

MASARYKOVA UNIVERZITA

PŘÍRODOVĚDECKÁ FAKULTA

ÚSTAV TEORETICKÉ FYZIKY

A ASTROFYZIKY



BAKALÁŘSKÁ PRÁCE

FOTOMETRICKÁ STUDIE MIRIDY T UMi

JAN PÁRAL

BRNO 2011

Prohlašuji, že jsem bakalářskou práci vypracoval samostatně za použití uvedené literatury a zdrojů a podle pokynů vedoucího bakalářské práce.

.....

Jan Páral

V Brně dne 19. května 2011

Poděkování

Rád bych poděkoval především vedoucímu své bakalářské práce RNDr. Janu Janíkovi, Ph.D. za cenné rady a odborný dohled nad strastiplnou a klikatou cestou touto prací. Za odborné rady bych také velice rád poděkoval Mgr. Filipu Hrochovi, Ph.D. a RNDr. Miloslavu Zejdovi, Ph.D.. Dále bych chtěl poděkovat mým kamarádům, spolužákům a rodině za výpomoc s grafickou a gramatickou revizí této práce.

Abstrakt

Tato bakalářská práce se zabývá studiem proměnné hvězdy T UMi, jež náleží do skupiny dlouhoperiodických pulzujících proměnných hvězd – mirid. Teoretická část práce se zaměřuje na vývoj hvězd Slunci podobných hmotností od svého zárodku protohvězdy až po stádium hvězd asymptotické větve obrů (AGB) na jejímž konci se právě tyto hvězdy nacházejí. Dále jsou nastiňovány charakteristiky proměnných hvězd jako takových, metody jejich studií a postupy zpracování dat zkoumajících změny jejich fyzikálních vlastností v čase.

Hlavním cílem praktické části práce je kompletní fotometrický rozbor změn jasnosti tohoto zajímavého hvězdného objektu T UMi a následná analýza nabytých zjištění. Důraz je pak kladem zejména na problematiku zkracování period změn jasnosti těchto uhlíkových mirid, jejichž fyzikální podstata zatím není plně objasněna. Takovýto vývoj jejich period změn jasností je znatelný spíše až na škále stovek let a jsou nejspíš iniciovány heliovými záblesky v hlubokých podpovrchových vrstvách daných hvězd.

Klíčová slova: pulzující proměnné, miridy, periodová analýza, T UMi, heliový záblesk, AGB

Abstract

This bachelor thesis deals with a study of variable star object T UMi, belonging to group of long-periodical pulsating variable stars – Mira-stars. The theoretical part of this thesis focuses on evolution of stars with Earth-like masses from their birth as protostar to the stadium of objects belonging to asymptotic giant branch (AGB) on which tail these stars lie at the moment. Next they are characteristics of variable stars themselves, methods of their studying and processing of data mapping changes of their physical features in time discussed.

A primary task of the practical part of thesis is complete photometric study of variable luminosity of this remarkable star object T UMi and consequential analysis of acquired results. The priority is then given mainly to description of problematic around shortening periods of changing luminosity of these Mira-stars, which mechanism are not fully understood yet. Evolution of it's periods is noticeable up to scale of hundred years and probably initiated by mechanism of helium flashes existing in deeper layers of the star.

Keywords: pulsating variables, mira-stars, period analysis, T UMi, helium flash, AGB

Obsah

Úvod

1	Vývoj hvězd Slunci podobných hmotností ($0,8 M_{\odot}$ - $8M_{\odot}$)	12
1.1	Před vstupem na hlavní posloupnost (HP)	12
1.2	Pobyt na HP	13
1.3	Po opuštění HP	13
2	AGB hvězdy	16
2.1	Stavba	16
2.2	Procesy	17
2.3	Okolohvězdné obálky, mlhoviny ...	18
2.4	Rozdělení	18
3	Proměnné hvězdy	19
3.1	Význam studia proměnných hvězd	19
3.2	Rozdělení	20
4	Hvězdy typu Mira (miridy)	23
4.1	Omicron Ceti (Mira)	23
4.2	Základní údaje	24
4.3	Pulzace	25
4.4	Vývoj světelných křivek	26
5	Metody studia proměnných hvězd	28
5.1	Metody vizuálního pozorování	28
5.1.1	Herschellova metoda	28
5.1.2	Argelanderova metoda	29
5.1.3	Pogsonova metoda	29
5.1.4	Pickeringova metoda	29
5.1.5	Nijland-Blažkovova metoda	29
5.2	Moderní metody pozorování	29
5.3	Zpracování dat	31
5.3.1	Hvězdná velikost	31
5.3.2	Juliánské datování	32
5.3.3	Heliocentrická korekce	33
5.3.4	Světelná křivka	33

5.3.5	Fázová křivka	34
5.3.6	Světelné elementy	34
5.3.7	O-C diagram	35
6	TUMi	37
6.1	Pozorovací data	37
6.2	Periodová analýza	39
6.3	Barevná fotometrie	41
6.4	Změna efektivní teploty a poloměru	44
6.5	Ukázky vlastního pozorování	46
	Závěr	47
	Literatura	49

Úvod

Proměnné hvězdy - většina lidí, kteří se astronomií nezabývají, ale mají aspoň určité povědomí o základních astronomických pojmech mají svoji vlastní představu o pojmu „hvězda“. Ví, že je to velice rozměrný, hmotný a horký objekt přibližně kulového tvaru, že naše Slunce je jednou z takových hvězd a že za jasných nocí jich je plná obloha. Překvapením však zůstávají ochrnutí v případě, prozradíte-li jim skutečnost, že existují i hvězdy, které jsou proměnné. Proměnnost takové hvězdy spočívá především v tom, že k nám nevysílají stále stejné množství viditelného světla i jiných dalších forem elektromagnetického záření, ale že se množství jimi vyzářeného světla s časem mění a dokonce, že se i ve velkém množství příkladů takto mění periodicky. Pomyslnou poslední kapkou pro tyto nebohé lidi nakonec je, řeknete-li jim, že se takto nemusí měnit pouze množství světla, které k nám vysílají ale i jejich rozměry, tedy že se občas nafouknou a poté opět smrští.

Ale zdaleka to nejsou pouze zástupci laické veřejnosti, kteří dennodenně žasnou a zůstávají mnohdy i stejně ochrnutí nad chováním a vlastnostmi těchto pozoruhodných hvězdných objektů. Takovýchto lidí je nakonec i mnohem více než těch „ochrnutých“ z řad laické veřejnosti. Ano je řeč o profesionálních i amatérských astronomech, kteří našli zálibu ve studiu a pozorování právě proměnných hvězd. Ale proč by měly být zrovna hvězdy, které se takto s časem mění, takovým lákadlem i pro ty lidi z řad odborné veřejnosti? Už jen to, že se nějaký vesmírný objekt mění, buď v rámci svých rozměrů, fyzikálních nebo chemických vlastností nebo v nejčastějších případech v množství záření, které do okolního prostoru vyzařují, budí nemalou pozornost, protože vědci chtějí zjistit mechanismy a především příčiny toho proč nějaký objekt nedokáže zůstat v rovnováze. Je to jako v běžném životě, ty věci, které se s časem nijak zvláště nevyvíjejí ani nijak jinak nemění, po čase ztrácí na své atraktivitě a člověk už automaticky nabývá dojmu, že chování onoho jevu už má dobře obpozorováno a prozkoumáno a že tedy již není, co nového v tomto směru zkoumat a objevovat nového čemu bychom ještě nerozuměli.

Ačkoliv to zcela jistě není pravda, že by tyto zdánlivě neměnné jevy byly úplně nezajímavé a do budoucna nepřínosné, faktem i tak zůstává, že ty proměnlivější děje a události nám o povaze daných věcí odkrývají s postupem času mnohem více svých do té doby skrytých vlastností než-li ty stálé a neměnné. Ruku v ruce právě s vývojem studia proměnných hvězd a pochopením mnoha druhů mechanismů a procesů, které v jejich nitrech, povrchových vrstvách nebo jejich okolí probíhají, jde i rozvoj znalostí o hvězdách jako takových. Ačkoliv díky nepropustnosti a extrémním podmínkám, nemůžeme nahlédnout pod tenkou povrchovou vrstvu až do nitra hvězd, poznatky získané během zkoumání proměnných hvězd nám daly mnoho cenných informací např. o stavbě hvězd, jejich složení, diferenciaci hmoty v jejich obalech, mohutných konvektivních proudech promíchávajících hvězdný materiál hluboko pod jejich povrchem nebo o dynamice a interakci vícenásobných hvězdných systémů.

Touto problematikou se tak zabývá i tato práce, která má za úkol prozkoumat jednu z velice zajímavých zástupkyň proměnných hvězd zvaných miridy. Je to hvězda, která by se měla chovat velice disciplinovaně a to znamená, že by se její jasnost měla měnit čistě periodicky bez žádných ztelnějších změn po velice dlouhou dobu (až 10^5 let). Ukazuje se však, že jisté neznámé procesy v jejím nitru tuto skutečnost dost silně narušují a s jejími

změnami jasnosti se děje cosi podivného. Nebojím se, že by se časem astronomům zaměřujících se na tento objekt nepodařilo objasnit všechny nevyřešené otázky, které se tu vznášejí. Je i jasné, že i tyto nové poznatky nám poté pomohou opět o něco více pochopit chování a vlastnosti hvězd jako takových.

Kapitola 1

Vývoj hvězd Slunci podobných hmotností (0,8 - 8 M_{\odot})

Z hlediska svých fyzikálních a vývojových vlastností se hvězda T UMi i ostatní miridy řadí mezi hvězdy pozdního vývojového stupně konkrétně mezi rudé obry. Jedná se o chladné hvězdy o hmotnostech blízkých hmotnosti Sluneční (0,8 - 8 M_{\odot}), velkých rozměrů (10^1 až $10^2 R_{\odot}$) a především velmi vysokých zářivých výkonů ($10^3 L_{\odot}$).

Od svého zrodu, přes poklidné období pobytu na hlavní posloupnosti až do stavu rudého chladného obra ovšem uběhla velmi dlouhá doba, kterou by bylo jistě vhodné si ještě připomenout.

1.1 Před vstupem na hlavní posloupnost (HP)

Na počátku všeho stojí obří mračno zárodečné mlhoviny, rozměrné několik světelných let o hmotnostech několika M_{\odot} , které je podle prapůvodní nukleogeneze celého vesmíru složeno převážně z atomů vodíku a hélia a nepatrného množství lithia. Tato velice řídká a homogenní látka se však dříve či později začne v určitém místě shlukovat nejdříve pod vlivem elektrostatických sil rozdílně nabitých částic látky, později pod již razantnějším vlivem sil gravitačních, které způsobí smršťování celé zárodečné mlhoviny ke svému centru. Tento rodící se objekt nazýváme *protohvězda*.

Protohvězda se dále neustále smršťuje volným pádem látky a tím se zahřívá i celé její nitro. Celý proces se zastavuje při dosažení určité teploty v jádru a vyrovnání dvou rozhodujících a navzájem protichůdných sil. První z nich je gradient tlaku látky, který je poháněn gravitačním působením jádra na celý obal hvězdy. Tato síla se snaží stlačovat celou hmotu protohvězdy k jejím centru, čímž dochází k velkému zahřívání v jejím nitru. Druhou silou je gradient tlaku tepelného původu, který má přesně opačný směr jako působení gravitační a působíště má ve stále se zahřívajícím nitru hvězdy. Po určité době, kdy teplota jádra vzroste natolik, že se tepelné působení z nitra vyrovná působení gravitačnímu, dostává se látka hvězdy do rovnovážného stavu. Tato stabilní fáze se nazývá *stav hydrostatické rovnováhy* a hvězda si ho ponechává poměrnou většinu svého života.

Na *Hertzprung-Russellově diagramu*, což je graf závislosti celkového zářivého výkonu L na klesající efektivní teplotě T_{eff} , protohvězda zrovna protíná tzv. Hayashiho čáru, která označuje situaci, kdy je gravitace a tlak látky v rovnováze pro protohvězdu dané hmotnosti. V dalším vývoji se hvězda v rovnováze mírně smršťuje a posouvá se v HR diagramu směrem doleva až na do oblasti velice dlouhodobě stabilních hvězdných objektů, známou jako

hlavní posloupnost (HP). Při vstupu do této oblasti již teplota v nitru hvězdy stoupla natolik (cca 10^7 K), aby mohly být zapáleny termojaderné reakce slučující vodíkové atomy na heliové, za uvolnění velkého množství energie, které tuto hvězdu budou živit převážnou část jejího následovného života.

1.2 Pobyť na HP

Co přichází nyní je velice dlouhá (cca 10^9 - 10^{10} let), pozvolná a poklidná část vývoje hvězdy. Hvězda na hlavní posloupnosti je neustále ve stavu hydrostatické rovnováhy, spaluje své bohaté vodíkové zásoby a v závislosti na své původní hmotnosti jen velice pozvolně zvětšuje svůj poloměr ($R \sim M^{3/4}$), zvyšuje svůj zářivý výkon ($L \sim M^{7/2}$) i povrchovou teplotu ($R \sim M^{1/2}$). Hvězdy s vyšší počáteční teplotou tak prožívají mnohem bouřlivější a v tom případě i rychlejší vývoj než hvězdy méně hmotné a jejich délka života je tak mnohem kratší.

Až na ty extrémně hmotné stráví většina hvězd na hlavní posloupnosti 80-90% svého aktivního života, proto dnes přistihneme okolo 90% všech hvězd právě v této etapě vývoje. I naše Slunce je členem hlavní posloupnosti.

1.3 Po opuštění HP

Po dlouhých miliardách let se však hvězdě podaří spotřebovat většinu svého nukleárního paliva v nitru a jaderné reakce slučující vodík tak už nejsou schopny dostatečně energeticky dotovat nitro hvězdy a podmínky stavu hydrostatické rovnováhy jsou tak silně narušeny.

Narušení podmínek hydrostatické rovnováhy vede k nestabilitě v jádru, které se už tak nedokáže dostatečně bránit gravitačnímu působení obalu směřující do nitra a začne se smršťovat. Teplota v nitru pozvolna s klesajícím poloměrem hvězdy stoupá až do té míry než se zapálí nové vodíkové reakce ve slupce okolo teď již elektronově degenerovaného heliového jádra. Tyto nové jaderné reakce jsou novým zdrojem velkého množství zářivé energie a zvýšení tlaku záření tak vede ke zvětšování poloměru hvězdy. Tentokrát v mnohem větší míře v poměru 1:100 oproti původním rozměrům hvězdy před vyhořením vodíku v nitru. Její povrchová teplota se také ustálí, a to zhruba na hodnotu 3000 - 4000K.

Díky těmto novým parametrům nastávají vhodné konvektivní podmínky a dochází k tzv. *I. promíchání* (first dredge-up), během kterého jsou díky mohutným konvektivním proudům zasahujícím až pod vrstvu hořícího vodíku, na povrch vynášeny produkty jaderného hoření. Tyto proudy silně ovlivňují složení povrchových vrstev hvězdy, kde se v přebytku objevují zejména C a O. Hvězda také začne ztrácet značné množství hmoty hvězdným větrem, který konvekci doprovází. Takovéto objekty mají velice nízkou hustotu látky v obalu hvězdy a natolik řídkou atmosféru, že jejich poloměr je mnohdy velice problematické přesně určit, neboť svrchní vrstvy atmosféry pozvolna přecházejí do mezihvězdného prostoru mnohdy bez výrazně znatelných skoků v hustotě, teplotě či složení.

Během tohoto dramatického období se tyto hvězdy přesunuli do pravé horní části HR diagramu do míst tzv. *Větvě rudých obrů* (red giant branch=RGB). Není to však ještě stále konečná zastávka pro hvězdy, které mají velký potenciál stát se před sklonkem svého aktivního života na nějaký čas miridami.

