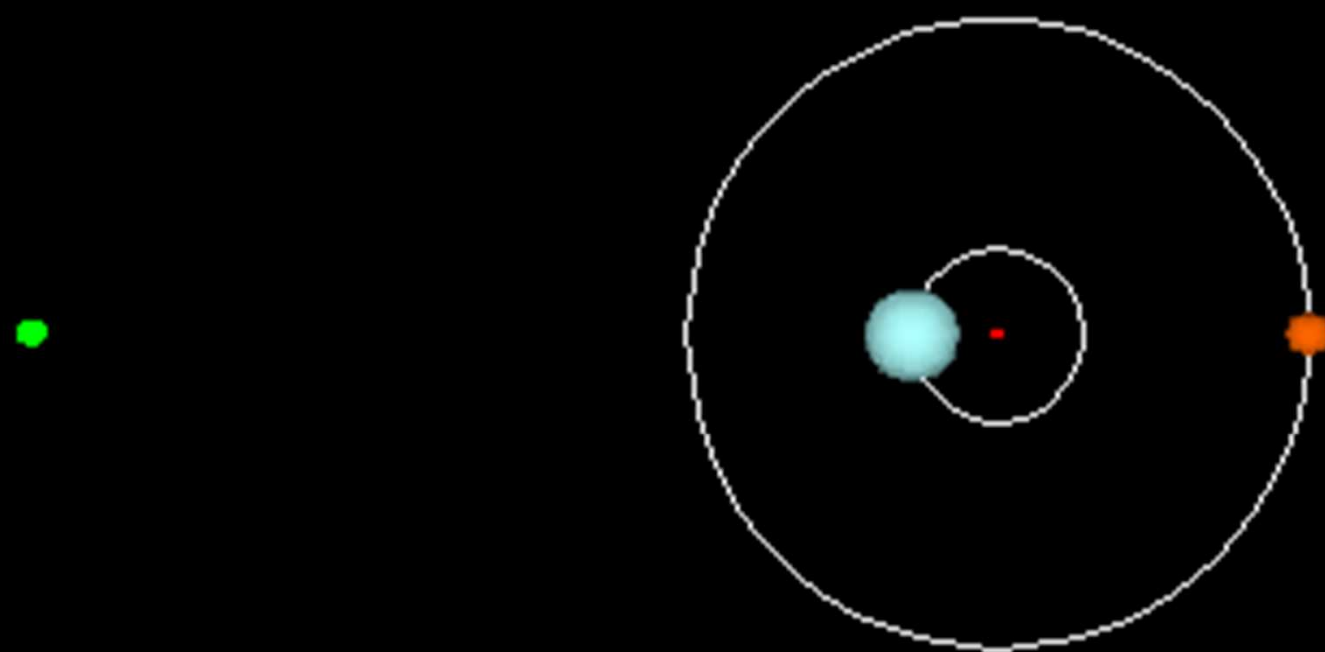
9. Vlastní pohyb (tangenciální, radiální rychlost)

Tangenciální pohyb způsobuje změnu tvaru souhvězdí v průběhu tisíciletí.

Radiální pohyby

způsobují změny frekvence
přicházejícího záření
a jsou měřitelné pomocí
Dopplerova jevu
(změny polohy spektrálních
čar způsobené přibližováním
či vzdalováním objektu).





Observed Spectrum

10. Chemické složení hvězdných atmosfér

U hvězd jsme schopni přímo studovat jen složení jejich nejsvrchnějších částí – **hvězdných atmosfér**



První kvantitativní chem. analýzu hvězdných atmosfér provedla **Cecilia Paynová-Gaposchkinová**.

Zjistila, že hvězdy jsou zcela fádny. Jsou složeny ze 70% z **vodíku**, z několika málo procent z prvků těžších než helium (**O,C,N,Fe...**), zbytek tvoří **helium**.

