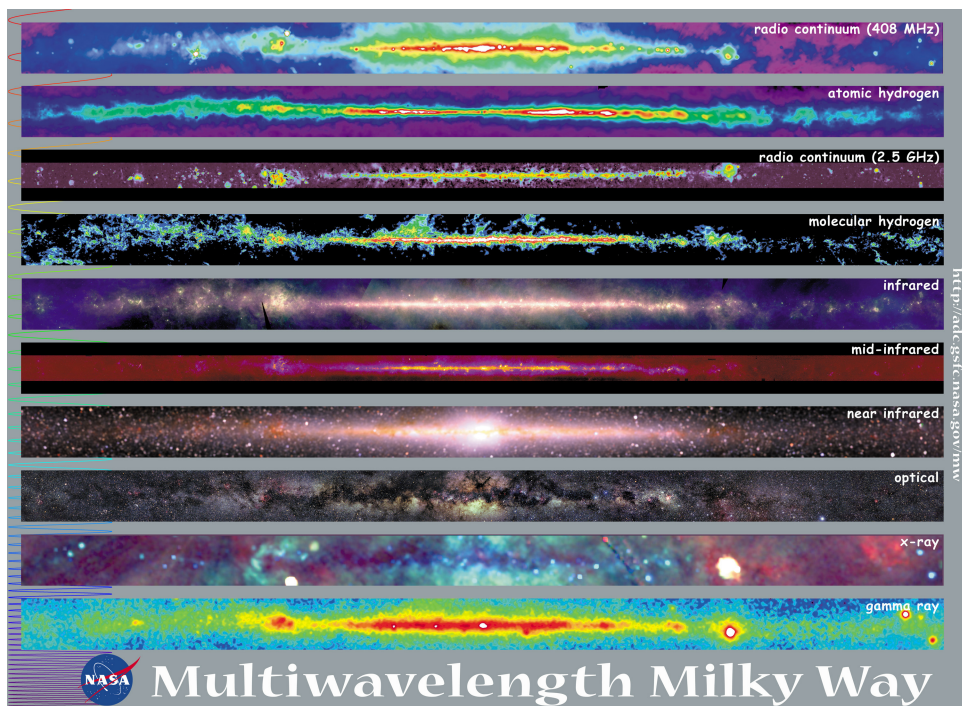


## Seriál: Hvězdný zvěřinec

V minulých dílech jsme se dozvěděli, jak popsat polohu objektů na nebeské sféře, jejich jasnost a vzdálenost. Je načase se podívat na pozorovatelné objekty samotné. Pokud se nacházíme na ideálním pozorovacím místě, dominantou oblohy bude Mléčná dráha. Volnému oku se bude zdát mlhavá, vezmeme-li si na pomoc dalekohled, uvidíme, že mlhavost je ve skutečnosti způsobena tisíci hvězd. Taková situace je ale pouze ve viditelných vlnových délkách. Směrem k infračervené části spektra budeme pozorovat spíše molekuly a prach, směrem k rentgenové části budeme pozorovat záření, za nějž jsou zodpovědní bílí trpaslíci<sup>1</sup>.



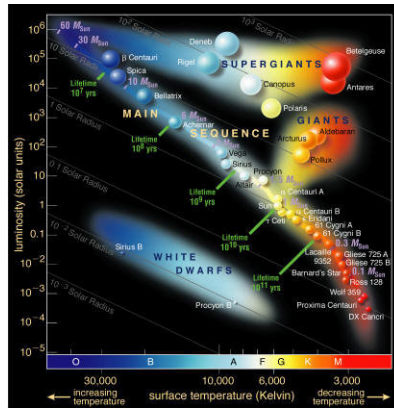
http://ads.csa.cornell.edu/ftp/

Obr. 1: Pohled na rovinu naší Galaxie v různých vlnových délkách. Obrázek byl převzat ze stránek NASA.

