

Uhlíkové hvězdy, vesmírní filantropové

Tomáš Gráf

„Použij zákon makové buchy!“, radíval nám češtinář na gymnáziu a měl na mysli skutečnost, že mnohdy se přímo z dotazu dá logicky odvodit správná odpověď na něj. Kdo by však aplikoval zmíněný zákon na otázku: „Z čeho jsou složeny uhlíkové hvězdy?“, neuspěl by. I uhlíkové hvězdy jsou tvořeny převážně vodíkem a heliem. Přesto jsou řadou svých vlastností výjimečné a možná jim vděčíme i za existenci života na Zemi.

Čím může zaujmout uhlíková hvězda třeba i amatérského pozorovatele noční oblohy? Jak ji rozeznat v dalekohledu? Co je pro ni už na první pohled charakteristické? Odpovězme příhodou amerického astronoma Briana A. Skiffa:

„Asi před 10 lety se kanadský „lovec komet“ Rolf Meier a jeho žena Linda zastavili u mne na Lowellově observatoři v arizonském Flagstaffu. Ukazoval jsem jim chladného veleobra, proměnnou hvězdu S Persei, jejíž světlo jsem právě měřil fotometrem na 21 palcovém dalekohledu. Linda se podívala do okuláru a vykřikla: „Och! Ta je ale velmi červená!“

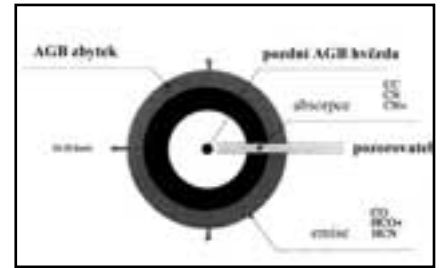
Díky mé snížené citlivosti na červenou barvu byla pro mne tato hvězda o jasnosti 9 magnitud zcela bezbarvá. Ale z výsledků svých měření modrým a žlutým filtrem jsem věděl, že musí být barevná. Vždy jsem obdi-

voval nové pozorovatele, kteří byli ihned schopni rozeznat barevný rozdíl mezi hvězdami Betelgeuze a Rigel v Orionu. Pro mne jsou tyto hvězdy prakticky stejné. Začal jsem toužit po tom, abych nějakou hvězdu viděl „červeně“. Po prohlédnutí místní knihovny a vyslechnutí svých kolegů jsem našel odpověď: uhlíkové hvězdy.“

Obecný pohled na pozdní hvězdy

Po fázi pobytu na hlavní posloupnosti v HR diagramu nastane pro většinu hvězd „velké putování“ HR diagramem. Velká většina hvězd s hmotností menší než $8 M_{\odot}$ se dostane do fáze, resp. oblasti HR diagramu, které se říká asymptotická větev obrů (AGB).

Tato vývojová fáze je charakterizována velkým zářivým výkonem $> 3\ 000 L_{\odot}$,



Struktura AGB hvězdy

nízkou efektivní teplotou a ztrátou hmotnosti hvězdy procesem hvězdného větru (10^{-7} až $10^{-4} M_{\odot}/rok$). Rychlost unikající látky je malá (10 km/s), proces trvá asi 10^5 roků a většinou stačí k tomu, aby se kolem hvězdy vytvořila obálka.

