

# **Chemicky pekuliární hvězdy**

**Zdeněk Mikulášek**

**Brno 2021**

## Úvod

**Chemicky pekuliární (CP) hvězdy** jsou hvězdy hlavní posloupnosti s efektivní teplotou 7000 – 30 000 K (F2 až B0; 1,5 až 15  $M_{\odot}$ ) s neobvyklým – pekuliárním – vzhledem jejich spekter, což je zapříčiněno anomálním chemickým složením povrchových vrstev těchto hvězd. Mezi CP hvězdy počítáme: *Am stars, Ap stars, Bp stars, He-rich a He-weak stars, Hg-Mn stars, magnetic stars, peculiar stars, silicon stars + spectrum variables.*

Normální (= sluneční) chemické složení, vůči němuž vztahujeme chemické složení hvězd, 1000 kg sluneční látky = 733 kg H + 249 kg He + 17 kg jiných prvků: 8 kg O, 3 kg C, 1,6 kg Fe, 1,2 kg Ne, 0,9 kg N, 0,7 kg Si, 0,5 kg S a dalšími prvky. Některé prvky se ve slunečním spektru nemusí projevit, i když jsou přítomny.

Míra pekuliárnosti (chemické anomálie) CP hvězd je velmi různá: od takřka normálního chemického složení až po složení vysoce anomální. Abundance některých prvků se podle typu pekuliárnosti od normální může lišit i o několik řádů (u CP2 hvězd přebytek RE: dex[RE] i 6 a více!). Zmíněné odchylky od normálního chemického složení pozorujeme asi u 10 % hvězd horní části hlavní posloupnosti

# 1 Stručná historie výzkumu CP hvězd

O existenci hvězd raných typů, které nebylo možno zařadit do běžné spektrální klasifikace, definované zejména vodíkovou Balmerovou sérií a čarami  $H$  a  $K$  Ca II, se vědělo už koncem 19. století. Příčiny odlišnosti ovšem nebyly známy, mj. i proto, že tehdy neexistovala ani teorie záření atomů, chyběl i teoretický výklad hvězdných spekter. Jeho základy byly položeny až Cecilíí Payneovou-Gaposhkinovou v roce 1925. Ta zjistila, že chemické složení vnějších vrstev většiny hvězd je v podstatě shodné a podobné slunečnímu, pozorované odlišnosti spekter hvězd jsou pak ponejvíce dány efektivní teplotou jejich atmosfér.

## 1.1 $\alpha^2$ CVn – prototyp pekuliárních hvězd

Antonia Maury 1897 označila spektrum alfy Honicích psů za *pekuliární*: upozornila na slabost vápníkových čar a výskyt neobvykle intenzivního dubletu jednou ionizovaného křemíku Si II na 412,831 nm.

Ludendorff si pak v roce 1906 povšiml, že intenzita některých spektrálních se mění. To odpovídá skutečnosti, i když se to pohříchu netýká čar, které tehdy Ludendorff uváděl. V roce 1913 Bělopolskij zjistil, že změny intenzity čar Si II jsou periodické s periodou 5,5 dne, stejně jako změny radiální rychlosti čáry 420,5 nm Eu II (!), což odhalil Baxandall. Křivka radiální rychlosti, odvozená z těchto čar,

se za křivkou intenzity čáry opožďuje o *čtvrt periody*, což již Belopolskij správně vysvětlil otáčivým pohybem oblasti se zvýšenou koncentrací příslušného chemického prvku.

Guthnick a Prager v roce 1914 pořídili první fotoelektrická měření světelných změn. I zde našli tutéž periodu změn. Je pozoruhodné, jak dobře se jejich mírně asymetrická světelná křivka shoduje s moderními měřeními. Přitom jen stačí uvážit, jak málo byl jejich fotometr citlivý a jak daleko byla hvězda  $\delta$  UMa, užitá jako hvězda srovnávací!

Už v roce 1914 pak bylo známo, že  $\alpha^2$  CVn:

- 1) je spektroskopicky a fotometricky proměnná, přičemž
- 2) extrémní světelné křivky souhlasí s křivkou intenzity čar europa, a že
- 3) radiální rychlost a intenzita čar se mění v kvadratuře.

V roce 1933 Morgan, a po něm v roce 1947 Deutsch, dokázali, že jde o typické chování všech proměnných typu Ap, přičemž periody změn činí řádově dny. Jediné, co chybělo do dokonalosti, bylo pochopení těchto skutečností, jinými slovy chyběl fungující model proměnnosti.

## 1.2 Cesta k modelu skloněného rotátoru

V roce 1947 Babcock objevil svým Zeemanovým analyzátozem u 78 Vir,  $\alpha^2$  CVn a dalších Ap hvězd s ostrými čarami proměnnost podélné složky magnetické indukce. Zpravidla byly pozorovány i změny polarity pole. Babcock v roce 1949 předložil alternativní vysvětlení pozorovaných změn: osa magnetické pole hvězdy svírá s osou rotace nenulový úhel, nicméně preferoval model slunečního magnetického cyklu.