Nicméně zpátky ke hvězdám. Odpoutáme-li se od Mléčné dráhy, uvidíme více či méně rovnoměrně rozesté hvězdy. Všechny náleží do naší galaxie (která je v anglofonní literatuře nazývána

<sup>1</sup> Co se týče vysokoenergetického galaktického záření, jeho zdroj byl dlouho nejasný. V posledních letech se má za to, že rentgenové záření pochází ze zmíněných bílých trpaslíků, kteří jsou rozesteti podél galaktického rovníku.

Mléčná dráha – Milky Way, nicméně v česky psané literatuře se častěji setkáme s obecnějším označením Galaxie – s velkým písmenem). Pokud si na pomoc nevezmeme dalekohled, budou všechny hvězdy a další objekty, jež pozorujeme, náležet Galaxii, s třemi výjimkami. Okem lze spatřit mlhavou skvrnu v souhvězdí Andromeda, nazývanou Mlhovina v Andromedě. Ve skutečnosti se jedná o nejbližší spirální galaxii. Dalšími dvěma výjimkami jsou taktéž galaxie, konkrétně Velké a Malé Magellanovo mračno na jižní obloze. Jedná se o galaxie<sup>2</sup>, které jsou souputníky galaxie naší. Budeme-li hvězdy pozorovat pozorně, zjistíme, že mají různou barvu. Podíváme-li se třeba na hvězdu Betelgeuze ( $\alpha$  Ori, levé rameno Orionu), zjistíme, že je načervenalá, kdežto Vega ( $\alpha$  Lyr) je spíše bílá. Není to dáno vzdáleností, nýbrž rozdílným stádiem vývoje. To, jak se hvězdy vyvíjejí, samozřejmě není pozorovatelné na časové škále lidského života. Znalostí o vývoji hvězd získáváme pozorováním hvězd v různém stádiu. Když si začnete zakreslovat hvězdy do grafu s osami označenými jako absolutní hvězdná velikost  $M$  a teplota (nebo, jak se dále dozvíme, barva), dostaneme nehomogenní diagram, který vešel ve známost jako *Hertzsprungův–Russellův diagram* (zkráceně HR diagram).



Obr. 2: HR–diagram

Dříve, než se pustíme do kvalitativního popisu hvězd na HR diagramu, dovoluji si upozornit na seriál z desátého ročníku FYKOSu. Krom pěkného přehledu Keplerových zákonů je zde také pěkně vysvětlena fyzika hvězd a jejich stavba. Historii nebudeme opakovat, takže na podrobnější výklad stavby hvězd se podívejte tam.

Na diagramu najdeme dominantní uhlopříčku, kterou nazýváme *hlavní posloupnost* (HP, anglicky *main sequence*, MS). Pod hlavní posloupností nalezneme posloupnost bílých trpaslíků, nad ní posloupnosti obrů a veleobrů. Kde se hvězda bude nacházet a jakými vývojovými stádii projde, bude záviset na počátečních podmínkách. V našem případě bude stěžejní hmotnost hvězdy.

<sup>2</sup>Pozor na terminologii, ve spoustě učebnic a knih (dokonce ne nutně starých), se setkáme s tím, že se jedná o nepravidelné galaxie. To je pravda pouze pro Malé Magellanovo mračno. Velké je ve skutečnosti stará galaxie s přičkou.

## Život hvězdy

Hvězdy se rodí v mlhovinách. Taková nejbližší hvězdná porodnice mlhovina M42 v souhvězdí Oriona<sup>3</sup>, vzdálená cca 1800 ly. Mlhovina je v podstatě jakýsi oblak plynu. Aby se z něj mohla utvořit hvězda, musí splňovat několik kritérií. Musí být dostatečně chladný, hustý a velký. Dále potřebujeme vnější podnět, který nám vytvoří „zhustek“, jenž začne gravitačně kolabovat. Takový podnět je třeba šoková vlna od výbuchu blízké supernovy. Ne všechny takové vnější podněty uspějí. Proti gravitačnímu kolapsu působí mimo jiné tepelný pohyb molekul, který zvětšuje průměr oblaku plynu a tím znemožňuje kolaps. Navíc potřebujeme, aby měl oblak plynu určitou kritickou hmotnost. Tyto dvě veličiny lze vyjádřit jako Jeansovu délku  $\lambda_J$  a Jeansovu hmotnost  $M_J$