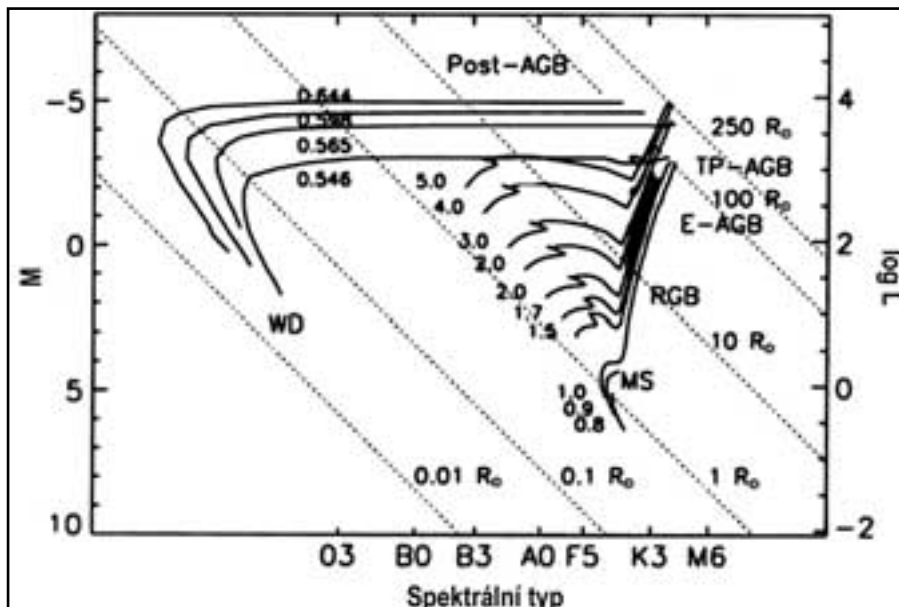
Jak se vydělily od ostatních

Hvězdy výrazně barevné na sebe poutaly pozornost odedávna, není tedy divu, že červené hvězdy se staly prvními spektroskopicky zkoumanými objekty již v „pravěku“ astrofyzikální spektrální analýzy, v 19. století. V roce 1868 oznámil astronomickému světu Angelo Secchi, že našel 4 skupiny různých typů hvězdných spekter. Skupiny označoval římskými číslicemi a první tři skupiny zahrnovaly hvězdy s čarami vodíku (dnes spektrální třídy A a B), hvězdy s kovovými čarami (dnes F, G, K) a hvězdy s absorpčními pásy (dnes M nebo S). Secchiho typ IV obsahoval pásy táhnoucí se směrem k delším vlnovým délkám. Z pozorování uhlíkového výboje vizuálním spektroskopem prakticky okamžitě rozeznal, že pásy patří molekulám C_2 a dalším sloučeninám uhlíku (CN, aj.). V roce 1890 vydává Espin katalog 766 červených hvězd, ale již tehdy byl používán pojem uhlíkové hvězdy.

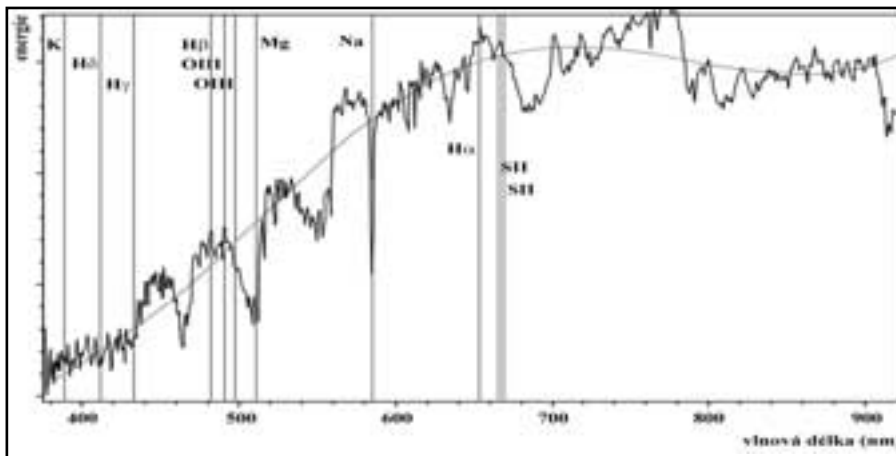
Současný systém klasifikace uhlíkových hvězd byl zaveden v roce 1993. Rozděluje uhlíkové hvězdy do tří skupin: C-R, C-N a C-H, odpovídající staré klasifikaci RN a CH. Číslo za písmeny pak určuje teplotní posloupnost (od C-N1 až po C-N9). Podrobnější popis spektra pak obsahuje „ocenění“ výraznosti pásů C_2 , CN nebo poměru $^{12}C/^{13}C$, případně čáry lithia.

RNDr. Tomáš Gráf (*1964)

vystudoval fyziku na PřF MU v Brně. Od r. 1988 pracuje v HaP VŠB-Technické univerzity v Ostravě-Porubě, kterou od r. 1992 vede, vyučuje astronomii na Ostravské univerzitě. Postgraduálně studuje, věnuje se popularizaci astronomie.