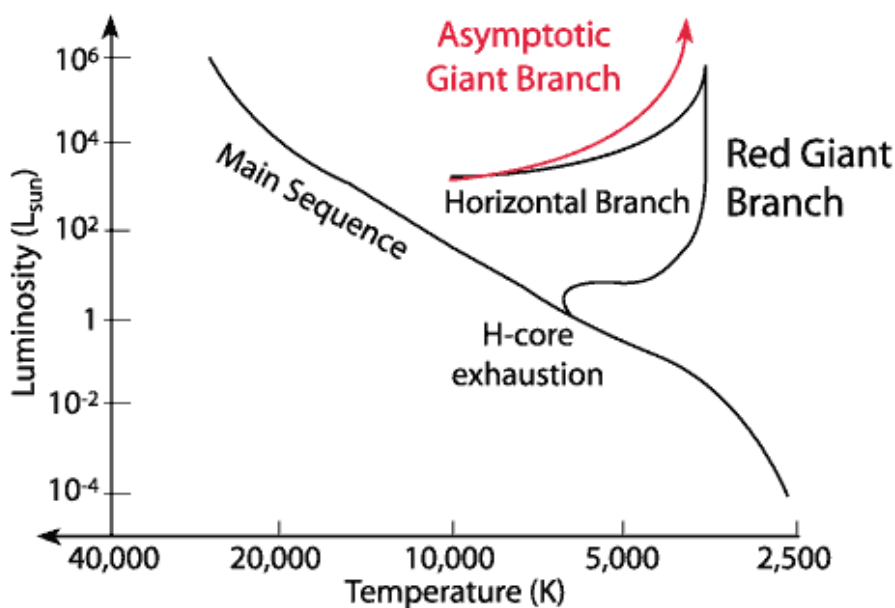
V následující fázi vývoje se produkty slupkového hoření, tedy atomy „nového“ hélia podílí na obohacování již tak hmotného heliového jádra. Jakmile však dojde ke spotřebování takového množství slupkových zásob hořícího vodíku, že jsou opět narušeny podmínky rovnováhy, začne se jádro opět smršťovat, růst teplota i tlak – z látky v jádru se stává degenerovaný plyn. Tento proces trvá až do chvíle, kdy tlak a tedy i teplota jádra naroste

do té míry (10^8 K), že se v něm zapálí jaderné 3α procesy, při nichž dochází ke spojování jader 3 α -částic (${}^4\text{He}$) za vzniku atomů uhlíku, posléze i slučováním jader uhlíku a α -částic na atomy kyslíku. Jelikož je celé heliové jádro ve stavu degenerovaného plynu je extrémně dobře tepelně vodivé a jakákoliv změna teploty se okamžitě šíří skrz celý jeho objem, rozšiřuje se tedy oblast heliové fúze. Objem jádra se však v této fázi nemění ani tlak neklesá a jaderné reakce tak probíhají mnohonásobně rychleji, což vede k náhlému zjasnění hvězdy – tzv. *héliový záblesk*.



rovnice (1) a (2) - jaderné 3α -procesy, jádro ${}^8_4\text{Be}$ je poměrně nestabilní, proto reakce probíhá pouze za vysokých teplot (10^8K), kdy se během krátké doby může toto nestabilní jádro rychle sloučit s dalším jádrem He za vzniku jádra C; (3) - proces vzniku jader O doprovázející 3α -proces.

Proces pokračuje, dokud dodávka energie jaderných reakcí nevyrovná tlak v jádře, které tak ze sebe snímá nálepku degenerovaného plynu. Dále už pokračuje proces normálního spalování hélia a hvězda chladne, v HR diagramu přesouvá na tzv. *Horizontální větev* (horizontal branch) a formálně z ní přestává být rudý obr a blíží se vzhledem jiným objektům patřící do skupiny hvězd hlavní posloupnosti.



Obr. 1: H-R diagram s vyznačením cesty, po níž se v průběhu svého vývoje pohybují hvězdy Slunci podobných hmotností až do stádia AGB hvězd.

Jakmile však i většina héliových zásob v nitru vyhoří, přichází další éra smršťování, zvyšování teploty a zapálení slupkovitého hoření hélia okolo uhlíko-kyslíkatého jádra doprovázené opět mohutným rozepnutím obalu hvězdy. Slupkové hoření vodíku v hornějších vrstvách i tak stále přetrvává. V tento moment se hvězda opět stává rudým obrem a vstupuje ve svém vývoji na HR diagramu do nové etapy nazývané *Asymptotická větev obrů* (asymptotic giant branch, AGB) na jejímž konci má tato hvězda velmi vysokou pravděpodobností stát se Míře podobnou proměnnou hvězdou.

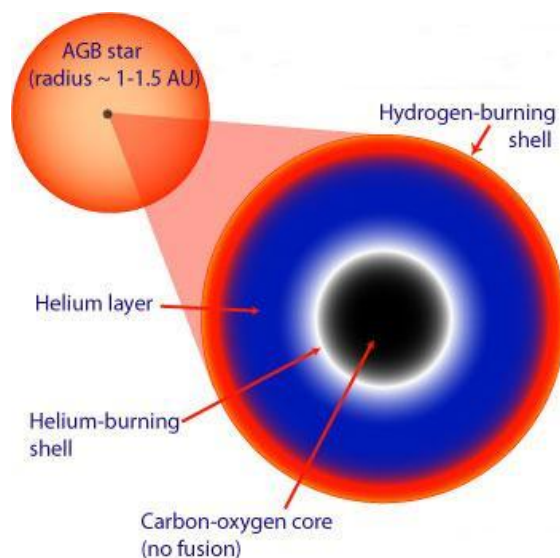
Kapitola 2

AGB hvězdy

2.1 Stavba

Jednomu by se mohlo zdát, že AGB hvězdy jsou rudými obry plnými superlativů, neboť právě členové této skupiny hvězd jsou těmi nejhladnějšími, největšími a nejzářivějšími hvězdami ve skupině rudých obrů jako takových. Právě proto je těmto hvězdám věnována vědci taková pozornost. I naše Slunce se stane pravděpodobně jednou z takových hvězd za dalších zhruba 8 miliard let.

Vertikální složení vrstev těchto rudých obrů je už však o poznání různorodější než u zástupců klasické větve rudých obrů. V nitru hvězdy třímá elektronově degenerované uhlíko-kyslíkové jádro obklopené oblastí, v níž stále ještě probíhají termonukleární reakce, vrstvičkou hořícího hélia (*helium burning shell*), následované vrstvou, kde je teplota natolik nízká, že zde hélium už nemůže hořet a je tu pouze „uskladněné“. I tuto zónu obklopuje, oblast hořícího jaderného paliva, tentokrát však z vodíkových atomů (*hydrogen burning shell*), které zásobí spodnější vrstvy hvězdy o produkty svého hoření. Nad ní už leží poslední oblast a to oblast tentokrát uloženého vodíku, kde teplota již není nikde taková, aby přesáhla zápalnou teplotu termojaderných reakcí spalující vodík.



Obr. 2: Vnitřní rozložení vrstev AGB hvězd.

2.2 Procesy

U těchto hvězd, které teď mají hmotnost cca 4 - 8 M_{\odot} prochází celou chladnou svrchní vrstvou mohutné konvektivní proudy, až do vrstev s převážným obsahem inertního hélia a dokonce až pod vrstvu hořícího vodíku, které vynášejí produkty tohoto hoření až k povrchu hvězdy. Důsledky tohoto procesu jsou pak možné vidět na spektrální analýze povrchu hvězdy, na výšeném zastoupení atomů především ${}^4\text{He}$ a ${}^7\text{N}$. Tento proces se označuje jako tzv. *II. promíchání* (second dredge-up).

Co se energetického zásobení týče, nejvýznamnějšími oblastmi jsou obě slupky hořícího vodíku a hélia, které se starají o téměř veškerou produkci energie uvnitř hvězdy. Zvláště povšimnutíhodná je pak u AGB hvězd vrstva hořícího hélia, která je charakteristická právě u těchto hvězd velice tepelně nestabilní a produkuje pravidelně prostřednictvím teplotních pulzů až 10^6 krát více energie než vrstva hořícího vodíku a to vždy v průběhu pár desítek let střídané obdobími klidu. Tyto termální pulzy zprostředkovávají promíchávání ony vrstvy hořícího hélia a vynášejí produkty jeho hoření z okrajových vrstev jádra až ke spodní hranici vrstvy hořícího vodíku, kde může docházet ke slučování jader produktů obou hoření.

Jakmile dojde k utlumení termálních pulzů, vždy po nějaké pravidelné době, prohloubí se zároveň i dosah konvektivních proudů z obalu hvězdy a to až do okrajových oblastí jádra a vynášejí až k povrchu především atomy uhlíku, kterých je po vyhoření hélia v nitru dostatek. Tento proces se pak nazývá *III. promíchání* (third dredge-up) a jestliže se termální pulzy pravidelně opakují, bude se i tento proces vždy v návaznosti na jejich utlumování opakovat periodicky také.

Dalším typickým znakem těchto hvězd v pozdějších etapách jejich vývoje je existence mohutného hvězdného větru. Ten u těchto hvězd nabývá až hodnot okolo $10^{-5} M_{\odot}/\text{rok}$. Tento hvězdný vítr u těchto chladných obrů a veleobrů vzniká zejména v důsledku hvězdných pulzací a následnou absorbcí záření hvězdy na prachových částicích. Ve větších vzdálenostech od hvězdy klesá teplota natolik, že může docházet ke kondenzaci látek obsažených v povrchových vrstvách hvězdy v prachové částice. Tyto prachové částice mají tu vlastnost, že dokážou velice účinně pohlcovat záření své mateřské hvězdy a zářivá síla vzniklá touto absorbcí je tak schopna odfouknout tyto částice do mezihvězdného prostoru, kde svůj moment hybnosti předávají taky nezkondenzovanému plynu. Tímto procesem přijde hvězda postupně o značné množství své hmoty z obalu (50 - 70%) rychlostmi 5-20 km/s. Postupně se tak více a více odkrývají teplejší vnitřní vrstvy, atypického povrchového složení, které byly celou dosavadní dobu jejího života dobře ukryty a izolovány mohutnými vnějšími vrstvami.

Jakmile hvězda odhodí veškeré své zásoby hmoty v obalu, nezbude na tomto místě nic jiného než obnažené uhlíko-kyslíkové degenerované jádro – *bílý trpaslík* obklopený *okolohvězdnou obálkou* vzniklou z vyvrženého materiálu. Jestliže nemá tento bílý trpaslík dostatečnou hmotnost, není tlak způsobený gravitačním působením natolik velký, aby mohlo dojít k zapálení dalších fúzních reakcí a hvězda pak pomalu chladne až do stádia chladného malého *hnědého trpaslíka*. Dosáhne-li však tato hvězda hmotnost vyšší jak zhruba 1,4 M_{\odot} (Chandrasekharova mez) obvykle díky přenosu látky z druhé složky těsného vícenásobného systému exploduje tato hvězda jako *supernova Ia*.

2.3 Okolohvězdné obálky, mlhoviny ...

Jak už tu bylo naznačeno, podléhají všechny AGB hvězdy masivní ztrátě hmoty díky hvězdnému větru urychlovaného na prachových částicích. Tyto prachové částice jsou nejčastěji kondenzanty molekul karbidu křemíku (SiC), grafitu (C), oxidu hlinitého (Al_2O_3), manganu (Mn) a jiných částic, které dokážou kondenzovat za vysokých teplot z chladnoucího plynu. Od ostatních prachových částic ve vesmírném prostoru, které nejsou tohoto původu, jsou relativně dobře k rozeznání právě díky svému složení izotopů, proto je možné zpětně vystopovat mateřskou hvězdu, ze které byly vypuzeny.

Díky délce života AGB hvězd okolo 10^6 let a průměrných rychlostech jejich hvězdných větrů mohou tyto obálky dosáhnout až rozměrů $3 \cdot 10^{14}$ km (~ 30 ly). Toto je pouze teoretická maximální možná velikost, v praxi se však setkáváme s o něco méně rozměrnějšími útvary, neboť se v předešlé úvaze nepočítalo s interakcí s mezihvězdným médiem a taktéž není úplně pravdou, že by AGB hvězdy podléhaly tak mohutnému větru po celou dobu své existence již od počátku.

Díky svým obrovským rozměrům a relativně nízké optické hloubce jsou tyto rozsáhlé útvary velice dobře pozorovatelné a díky množstvím interakcí s mezihvězdným médiem svítí v mnoha emisních čarách. Jsou zároveň i jedny z nejvýznamnějších zdrojů prachových částic ve vesmíru. Jakmile mateřská hvězda odhodí téměř veškeré svoje zásoby hmoty a zůstává už pomalu jen odhalené degenerované uhlíko-kyslíkové jádro, nazýváme tyto útvary *protoplanetární mlhoviny* a v konečných stádiích těchto AGB hvězd, kdy přecházejí už spíš do stádia bílého trpaslíka, přecházejí tyto mlhoviny do mlhovin *planetárních*.

2.4 Rozdělení

Díky tomuto bouřlivému procesu promíchávání máme možnost pozorovat u většiny AGB hvězd poměr atomů C/O, který se výrazně liší od primordiální hodnoty, která se pohybuje okolo hodnoty 0,4. Díky této charakteristice můžeme v současné době rozdělit AGB hvězdy do třech základních skupin. První skupinou jsou hvězdy, u nichž stoupá poměr C/O až k hodnotám > 1 . Díky takovému obohacování svrchních vrstev přezdíváme tyto objekty *uhlíkaté hvězdy* (C-rich stars) a podle oficiálních úmluv je označujeme jako *hvězdy typu C* (C-stars). Dalšími skupinou AGB hvězd jsou hvězdy bohaté na kyslík ($\text{C/O} < 1$) označované jako *hvězdy typu M* (M-stars) a přechodné stádium mezi těmito dvěma skupinami s $\text{C/O} \approx 1$, označované jako *hvězdy typu S* (S-stars). Rozdíly mezi skupinami jsou dány počtem promíchávání v jejich spodnějších vrstvách. Podle mnohých úvah i vědeckých prací existuje mezi těmito skupinami i vzájemná vývojová spojitost, tento názor však ještě nebyl dostatečně ověřen a přijat.

Kapitola 3

Proměnné hvězdy

Jak jsme si již v úvodu naznačili, ne zdaleka všechny hvězdy, které ve vesmírném prostoru pozorujeme, jsou zcela neměnné a takové, že by k nám vysílali neustále stejné množství elektromagnetického záření. Proměnné hvězdy jsou tedy hvězdnými objekty, jejichž jasnost se s časem mění. Celá tato skupina hvězd zahrnuje velice různorodou škálu typů hvězd a množství odlišných mechanismů, které tyto změny pohánějí. V současné době se odhaduje, že až 10% hvězd jsou hvězdy zjevně proměnné (Mikulášek, Zejda, 2002), zkoumáme-li náhodný vzorek hvězd.

Postupným vývojem technologií, zpřesňování citlivostí detektorů a postupů zpracování jejich dat se ukazuje, že za stoprocentně neměnnou se již nedá považovat téměř žádná hvězda. Některé hvězdy sice nevykazují žádné bouřlivé změny jasnosti, ale minimálně je jejich povrch poset množstvím ať už chladných temnějších skvrn nebo jasnějších erupcí a protuberancí. Tyto struktury způsobují proměnlivost celkové jasnosti hvězdy a to zejména v závislosti na momentálním stavu aktivity dané hvězdy. Tyto projevy však můžeme zatím sledovat pouze jen u našeho Slunce, které je dostatečně blízko na to, abychom takové drobné změny byli schopni pozorovat. Mlčky ale i přesto věříme, že takovéto chování není doménou pouze našeho Slunce, ale je v určité míře společné i pro všechny ostatní hvězdy. Odhlédneme-li tedy od faktu, že žádná hvězda tedy není čistě neměnná, zaměříme se na ty hvězdy, které svou jasnost mění nějakým bouřlivým nebo zajímavým způsobem a na mechanismy, které tyto změny pohánějí.

3.1 Význam studia proměnných hvězd

Změny jasnosti (popř. hvězdné velikosti) v čase jsou tedy hlavním kritériem těchto proměnných hvězd. V mnohých případech se nemění pouze jasnost tímto objektem vyzařovaná, ale přidávají se i změny jiných základních fyzikálních vlastností daného objektu jako je jejich poloměr, hustota nebo gravitační zrychlení. Příkladem nám poslouží např. pulzující hvězdy, které mění s jasností i své rozměry a tím pádem i svou průměrnou hustotu a teplotu. Tyto všechny změny nám dodávají spoustu užitečných dat a informací o hvězdě jako takové, o struktuře a složení jejich podpovrchových vrstev, o jaderných

procesech, které probíhají jak okolo jádra, tak i ve vyšších vrstvách obalu hvězdy, tak i o podstatě vzniku hvězdných větrů těchto chladnějších hvězd.

Dalším příkladem je zástupce úplně odlišného typu proměnných hvězd a to těsná zákrytová dvojhvězda. Díky velice těsné symbiotické koexistenci dvou hvězd a jejich případných zákrytech (při vhodném natočení jejich orbitálních drah) se zase dozvídáme a ověřujeme si řadu domněnek o dynamice pohybu hvězd, o vzájemných gravitačních vlivech obou složek a dokonce máme i značně zjednodušenou práci při zjišťování poloměrů a hmotností obou hvězd.

U hvězd stálých, které nemění svou jasnost na první pohled, zjišťujeme všechny tyto parametry (např. hmotnost, poloměr, hustota) jen velice složitě a mnohé charakteristiky jako je podpovrchové složení nebo dynamika materiálu v obalu hvězdy nemáme možnost u neproměnných hvězd zjistit vůbec. Proto jsou proměnné hvězdy v současnosti tolik ve středu pozornosti mnoha astronomů, neboť z jejich chování lze vyčíst mnohem víc vlastností a informací, které jinak zůstávají především pod neprostupnou povrchovou vrstvou dobře skryty.

3.2 Rozdělení

Jak už jsme tu nastínili, proměnných hvězd existuje velice široká a pestrá řádka různých typů, které se od sebe v některých případech více či méně liší. Přes všechny typy proměnných hvězd se především liší intenzita světelných změn, tím myslíme jejich amplitudu, která se pohybuje od 1 milimagnitudy ($0,001 \text{ mag} \approx 10^3:1$) až do desítek magnitud ($10 \text{ mag} \approx 1:10^4$) a také periody oněch světelných změn, které se pohybují v rozmezí 10^{-4} s až po časové škály okolo 10^9 let spojené s proměnami hvězd v důsledku hvězdného vývoje.