$$\lambda_J \approx \sqrt{\frac{15k_B T}{4\pi G \rho \mu}}, \quad M_J = \frac{4}{3} \pi \rho \lambda_J^3,$$

kde  $k_B$  je Boltzmanova konstanta,  $T$  termodynamická teplota,  $G$  je gravitační konstanta,  $\rho$  je hustota mraku a  $\mu$  je hmotnost na částici mraku. Typické rozměry a hustoty jsou  $\lambda_J \sim 10^{15}$  m a  $\rho_J \sim 10^{-16}$  kg·m<sup>-3</sup>. Cokoliv nad Jeansovu délku je nestabilní a začne se gravitačně hroutit. Gravitační volný pád samozřejmě nemůže pokračovat donekonečna. Jádru kolabujícího mraku se zahřívá a začíná vyzařovat. Nejdříve v infračervené části spektra. Překročí-li teplota 2000 K, disociují se molekuly H<sub>2</sub> a dostáváme atomární vodík – hlavní ingredienci pro stavbu hvězdy. Dosáhne-li teplota a hustota v jádru dostatečných hodnot, zažehnou se termonukleární reakce (prvně se spálí deuterium, poté lithium, dále bor a až pak vodík). Ve chvíli, kdy se hlavním zdrojem energie hvězdy stane fúze, hvězda vstoupí na zmiňovanou hlavní posloupnost. Hvězda na hlavní posloupnosti tráví přibližně 90 % svého života. Spokojeně přetváří vodík na helium, a to pomocí proton–protonového řetězce, nebo CNO cyklu (nutno podotknout, že CNO cyklus je také spalování vodíku na helium, ale za přítomnosti katalyzátorů, jakými jsou uhlík, kyslík a dusík). Mechanismus záleží na počáteční hmotnosti hvězdy. Obecně lze říci, že hvězdy lehčí než dvě hmotnosti slunce jsou poháněny proton–protonovým řetězcem a hvězdy hmotnější CNO cyklem. Počáteční hmotnost je v podstatě to, co nám určuje, jak se hvězda bude vyvíjet<sup>4</sup>. Hmotné hvězdy žijí řádově 10<sup>7</sup> let, kdežto ty nejméně hmotné i více než 10<sup>11</sup> let. Hmotnost tedy hraje významnou roli. Hmotnost je důležitá nejenom pro rychlost vývoje hvězdy, ale i pro její osud. Málo hmotné hvězdy pomalu „vyhasnou“, kdežto ty největší čekají dynamické poslední fáze vývoje<sup>5</sup>.

Pro řádovou představu centrálních podmínek hvězdy: teploty zde dosahují 15,7 · 10<sup>6</sup> K, hustota 1,5 · 10<sup>5</sup> kg·m<sup>-3</sup> a tlak 2,3 · 10<sup>16</sup> Pa. Hvězda si spokojeně spaluje vodík na helium, čímž stále udržuje rovnováhu ve svém nitru, které je v tomto procesu pořád přestavováno. Počet částic na 1 kg látky klesá. Tedy abychom udrželi ve hvězdě rovnováhu, když se nám jádro zahušťuje, musíme zvýšit její výkon, tedy nám narůstá potenciální energie hvězdy, která se nám začne pomalu nafukovat.

## Pozdní stádia vývoje

Co se stane ve chvíli, kdy jádro už hvězdu nezvládá energeticky držet? Dobrým přídatným zdrojem je smrštění hvězdy (jen do určitého poloměru, ne úplně). K jádru se tak strhne nový

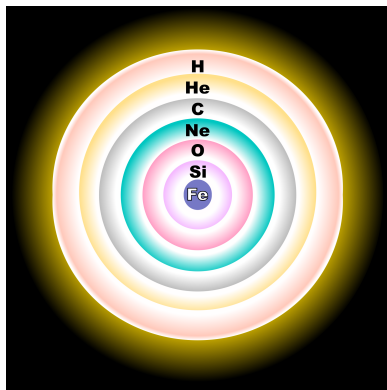
<sup>3</sup>Součást velkého molekulárního mraku v Orionu (Orion GMC).