Putování hvězd na konci svého vývoje HR diagramem



Spektrum uhlíkové hvězdy, v grafu jsou vytaženy některé důležité spektrální čáry

Zářivé výkony uhlíkových hvězd známe z měření paralaxy některých z nich (družici Hipparcos). Řada údajů byla zjištěna také fotometrickými měřeními uhlíkových hvězd v Magellanových mračnecích, jejichž vzdálenost je známa. Průměrné absolutní hvězdné velikosti pak vycházejí pro třídu C-N -8 magnitud, pro třídu C-R zhruba -5 magnitud (v oboru K) a asi +1 magnituda v oboru V.

Výpočet efektivní teploty závisí na měření celkového zářivého toku a úhlového průměru (ze zákrytu Měsícem nebo měření interferometrem). Tak byla určena efektivní teplota pro 30 hvězd a vychází v rozpětí 2 000 až 3 300 K. Uhlíkové hvězdy C-R a C-H jsou teplejší s teplotami 4 000 až 5 000 K (odvozeno ze spekter). Hmotnosti uhlíkových hvězd jsou odvozeny pouze nepřímou.

Modely hvězd ukazují, že obohacení atmosféry hvězdy uhlíkem při zapálení helia ve slupce a následném promíchání je možné pouze u hvězd od 1 do 3 M_{\odot} (maximální hranice je snad 5 až 6 M_{\odot}).

Evoluce uhlíkových hvězd zajímá stelární astronomy přes padesát let, na počátku bylo potvrzení přítomnosti reakce $3\ ^4\text{He} \rightarrow\ ^{12}\text{C}$ astronomy Öpikem a Salpeterem na počátku 50. let 20. století. K této „tří alfa“ reakci potřebujeme teplotu 10^8K ! Jak tedy vysvětlit takové množství uhlíku v atmosférách těchto hvězd, jež mají teplotu pouze 2–5 $\cdot 10^3\text{K}$? Navíc je potřeba vysvětlit vysoký poměr $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ a přítomnost řady dalších těžších prvků. U hvězd o hmotnosti menší než 2 M_{\odot} se zažehnou „tří alfa“ reakce až při „pobytu“ na RGB (Red Giant Branch) při tzv. heliovém záblesku v jádře. Ale produkty vytvořené

při záblesku a následném klidném hoření zůstanou uzavřeny v jádře. U hmotnějších hvězd hoří helium klidně a vytváří uhlíkové jádro obohacené o kyslík (když ^{12}C přijme jedno jádro ^4He). Některé málo hmotné hvězdy s uhlíkovým jádrem a heliovou obálkou mohou zažehnout helium i na hranici C-He jádra – tzv. *záblesk ve slupce*.

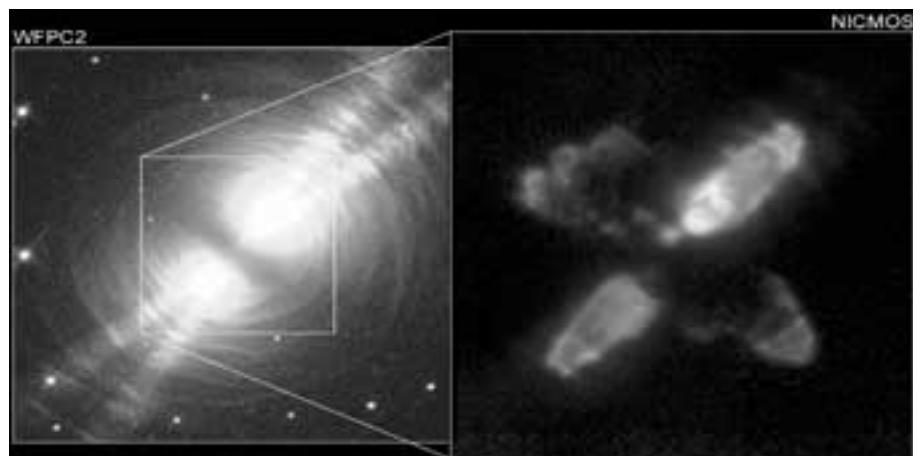
Při náhlém promíchávání reaguje ^{12}C s volnými protony na ^{13}C , jež může reagovat s jádrem helia a vytvoří se kyslík a volné neutrony. Reakce volných neutronů s Fe a dalšími těžšími prvky vedoucí ke vzniku skutečně těžkých jader od rubidia až po Sr, Y, Zr, Ba. (Proces *promíchávání* nenastává pouze v AGB fázi vývoje hvězdy. K prvnímu bagrování dochází v době, kdy hvězda opouští hlavní posloupnost a stává se červeným obrem, k druhému, když hvězda střední hmotnosti jako modrý veleobr počne přeměňovat helium ve svém jádru a vrátí se tak mezi červené obry.)