Základní rozdělení proměnných hvězd se řídí otázkou zda-li je změna jasnosti (tedy přijímaného množství elmg. záření) způsobena nějakými reálnými pochody a změnami ve hvězdách samotných (mění se hodnota světelného toku = množství energie vyzářené hvězdou za jednotku času) a nebo se mění pouze množství distribuce elmg. záření do našeho směru (mění se svítivost = prostorová hustota světelného toku v různých směrech):

A) geometrické – nemění se světelný tok, ale pouze svítivost hvězdy

B) fyzické – neboli pravé proměnné hvězdy, u kterých mění se celkový světelný tok hvězdy v různých oborech

Toto jsou základní dvě skupiny dělení celého oboru proměnných hvězd, my si však ještě nastíníme ty nejzákladnější třídy a typy proměnných hvězd, které se v těchto dvou skupinách sdružují.

A) Geometrické proměnné hvězdy

1) Magnetické hvězdy – jsou to rotující proměnné hvězdy, jejichž záření vykazuje odchylky od přísně osové symetrie. Přítomnost této asymetrie je silné magnetické pole (zpravidla dipólové), jehož osa téměř vždy nesouhlasí s osou rotační. Perioda pulzací je pak totožná s periodou rotační (s výjimkou případu, kdy je osa mg. pole natočena přímo do našeho směru – nepozorujeme žádné větší změny jasnosti). Podtypem jsou hvězdy chemicky pekulární, ne jejichž povrchu se díky

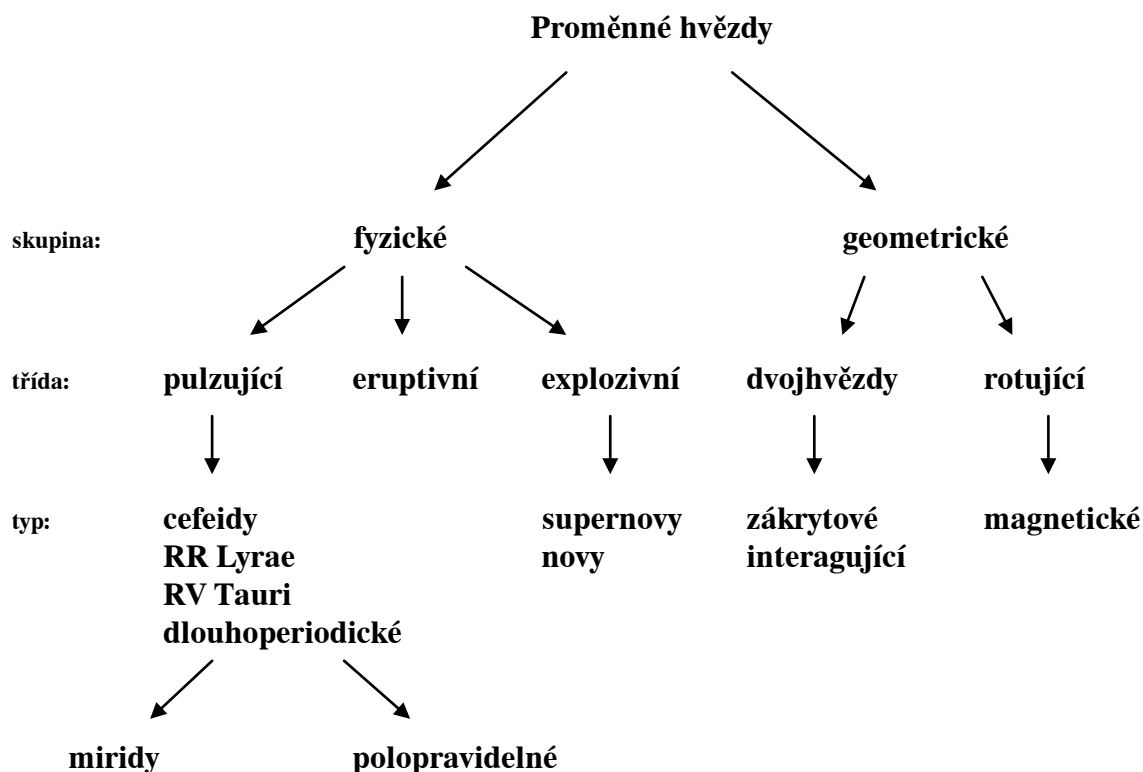
činnosti mg. pole vytvářejí oblasti různého chemického složení a tedy i propustnosti záření.

- 2) Hvězdná aktivita – osovou anizotropii záření způsobují i lokální mg. pole tzv. aktivních oblastí, na něž se vážou procesy hvězdné aktivity, zejména tmavé fotosférické skvrny, které mají nižší teplotu než okolní látka. Liší se i velikost těchto skvrn, od menších (Slunce) až po skvrny pokrývající až pomalu polovinu povrchu hvězdy (RS Canum Venaticorum).
- 3) Zákrytové dvojhvězdy – anizotropie záření je v tomto případě způsobena vhodným natočením orbitálních drah této soustavy do našeho směru. Díky této konfiguraci dochází k pravidelným zakrýváním jedné složky druhou a naopak, což vede ke změně celkové jasnosti soustavy.
- 4) Interagující dvojhvězdy – změna jasnosti je dána slapově deformačními procesy, které způsobují kapkovitý tvar složek dvojhvězdy. Mění se tedy průřez hvězdy ve směru kolmém k našemu pozorovatelskému místu a jasnost soustavy se tak mění i mezi zákryty. V těchto těsných soustavách ovlivňuje celkovou jasnost i tzv. efekt odrazu, způsobený nahříváním jedné složky druhou – strany hvězd k sobě přivrácené září tak víc než strany odvrácené. Na změně jasnosti se podílí taky efekty způsobené přetokem látky z jedné složky na druhou (akreční disk, horká skvrny, plynné proudy).

B) Fyzické proměnné hvězdy

- 1) Eruptivní hvězdy - jsou to hvězdy, které projevují silné a náhlé změny jasnosti, které jsou spojeny s ději a procesy v jejich chromosféře nebo koróně. Ve velkém množství případů jsou změny jasnosti doprovázeny mohutným hvězdným větrem i velkým odtokem látky do mezihvězdného prostoru. Příkladem jsou třeba hvězdy typu *T Tauri*, což jsou mladé protohvězdy, které jsou stíněny obálkou ještě zárodečného materiálu.
- 2) Cefeidy – obří až veleobří žluté hvězdy, jejichž pulzace poloměru doprovázejí změny jasnosti. Jejich světelná křivka je charakteristická rychlým nástupem zvýšení jasnosti a následným pozvolnějším poklesem s periodami 5-30 dní. Díky objevené závislosti perioda – světelný výkon jsou cefeidy jedněmi z astronomických pomůcek na měření velkých vzdáleností.
- 3) RR Lyrae – staří žlutí nebo bílí obří s krátkými periodami okolo 0,2 - 2 dnů. Podobné cefeidám (i světelnými křivkami), ale méně hmotné, starší a méně jasné. Stejně jako cefeidy se používají na měření vzdáleností.
- 4) RV Tauri – jasné pulzující žluté veleobří hvězdy spektrálních tříd G-K. Rozsáhlými pulzacemi je vytvářena okolohvězdná obálka zářící především v infračerveném oboru. Charakteristickým znakem světelných křivek je střídání výrazných a méně výrazných minim.

- 5) Polopravidelné – obří a veleobří hvězdy spektrálních tříd F-M s těžko rozlišitelnou periodou ve světelných křivkách. Mnohé případy jiných typů proměnných hvězd (např. miridy) se časem v polopravidelné hvězdy vyvíjejí.
- 6) Miridy – obří a veleobří chladné hvězdy spektrální třídy M, S a C s dlouhými periodami od 80 - 1000 dní. Tyto hvězdy jsou obklopené okolohvězdnou obálkou vytvářenou mohutným hvězdným větrem urychlovaným na zkondenzovaných zrnkách prachu, která září především v infračerveném oboru.
- 7) Supernovy – náhlá změna jasnosti až -19 mag, ke které dochází díky překotnému zapálení termonukleárních reakcí a následnému výbuchu hvězdy, po níž zůstává buď neutronová hvězda, nebo černá díra. K výbuchu dochází, jestliže přejde hmotnost jádra tzv. *Chandrasekharovu mez* 1,4 M_{\odot} . K jejímu překročení může dojít dvěma způsoby, buď v případě bílého trpaslíka, na kterého přetéká hmota z druhé složky těsné dvojhvězdy (typ I) nebo v případě hvězdy hmotnější jak 8 M_{\odot} (typ II).
- 8) Novy – povětšinou bílí trpaslíci v těsném dvojhvězdném systému s rudým obrem. Díky přetokům látky z rudého obra a náhlým dodávkám velkého množství kvalitního jaderného materiálu na povrch bílého trpaslíka, dochází k překotnému explozivnímu zapálení vodíku, který znamená prudký nárůst jasnosti doprovázený odvržením části hmoty do mezihvězdného prostoru. Cyklus zjasňování a pohasínání se opakuje rozmezí stovek až tisícovek let.



Obr. 3: Diagram rozdělení celého oboru proměnných hvězd.

Kapitola 4

Hvězdy typu Mira (miridy)

Miridy jsou dlouhoperiodické pulzující proměnné hvězdy. Řadí se dle svých fyzikálních vlastností mezi poměrně chladné veleobří hvězdy ($T_{\text{eff}} \sim 3500 \text{ K}$) nacházející se na HR diagramu na konci asymptotické větve obrů. Navzdory svým nízkým povrchovým teplotám se miridy řadí mezi ty nejzářivější hvězdy, zejména díky svým velkým poloměrům ($10^2 R_{\odot}$) a vysokým zářivým výkonům ($10^3 L_{\odot}$).

Miridy dostaly svůj název podle svého prototypu, první proměnné hvězdy takovýchto fyzikálních a vývojových vlastností, která byla astronomy pozorována a která tak dala základ velké skupině pulzujících proměnných hvězd. Tímto základním a nejtypičtějším představitelem je jedna z hvězd jižní oblohy nacházející se v souhvězdí Velryby (lat. Cetus) - hvězdy *omicron Ceti* (o Ceti).

4.1 Omicron Ceti (Mira)

Jedná se nejen z praktického ale i z historického hlediska o velice významnou hvězdu, neboť je to zcela první periodicky proměnná systematicky pozorovaná proměnná hvězda v celých zatím známých dějinách astronomie. Do tehdejších dob bylo systematicky pozorováno astronomy z různých částí Země samozřejmě již řada jiných typů proměnných hvězd, v čele s velice nápadnými a dramatickými výbuchy supernov, tak i o něco méně nápadnými novami. Ale přesto neustále pravidelně měnící se jasnost hvězd byla do té doby stále ještě velkou neznámou.

Ačkoliv zmínky o tomto objektu nacházíme již ve starobylých spisech čínských a babylonských astronomů, byl za průkopníka nejen jejího pozorování, ale i velkou osobností oboru těchto hvězd, prohlašován od druhé poloviny 16. st. německý astronom *David Fabricius* (1564 - 1617). Ten zpozoroval zvláštnosti této hvězdy během studia a pozorování zcela jiného objektu, a to Merkuru (1596). Pro lepší orientaci je dobré dodat, že s *omicron Ceti*, tedy s touto celebritou mezi hvězdami se mnohem častěji setkáme pod názvem latinského původu *Mira* (tedy: „podivuhodná“), které bylo této hvězdě přiřknuto roku 1622 astronomem polského původu *Johannem Heveliem* (1611 - 1687), který mimo jiných svých bohatých zájmů tuto velice *podivuhodnou* hvězdu také studoval.

Aby to však Mira neměla ve své vlastní historii tak snadné existuje velká řada odborníků a vážených astronomů, kteří za skutečný objev periodické proměnnosti Miry považují teprve až vědeckou práci, na jejímž konci bylo zjištění periody změn její jasnosti, pod kterou je

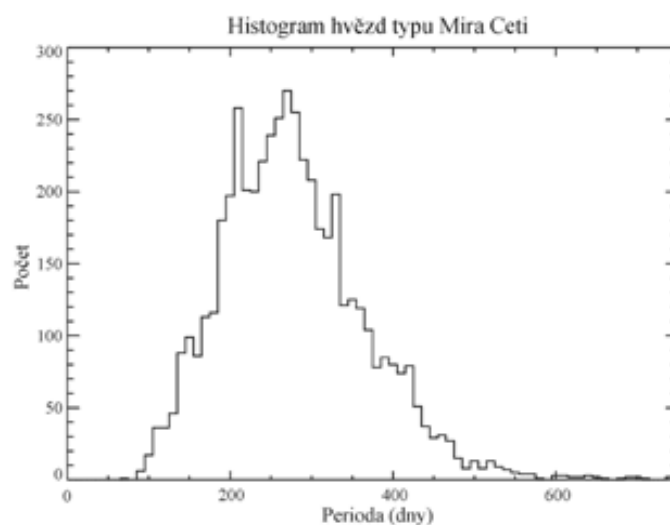
podepsán holandský astronom *Johannes Phocylides Holwarda* (1618 - 1651). Tento mladý Holanďan určil její periodu v roce 1638 pouze jen orientačně na hodnotu 11 měsíců. Za chvíli však zjistíme, že nakonec Holwarda nebyl s tímto svým kvalifikovaným odhadem příliš tak daleko od pravdy. Prvním, kdo její periodu určil opravdu již s náležitou přesností, byl francouzský astronom *Ismael Boulliau* (1605 - 1694), jenž určil periodu změn jasnosti Miry na hodnotu $P = 333$ dnů. S přihlédnutím na úroveň a schopnosti tehdejší techniky a postupů můžeme prohlásit, že Boulliau odvedl opravdu precizní práci, jelikož se jeho hodnota periody liší pouze o jediný jeden den od dnes známé moderními přístroji mnohem přesněji určené hodnoty $P = 331,96$ dne.

4.2 Základní údaje

Po velice dlouhou dobu, co astronomové upírají zrak právě k proměnným hvězdám, byla skupina patřící miridám právě tou nejpočetnější skupinou mezi ostatními skupinami proměnných hvězd. Tato vlastnost náležela miridám díky jejich charakteristickým vlastnostem (velké rozměry, velké variace jasnosti – až o 9 mag, vysoký zářivý výkon). Nutno podotknout, že se na této statistice silně podílí výběrový efekt zvýhodňující právě ty nejzářivější a největší objekty zejména v době, kdy citlivost detektorů na nízkých hodnotách toků byla ještě velice nízká. Extrémní parametry těchto hvězd řadí miridy do skupiny hvězd, které jsou velice hojně vyhledávány také amatérskými astronomy, pro relativně menší náročnost na jejich pozorování a na přesnost (citlivost) detektorů na rozdíl jiným typům hvězd.

Pro miridy jsou typické změny jasnosti $> 2,5$ mag, přičemž v maximech dosahují u některých objektů až k 11 mag, to vše ve viditelném oboru. V infračervené oblasti už je to znatelně méně a nepřekračují hodnotu 2,5 mag a ve filtru K ($2,2 \mu\text{m}$) dokonce nepřekračují ani 0,9 mag. Celková změna bolometrické hvězdné velikosti většinou nepřesahuje 1 mag.

Periody světelných změn se u mirid pohybují v hodnotách od 80-800 dnů. Nejkratší periodu stoprocentní miridy má hvězda AL Sgr ($\Delta m = (10,7 - 14,7)$ mag, $P = 78,26$ dnů) a nejdelší hvězda V 572 Cas ($\Delta m = (10,6 - 14,4)$ mag, $P = 775$ dnů). I přes široký rozsah period se nejfrekventovanější hodnota periody pohybuje v okolí 285 dnů, jak ukazuje histogram na obr. 4.

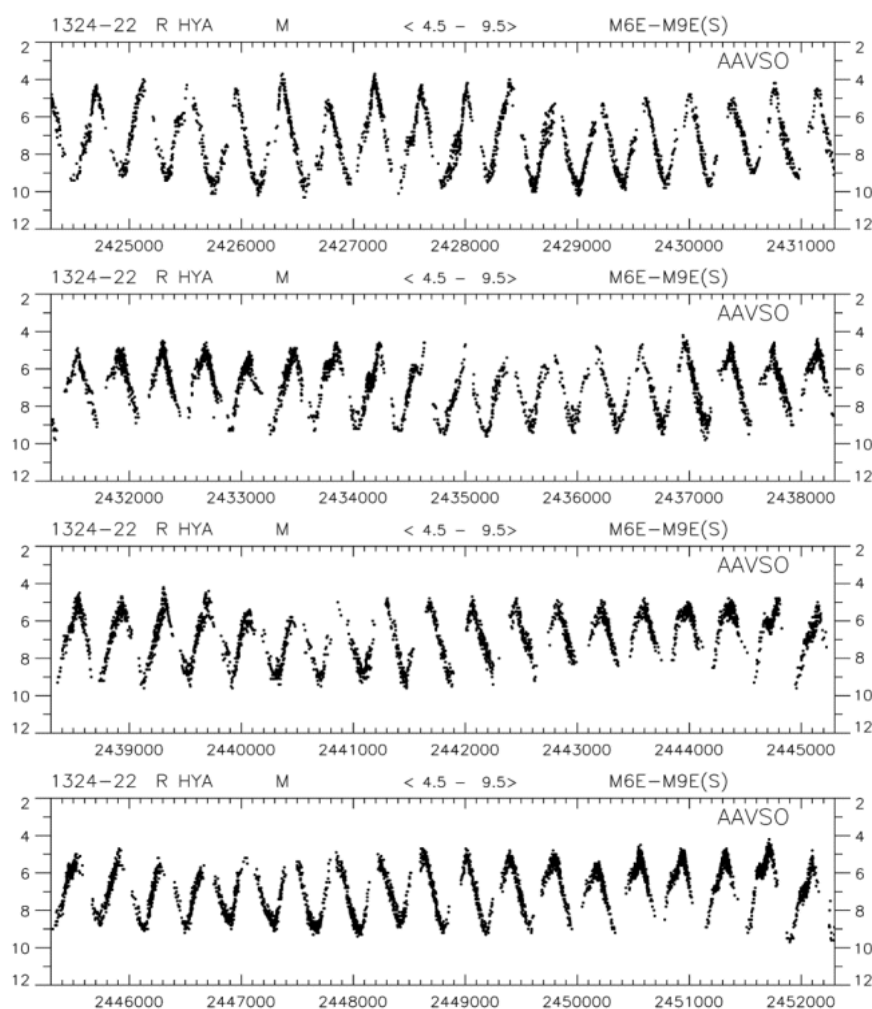


obr. 4: Rozdělení všech známých zástupců hvězd typu Mira podle periody změn jasnosti P .