2. Zdroj hvězdné energie

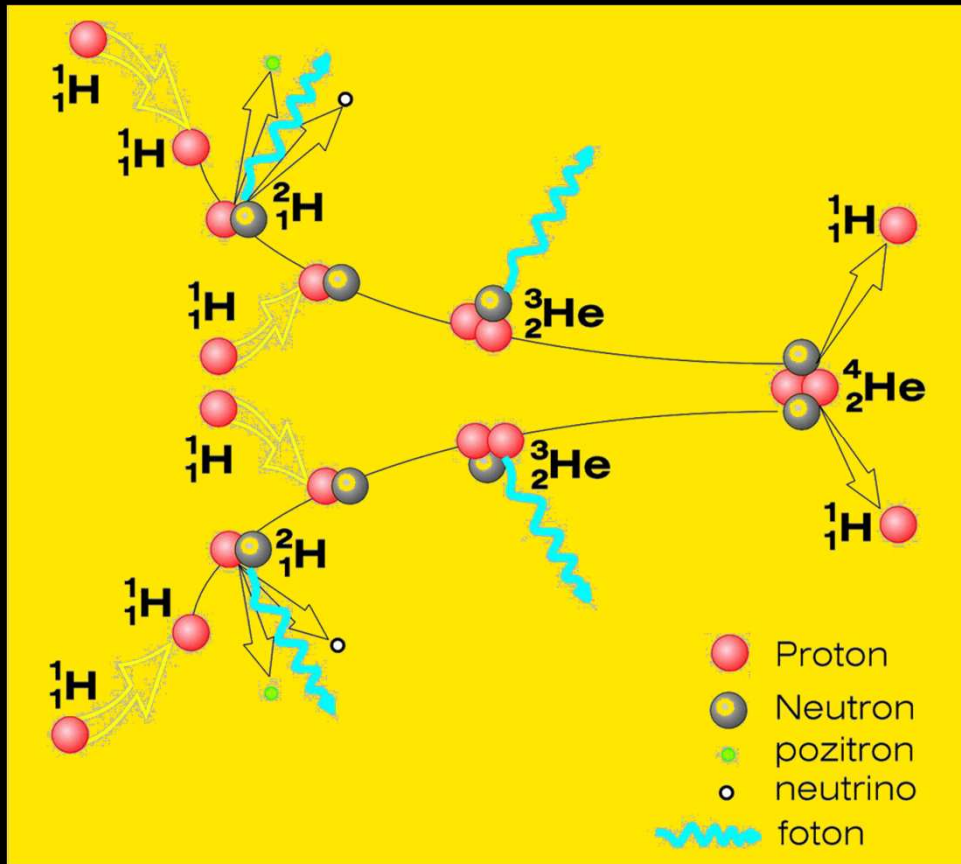
Termonukleární reakce

Proton-protonový řetězec (p-p řetězec)

je zdrojem sluneční zářivé energie.

Probíhá při teplotách $4 \cdot 10^6$ až $20 \cdot 10^6$ K.

Roku 1938 ho objevil fyzik Bethe.



3. Vývoj hvězd

Hvězdy vznikají z **prachoplynné mlhovin** v celých skupinách. Po zapálení TJ syntézy dojde k vymetení zbylé mezihvězdné látky. Většinou vzniknou postupně se rozpadávající skupiny hvězd (hvězdné asociace) nebo hvězdokupy.

Hvězdy hlavní posloupnosti

Probíhají termionukleární reakce (pp řetězec nebo CNO cyklus). Vysoce stabilní konfigurace, ve které setrvávají řádově deset miliard let.

Obři a veleobři

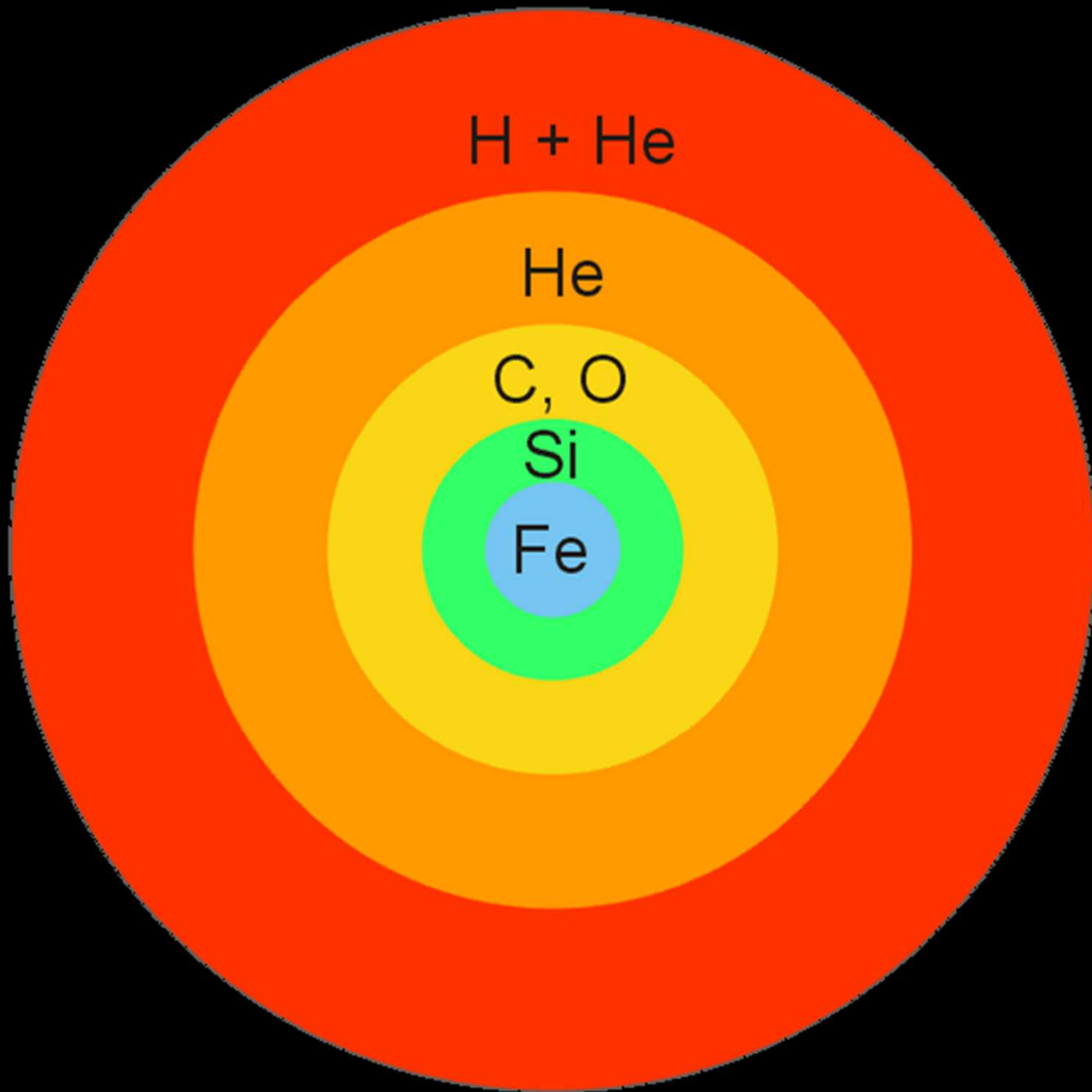
V jádře spalují helium na uhlík, dusík, kyslík a další prvky.