<sup>4</sup>Viděli nebo četli jste-li 2001: *Vesmírná odysea*, možná si pamatujete poznámku, že kdyby byl Jupiter větší, byl by hvězdou. To je hloupost, musel by být hmotnější.

<sup>5</sup>Následující popis vývoje hvězdy si rozhodně nedělá nárok na úplnost. Pokud chcete jít do detailů, sáhněte po literatuře.

vodík, který hvězda může spalovat. Nicméně spalování vodíku se nebude dít přímo v jádru (to teď tvoří jaderný odpad – helium), ale ve slupce jádro obklopující. Slupka je výkonnější než původní jádro, část toku energie ze slupky se zadrží ve vnějších oblastech hvězdy a ta se opět začne nafukovat. Ve chvíli, kdy teplota v heliovém jádru vzroste na  $10^7$  K a hmotnost jádra dosáhne  $0,4 M_{\odot}$ , zažehnou se heliové reakce v jádru, jejichž produktem bude nakonec jádro uhlíkové. Heliové reakce nemohou energeticky dosáhnout výkonu vodíkových reakcí. Hvězda je stále poháněna vodíkovými reakcemi ve vnější slupce. Vodíková slupka se bude postupně ztenčovat, a to je okamžik, kdy hvězda bude opouštět hlavní posloupnost a dostane se do oblasti HR diagramu označované jako červení obři (Red Giants Branch, RGB).

Podobný mechanismus bude probíhat i pro uhlíkové jádro. To bude obkloповat heliová, a tu vodíková slupka. Vývoj hvězdy probíhá v jakýchsi slupkách. Vždy nám naroste hmotnost jádra, ve kterém se hromadí produkty termonukleárních reakcí, zvýší se teplota a to nám umožní zažehnutí energeticky náročnějších reakcí. Tento vývoj se nám odrazí i na pozici hvězdy na HR diagramu. Ve chvíli, kdy se kolem uhlíkového jádra vytvoří heliová slupka, hvězda vstoupí na asymptotickou větev obrů – Asymptotic Giant Branch (AGB).



Obr. 3: Složení hvězdy na konci jejího života. Obrázek pod licencí Wikimedia Common.

Řetězec prvků je  $H \rightarrow He \rightarrow C \rightarrow Ne \rightarrow O \rightarrow Si \rightarrow Fe$ . Hvězda v pozdním stádiu vývoje v jádru vypadá jako cibule. Zatímco spalováním vodíku v jádru hvězda tráví většinu svého života, spalování dalších prvků je mnohem rychlejší, v případě křemíku bychom mohli řádově mluvit o dnech. Ne všechny hvězdy svůj jaderný vývoj dokončí celý, některé na to nejsou dost hmotné.

### *Řekni, kolik vážíš, a já ti řeknu, jak skončíš*

Jak bylo několikrát zmíněno, vše závisí na hmotnosti hvězdy. Následující výčet je velmi hrubým rozdělením toho, jak bude vývoj hvězd pokračovat.

Hvězdy do hmotnosti 11 hmotností slunečních končí svůj vývoj maximálně u uhlíkového jádra. Ve chvíli, kdy je helium spalováno na uhlík a vnější obal hvězdy se rozpíná, rozeprve se rychleji, než aby jej gravitace přitáhla zpět na hvězdu. V centru tak zůstane malý bílý trpaslík tvořený degenerovaným elektronovým plynem, který je vlastně obnaženým jádrem hvězdy, vyzařujícím v ultrafialové části spektra. Takové objekty jsou poměrně pěkné na pohled, neboť

vysokoenergetické záření ionizuje okolní obal hvězdy a my pozorujeme planetární mlhovinu<sup>6</sup>. Bílý trpaslík bude mít hmotnost do  $1,4 M_{\odot}$ .