Jelikož se jedná o hvězdy pozdního vývojového stádia, řadí se téměř všichni jeho členové do skupiny hvězd populace II (střední populace) a jen malá část do skupiny populace I (mladá populace). Jejich stáří se pohybuje v rozmezí 3 - 10 miliard let a jak se ukazuje jejich výskyt je velice silně spjat především s kulovými hvězdokupami a galaktickými výdutěmi v čele i s tou, která je v centru naší Galaxie. Jak se ukázalo, tak většina infračervených zdrojů s plynnými obálkami z IRAS databáze je centrována do oblasti galaktické výdutě (Habing, Neugebauer, 1984) a tyto hvězdy jsou miridy a miridám podobné hvězdy (Feast, 1986). Tyto oblasti se čím dál častěji ukazují jako osvědčené místo pro hledání a studium tohoto typu hvězdných objektů.

4.3 Pulzace

Co se týče tvaru světelných křivek jsou miridy velice dobře periodické, až snad s výjimkou občasných „hrbů“, které se objevují v blízkosti maxim světelných křivek. Fyzikální původ těchto občasných narušení pravidelnosti zatím ještě není znám, ale pravděpodobně má spojitost buď s procesy konvektivních proudů, nebo s obřími chladnějšími skvrnami na povrchu hvězdy. K ilustraci pravidelné periodicity změn jasnosti jsem přiložil světelnou křivku miridy R Hya (obr. 6).



Obr. 5: Světelná křivka miridy R Hya.

Ačkoliv se miridy řadí do skupiny pulzujících proměnných hvězd, čím dál více faktů naznačuje, že periodické změny poloměru nejsou jediným důvodem změn jasnosti, ale že se na nich podílí ještě jiný neméně významný efekt. Jelikož nitro těchto hvězd tvoří elektronově degenerované uhlíko-kyslíkové jádro, hlavními zdroji energie jsou slupková hoření vodíku a hélia. Druhé jmenované reakce, 3α procesy, slučující 3 jádra hélia za vzniku jader uhlíku a kyslíku probíhají rychlostí, která je úměrná 40. mocnině teploty! Tento vysoký exponent nám naznačuje, že budou reakce probíhat velice rychle a mohutně tedy jakousi výbušnou formou.

Jakmile dosáhne teplota v nitru zápalného bodu těchto reakcí, dojde k výbuchu a z místa zažehnutí se rozletí mohutná *šoková vlna*, která velice rychle z místa odčerpá energii a na určitou dobu opět uhasí jaderné reakce. Postupující vlna směřující k povrchu zahřívá postupně všechny vnější vrstvy hvězdy a povrchovou vrstvu ohřeje např. až o několik set kelvinů. Toto náhlé zvýšení teploty zapříčiní disociaci molekul těžších prvků (zejména TiO a VO) a tím ze spektra zmizí množství absorpčních čar těchto molekul. Vymizení těchto čar ve spektru vede ke zdatelnému snížení opacity svrchních vrstev, které má za důsledek výrazné zvýšení jasnosti hvězdy.

Po průchodu vlny a zvýšení teploty se vnější vrstvy začnou po jisté relaxační době opět pomalu ochlazovat a molekuly zejména TiO a VO opět rekombinují. Ve spektru se opět objevují charakteristické čary těchto molekul a opacita pozvolna roste. Jasnost klesá a to až v některých případech o 10 mag. Obal hvězdy, který se v důsledku zvýšeného tlaku záření průchodem rázové vlny rozeplul, se po zchlazení svrchních vrstev opět smršťuje na svůj původní poloměr, zvyšuje se tlak i teplota a cyklus se celý opakuje řádově dalších 10^5 let. Hvězdy se mohou pravděpodobně stát miridami opakovaně, mezitím jsou polopravidelnými proměnnými hvězdami s malou amplitudou jasností, u kterých se tepelné pulzy objevují v intervalu 10^5 let.

Neméně důležitou podmínkou pulzací obalu, které doprovází a ovlivňují i pulzace jasnosti, je přítomnost tzv. *Eddingtonovy záklopy*, která zajišťuje akumulaci a přeměnu energie fotonů z jádra na energii kinetickou, kterou předává látce obalu hvězdy. Tato vrstva (u mirid reprezentovaná vrstvou částečně ionizovaného vodíku) během nástupu každého termálního v sobě akumuluje velké množství energie, kterou pak ve vhodný okamžik uvolňuje v podobě kinetické energie a pohání tak finální fázi rozpínání obalu. Základní podmínkou pro její správné fungování je její umístění, je-li totiž vrstva příliš hluboko, nemůže akumulovat dostatečné množství energie díky malé amplitudě kmitů v blízkosti jádra. Je-li naopak příliš vysoko je okolní látka natolik řídká a hmotnost plynu natolik malá, že se nevytvoří dané efekt. Pulzovat tak mohou pouze hvězdy se správnou teplotou a poloměrem, u jiných hvězd by díky absenci této záklopy docházelo k postupnému utlumování kmitů obalu a po několika cyklech by pulzace zmizely úplně.

4.4 Vývoj světelných křivek

Neboť jsou miridy závěrečným vývojovým stádiem skupiny AGB hvězd, podléhají stejně jako všechny AGB hvězdy silným hvězdným větrům ($v \approx 10 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$), které jsou urychlovány absorbcí záření na prachových částicích, které zkondenzovaly v dostatečné „chladné“ vzdálenosti od hvězdy, kam až se dostali díky mohutným hvězdným pulzacím. Tento fakt podporuje řada pozorovacích měření. Za zmínku stojí např. studium červených uhlíkových

hvězd, v jejichž spektrech byly nalezeny látky podporující jak teorii dredge-up procesů (vynášející pomocí mohutných konvektivních proudů na povrch produkty hoření jednotlivých slupkových jaderných hoření), tak i činnost hvězdného větru (Thompson, 1972). Ve složení těchto prachových obálek dominují především silikáty u kyslíkových mirid, u mirid uhlíkových jsou převažující uhlíkové sloučeniny. Víme-li, že rychlost ztráty hmoty v důsledku hvězdného větru pro miridy je zhruba $1,4 \cdot 10^{-6} M_{\odot}$ (Gehrz, Wolf, 1971) a že hvězdy v tomto stádiu hvězdného vývoje stráví okolo $5 \cdot 10^5$ let, dostáváme, že v průměru miridy ztratí během této své etapy života asi 0,7 - 0,8 M_{\odot} . Právě ztráta hvězdné hmoty nebo její ukládání v okolohvězdném prostoru mateřské hvězdy může být spojeno s otázkou, proč někteří zástupci mirid začnou v určitém stádiu svého vývoje vykazovat velice zvláštní proměny jejich pulzačních parametrů.

Ačkoli se podle krátkosáhlejších pozorování (desítky let) zdá, že jsou miridy velice přísně periodické a světelné křivky jsou tak velice pravidelné bez větších narušení, ukazuje se v posledních letech v několika pracech, že se určitá část mirid začne v určité fázi svého vývoje chovat dosti nestandardně. Tímto nestandardním chováním máme na mysli především postupné zkracování periody pulzací a pokles amplitudy jejich světelných změn, které jsou dobře patrné až na časových škálách stovek let. V průběhu několika desítek let je schopna hvězda zmenšit periodu pulzací oproti do té doby stovky let velice pravidelné a stabilní periodě až o 35-40% a amplituda klesá dokonce až o 75% své původní hodnoty.

Z pozorovacích databází IRASu a z pozemních teleskopů zaměřujících se na studium mirid v blízké infračervené oblasti spektra se zároveň podařilo zjistit vztah mezi hmotností okolohvězdného materiálu vyvrženého hvězdným větrem a pulzačními parametry daného objektu, tedy periodě a amplitudě změn jejich jasnosti (Whitelock, et. al., 1987):

$$\log \left(\frac{m}{M_{\odot}} \right) = 2,17 \log P + 1,32 \Delta M_{bol} - 12,3 \quad (4)$$

kde m – hmotnost okolohvězdného materiálu, M_{\odot} - hmotnost Slunce, P – perioda pulzací a ΔM_{bol} – celková změna jasnosti (amplituda)

Celkový úbytek hmoty by tak měl být přímo závislý na pulzačních parametrech hvězdy, co se však děje se ztrátou hmoty a její rychlostí v případě, že se tyto parametry s časem významně mění, je stále otázkou. Dokázáno však například je, že s rostoucí periodou mirid roste i rychlost ztráty hmoty (Castor 1981, Holzer&MacGregor 1985).

Kapitola 5

Metody studia proměnných hvězd

Čím je pro nás právě studium proměnných hvězd tak zajímavé a perspektivní, jsme si již řekli v úvodu této práce. Nyní je na čase si říct, jak probíhá pozorování právě takového typu hvězd, jaké jsou nejběžnější a nejvhodnější postupy a nástroje člověka, který by se chtěl touto problematikou zabývat. Zároveň si také řekneme, jaké by měli být postupy a výsledky naší práce, chceme-li dosáhnout v této oblasti nových pokroků a objevů, které bychom chtěli ve srozumitelné podobě poskytnout ostatním.

5.1 Metody vizuálního pozorování

Od počátků doby studia periodicky proměnných hvězd uplynulo již nejméně 400 let. Jistě je všem jasné, že tehdejší astronomové neměli tolik nástrojů moderní techniky a metod zpracování jako máme dnes. Proto bych se chtěl na úvod podívat na dnes již možná historickou záležitost, která má však v oboru proměnných hvězd jistě své zasloužené místo. Řeč je o metodách vizuálního pozorování, tedy metodách využívající pouze schopnosti pozorovatelova oka jakožto detektoru přijímaného záření (samozřejmě za výpomoci dalekohledu).

Málokterý současný pozorovatel se sice ještě k těmto metodám vrací, ale z hlediska porozumění charakteru studia proměnných hvězd, by pro nás mohlo jejich připomenutí být užitečným nástrojem.

5.1.1 Herschelova metoda

Průkopníkem vizuálního pozorování byl v 18. st. britský astronom *Frederick William Herschel* (1738 - 1822), který tak započal jednu z důležitých ér vývoje studia proměnných hvězd. Herschel navrhnul a v praxi použil metodu pozorování založenou na srovnávání dané proměnné hvězdy s několika srovnávacími hvězdami. Tyto srovnávací hvězdy by měli ležet v dostatečné blízkosti hvězdy proměnné pro snazší a přesnější možnost srovnání a měli by to být hvězdy co nejvíce hvězdy standardní, hvězdy s co nejzanedbatelnějšími světelnými změnami. Herschel pro svá měření používal řadu zvláštních symbolů a značek, která by se dala shrnout do 5 různých výsledků srovnání jasností proměnná-srovnávací hvězda: výrazně slabší, slabší, stejně jasné, jasnější, výrazně jasnější.

5.1.2 Argelanderova metoda

Tato jeho metoda se mezi pozorovateli rozšířila a používala se až do doby než přišel německý astronom *Friedrich Wilhelm Argelander* (1799 - 1875) s kritikou Herschelova systému, který rozšířil a navrhnul tak metodu vlastní. Opět použil metody srovnávání a jednu hvězdu označil jako „a,, druhou pak jako „b,,. Zdála-li se hvězda „a,, stejně jasná nebo se chvílemi zdála nepatrně jasnější a po chvílce zase slabší jak „b,, a to se neustále opakovalo, pak tento výsledek označil jako $a0b$. Jestliže se hvězda „a,, častěji jevila nepatrně jasnější, výsledek označil jako $a1b$. Jestliže se hvězda „a,, jevila takřka vždy jasnější, označil výsledek jako $a2b$. Jestliže se pak hvězda „a,, jevila hned na první pohled jasnější, bylo výsledkem $a3b$. A konečně jestliže byla hvězda „a,, výrazně jasnější, bylo výsledkem $a4b$. Číslo použito ke srovnání jsou známa též jako Argelanderovy stupně AS.

5.1.3 Pogsonova metoda

Další dokonalejší metodu má na svědomí britský astronom *Norman Robert Pogson* (1829 - 1891), který již pracoval s novou exaktní fyzikální veličinou a to se znalostí hvězdných velikostí srovnávacích hvězd. Jako jeden stupeň zvolil 0,1 mag a ke srovnání s hvězdou proměnnou („v,,) použil dvě srovnávací hvězdy najednou („a,, a „b,,). Použil podobného zápisu jako Argelander se začleněním druhé srovnávací hvězdy, např. $a3v2b$, kde první z čísel byl počet stupňů nad hodnotu hvězdné velikosti oproti srovnávací hvězdy „a,, a druhé z čísel počet stupňů pod hodnotou hvězdné velikosti hvězdy „b,,.

5.1.4 Pickeringova metoda

O další modifikaci se postaral americký astronom *Edward Charles Pickering* (1846 - 1919), který upravil předcházející metodu do tvaru $apvqb$, kde $p + q = 10$ a rozdíl hvězdných velikostí srovnávacích hvězd nesměl přesáhnout 1 mag. Hodnoty „p,, a „q,, se pak odvíjeli podle toho, ke které ze srovnávacích hvězd měla hvězda proměnná blíž a jak moc.

5.1.5 Nijland-Blažkovova metoda

Poslední významnou úpravou těchto metod je připisována dvěma astronomům, jednak holanďan *Albertus Antonie Nijland* (1868 - 1936) a nezávisle na něm ve stejnou dobu i rus *Sergej Blažko* (1870 - 1956). Ti použili Pickeringovu strukturu s jediným rozdílem, a to že hodnotu $p+q$ určili odhadem, kolik by se do rozdílu oněch dvou srovnávacích hvězd vešlo Argelanderových stupňů AS.

5.2 Moderní metody pozorování

Netrvalo dlouho a metody vizuálního pozorování si osvojilo mnoho astronomů zabývajících se proměnnými hvězdami po celém světě. S rychlým rozvojem všech věd a především i astronomie však rostly i nároky na zpřesnění a větší objektivnost posuzování změn jasnosti daných zkoumaných objektů. Ač byly tyto metody dřívější jakkoliv dobře propracovány, stále závisely především na subjektivních dojmech astronomů a jejich dobrých či horších zrakových vlastnostech. Proto narůstal tlak nahradit vizuální pozorování novou a hlavně objektivní metodou, kterou by se dala napozorovaná data standardizovat a byla tak schopná srovnání

s jakýmikoliv jinými takto pořízenými daty z jiného místa na Zemi, pomocí jiných zařízení i za jiných atmosférických podmínek.

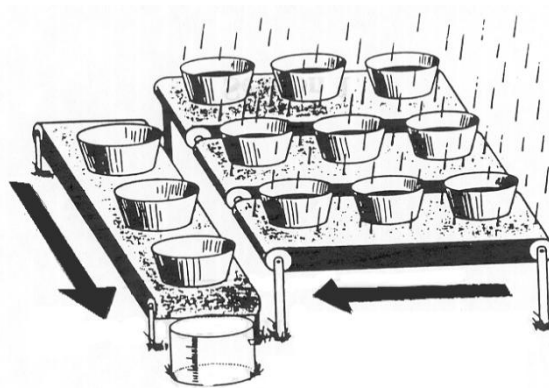
Tímto průlomem se stalo v polovině 19. st. použití snímání oblohy pomocí *fotografických desek*. Byly to rozměrné povětšinou skleněné desky, na nichž byla nanesena světlocitlivá emulze s halogenidy stříbra (AgBr, AgCl, AgI). Tato emulze obsahuje zrníčka solí, která při styku se světleným zářením zčernávají a vzniká tak negativní (inverzní) obraz toho, co snímáme. Dalšími chemickými úpravami by pak vzniknul snímek pozitivní, na kterém by bylo zaznamenáno přesně to, co bychom pozorovali dalekohledem, kdyby k němu nebyla připojena tato deska ale okulár.