Po vyhoření helia se spalují vyšší prvky až po železo.

Vnější vrstvy jádra jsou bohaté ještě na prvky s nižším atomovým číslem, které se zde spalují.

Vzniká cibulovitá struktura hvězdy.

Obr má malé husté jádro a rozsáhlé řídké obaly, které může ztrácet



4. HR diagram (Hertzsprungův-Russelův)

V HR diagramu jsou znázorněny hvězdy podle povrchové teploty, resp. spektrální třídy a podle svítivosti, resp. absolutní magnitudy.

1-2 protohvězda, smršťování volným pádem, zvyšování teploty

2 rovnováha gravitace a tlaku látky

2-3 pomalé smršťování při rovnováze

3 zapálení TJ reakcí, „pobyt“ na hlavní posloupnosti

3-4 dohoření H v jádře

4-5 smršťování jádra, zvyšování teploty

5 zapálení H ve slupce kolem jádra

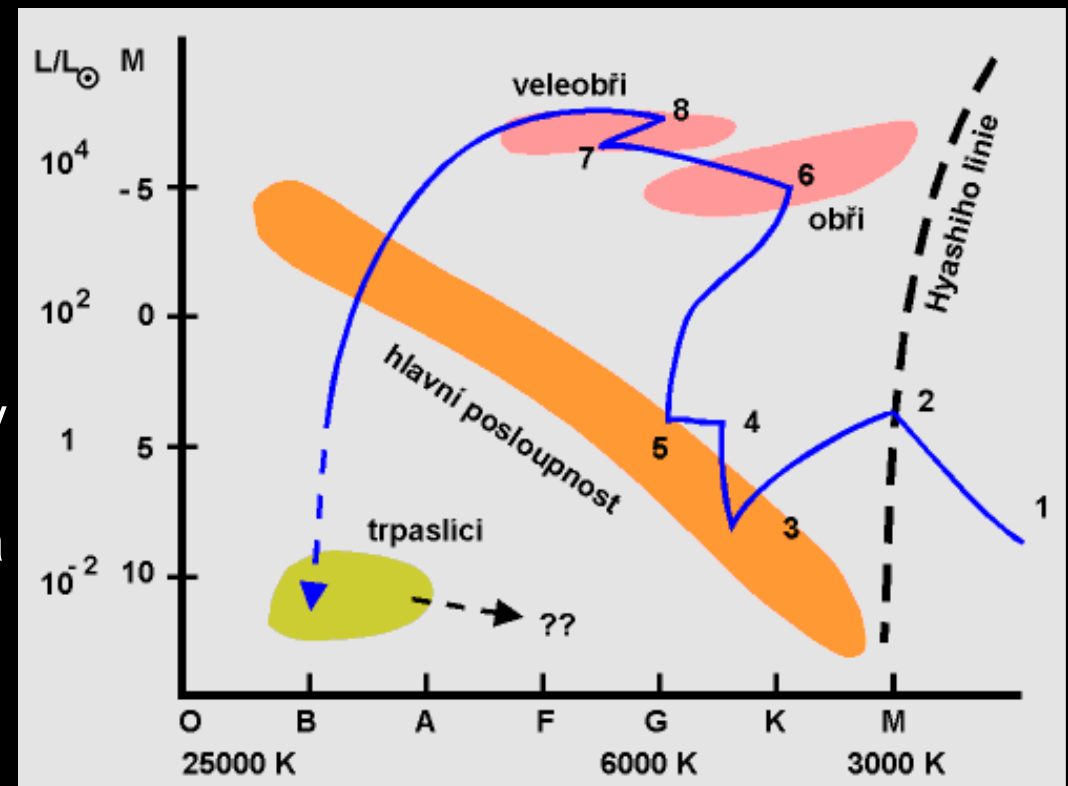
5-6 hoření H ve slupce, zvyšování hmotnosti He jádra