Pozorování uhlíkových hvězd s velkým spektrálním rozlišením v oboru 400–

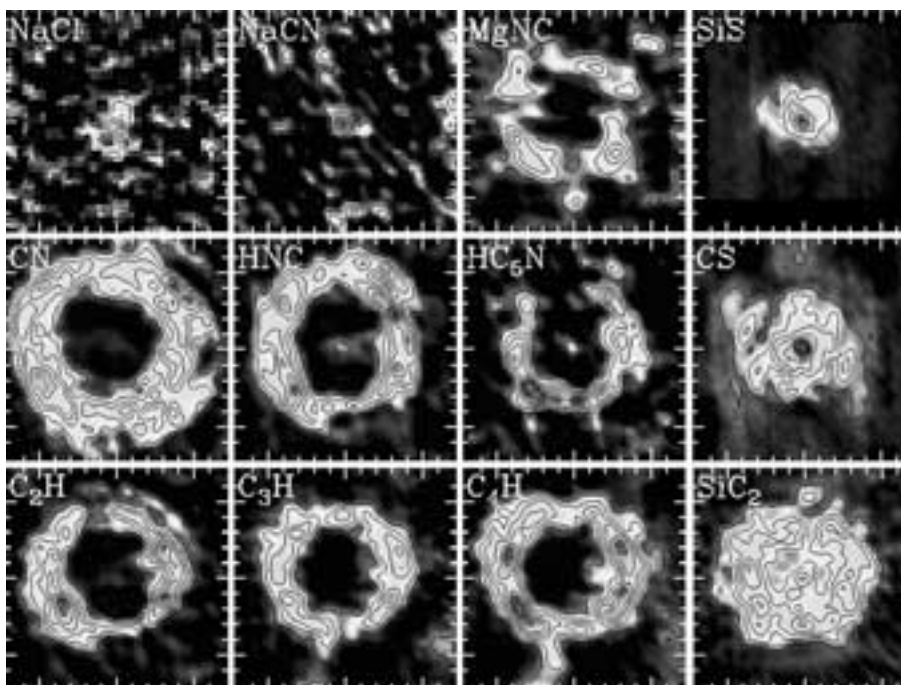
–2400 mm není obtížné. Analýza spekter je však velmi komplikovaná, nejistá i nejednoznačná. Je to způsobeno velmi velkým počtem atomových absorpčních čar a molekulových pásů. Přestože komplexní analýza je těžká, analýzy některých specifických vlastností jsou úspěšné. Například poměr $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ v uhlíkové hvězdě je možné zjistit přesně a jeho hodnota v rozmezí od 4 do 100 ukazuje, že jejich evoluce je heterogenní. Většina C-N hvězd má poměr $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 4!$ Poměr C/O pak od 1,01 po 1,76 (v průměru $1,15 \pm 0,03$). Skupina C-R má efektivní teploty v intervalu od 4 200 do 5 000 K a poměr $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 4!$ Poměr C/O pak od čtyř do devíti. Skupina C-H hvězd je nejstudovanější, protože se jedná o objekty relativně horké a poměrně chudé na kovy, takže stupeň překrytí absorpčních čar je relativně menší. Poměr $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ se pohybuje od 8 do 25. Některé z pozdějších typů však mohou mít 100 i více. Celá skupina je deficitní v kovech, kterých obsahuje přibližně 3–50 \times méně než ostatní skupiny. Obsah C a N je vyšší cca 10 \times , obsah kyslíku je normální, čili obsah uhlíku, dusíku a kyslíku dohromady je zvýšen zhruba 2 až 5 \times . Jsou zvýšené i obsahy prvků vznikajících s-procesem (Sr, Y, Zr, Ba), zdrojem neutronů je zřejmě reakce $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$.

Odbočení první: Hvězdy typu Mira Ceti

Je to skupina proměnných hvězd pojmenovaná podle svého prvního představitele, hvězdy Míry v souhvězdí Velryby (její proměnnost údajně jako první popsal Fabricius v roce 1596). Jedná se o velmi chladné



Eng nebula (CRL 2688) je hvězda těsně před dosažením stadia planetární mlhoviny.