Výhodami těchto desek byla velká stabilita záznamu a při velmi dlouhých expozicích se dalo zachytit tolik přicházejících fotonů, že se daly nasnímat i slabé útvary (např. mlhoviny, galaxie, slabé hvězdy), které bychom prostým okem nezpozorovali. Nevýhodami těchto desek však díky jejich rozměrům byla velká hmotnost a křehkost. Značnou komplikací při snímání na fotografické emulze byla také skutečnost, že závislost hustoty zčernání emulze na logaritmu osvitu (tzv. gradační křivka) není čistě lineární, ale lineární je pouze její část, kam se snažíme pozorování vždy umísťovat. I přesto vzniklo na počátku 20. st. velké množství hvězdný přehlídek zachycených na těchto deskách, které jsou použitelné a velice užitečné až do dnešních dob.

Po objevu fotoefektu, tedy děje, při kterém dopadající foton na povrch látky (nejčastěji kovů) předává volným elektronům energii, umožňující jim vylétnout z povrchu látky pryč, započala novodobá éra detektorů záření. Takovým zařízením byl *fotonásobič*, který dokázal zesílit velice slabé toky fotonů a bylo tak možné detekovat do té doby příliš slabé zdroje záření. Jeho princip spočíval v postupném odražení a urychlování stále většího počtu vyražených elektronů z k sobě vhodně natočených plochých elektrod.

Opravdový průlom přišel v roce 1969, kdy byla vynalezena nová elektronická součástka označovaná jako *CCD* (Charge-Coupled Device) čip. Tato součástka je složená ze světločivné vrstvy polovodiče, který reaguje na dopadající fotony světla tím, že se část elektronů z valenční vrstvy polovodičových atomů přesunuje do pásu vodivostního pohlcením právě energie dopadajícího fotonu. Takto vzniklé náboje jsou zachyceny pomocí mřížkových elektrod v potenciálových jámách. Takto je celý čip touto soustavou elektrod mřížkově rozdělen na velké množství malých oddělených částí tzv. pixelů, ve kterých zůstává náboj na chvíli uschován a až na extrémní případy neovlivňuje náboje sousedních pixelů. Jakmile je expozice dokončena nastává fáze *vyčítání*, při kterém jsou náboje jednotlivých pixelů v jednom směru odváděny postupně přes sousední pixely až do výstupního zesilovače, který zesiluje malý proud vyražených elektronů.

Dříve bylo velkými nevýhodami, že měli CCD čipy malá rozlišení, vysoký šum i cenu. Tyto aspekty se již však podařilo vyřešit a společně s mnohem vyšší citlivostí a vysokou kvantovou účinností převést příchozí foton na elektron (60 - 80%) než fotografické filmy a emulze (5%) se staly zatím jasně nejlepší a nejpoužívanějšími součástkami pro detekci světla nejen v astronomii.



Obr. 6: Zjednodušené znázornění vyčítání jednotlivých pixelů (kyblíků) CCD čipu detekující fotony (kapky) sbírající se ve výstupním zesilovači (odměrný válec).

5.3 Zpracování pozorovacích dat

Nejen pro celou oblast fotometrie v astronomii ale i pro studium proměnných hvězd bylo třeba v minulosti potřeba zavést množství nových veličin a pojmů, které mají za účel napomoci lepší orientaci mezi napozorovanými daty různých pracovišť a jednotlivých astronomů a které zároveň také slouží určité standardizaci naměřených dat. Pozornost je také věnována určitým druhům úprav a korekcí, které je zapotřebí do naměřených dat zanést, např. pro smazání vlivu pozorovacího místa na Zemi na hodnotu dat.

5.3.1 Hvězdná velikost

Typickou světelnou křivkou rozumíme graf závislosti některé z vhodných fotometrických veličin (např. zářivý výkon, světelný tok, svítivost, jas či hvězdnou velikost) na čase. Nejčastěji se používá v astronomii velice oblíbená a zažitá veličina *hvězdná velikost* M [mag]. Díky platnosti Weber-Fechnerova psychofyzikálního zákona, který nám dokládá, že změny fyzikálních veličin probíhající geometrickou řadou mají za následek změny fyziologických vjemů zprostředkované našimi smysly, které už probíhají ovšem řadou logaritmickou, je hvězdná velikost logaritmickou funkcí a již malá změna fyzikálních veličin popisující vyzařování hvězdy znamená velkou změnu hodnoty hvězdné velikosti.

Se základními fyzikálními veličinami, tedy např. s jasností je tak svázána tzv. *Pogsonovou rovnicí*:

$$m = -2,5 \log \frac{j}{j_0} \text{ mag}, \quad (5)$$

kde j_0 je tzv. *referenční jasnost* ($j_0 = 2,54 \cdot 10^{-6} \text{ lm} \cdot \text{m}^{-2}$), kterou má objekt s hvězdnou velikostí 0 mag.

Protože každý objekt v prvním přiblížení září jako absolutně černé těleso, mění se distribuce vyzařování přes celý rozsah vlnových délek. Proto je vhodné rozdělit si celou škálu vlnových délek do oborů určených podle propustnosti přijímaného záření svým daným

filtrem, který propouští pouze úzce definovaný interval vlnových délek. Hodnoty hvězdné velikosti se v různých oborech fotometrických systémů tedy mnohdy významně liší. Její hodnota je totiž silně závislá na povrchové teplotě daného objektu. Největší hodnotu hvězdné velikosti objekt dosahuje právě v jednom, teplotou striktně určeném oboru. Proto bychom se měli při zpracování světelné křivky vyvarovat především kontaminace dat hodnotami z rozdílných světelných oborů vedoucí k falešným a mnohdy i naprosto nesmyslným výsledkům.

Při novodobých fotometrických měření se nejvíc používá tzv. *širokopásmový standardní (Johnson-Morganův nebo mezinárodní) fotometrický systém* a jeho dlouhovlnné rozšíření. Ten je definován speciálními filtry propustné v úzkém rozmezí daných vlnových délek (údaje v závorkách určují vln. délku maxima propustnosti daných filtrů) : *U* (235 nm), *B* (440 nm), *V* (550 nm), *R* (700 nm), *I* (900 nm), *J* (1250 nm) atd..

Z těchto filtrů tak dostáváme vždy hvězdnou velikost v daném oboru (m_V , m_B , m_I , atd.), chceme-li však zjistit hvězdnou velikost přes celou šířku vlnových délek zavádí se tzv. *bolometrická hvězdná velikost* m_{bol} .

Dalším důležitým aspektem hvězdné velikosti je fakt, že se jasnost daného objektu závisle mění podle místa, ze které pozorujeme, neboť ta je nepřímo úměrná druhé mocnině vzdálenosti a tak i hvězdná velikost na vzdálenosti velice úzce závisí.

$$\frac{j_1}{j_2} = \frac{r_2^2}{r_1^2} \longrightarrow m_2 - m_1 = -2,5 \log \frac{j_2}{j_1} = 5 \log \frac{r_2}{r_1} \quad (6)$$

Hvězdnou velikost všech objektů, kterou pozorujeme stále z relativně (z astronomických měřítek) stejného místa nazýváme *zdánlivou hvězdnou velikostí* m . Chceme-li však přesnou informaci o jasnosti objektu nezávislou na našem pozorovacím místě, zavádíme tzv. *absolutní hvězdnou velikost* M , což je zdánlivá hvězdná velikost vždy ze stejné vzdálenosti r_0 , tímto základním metrem si astronomové zvolili vzdálenost to z $r_0 = 10$ pc ($3,08568 \cdot 10^{17}$ m).

Poslední neméně důležitou charakteristikou této zajímavé veličiny, na kterou je potřeba upozornit je inverzní chod hodnot, což bychom si mohli lépe vysvětlit asi tak, že objekt s vyšší jasností má nižší hodnotu hvězdné velikosti než objekt méně jasný a může dokonce nabývat i záporných hodnot u těch nejzářivějších objektů na obloze (např. Slunce v oboru viditelného světla $M = -26,7$ mag). Toto specifikum je dáno spíše historickým významem této veličiny.

5.3.2 Juliánské datování

Poté, co jsme uvedli, že světelná křivka je graf závislosti fotometrické veličiny (nejčastěji hvězdné velikosti) na čase, jsme si již popsali specifika a charakteristiky oné fotometrické veličiny, ale za povšimnutí určitě stojí chvíli se zdržet i u druhé osy celého grafu a to u popisu časové škály používané v astronomii při podobných fotometrických studiích.

V převážné většině grafů, ať už fyzikálních či matematických, se v případech závislosti určité vlastnosti či veličiny na čase se jako jednotky časové osy podle standardů SI používají sekundy. Ty jsou však z hlediska astronomických měřítek v drtivé většině případů příliš malé a nepohodlné využívat, proto se astronomové již v dávných dobách rozhodli měřit čas podle data tehdejšího řehořského kalendáře. Ten měl však díky neceločíselnému počtu dnů v roce mnoho nedostatků a přinášel astronomům komplikace v přičítání dnů v přestupných rocích nebo jejich odečítání po určitých periodách v návaznosti na správný soulad doby oběhu Země kolem Slunce s počítáním dnů v roce. Proto přišel v 16. st. francouzský astronom Joseph

Justus Scaliger (1540-1609) s návrhem nového jednoduššího počítání data, které pojmenoval na počest svého otce (Julia Scaligera) jako *juliánské datování JD*. Jako počátek zvolil 1. leden 4713 př. n. l., aby tak postihl všechna historická astronomická pozorování a kalendáře, o kterých se v té době vědělo (o čem se tehdy ještě nevědělo byla pozorování mayské civilizace, pro kterou se dodatečně nadefinovali záporné hodnoty JD). Je to neustále zvětšující se číslo, rostoucí o jedničku každý den, který začíná pro JD vždy ve 12h v poledne UT, to proto, aby se hodnota JD neměnila zrovna v 00:00h UT uprostřed drtivé většiny všech astronomických pozorování. Pro lepší představu juliánské datum pro den 24. 12. 2010 v 12h UT je 2455555,0 d.

Další drobnou modifikací juliánského data je ještě tzv. *modifikované juliánské datum MJD*, které má původ v pracích vědců Smithsonianké astrofyzikální observatoře v USA, které slouží ke zkrácení jeho zápisu a tvoří se odečtením hodnoty 2400000,0 od juliánského data (MJD pro den 24. 12. 2010 ve 12h UT je 55555,0).

5.3.3 Heliocentrická korekce

Abychom byli co nejpečlivější a dosáhli co nejpřesnějších a rigorózních informací je nakonec ještě potřeba neopomenout započítat do JD opravu o vlivy způsobené oběhem našeho pozorovacího místa (tedy Země) kolem Slunce nazývanou *heliocentrická korekce*.

Díky nezanedbatelné velikosti velké i malé poloosy oběžné dráhy Země, může docházet k opoždění časů stejných fází daného pozorovaného objektu nabývajících hodnot až okolo 16 minut. Tento rozdíl časů je způsoben rozdílnou dráhou, kterou musí paprsky elektromagnetického záření urazit k nám na Zemi v rozdílných momentech umístění Země na její oběžné dráze kolem Slunce. Onen extrém 16 minut představuje čas, který trvá světlu urazit vzdálenost přes celou velkou poloosu oběžné dráhy Země.

Úroveň heliocentrické korekce se pak odvíjí od hodnoty *ekliptikální šířky* β námi zkoumaného objektu, nejvíce se heliocentrická korekce projevuje u objektů ležících v rovině *ekliptiky*, oběžné dráhy Země kolem Slunce ($\beta \approx 0^\circ$) a nejméně pak u objektů ležících ve směru jednoho z pólů ekliptiky ($\beta \approx \pm 90^\circ$).

Juliánské datum takto upravené o heliocentrickou korekci označované JD_{hel} je pak konečnou podobou časové škály, ve které se pak světelné křivky námi pozorovaných proměnných hvězd tvoří.

5.3.4 Světelná křivka

Stejně tak jako u studia jiných astronomických objektů nám nejvíce informací poskytuje elektromagnetické záření v podobě, jak viditelné části světelného spektra, tak i části, které už jsou našim očím zapovězeny pozorovat bez jakýchkoliv přídavných zařízení či detektorů. Chceme-li pak z detekování tohoto elektromagnetického záření celé řady vlnových délek přicházející k nám od studované hvězdy získat co nejvíce užitečných informací, ukazuje se jako nejučinnější nástroj při studiu právě proměnných hvězd zpracovávání tzv. *světelných křivek*. Právě ty nám nejpřesněji popisují situace a pochody, které celou hvězdu ovlivňují a dokládají nám názorně a přehledně v jednom jediném grafu, co vše se s daným objektem děje a především co se s ním dělo v dlouhé časové škále, co byl tento objekt studován.

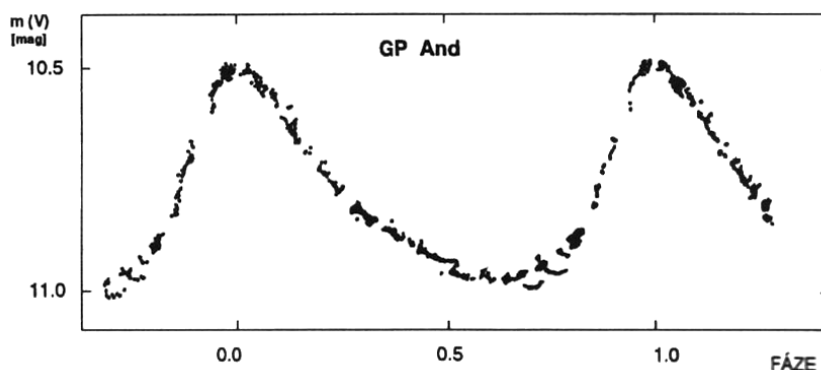
5.3.5 Fázová křivka

V rámci následné analýzy korektně zpracované světelné křivky proměnných hvězd s periodicky opakujícím se průběhem, je mnohdy velice výhodné transformovat si hodnoty osy charakterizující čas (juliánské datum), ve které dochází k jednotlivým momentům ve vývoji proměnnosti dané hvězdy, na veličinu, která popisuje, v jaké fázi své periody se zrovna tento objekt nachází. Hodnota fáze φ se pohybuje v rozmezí 0-1, kde fázi „0“ by měla daná hvězda mít (při kvalitně zpracované světelné křivce) v momentě svého základního minima/maxima, není-li tomu tak je velice pravděpodobné, že světelná křivka nebo některé z jejich korekcí nebyli dostatečně přesně provedeny.

Hodnota fáze φ jednotlivého libovolného juliánského data se pak řídí následující relací:

$$\varphi = \text{FRAC} \left[\frac{JD_{hel}(t) - M_0}{P} \right], \quad (7)$$

- funkce FRAC nám z výrazu, na který je uplatňována, odsekává celočíselnou část.



Obr. 7: Ukázka fázové křivky, konkrétněji GP Andromedae (proměnné hvězdy typu δ Scuti).

5.3.6 Světelné elementy

Jakmile má člověk správně a pečlivě zpracovaná napozorovaná data a z nich posléze vytvořenou světelnou křivku daného objektu, je potřeba přistoupit k další fázi a tou je analýza světelné křivky samotné a hledání skutečného významu struktur, které se v ní objevují. Těmto základním informacím, které můžete ze zkoumání tvaru světelných křivek zjistit a které světelnou křivku dostatečně popisují, se říká světelné elementy. Které základní informace tedy bezpečně popisují jakoukoliv světelnou křivku? Především *perioda změn* P a *okamžik základního minima/maxima* M_0 .

Ne u každé proměnné hvězdy je však potřeba obou těchto hodnot použít, mnohdy to ani není možné u určitých typů tyto vlastnosti vyhledat už kvůli podstatě jejich proměnnosti. Světelným elementem, který se u některých typů nepoužívá, je perioda změn jasnosti. Ta se využívá u typů proměnných hvězd, které prochází pravidelnými neustále se opakujícími procesy, které zapříčiňují proměnnost její jasnosti. U zákrytových dvojhvězd je to perioda

vzájemného oběhu složek daného vícenásobného hvězdného systému, u pulzujících proměnných hvězdách je to perioda opakujících se chemických či fyzikálních procesů probíhajících pod povrchem hvězdy a u rotačních proměnných hvězd, které mají odlišné složení fotosféry a tedy různou propustnost elektromagnetického záření v různých oblastech na povrchu hvězdy, je to perioda jejich vlastní rotace. Díky velké různorodosti mechanismu proměnnosti daných hvězd se hodnoty periody světelných změn mění na velice široké škále od 10^{-4} s až do 10^4 d. V mnohých případech nastává dokonce i situace, kdy se světelná křivka skládá z více periodických dějů než jednoho či dokonce z různých aperiodických dějů nebo trendů.

U typů proměnných hvězd jako jsou eruptivní hvězdy, novy či supernovy dojde ke změně jejich jasnosti buď jednorázově a nebo jen v malém množství cyklů, proto se u nich údaj periody jako světelného elementu vůbec nepoužívá.

Zato druhý světelný element, který se při studiu proměnných hvězd používá, okamžik (základního) minima/maxima se vyskytuje v analýze jakéhokoliv podtypu nezávisle na podstatu procesů způsobujících jejich variabilitu v jasnosti. Jemné rozdíly tak nastávají už jen v otázce, zda tento údaj interpretovat jako okamžik minima nebo jako okamžik maxima, což již na podstatě oněch procesů závisí. Okamžik maxima se používá například u nov či supernov, kde dochází k náhlému prudkému nárůstu jasnosti v relativně krátké časové škále a okamžik minima například u zákrytových dvojhvězd, který reprezentuje hodnotu nejnižší jasnosti celé soustavy a to ve fázi, kdy disk méně jasné složky zakrývá celým svým obsahem disk složky jasnější.