6 zapálení He v jádře, červený, žlutý obr

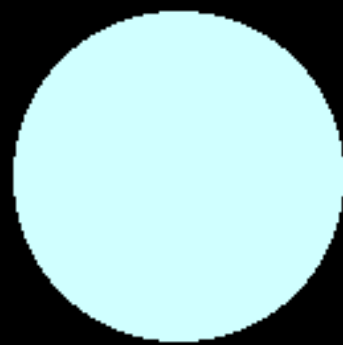
6-7 rozpínání a chladnutí obalu - únik hmoty

7 dohoření He v jádře, smršťování jádra, zapálení He v obálce, až po skupinu železa

8 -> stadia pulsací, gravitační smršťování.



Hvězdy hlavní posloupnosti



Spektrální třída:	O	B	A	F	G	K	M
Teplota:	40 000K	20 000K	8 500K	6 500K	5 700K	4 500K	3 200K
Poloměr (Slunce = 1):	10	5	1,7	1,3	1,0	0,8	0,3
Hmotnost (Slunce = 1):	50	10	2,0	1,5	1,0	0,7	0,2
Zářivý výkon (Slunce = 1):	100 000	1 000	20	4	1,0	0,2	0,01
Doba života (mil. let):	10	100	1 000	3 000	10 000	50 000	200 000
Zastoupení:	0,00001%	0,1%	0,7%	2%	3,5%	8%	80%

Hvězdní obři

Hvězdy s malou hmotností ke konci svého života.

Spektrální třída:	převážně G, K nebo M
Teplota:	3 000 až 10 000 K
Poloměr (Slunce = 1):	10 až 50
Hmotnost (Slunce = 1):	1 až 5
Zářivý výkon (Slunce = 1):	50 až 1 000
Doba života (Slunce = 1):	1 000
Zastoupení:	0,4%

Bílí trpaslíci

Jádro po explodující hvězdě.

Spektrální třída:	D
Teplota:	pod 80 000K
Poloměr (Slunce = 1):	pod 0,01
Hmotnost (Slunce = 1):	pod 1,4
Zářivý výkon (Slunce = 1):	pod 0,01
Doba života (mil. let):	–
Zastoupení:	5%

Hvězdní veleobři

Hvězdy s velkou hmotností ke konci svého života.

Spektrální třída:	O, B, A, F, G nebo M
Teplota:	4 000 až 40 000K
Poloměr (Slunce = 1):	30 až 500
Hmotnost (Slunce = 1):	10 až 70
Zářivý výkon (Slunce = 1):	30 000 až 1 000 000
Doba života (mil. let):	10
Zastoupení:	0,0001%

Vznik hvězd v protohvězdných mlhovinách



Rodiště nových hvězd

Například:

Velká mlhovina v Orionu (M42)

Poloha mlhoviny mezi hvězdami zimního souhvězdí Orion. Na prostředním obrázku je fotografie M42 v malém zvětšení. Jsou patrné i hvězdy ze souhvězdí Orion. Na poslední fotografii je mlhovina ve větším zvětšení, patrná je vláknitá struktura mlhoviny.



Nestabilní stadia, exploze

Novy

V této fázi hvězda ztrácí své obaly, odhazuje obálku (104 km/s), vytváří efekt novy. Hvězda malé svítivosti prudce zvýší jas během několika hodin či dnů až o 4 řády vlivem překotné termionukleární reakce na povrchu hvězdy. Potom pomalu její svítivost v průběhu několika měsíců klesá na původní hodnotu. Zbytky odhozené obálky se nazývají planetární mlhoviny.

Krabí mlhovina (M1)

Pozůstatek po explozi supernovy v souhvězdí Býka.

Exploze byla pozorována ve staré Číně roku 1054.

Existují záznamy na hliněných destičkách. V době exploze hvězda svítila několik dní i na denní obloze.

Dnes mlhovina s vláknitou strukturou, v centru milisekundový pulsar (rotující neutronová hvězda).