Obálka hvězdy IRC +10216 mapovaná v různých molekulárních čarách

červené obry (3 000 K) s poloměrem od 200 do 300 R_{\odot} a zářivými výkony v rozmezí 3 000–4 000 L_{\odot} . Miridy už mají za sebou pobyt na hlavní posloupnosti. Lze na ně pohlížet také jako na dlouhoperiodické proměnné hvězdy s periodou od 150 do 1 000 dnů a amplitudou změn jasnosti větší než 2,5 magnitudy. Dále se dělí na typy M, S a C (uhlíkové) podle poměru uhlíku a kyslíku v jejich atmosférách. Velmi často lze v jejich spektrech nalézt i emisní vodíkové čáry. Ztrácejí hmotu průměrnou rychlostí $10^{-6} M_{\odot}$ /rok. Mnohé miridy jsou považovány za předchůdce planetárních mlhovin a většina z nich má obálku z prachu a plynu.

Odbočení druhé: Hvězdy typu R Coronae Borealis

Tak se nazývá skupina nepravidelných proměnných hvězd, jejichž první představitelka (R CrB) byla jako proměnná hvězda popsána již před 200 lety. Vyznačuje se poměrně nízkým obsahem vodíku a vysokým obsahem uhlíku. Pro změny jasnosti jsou charakteristické náhlé poklesy jasnosti (jasnost poklesne až 100krát v rozmezí 10 až 20 dnů) a pak pozvolná zjasnění na původní úroveň během měsíců až roku. V té době zřejmě kondenzuje uhlík v atmosféře a ta se stane neprůhlednou. Uhlíkové částice jsou ale následně

vypuzeny tlakem záření a dojde opět ke zprůhlednění atmosféry. Samotný princip a průběh vlastní kondenzace je v detailech stále nejasný. Zkoumá se souvislost mezi změnami jasnosti celkové a v jednotlivých barvách během fáze intenzivního hvězdného větru

Hokus pokus

Proces, který probíhá v atmosférách hvězd typu R CrB, lze znázornit následujícím pokusem. Válcovou nádobu opatřenou těsnícím víčkem (sklenice od Nescafé nebo sklenička od oliv) naplníme co nejprůhlednější kapalinou s vyšší viskozitou (osvědčil se libovolný rostlinný olej) a nasypeme přiměřené množství co nejjemnějších kovových pilin. Poté důkladně utáhneme víčko. Protřepáním se piliny zvíří tak, že se obsah sklenice stane neprůhledným. Když necháme sklenici několik minut stát v klidu, piliny simulující uhlíková prachová zrna, se usadí na dně a olej představující atmosféru hvězdy R CrB je opět průhledný. Pokus můžete doplnit sledováním průchodu svazku světla sklenicí (laserové ukazovátka) ve tmě (dbejte na ochranu zraku!). Můžete také porovnávat čas dosažení neprůhlednosti „atmosféry“ s časem sedimentace než se opět stane průhlednou.

Jako každá analogie, i tato „pokulhává“. Prvních deset čtenářů Astropisu, kteří

napíší na adresu autora článku fyzikální chyby této analogie, obdrží bezplatný poukaz na týdenní rekreaci v některém z letovisek v okolí R CrB.

Obálky a blízká okolí uhlíkových hvězd

Zájem o uhlíkové hvězdy z pohledu hvězdné evoluce je důležitý i z hlediska vývoje mezihvězdného prostředí v galaxii jako celku. První pozorování v blízké IR oblasti (do 2,2 μm) byla pro červené obry provedena v 60. letech a brzy ukázala, že u mnohých hvězd záření v oblasti nad 1 μm velmi přesahuje to, co by se dalo očekávat z používaných modelů atmosféry. Brzy bylo zjištěno, že infračervený „exces“ je způsoben relativně chladným plynem a prachem, který však zaujímá mnohem větší objem než vlastní hvězda. Dřívější pozorování některých červených obrů a veleobrů ukázala spektrální čáry Na I a Ca II s Dopplerovým posuvem odpovídajícím ~ 20 km/s. V dalším období se pozorování obálek rozšířila i na střední IR obor (5–30 μm), vzdálený IR obor (30–200 μm), submilimetrové pásmo (0,2–1 mm), milimetrové pásmo (1–10 mm) a rádiovou

Barevný index – tak se nazývá rozdíl mezi hvězdnými velikostmi stanovenými pro tentýž objekt, ale ve dvou odlišných spektrálních oblastech. Nejčastěji se používá index B-V (ze systému standardních fotometrických filtrů U B V R I).