Díky těmto dvěma světelným elementům můžeme světelnou křivku nejen popsat a zhodnotit, ale u těch hvězd, jejichž jasnost se mění periodicky, můžeme dokonce předpovídat budoucí vývoj a vzhled světelné křivky daného objektu v blízkém časovém horizontu. U těchto predikcí do budoucna, které se používají zejména k plánování pozorovacích časů určitých pro naše studium důležitých fází světelné křivky, se využívá jednoduchý vzorec pro výpočet juliánského data dalších následujících okamžiků minima/maxima:

$$JD(\text{max/min}) = M_0(\text{max/min}) + E \cdot P, \quad (8)$$

kde jediným zatím neobjasněným členem je člen E nazývaný *epocha*, který představuje celočíselný údaj říkající nám, kolik period či cyklů stihne (nebo stihlo, při predikci směrem do minulosti, vztah by pak byl stejný jen s opačným znaménkem) proběhnout než se hvězda dostane do námi požadovaného stádia.

5.3.7 O-C diagram

Velice vhodnou pomůckou při dlouhodobějším studiu určitých časových okamžiků dané světelné křivky nebo jejího chování na delší časové škále je tzv. *O-C diagram*. Tento diagram znázorňuje časovou závislostí rozdílu námi pozorovaných časových okamžiků (O – *observed*) a časových okamžiků vypočtených na základě vztahu (8) z námi vypočtených světelných elementů. Pro časovou osu se častěji jako veličina používá epocha E .

Z tvaru a charakteristik O-C diagramu, je pak možno odhadnout nepřesnosti v našem určení periody či základního minima nebo je možno názorně ukázat povahu vývoje period pulzací některých zajímavě se chovajících se hvězd (T UMi).

Co nám tedy tato diagnostická metoda o daném objektu říká, je-li grafem O-C:

- a) téměř přesně vodorovná přímka procházející bodem $(O-C) = 0 \rightarrow$ perioda i světelné elementy jsme určili správně a v čase se nijak zvlášť nemění.
- b) téměř vodorovná přímka neprocházející bodem $(O-C) = 0 \rightarrow$ periodu jsme určili správně, chyba je však v okamžiku základního minima. Prochází li přímka hodnotou $(O-C) < 0$ je potřeba okamžik základního minima zmenšit o tuto hodnotu (resp. o absolutní hodnotu tohoto čísla); je-li > 0 , tak navýšit.
- c) šikmá přímka procházející bodem $(O-C) = 0, E = 0 \rightarrow$ okamžik základního minima jsme tentokrát určili správně, ale perioda je protentokrát nesprávná. Jel-li přímka stoupající je naše vypočítaná perioda menší oproti té skutečné a je potřeba ji opravit o směrnici této přímky; je-li klesající, pak je naše předpovězená perioda delší oproti skutečné.
- d) parabola \rightarrow naznačuje nám, že se perioda lineárně prodlužuje nebo zkracuje. Je-li parabola otevřená vzhůru, perioda se zvětšuje; otevřená dolů perioda se zmenšuje.
- e) sinusoida nebo jiná podobná funkce \rightarrow zde je jako nejpravděpodobnější vysvětlení tzv. *light-time effect* (LiTE) – který nastává v situaci, kdy se daný objekt pohybuje ve společnosti druhé složky vícenásobného systému, která se však nemusí spektroskopicky ani fotometricky dále jinak projevat.
- f) polynom vyššího stupně \rightarrow zde jsou už změny periody značně komplikovanější a je nutno do předpovědí základních extrémů zavést další členy – Taylorův rozvoj se středem v $E = 0$.

Všechny tyto podoby O-C diagramu jsou však značně zidealizovány a v drtivé většině případů nepozorujeme takto jednoduché výsledky. V mnoha případech jsou totiž hvězdy ovlivňovány celou řadou aspektů a vlivů a dochází tak k různým kombinacím mnohých výše uvedených změn.

Kapitola 6

T UMi

Cílem této práce je hvězdný objekt T Ursa Minoris (= GSC 04408 00163 = HD 118556). Je to objekt severní hvězdné oblohy, $\alpha = 13^{\text{h}}34^{\text{m}}41,09^{\text{s}}$, $\delta = 73^{\circ}25'53,10''$ ([J2000]). Změny jasnosti 7,8 – 15,0 mag ve filtru V. Jde o velkého rudého obra zhruba slunečních hmotností (0,8 – 1,5 M_{\odot}) a tedy i velice nízké průměrné hustoty, který se po právu řadí do skupiny dlouhoperiodických pulzujících proměnných hvězd. I když tento fakt nemusí platit příliš dlouho, to právě odhaluje naše konkrétní snažení v této práci. Naším hlavním úkolem byla fotometrická studie hvězdy se zaměřením na periodovou analýzu jejich světelných změn.

Právě perioda světelných změn, je charakteristikou, která astronomy na tomto objektu opravdu fascinuje nejvíce. Je to ukázkový příklad miridy pozdního spektrálního typu v rozmezí M4e-M6e, kde přípona „-e“ označuje hvězdu s emisními čarami ve spektru. Tato emise pochází z okolohvězdné obálky plynů a prachu vyvržených hvězdou do svého bezprostředního okolí sycené záření mateřské hvězdy. Co je na této hvězdě neobvyklého je však to, že T UMi zhruba od 80. let minulého století začala periodu svých pulzací rapidně a neočekávaně zmenšovat, což u mirid nebývá příliš častým zvykem.

Spektrální typ se mění a nejspíš zejména z důvodu právě nestabilní periody pulzací. Víme, že čím delší je perioda pulzací mirid, tím vyšší je číslo spektrálního typu M2 - M6 (Payne-Gaposchkin, 1954). Tato závislost nám říká, že miridy s delšími periodami pulzací jsou tak mnohem chladnějšími objekty než miridy s periodami kratšími. Dále známe závislost mezi periodou pulzací P a průměrnou hustotou látky ρ' , mezi kterými je nepřímá úměra. Nejenom tyto všechny aspekty tedy použijeme pro nastínění naší verze možných vysvětlení tohoto chování.

6.1 Pozorovací data

K rozboru vývoje světelné křivky dlouhoperiodické proměnné hvězdy však potřebujeme velkou zásobu dat, z co nejdelšího časového období. Proto je na začátek potřeba přiložit zvláštní význam sběru co nejvíce použitelných fotometrických pozorovacích dat a to i těch nejvíce historických, které jsou zatíženy ještě velkými chybami.

V konečné důsledku poměrně nepatrnou část veškerých mých nashromážděných dat tvoří má vlastní měření na univerzitním dalekohledu v Brně na Kraví hoře, kde jsem ve třech nocích od sebe vzdálených (31. 3., 23. 4. a 17. 5.) provedl měření T UMi ve čtyřech barevných filtrech B, V, R a I. Jelikož se jedná o dlouhoperiodickou proměnnou hvězdu, její jasnost se během i dlouhé noci příliš nemění (o cca 0,001 mag/noc) a proto bylo provedeno jenom bodové měření pro celou noc, z něhož jsme standardními metodami zpracování dostali hvězdné velikosti v daných oborech (viz Tab. 2).

Hlavní část mých zkoumaných dat však pochází z astronomických databází, které shromažďují a zpřístupňují fotometrická měření široké řady proměnných hvězd od pozorovatelů z celého světa. Na prvním místě bych chtěl nejvíc v tomto směru vyzvednout výpomoc astronoma Ladislava Šmelcera z hvězdárny ve Valašském Meziříčí, který se studiem hvězdy T UMi zabývá již dlouhá léta. Poskytnul mi celou řadu svých vlastních fotometrických měření i cenných informací. Jakožto člen organizace *Sekce proměnných hvězd a exoplanet České astronomické společnosti* mi doporučil jejich projekt Medúza, zabývající se fyzicky proměnnými hvězdami, kde jsem získal opět hezkou řádku dat. Nejplodnějším zdrojem dat však byla Americká asociace pozorovatelů proměnných hvězd (AAVSO), od které jsem získal okolo 50% veškerých dat, zpracovávaných v této práci. Dalšími dodatečnými zdroji dat byla francouzská asociace pozorovatelů (AFOEV), maďarská (VCSSZ) a pár cenných informací jsme získali i od japonské asociace (VSOLJ), jejichž data jsem však do analýz v důsledku náročnosti extrahování vhodných informací z jejich nabízených dat nezařadil (viz Tab. 1).

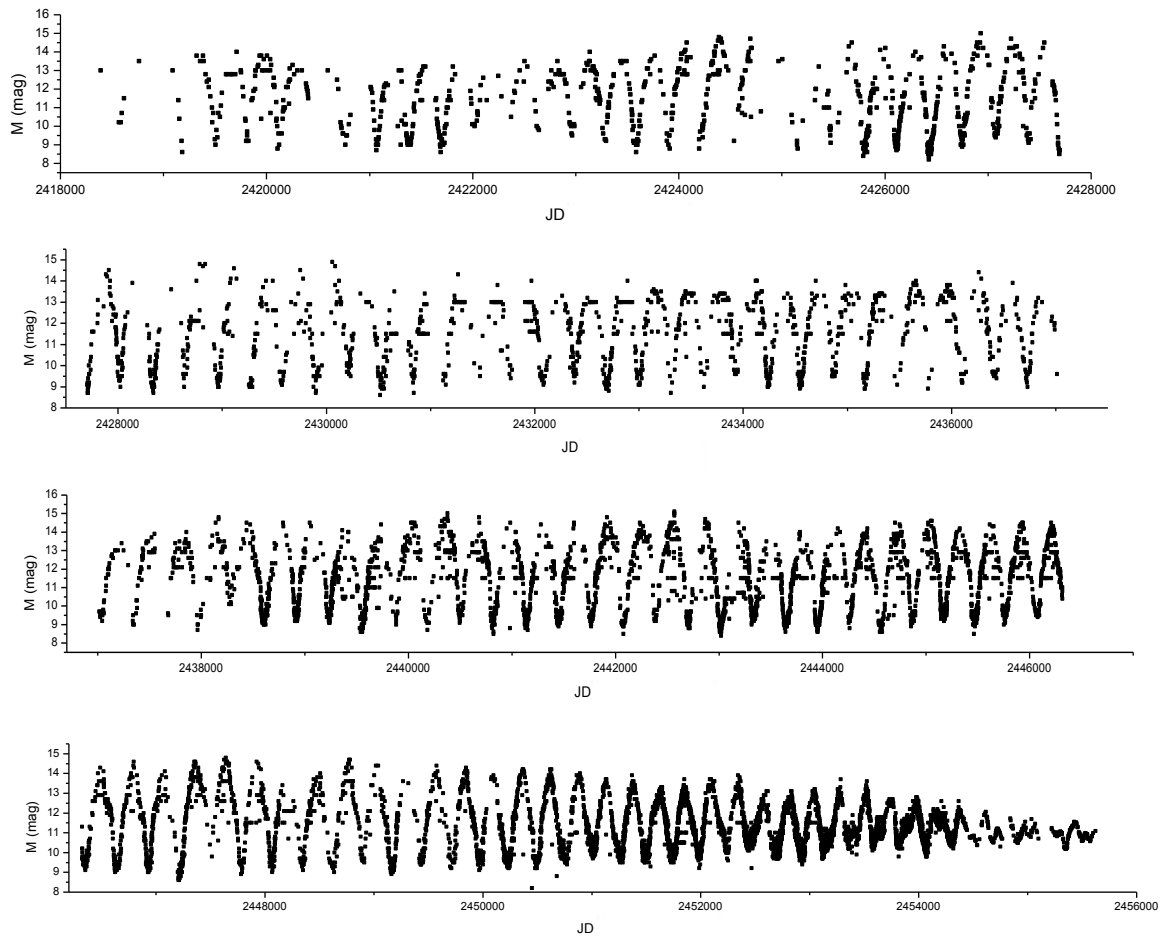
zdroj	počet měření	rozsah	B	V	R	I
Jan Páral	3	2011	ano	ano	ano	ano
Ladislav Šmelcer	5228	1999 - 2011	ne	ano	ano	ano
AAVSO	11718	1909 - 2011	ne	ano	ano	ano
Medúza	4138	1995 - 2011	ne	ano	ano	ano
VCSSZ	804	1976 - 2010	ne	ano	ne	ne
AFOEV	8675	1921 - 2010	ne	ano	ne	ne
celkem	30566					

Tab. 1: Souhrn informací o fotometrických datech T UMi shromážděných v rámci této práce

čas	JD	B (mag)	V (mag)	R (mag)	I (mag)
31. 3. 2011	2455651,5	12,34	11,26	9,60	6,84
23. 4. 2011	2455674,5	12,57	11,28	9,56	6,62
17. 5. 2011	2455698,5	11,51	10,23	8,70	6,26

Tab. 2: Souhrn vlastních fotometrických měření na univerzitním dalekohledu na Kraví hoře

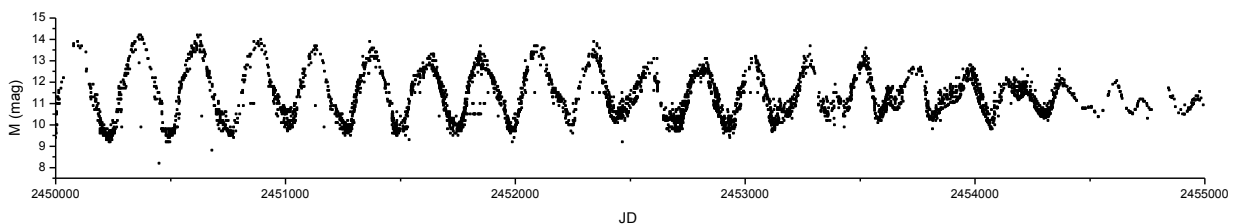
Poněvadž jsou veškerá nashromážděná data z různých institucí a zemí, má ve valné většině případů každý zdroj dat svůj vlastní styl a formát dat, který je potřeba sjednotit. Hlavním středem našeho zájmu jsou světelné křivky, tudíž nám postačí vyextrahovat z dat pouze údaje hvězdných velikostí v závislosti na juliánském datu. Jakmile se nám tohle podaří, rozdělíme si data podle oborů, ve kterých byla pořízena a následně je sloučíme do jediné časové řady, abychom si mohli vykreslit, co nejobsáhlejší historii této hvězdy pro jednotlivé obory. Nejdlejší časovou škálu pak logicky dostáváme ve filtru V, kterým je nejstarším a nejzákladnějším fotometrickým oborem vůbec. Rozsah měření v ostatních filtrech (především R a I) je už pak mnohonásobně menší, neboť se jejich význam zvýšil teprve v nedávných několika desítkách let ve snaze objasnit nezvyklé změny chování hvězdy. Ve filtru V, tak máme časovou řadu o rozsahu let 1909 – 2011, ve filtru R to je 2003 – 2011 a ve filtru I časová řada zabírá období let 2004 – 2011.



Obr. 8: Světelná křivka T UMi ve filtru V (období let 1909-2011).

6.2 Periodová analýza

V praktické části fotometrického studia této hvězdy jsem zaměřil především na periodovou analýzu jejich světelných změn a vysvětlení nebo nastínění některých zajímavých výsledků, které jsme z těchto analýz získali. Jak už bylo řečeno, hvězdný objekt T UMi je v povědomí mnohých astronomů zejména díky své zkracující se periodě. Hodnotu udávanou v databázi CGVS $P = 301,0$ dní již dávno nemá, neboť se zhruba od 80. let minulého století začala zmenšovat a to až na současnou hodnotu okolo 200 - 210 dní. Pokles periody: $3,8 \pm 0,4$ dny/rok (Szatmáry, Kiss, Bebesi, 2003) (viz Obr. 9). Společně s periodou se započala výrazně zmenšovat i amplituda světelných změn i samotný tvar světelné křivky, která v posledních letech není zdaleka tak pravidelná a úhledná, jako byla předešlých minimálně 80 let, po kterých máme o této hvězdě fotometrická měření.