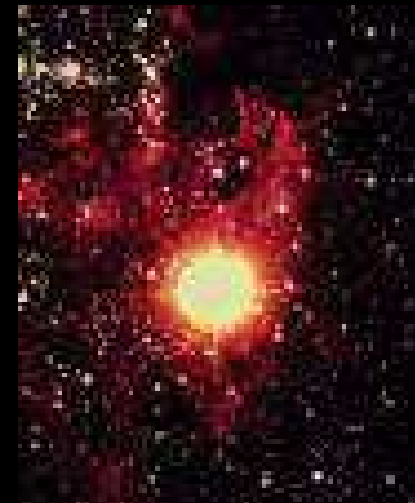


Supernova 1987 A

Supernova explodovala v blízké trpasličí galaxii LMC (Large Magellan Cloud) - Velkém Magellanově mračnu.

Byla zaznamenána mnoha světovými observatořemi. Na Zemi byla detekována neutrina z této exploze.

Také je z pozorování HST dobře patrná rozpínající se obálka.

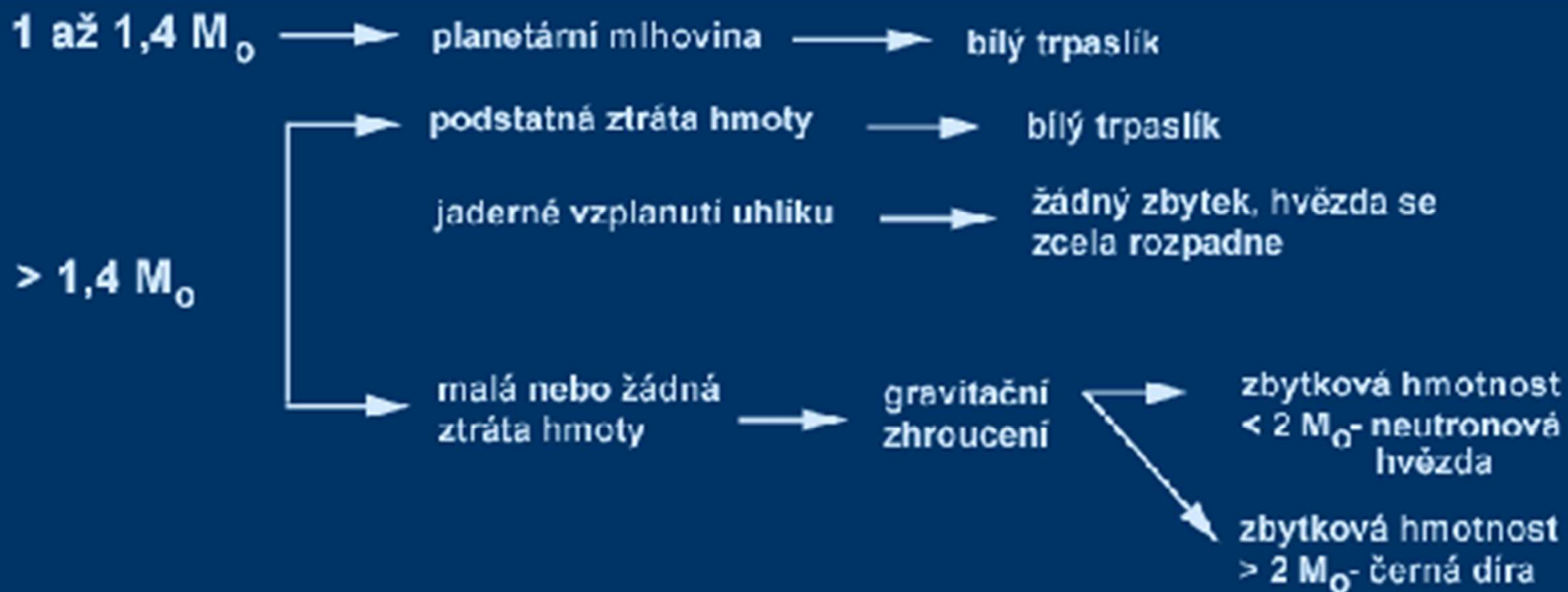


Přesýpací hodiny (MyCn 18)

Fotografie HST (WFPC2, 1996).
Planetární mlhovina s centrem ve tvaru „Oka“. Hvězda, která vytvořila tuto krásnou strukturu je malá bílá tečka v levé části „Oka“. Struktura vznikla z obálky, kterou hvězda odhodila, když se stávala bílým trpaslíkem.