Příklady: Vega (B-V) 0.0, Spica -0.25, Slunce +0.65, Aldebaran +1.5, Antares +1.85 (to už je výrazně načervenalá).

S-proces – jaderná reakce, kdy pomalým zachytáváním neutronů atomovými jádry. Probíhá v prostředí s pomalým tokem neutronů. Reakce může probíhat při teplotách nad 100 mil. K. Vznikají těžké prvky s nukleonovým číslem $A > 60$ (Cr, Mn, Fe, Co, Ni).
Spektrální klasifikace – rozdělení hvězd podle charakteru spektra. Nejdůležitějším parametrem je povrchová teplota hvězdy, na které závisí rozdělení energie v jednotlivých vlnových délkách. Hvězdy se třídí do 7 základních typů O (35 000K), B, A, F, G, K, M (3 600K), dále např. R, N (uhlíkové hvězdy).

Molekulová spektra – část spektra odpovídající určité molekule, většinou soustava několika spektrálních čar splývajících do pásu. Ze známých molekulových spekter můžeme identifikovat složení hvězdy.

Jméno	Jasnost	B-V	Interval jasnosti	Spektrální typ	Perioda (dny)	Typ proměnné
UU Aur	6	2,6	5,3–6,5	C5,3	235?	polopravidelná
U Hya	5	2,6	4,8–6,5	C7,3	450	polopravidelná
V Hya	7	5,5	6,0–12,0	C7,5e	550	polopravidelná
SS Vir	8	4,2	6,0–9,6	C6,3e	355	uhlíková Míra
Y CVn	5	2,5	4,8–6,5	C5,4	158	polopravidelná
V CrB	8	4,4	6,9–12,2	C6,3	358	uhlíková Míra
UX Dra	6	2,9	5,9–7,1	C6,4	168	polopravidelná

„Jarní kolekce“ uhlíkových hvězd

oblast (>10 mm). Hlavní pokrok přinesly programy spojené s družicemi IRAS a ISO.

Prach v okolí hvězdy září v blízkém a středním IR oboru. Absorbuje totiž záření hvězdy a tak se zahřeje na teplotu 1 000–100 K v blízkosti hvězdy, méně ve větších vzdálenostech. Infračervená spektra M a C hvězd se liší, protože křemíkový prach se svými vlastnostmi liší od prachu uhlíkového. Uhlíkový prach je neprůhledný pro viditelné záření, čili velmi zeslabí tok ve světelném oboru, zatímco křemíkový prach je částečně průhledný (saze jsou černé, ale sklo průhledné). Plyn se dostane do termodynamické rovnováhy s prachem srážkami, což plyn ohřívá. To znamená excitaci pro řadu molekul a následné záření na vlnových délkách odpovídajících rotačním přechodům. Hlavní zářící molekulou je CO, jejíž přechody (1–0), (2–1), (3–2) atd. jsou ve spektrech zřejmé.

Obálku kolem uhlíkových hvězd tvoří laboratoř pro organickou a někdy také anorganickou chemii, kterou nelze v pozemských podmínkách napodobit. Blízko hvězdy vysoký tlak spolu s vysokou teplotou (>1 500 K) zajišťují podmínky pro „rovnovážnou chemii“, ale ve vnějších vrstvách se musí reakční koeficienty stanovit velmi uvážlivě. Hvězda IRC +10216 je patrně „nejpestřejší chemickou laboratoř“ s nesmírným počtem organických složek a také mnohými chlořidy a fluoridy, jež opustily vnitřní části obálky. Další fotochemické reakce probíhají při interakci obálky s fotony nesoucími vyšší energií než 10 eV. Vznikají ionty a množství možných reakcí se ještě rozšíří.

Pozorování v infračervené oblasti (např. IRAS) ukázala, že všechny C-N hvězd mají infračervený exces signalizující ztrátu hmoty. Skupiny C-R a C-H patrně hmotu neztrácejí. Rychlost ztráty látky lze vypočítat z rovnice: $M = 4\pi^2\rho(r)v$, kde

hustota ρ ve vzdálenosti r musí být odhadnuta z modelu a v je rychlost pohybující se obálky (může být odhadnuta ze šířky nebo vzdálenosti emisních čar CO v mm oblasti). Ztráta hmoty je méně než $10^{-7}M_{\odot}/rok$, často $\sim 10^{-8}M_{\odot}/rok$. Ovšem byly spočítány i případy 10^{-5} a větší! Uhlíkové hvězdy s tak velkým únikem látky jsou prakticky neviditelné ve vizuálním oboru, ale jsou důležité, protože jejich rychlá evoluce znamená obohacení mezihvězdného prostředí o velké množství molekul a také produktů jaderné fuze, které by jinak zůstaly uzavřeny v nitru hvězdy.