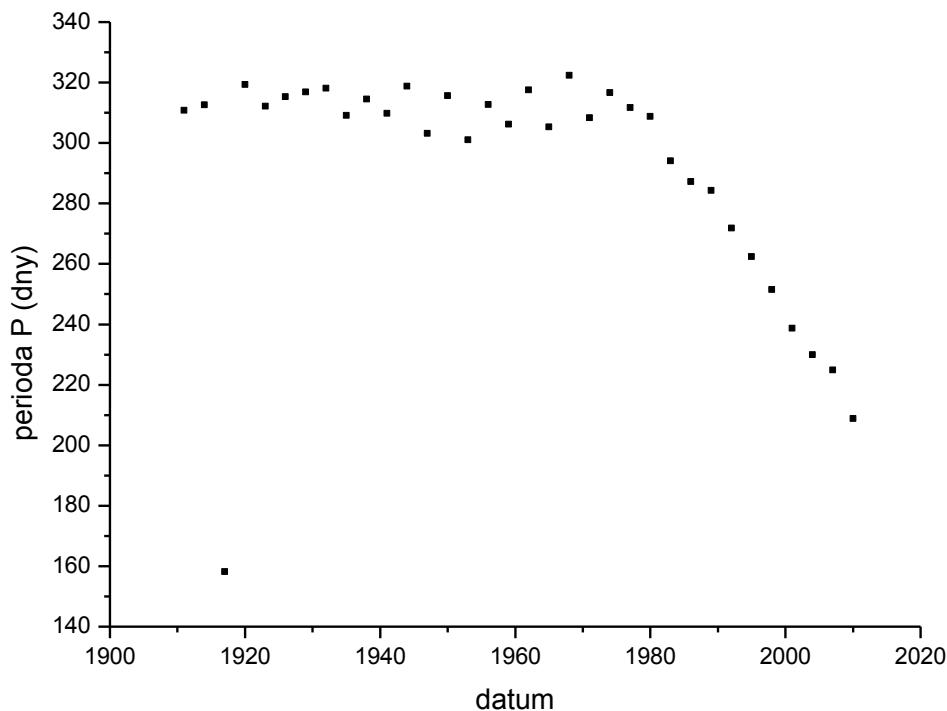


Obr. 9: Znázornění poklesu periody a amplitudy změn jasnosti v nedávných letech (1995 - 2011).

Periodovou analýzu jsme realizovali rozdělením veškerých pozorovacích dat ve filtru, ve kterém je obsažen co možná nejdelší úsek její světelné křivky tedy ve filtru V , na kratší úseky, z nichž jsme pomocí Fourierovy analýzy vypočítávali periodu světelných změn. Úseky jsou rozděleny po pěti letech, kdežto každý úsek se s předchozím překrývá o dva roky v rámci odstranění možnosti zanesení falešných period nebo ztráty zajímavých událostí na hranici dvou úseků. Zpracované úseky, zjištěné periody a amplitudy změn jsou znázorněny v Tab. 3.

období	frekvence	amplituda	perioda	počet hodnot
1909-1914	0,00321800	1,7381	310,75	95
1912-1917	0,00319912	1,4747	312,59	135
1915-1920	0,00632250	1,2955	158,17	163
1918-1923	0,00313135	1,7422	319,35	156
1921-1926	0,00320407	2,0362	312,10	209
1924-1929	0,00317113	2,2321	315,34	140
1927-1932	0,00315639	1,5102	316,82	264
1930-1935	0,00314395	1,7170	318,07	306
1933-1938	0,00323465	1,6534	309,15	245
1936-1941	0,00317934	1,7784	314,53	214
1939-1944	0,00322792	1,6431	309,80	203
1942-1947	0,00313715	1,6207	318,76	193
1945-1950	0,00329804	1,6636	303,21	259
1948-1953	0,00316822	1,8875	315,63	278
1951-1956	0,00332189	1,8932	301,03	293
1954-1959	0,00319753	1,9104	312,74	231
1957-1962	0,00326546	1,7931	306,24	208
1960-1965	0,00314900	1,8869	317,56	292
1963-1968	0,00327596	1,4034	305,25	534
1966-1971	0,00310235	1,8341	322,34	501
1969-1974	0,00324270	1,9261	308,39	576
1972-1977	0,00315795	2,2834	316,66	583
1975-1980	0,00320776	1,7578	311,74	702
1978-1983	0,00323873	1,9497	308,76	747
1981-1986	0,00340061	2,0988	294,06	848
1984-1989	0,00348098	2,0681	287,28	756
1987-1992	0,00351803	1,9683	284,25	644
1990-1995	0,00367889	1,6770	271,82	571
1993-1998	0,00381052	1,7702	262,43	1027
1996-2001	0,00397657	1,4764	251,47	2016
1999-2004	0,00418926	1,2148	238,71	3553
2002-2007	0,00434814	0,9120	229,98	3421
2005-2010	0,00444760	0,7042	224,84	1556
2008-2011	0,00478844	0,3565	208,84	351

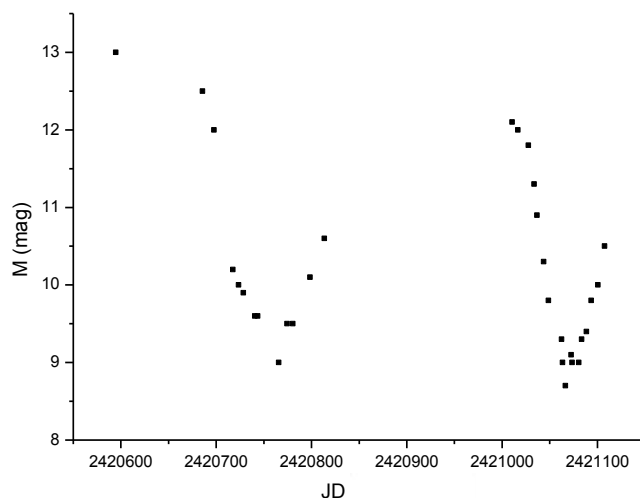
Tab. 3: Výčet jednotlivých období světelné křivky s vypočtenými periodami pro jednotlivá období.



Obr. 10: Graf závislosti periody světelných změn T UMi na čase.

Z tohoto grafu je názorně vidět vše, co jsme říkali v úvodu této kapitole o zvláštních charakteristikách T UMi. Kolem 80. let minulého století dochází na této hvězdě k určitým dramatickým změnám, které způsobují náhlý drastický pokles periody změn jasnosti i pokles amplitudy jejich změn.

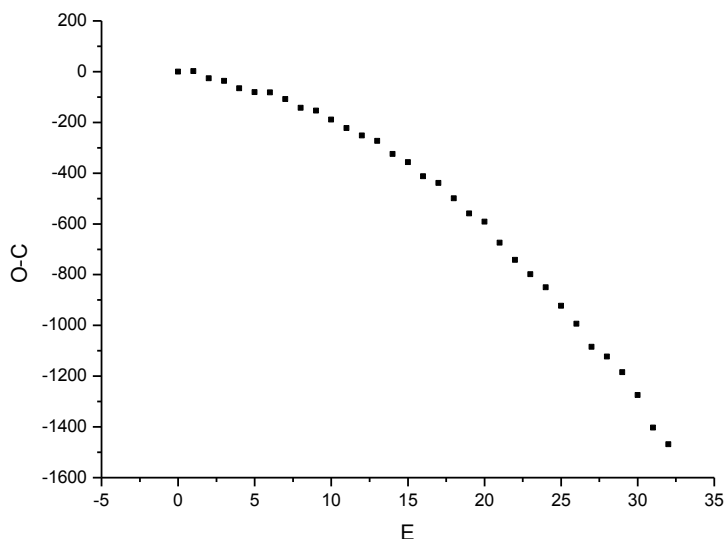
Jak je však vidět není uvedena závislost zcela bez chybičky, neboť se v oblasti úseku kolem roku 1914 nachází náhlý pokles periody až na polovinu dřívějších i pozdějších hodnot. Tento jev však zcela jistě nesouvisí s nějakými převratnými změnami na hvězdném objektu samotném, neboť takových změn hvězdy nejsou schopny, přihlédneme-li k faktu, že se hned v dalším úseku opět vrátila perioda změn jasnosti opět na dřívější hodnotu. Proto je problém a komplikace třeba hledat v sadě pozorovacích dat, ze které tato perioda vzešla.



Obr. 11: Světelná křivka pro období let 1915-1920 jako vysvětlení skokové odchylky v časové závislosti periody světelných změn T UMi.

Jak je na uvedeném grafu vidět, v tomto časovém období je průběh světelné křivky jen velice slabě pokryt pozorovacími daty (vždy jen v okolí minima). Ve fázové křivce tudíž chybí značná část jejího průběhu a to nám silně ovlivňuje periodovou analýzu tohoto vzorku dat, u kterého nakonec logicky vychází falešná (poloviční) perioda.

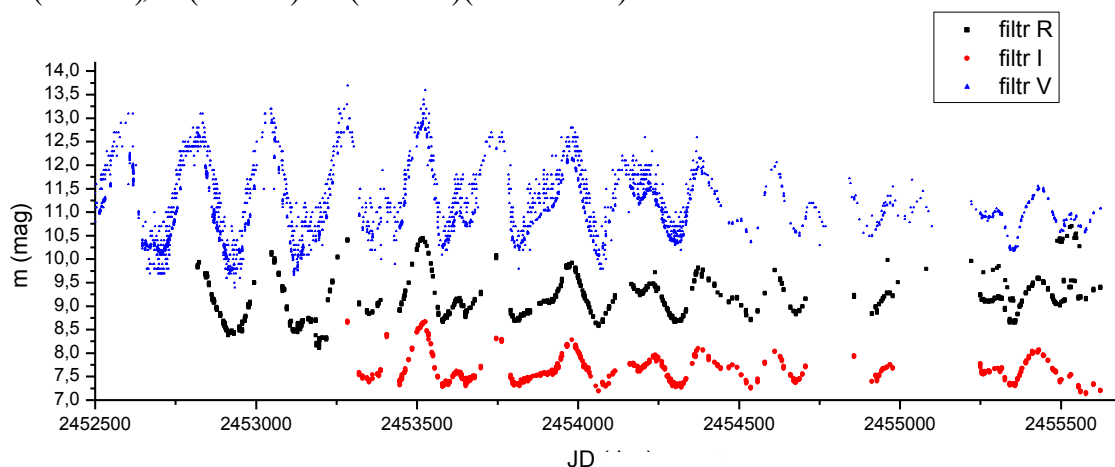
Zkracující periodu světelných změn nám pak dokládá i přiložený O-C diagram, jehož křivkou je parabola otevřená směrem dolů, což je průvodní znak neustále se zkracující periody (viz Obr. 12)



Obr. 12: O-C diagram pro období poslední 30 let (světelné elementy převzaty z databáze CGVS).

6.3 Barevná fotometrie

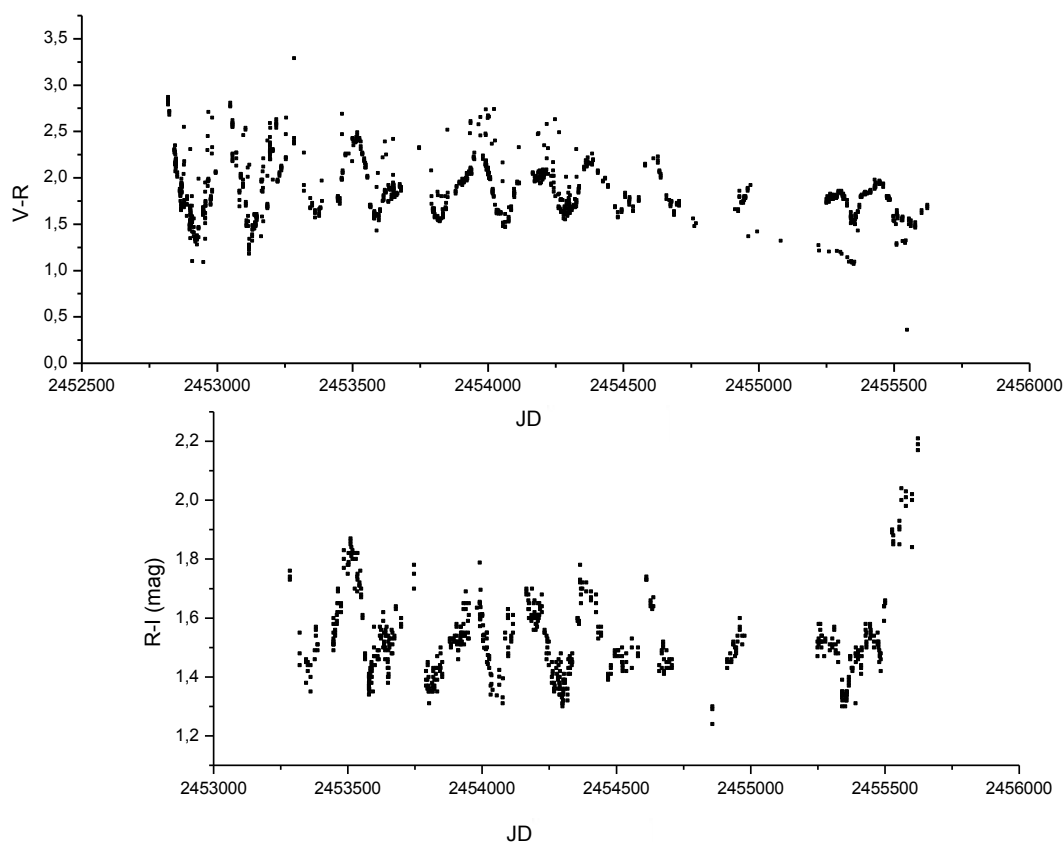
Jak je vidět na celé časové škále světelné křivky T UMi, měla hvězda po velice dlouhou dobu velice pravidelný sinusoidu-připomínající tvar, který se však v současné době začal zřetelně měnit. Abychom si ukázali tuto nejmladší a nejzajímavější část její světelné křivky, jak se obecně chová v několika fotometrických oborech, sestrojili jsme další graf její světelné křivky tentokrát však pro mnohem kratší úsek (2002 – 2011) a navíc ve 3 barevných filtrech *V* (550 nm), *R* (720 nm) a *I* (900 nm)(viz. Obr. 13).



Obr. 13: Světelná křivka T UMi ve filtrech *V*, *R* a *I* pro období let 2002 – 2011.

Jak je z tohoto grafu vidět, neděje se v jednotlivých fotometrických oborech nic navzájem diametrálně aspoň, co se týče časů, kdy nastávají maxima a minima světelných změn. Všechny extrémy ve filtrech *R* a *I* spolu krásně korespondují a s extrémy ve filtru *V* tomu není jinak. Jediné co se mezi nimi liší, je rozložení energie záření v jednotlivých oborech. Je to chladný rudý obr s efektivní povrchovou teplotou okolo 3500 K a tudíž se maximum vyzařované energie pohybuje v okolí vlnové délky 800 nm, což je již za hranicí blízkého infračerveného záření ($\lambda = 760 - 1400$ nm). Ovšem co se týče pulzací hvězdného obalu, ty nejvíce ovlivňují vyzařování v oblasti viditelného záření v našich datech reprezentované hodnotami filtru *V*. Amplitudy v tomto oboru jsou ze všech filtrů největší a dlouho se pohybovali až na dvojnásobku hodnot ostatních filtrů. Procesy, které však zapříčinili zkracování periody, postupně zmenšují i amplitudu změn zejména ve viditelné oblasti a pomalu tak smazávají rozdíly amplitud mezi jednotlivými filtry.

Tuto problematiku nám lépe pomůže pochopit sestrojení tzv. *barevných indexů*. Barevným indexem rozumíme číslo dané rozdílem hvězdných velikostí téže hvězdy určených pro dvě různé barvy (filtry) c_1 a c_2 , pro jejichž efektivní vlnové délky λ_{c_1} a λ_{c_2} platí, že $\lambda_{c_1} < \lambda_{c_2}$. Tedy např. pro filtry *V* (550 nm) a *R* (720 nm) platí barevný index ve tvaru: $V-R = m_V - m_R$. Všeobecně platí, že čím má hvězda vyšší teplotu, tím více se maximum vyzařování dané hvězdy posouvá do kratších vlnových délek a klesají barevné indexy hvězdy. Tento vztah je přibližně monotónní proto je možné mnohdy zaměňovat barevný index s teplotou. Z důvodu pochopení zvláštního chování světelných změn T UMi v posledních letech jsme se rozhodli vynést do grafu závislosti barevných indexů (*V-R*) a (*R-I*) na čase a přiblížit si tak nejen vývoj efektivních teplot hvězdy (viz Obr. 14).



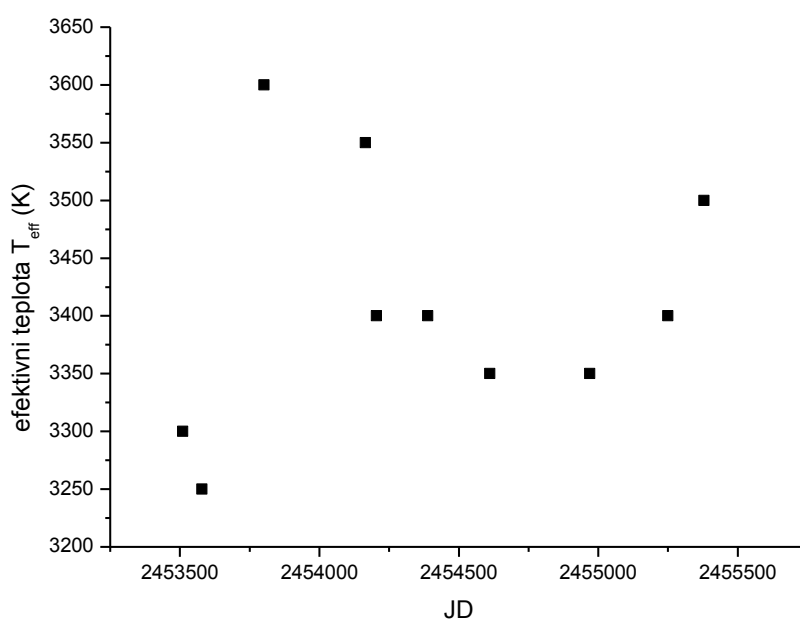
Obr. 14: Časová závislost barevných indexů (*V-R*) a (*R-I*).