Vývoj hvězd vyšší hmotnosti bude rychlejší. Hvězda bude žít kratší dobu a v jádru dojde k syntéze prvků skupiny železa. Jádro se stále zmenšuje, ale zároveň roste jeho hmotnost. Ve chvíli kdy překročí tzv. *Chandasekharovu mez*, asi  $1,4$  sluneční hmotnosti, jádro se zhroutí a vznikne malá, velmi hmotná hvězda z degenerovaného neutronového plynu – *neutronová hvězda*. Průměr takového objektu dosahuje jednotek až desítek kilometrů při hmotnosti sluneční. Odhození okolohvězdné obálky je v takovém případě explozivního charakteru a my pozorujeme výbuch supernovy typu II, jejíž spektrum nám ukáže čáry vodíku<sup>7</sup>.

Extrémem jsou hvězdy hmotnější než 50 sluncí. Po nich nezůstane ani neutronová hvězda, ale rovnou černá díra stelárního typu, jakou je například objekt Cygnus X-1 v souhvězdí Labutě, který má hmotnost okolo 14 slunečních hmotností. Výbuch takové hvězdy pozorujeme jako výbuch supernovy typu Ib, bez čar vodíku, zato s absorpčními čarami těžších prvků. Takový objekt můžeme zachytit jen díky tomu, že svojí silnou gravitací ovlivňuje okolí.

### A co takhle dvojhvězdy?

Samostatné hvězdy mohou vzniknout jen do hmotnosti cca 120 slunečních hmotností. Nicméně pokud se nám v zárodečném mraku povede vytvořit více „zhustků“, které začnou kolabovat, můžeme vytvořit hvězdy spolu sousedící – dvojhvězdy (nebo také celé skupiny hvězd, hvězdo-kupy). To je energeticky samozřejmě poměrně výhodné. Dvě hvězdy jsou zhruba stejně staré, mají totožné chemické složení a podobnou hmotnost. Právě ona podobnost je velmi důležitá. Nemají-li tyto hvězdy hmotnost stejnou, dříve nebo později hmotnější z hvězd urychlí svůj jaderný vývoj a opustí hlavní posloupnost. Může se stát, že hmotnější hvězda se dostane do stadia bílého trpaslíka, kdežto její souputnice je stále hvězdou hlavní posloupnosti. Bílý trpaslík je objekt hmotný a hustý, se silným gravitačním polem, díky kterému začne na sebe přetahovat vnější vrstvy hvězdy hlavní posloupnosti. Materiál z hvězdy bude dopadat na bílého trpaslíka, až opět dosáhneme Chandasekharovy meze. V tu chvíli už není možné hvězdu energeticky udržet a hvězda se hroutí jako supernova typu Ia, v jejímž spektru najdeme čáry vodíku, křemíku a železa. Supernovy typu Ia jsou důležité pro určení vzdálenosti, vizte minulý díl seriálu, jelikož každá taková supernova vybuchne stejným mechanismem a je jednoduché pak nakalibrovat vzdálenost.

---

Fyzikální korespondenční seminář je organizován studenty MFF UK. Je zastřešen Oddělením pro vnější vztahy a propagaci MFF UK a podporován Ústavem teoretické fyziky MFF UK, jeho zaměstnanci a Jednotou českých matematiků a fyziků.

Toto dílo je šířeno pod licencí Creative Commons Attribution-Share Alike 3.0 Unported. Pro zobrazení kopie této licence, navštivte <http://creativecommons.org/licenses/by-sa/3.0/>.

<sup>6</sup>Zkuste do Googlu zadat třeba M51, jedná se o Prstencovou mlhovinu pozorovatelnou na letní obloze v souhvězdí Lyry.

<sup>7</sup>Po takových supernovách můžeme pozorovat pěkné pozůstatky, zkuste si do prohlížeče zadat Krabí mlhovina nebo M1. Jedná se o pozůstatek ze supernovy, která vybuchla v roce 1054. Nalezeme ji v souhvězdí Býka, ale je velmi špatně pozorovatelná dalekohledem z města, neboť je to objekt docela nejasný.