Závěrečná stádia hvězd

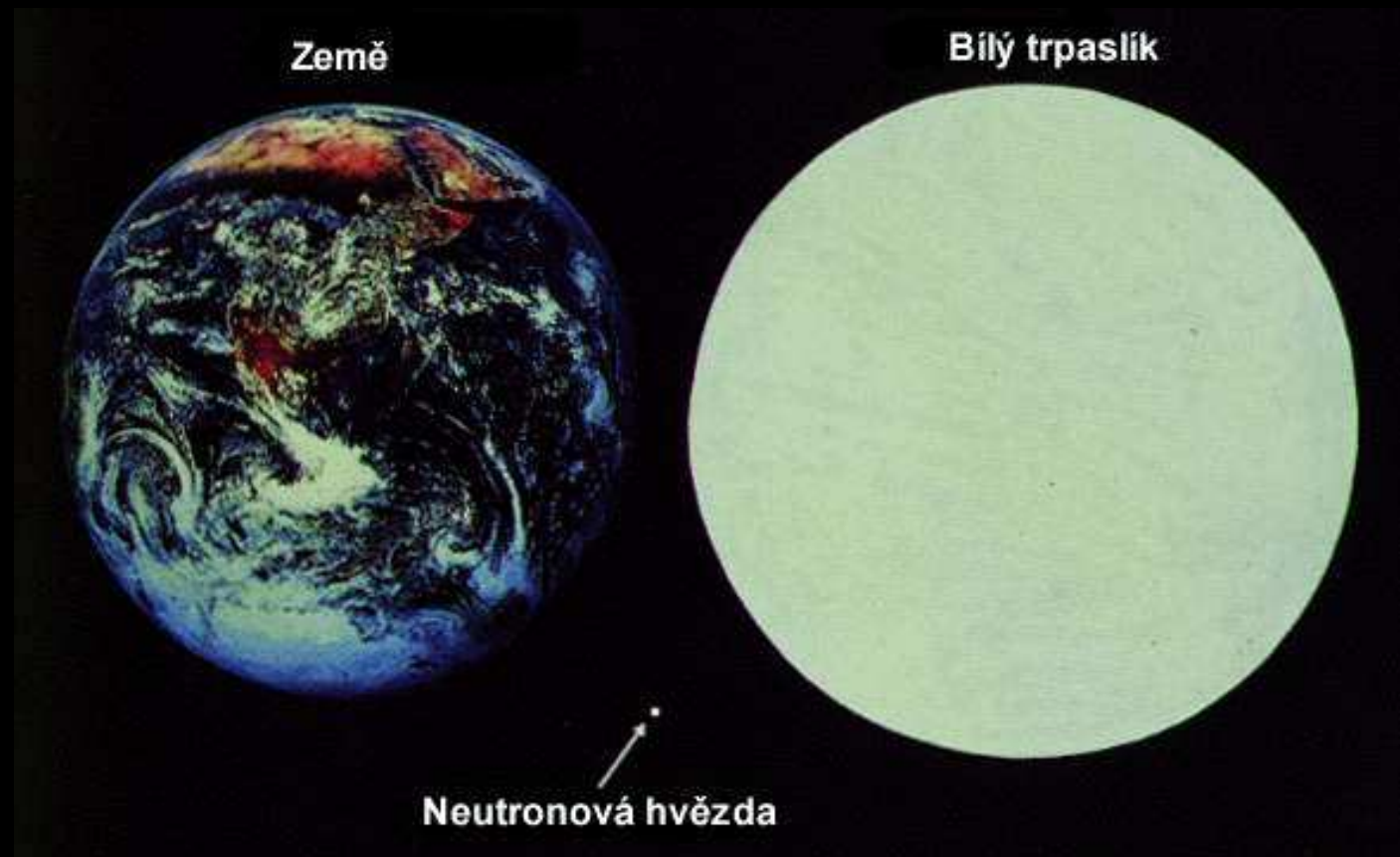


Bílí trpaslíci

Poloměr je 1 000 km až 10 000 km, hustota až 10^3 kg/cm³, maximální hmotnost 1,44 MS.

Sírius B je prvním známým bílým trpaslíkem.

Na obrázku vidíte porovnání velikostí Země, bílého trpaslíka a neutronové hvězdy.



Neutronové hvězdy

Poloměr je 10 km až 100 km a hustoty dosahují hodnot až jaderné hustoty 10^{10} kg/cm³ až 10^{12} kg/cm³. Jde vlastně o veliké stabilní atomové jádro. Rychlá rotace a silné magnetické pole. Nesouhlasí-li směr rotační a magnetické osy, vytvářejí výtrysky světelného záření a nabitých částic ve směru magnetické osy efekt **pulsaru**. Pozorovatel vidí pravidelné záblesky od rotující neutronové hvězdy, podobně jako od majáku policejního automobilu.

Černá díra

je stejně jako bílý trpaslík nebo neutronová hvězda forma závěrečného stádia hvězd.