V první přiblížení bychom tedy mohli prohlásit, že v návaznosti na zjištěný klesající trend obou barevných indexů, se pravděpodobně efektivní teplota T_{UMi} začala v průměru v posledních letech zvyšovat. Poněkud záhadou je náhlé zvýšení barevného indexu (R-I) v závěru řady.

6.4 Změna efektivní teploty a poloměru

Poněvadž ale hvězdy nezáří ve skutečnosti přesně jako absolutně černé těleso (na tomto faktu stojí celá závislost teplota-barevný index) není barevný index zcela závislý pouze na efektivní teplotě hvězdy. Z těchto důvodů se závislost teplota-barevný index častěji než z průběhu vyzařovací funkce absolutně černého tělesa provádí pomocí empirických metod. Z tabulek zahrnujících pro určité typy hvězd (trpaslíci, obří, hlavní posloupnost – každý typ má své specifické hodnoty) kombinace barevných indexů (např. (V-R) a (R-I)), kterým jsou přidělovány efektivní teploty získané jinými metodami.

Vybrali jsme si tedy pro okamžiky maxim ve světelné křivce T_{UMi} hodnoty jednotlivých barevných indexů, pro které jsme zjistili přibližné efektivní teploty hvězdy (Amado, Byrne, 1995)(viz Tab. 4 a Obr. 15).



Obr. 15: Vývoj efektivní teploty T_{UMi} spočítaný ze změn barevných indexů

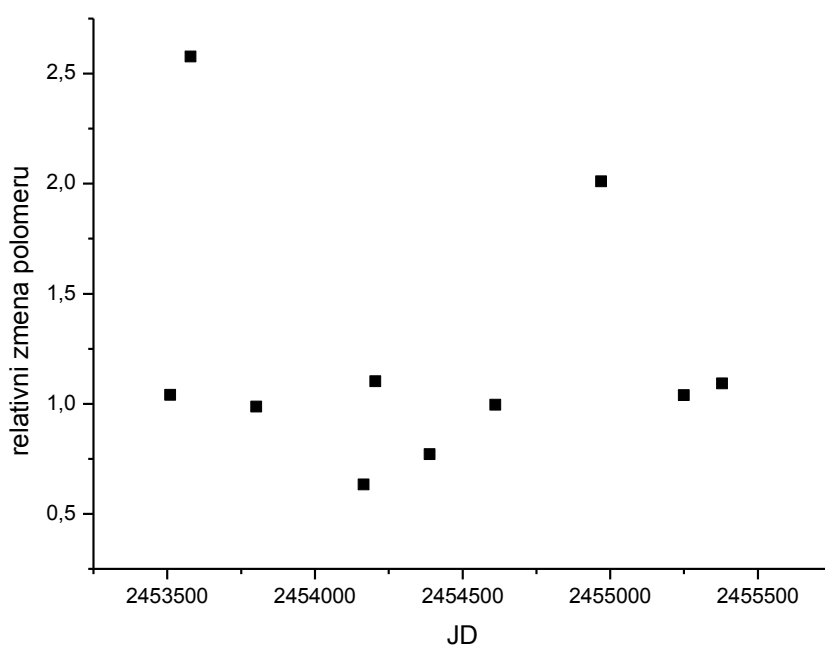
Touto metodou jsme však bohužel dostali velice nejednoznačný výsledek. Je sice možné rozpoznat v dané závislosti určitý rostoucí trend, ale výsledky proložení grafu lineární křivkou jsou bohužel díky velkému kolísání hodnot zatíženy téměř 200% chybou. Velké rozdíly

hodnot a neověřený jasný nárůst teploty může být zapříčiněn velkým zašuměním dat v křivkách barevných indexů, které nejsou úplně hladkou křivku připomínající závislosti.

S vypočtenými hodnotami efektivní teploty jsme měli v plánu prozkoumat vývoj maximálního poloměru, který hvězda dosahuje díky pulzacím, a který je časově totožný s maximy jasnosti hvězdy. Tento vývoj poloměrů by nám pak mohl mnohé prozradit o chování T UMi i z jiného úhlu pohledu. Bohužel v návaznosti na nejasné výsledky vývoje efektivní teploty jsou i výsledky vývoje poloměru zatíženy značnou chybou a o významu vzhledu jejich časové závislosti se tak můžeme zatím jenom dohadovat (viz Tab. 4 a Obr. 16).

JD	T_{eff} (K)	M_V (mag)	R_2/R_1
2453284	3300	12,8	
2453510	3250	12,78	1,04
2453579	3600	10,28	2,58
2453801	3550	10,37	0,99
2454166	3400	11,55	0,63
2454204	3400	11,34	1,10
2454388	3350	11,97	0,77
2454611	3350	11,98	1,00
2454970	3400	11,19	2,01
2455250	3500	10,98	1,04
2455380	3450	10,85	1,09

Tab. 4: Vývoj efektivní teploty a relativní změny poloměru R_2/R_1 (označuje poměr poloměru v maximu v porovnání s poloměrem z maxima předchozího).



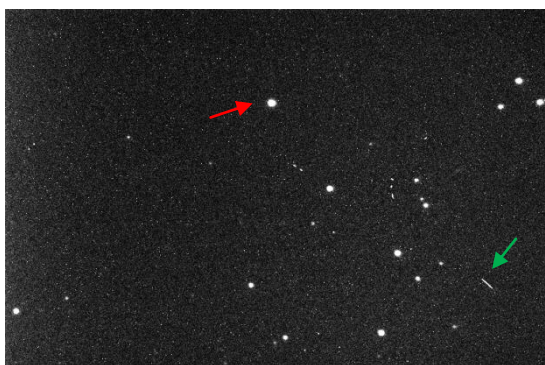
Obr. 16: Graf vývoje relativní změny poloměru hvězdy v posledních letech.

6.5 Ukázky vlastního pozorování

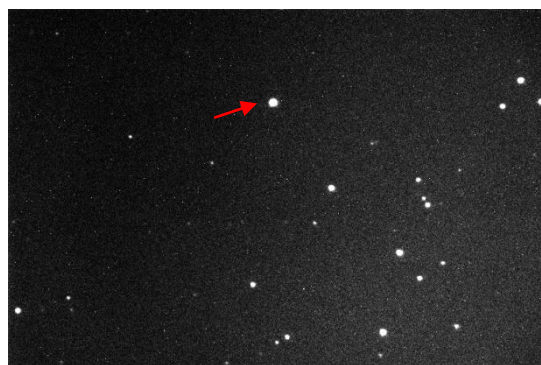
Na závěr jsem přiložil na ukázkou snímky T UMi (zaznačena červenou šipkou), pořízené mnou na univerzitní observatoři na Kraví hoře (viz Obr. 17 - 20). Snímky byly pořízeny během jedné noci (23. 4. 2011) na univerzitním 62cm zrcadlovém dalekohledu, v jehož Newtonově ohnisku se nachází poněkud starší, ale stále velice schopná CCD kamera SBIG ST8.

Jednotlivé snímky jsem pořídil postupně ve čtyřech barevných filtrech *B*, *V*, *R* a *I*. Jelikož T UMi je chladný obr nevyzařuje ve všech filtrech stejně intenzivně, proto bylo třeba volit rozličných dob expozic (t) pro jednotlivé obory, tak abychom se vyvarovali přetečených (příliš přeexponovaných) snímků. Jelikož maximum vyzařování této hvězdy leží již v infračervené části spektra, mají nejmenší expozici filtry právě v blízkosti této části spektra, ve které mnohonásobně předčí ostatní hvězdné objekty na snímku.

(Zajímavost: na Obr. 17 filtru *B* je dokonce zachycen i jeden kosmik v pravé dolní části snímku – zelená šipka)



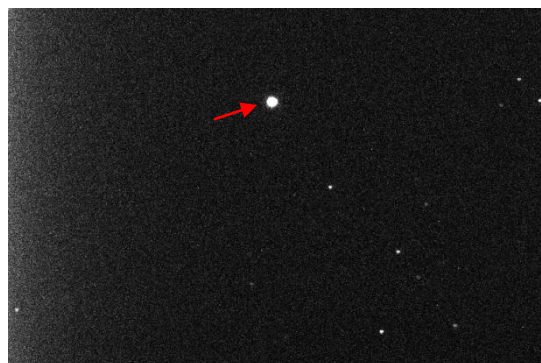
Obr. 17: T UMi ve filtru B ($t = 60$ s)



Obr. 18: T UMi ve filtru V ($t = 50$ s)



Obr. 19: T UMi ve filtru R ($t = 30$ s)



Obr. 20: T UMi ve filtru I ($t = 1$ s)

Závěr

Naším hlavním cílem této práce byla především periodová analýza světelných změn T UMi. Díky posbírání a zpracování velkého množství fotometrických měření se nám povedlo jasně a elegantně doložit domněnky o stále se zkracující se periodě společně s klesající amplitudou.

Co se však pochopení podstaty důvodů těchto změn a možných dopadů i na jiné vlastnosti hvězdy týče, nebyla už tato práce úspěšná na 100%. Z několika základních vztahů vlastních pro tento typ hvězd je nám však jasné několik věcí. Díky změně periody se časem musí měnit i průměrná hustota látky ve hvězdě. Jelikož se perioda prodlužuje, celková průměrná hustota tedy klesá, což může být spojeno s mohutným hvězdným větrem, kterým tyto hvězdy disponují. Není však jasné z jakého důvodu by došlo k tak náhlé změně periody, snad jen kdyby se začalo množství odvanutého materiálu přepočteného na jednotu času z nějakých příčin náhle zvyšovat.

Další pomocnou analýzou nám měl posloužit rozbor barevné fotometrie. Prvním svízelným okamžikem v užitečnosti této analýzy byl fakt, že nemáme fotometrická měření v různých barvách pro období kolem počátku změn chování světelných změn, které by nám nejlépe něco řekly o jejich podstatě. Museli jsme se tedy spokojit pouze s daty, která byla pořízena až o 20 let později, která pokrývají zhruba poslední třetinu tohoto dramatického období této hvězdy. Zpracováním dat se nám sice povedlo do grafu vynést a ukázat poměrně hezké a pravidelné změny barevných indexů, které navíc ukazovali i jistý postupný klesající trend, který by poukazoval na zvyšování efektivní teploty T UMi, ale pomocí jiných spíše empirických metod se nám tento vývoj teplot nepodařilo zcela jednoznačně potvrdit. Jistá rostoucí tendence teploty je sice vidět i z této metody, ale je zatížena velkou chybou, proto je lepší brát její výsledky s mírnou rezervou a opatrností.

Z postupného vývoje teploty jsme měli v plánu prozkoumat i vývoj maximálního poloměru hvězdy, který dosahuje v maximu pulzací, který by nám mohl o podstatě jejího chování, také ledacos říct. V návaznosti však na ne úplně jednoznačné výsledky vývoje teploty nemůžeme ani v případě této analýzy pronést nějaké dostatečně věrohodné závěry. Jistý trend tam opět nalézt lze, ale pro nedostatek hodnot jsou jakékoliv aproximace zatíženy velkými chybami.

Má práce nebyla zatím zdaleka jediná, která by se zvláštním chováním některých mirid zabývala. Právě náhlý pokles periody světelných změn u těchto hvězd, v čele s exemplárním příkladem hvězdy T UMi, vrtá hlavou nemálo astronomům. Některé práce a publikace věnované tomuto jevu přichází povětšinou s teorií právě probíhajícího heliového záblesku, jež je dějem tak energeticky vydatným a rychlým, že by dokázal v tak pro hvězdný vývoj krátkém čase způsobit takto rozsáhlé změny fungování do té doby velice stabilních a periodických změn. Tuto teorii se však nepodařilo stále ještě bezpečně potvrdit pro nedostatek pádných důkazů. Možností by především bylo odhalení některých obskurních prvků ve spektru hvězdy (např. technecium), které by více než pádně tuto domněnku heliového záblesku potvrdili. Spektra těchto „zvláštních“ mirid však zatím nejsou k dispozici, proto má do budoucna

studium těchto hvězd ještě velký potenciál a konečné odhalení pravé podstaty na někoho teprve čeká. Je jasné, že odkrytí celého mechanismu tohoto zajímavého jevu nám přinese znovu celou řadu důležitých poznatků o dějích a procesech ve vnitřních vrstvách hvězdy, které jsou nám jinak pod neprostupnou vrstvou fotosféry dobře skryty.

Literatura a zdroje

Literatura:

- Amado, P. J., Byrne, P. B., *Irish Astr. J.*, 23 (2), 177 – 182, 1996
- Bessell, B. S., *PASP.*, Vol. 91, No. 543, 1979
- Campbell, L., *Studies of Long Period Variables* (Cambridge: AAVSO), 1995
- Castor, J. I., *Physical processes in red giants*, D. Reidel Publishing Co., 1981, p. 285-299.
- Dušek, J., *Fotometrické studium sedmi uhlíkových hvězd*, 2002
- Feast, M. W., 87. *IAUC*, 151 - 161 , 1986
- Feast, M. W., *MNRAS*, 278, 11, 1996
- Feast, M. W., Whitelock, P. A., *Late stages of stellar evolution*, D. Reidel Publishing Co., 1987, p. 33-46.
- Gál, J., Szatmáry, K., *A&A*, 297, 461 – 464, 1995
- Habing, H. J., Neugebauer, G., *IAUC*, 3911, 1984
- Hawkins, G., Mattei, J. A., Foster, G., *PASP*, Vol. 13, No. 782, 501-506
- Holzer, T. E.; MacGregor, K. B., *Mass loss from red giants*, D. Reidel Publishing Co., 1985, p. 229-255.
- Kwok, S., Pottasch, S. R., *Late stages of stellar evolution*, Vol. 132, D. Reidel Publishing Co., 1986
- Ledoux, P., Noels, Rodgers, A. W., *Stellar instability and evolution*, IAU, Symposium No. 59, D. Reidel Publishing Co., 1973
- Mikulášek, Z., Krtička, J., *Základy fyziky hvězd*, ÚTFA PřF MU, Brno, 2005, [skripta]
- Mikulášek, Z., Krtička, J., *Úvod do fyziky hvězdných soustav*, ÚTFA PřF MU, Brno, 2005, [skripta]
- Mikulášek, Z., Zejda, M., *Proměnné hvězdy*, ÚTFA PřF MU, Brno, 2002, [skripta]
- Moretto, L. G.; Thompson, S. G.; Routti, J.; Gatti, R. C., *PhLB*, 1972
- Payne-Gaposchkin, C., *Variable stars & Galactic structure*, Tha Athlone press, 1954
- Polster, J., *Analýza světelných křivek uhlíkových mirid*, 2006
- Šmelcer, L., *IAU Information bulletin on variable stars*, Commissions 27 and 42, No. 5323, 2002
- Štefl, V., *Fyzika chladných hvězd*, ÚTFA PřF MU, Brno, 2010, [skripta]
- Tayler, R. J., *Late stages of stellar evolution*, IAU, Symposium No. 66, D. Reidel Publishing Co., 1973

Obrázky:

Obrázek z úvodní strany: http://www.sci.muni.cz/main.php?stranka=31_INFO&podtext=E1

Obr. 1: <http://www.noao.edu/outreach/press/pr03/sb0307.html>

Obr. 2: http://outreach.atnf.csiro.au/education/senior/astrophysics/stellarevolution_postmain.html#postmainagb

Obr. 4: <http://astro.sci.muni.cz/variables/pejcha/puls1cz.htm>

Obr. 5: http://www.aavso.org/vsots_rhya

Obr. 6: <http://www.mssl.ucl.ac.uk/surf/ydac/nuggets/2000/001201/ccd.png>

Obr. 7: <http://www.astro.zcu.cz/cs/clanky/promenne/10/>

Internetové zdroje:

<http://astronomia.zcu.cz/hvezdy/promenne/705-pulsujici-promenne-hvezdy>

<http://astronomia.zcu.cz/hvezdy/promenne/712-miridy>

<http://astro.sci.muni.cz/variables/pejcha/puls1cz.htm>

<http://web.missouri.edu/~speckan/witch-stuff/Research/chapter8/node3.html>

<http://www.noao.edu/outreach/press/pr03/sb0307.html>

<http://web.missouri.edu/~speckan/witch-stuff/Research/chapter2/node13.html>

<http://www.zsdoberichovice.cz/programy/dejepis/kalendare/soubory/den.htm>

<http://var.astro.cz/pejcha/typescz.htm>

http://www.aldebaran.cz/astrofyzika/hvezdy/stars_2.html

http://en.wikipedia.org/wiki/Asymptotic_giant_branch#Circumstellar_envelopes_of_AGB_stars

<http://astronomia.zcu.cz/hvezdy/charakteristika/5-efektivni-teplota>

Zdroje dat:

Šmelcer, L., Hvězdárna Valašské Meziříčí

http://www.aavso.org/data-download/aavsodata_4dcfbf418ffea.txt

<http://var2.astro.cz/meduza/light-curves.php?shv=UMi>

<http://cdsarc.u-strasbg.fr/cgi-bin/afoevList?umi/t>

http://vsolj.cetus-net.org/cgi-bin/obs_search.cgi