Ztráta hmoty uhlíkovými a dalšími AGB hvězdami pravděpodobně ustává, když je vnější vodíková obálka zcela „rozpuštěna“ do prostoru. Zbylé jádro hvězdy se pak smršťuje a jeho teplota vzrůstá. Závěrečná fáze ztráty hmotnosti se odehrává mnohem většími rychlostmi než je obvyklých 10–20 km/s mírného větru z uhlíkových hvězd. Takzvaný *supervitr* může dosáhnout i 200 km/s a může tak dohnat materiál, jenž byl vyvržen dříve. Vznikající rázová vlna zahřívá v místě interakce mezihvězdný plyn a prach na poměrně vysokou teplotu. Zbytek hvězdy se bude smršťovat až její teplota dosáhne 1–2 $\cdot 10^5$ K. Záření horké hvězdy bude ionizovat okolní plyn a vznikne planetární mlhovina.

Okénko pozorovatele

Na jaře můžeme pozorovat uhlíkové hvězdy uvedené v tabulce „Jarní kolekce“. Z hvězdy V Hydrae se stává planetární ml-

Jméno	Jasnost	B-V	Interval jasnosti	Spektrální typ	Perioda (dny)	Typ proměnné
R Lep	7	5,5	5,5–11,7	C7,4e	427	uhlíková Míra
T Lyr	8,5	5,5	7,8–9,6	C6,5	—	nepřavidelná
V Aql	7	4,2	6,6–8,4	C5,4	353	uhlíková Míra
LW Cyg	9	4,2	8,5–10?	C4,2	—	nepřavidelná
19 Psc	5	2,5	4,5–5,3	C7,2	220	polopravidelná

„Letní a podzimní kolekce“ uhlíkových hvězd

hovina a kromě uváděné periody, její jasnost klesá každých 18 let pod 12 magnitud. Byly u ní pozorovány i bipolární výtrysky. Jednou z nejbližších uhlíkových hvězd je U Hydrae, kterou od Slunce dělí zhruba 520 světelných let. Hvězdy SS Virginis a V Coronae Borealis jsou typickými představitelkami tzv. uhlíkových Mirid.

Letní a podzimní kolekce uhlíkových hvězd je uvedena ve stejnojmenné tabulce.

K čemu jsou uhlíkové hvězdy dobré aneb závěrečné shrnutí

1. velmi významně ovlivňují složení mezihvězdné látky
2. mají velký vliv na chemické složení následující generace hvězd
3. jejich husté obálky jsou „chemické laboratoře“ generující i poměrně složité organické molekuly
4. mají velmi velký zářivý výkon ($6\cdot 10^3$ až $10^4 L_{\odot}$) a jsou tak rozlišitelné na velké vzdálenosti v Galaxii, dokonce i v blízkých galaxiích

Použitá a doporučená literatura:

- B. A. Skiff, *Carbon Stars: Reddest of the Red*, Sky & Telescope, May 1998, str.90
- G. Wallerstein, *Carbon Stars*, Encyklopedie of Astronomy and Astrophysics, NPG 2001
- The Journal of The AAVSO*, vol. 25, No. 2 (1997)
- M. Plavec, *Uhlíkové mraky?*, ŘH 1947, str. 227
- Mr. Ph. Ant. Liegert, *Hvězdy typu R CrB*, ŘH 1922, str. 19
- G. Wallerstein, G. R. Knapp, *Carbon stars*
- C. Barnbaum, *ApJ Suppl. Ser. 90*, str. 317 (1994)
- J. Dušek, *Ph.D. práce*, PĚF MU Brno 2002, <http://elanor.sci.muni.cz/~ibt/disertace/dip11.ps>
- E. J. Bakker, *Multiwavelength studies of selected post - AGB stars*, Ph.D. thesis (1995)

Prohlášení autora

Jakákoliv podobnost objektů popisovaných v článku s reálnými objekty ve vesmíru je čistě náhodná.