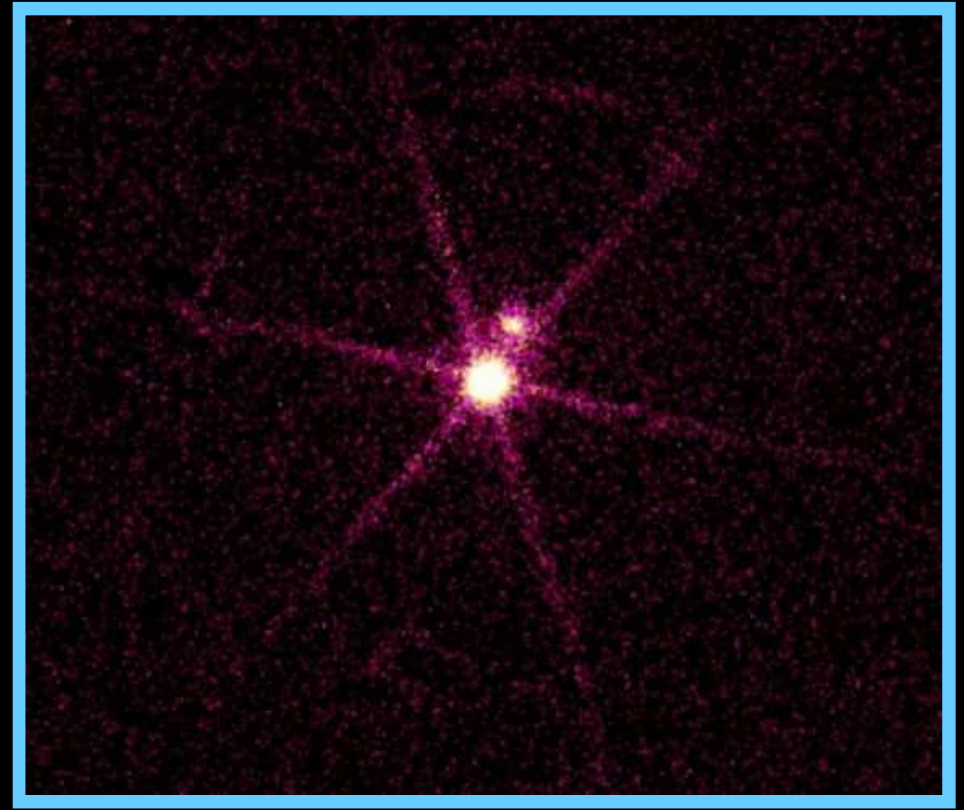
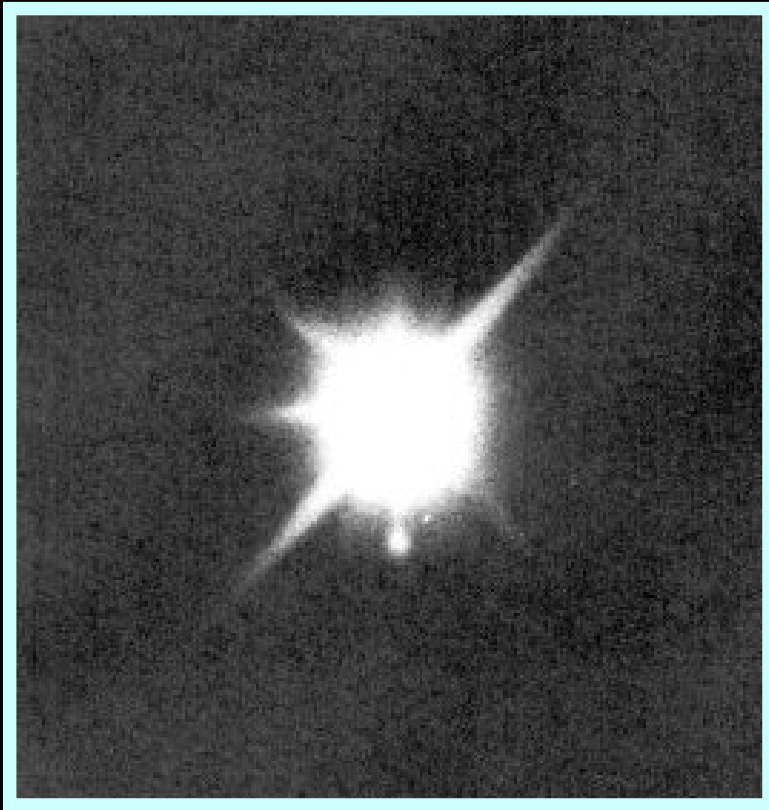
Zatímco se smršťování neutronové hvězdy zastaví, při vzniku černých děr neustále pokračuje.

Tuto kontrakci pak můžeme pozorovat až do doby, kdy se hvězda uzavře před okolním vesmírem vytvořením tzv. Schwarzschildova poloměru, neboli horizontu událostí.

5. Hierarchie hvězd

Osamocená hvězda jako je naše Slunce je spíše výjimkou

Dvojhvězdy



Sirius A+B

Hvězdokupy

Hvězdokupa je skupina hvězd, která se pohybuje prostorem jako celek. Existují **otevřené** (skupinu mladých hvězd) a **kulové hvězdokupy** (složené z velmi starých hvězd).



Plejády (Kuřátka, M45)



M13

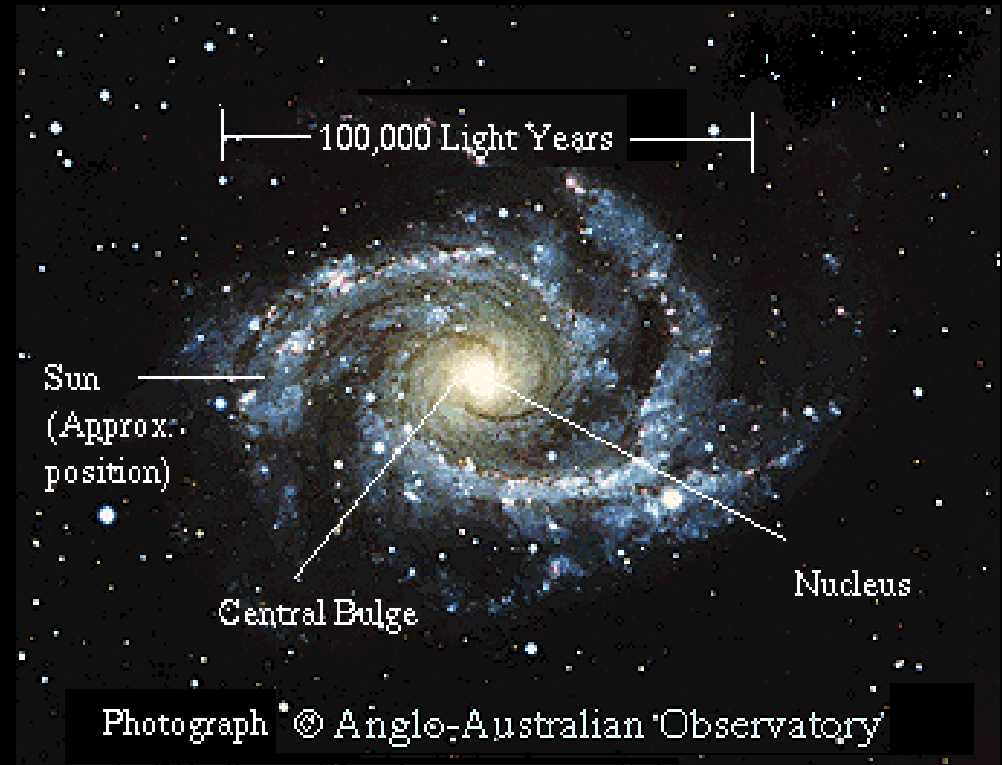
Galaxie

je obrovský systém hvězd $\sim 10^9$,
mezihvězdného prachu,
mezihvězdného plynu a
nezářivé hmoty.

System je vázaný vzájemnou
gravitací.



NGC 3953 vzdálená 55 milionů světelných let
s průměrem 95 000 světelných let.



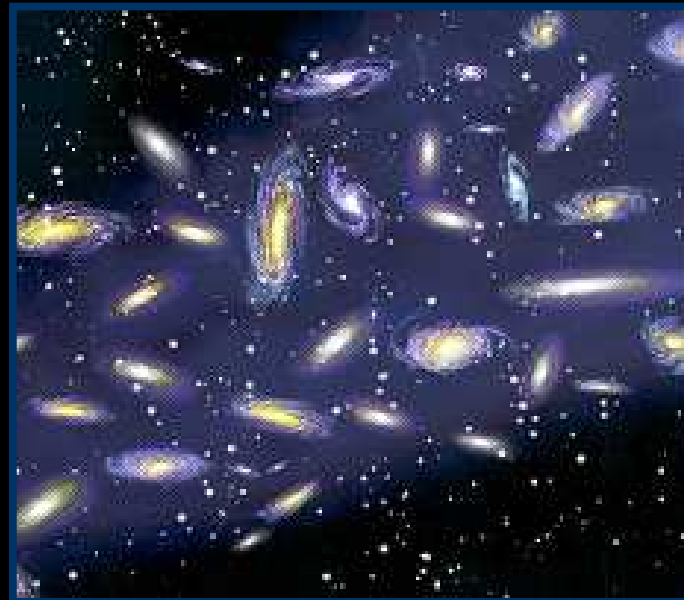
Naše galaxie



NGC 7329 se nachází ve vzdálenosti 140 milionů světelných let
a její průměr dosahuje 140 000 světelných let.

Kupy galaxií

Kupy galaxií obsahují stovky až tisíce galaxií. Struktury obsahující maximálně desítky galaxií se nazývají skupiny galaxií. Kupy často ve své centrální části obsahují velkou eliptickou galaxii.



Supergalaxie

Supergalaxie jsou seskupení kup galaxií, která se prostírají napříč vesmírem. Mezi nimi je ohromující vesmírná prázdnota vyplněná sporadickými galaxiemi.