Stibs v roce 1950 propracoval model hvězd se zhruba *dipólovým magnetickým polem*, jehož dipól je skloněný pod úhlem  $\beta$  k rotační ose. Sklon je konstantní, magnetické pole je „zamrzlé“ do elektricky vodivého plazmatu hvězdy, rotuje s ní. Vzdálený pozorovatel sleduje změny v důsledku měnícího se natočení magnetického pole, pozorované změny tak mají geometrickou příčinu. Model přinesl i přirozené vysvětlení změn polarity magnetického pole.

Obdobně byly vysvětleny i pozorované spektrální změny, a to předpokladem existence tzv. *spektroskopických skvrn* s odlišnou abundancí různých prvků. Dobře tak bylo možné vysvětlit pozorovaný fázový rozdíl křivek radiální rychlosti a intenzity čar odpovídajících chemických prvků. Fotometrické změny byly pak vysvětleny existencí tzv. *fotometrických skvrn*, oblastí na hvězdě s anomálním rozložením energie ve spektru.

Model rotující hvězdy se skloněným víceméně dipólovým magnetickým polem a skvrnami, jejichž poloha se váže k magnetické geometrii, je dnes všeobecně uznávaným modelem chemicky pekulárních hvězd.

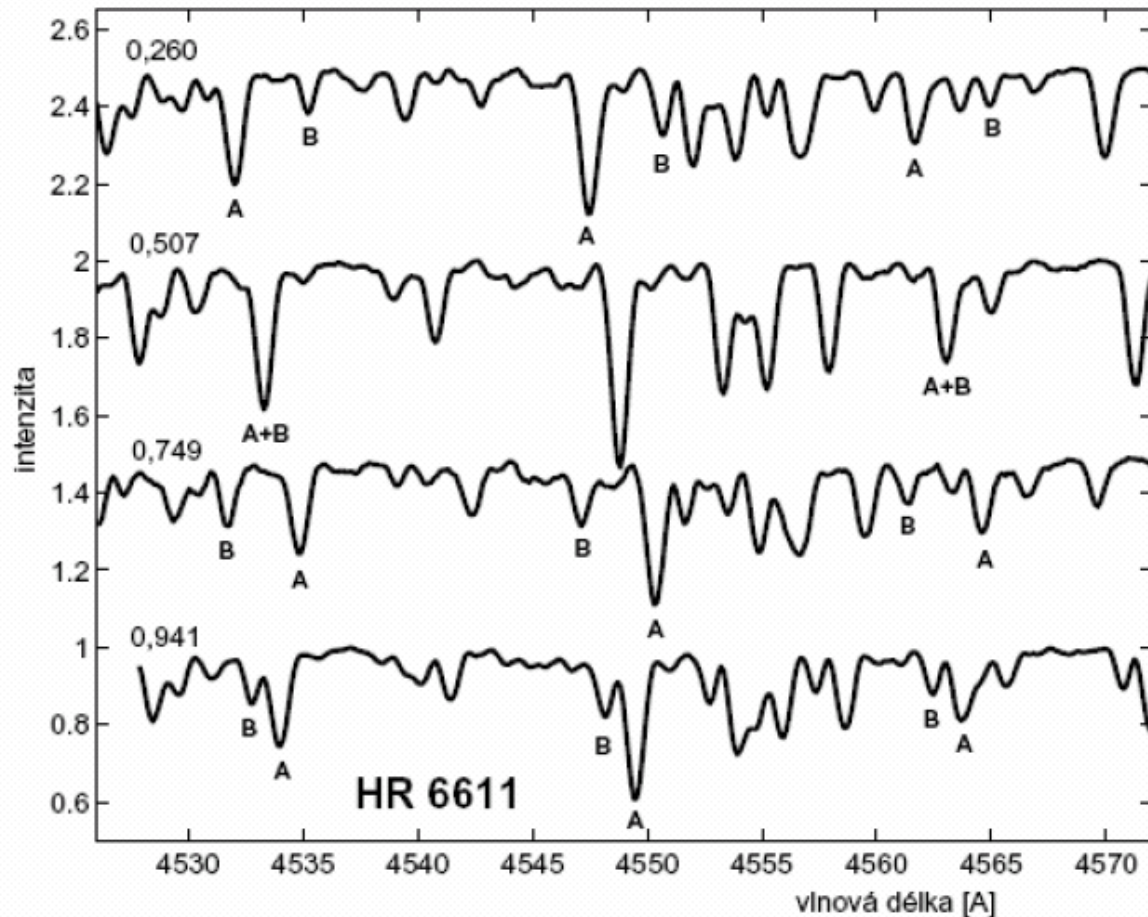
### 1.3 Spektrální klasifikace

Už v roce 1933 Morgan ukázal, že Ap hvězdy lze roztrdit do několika skupin podle převládající spektrální pekuliarit. Zjevná pak byla korelace mezi teplotou a typem pekuliárnosti.

V roce 1940 Titus a Morgan objevili tzv. **Am** hvězdy, čili metalické hvězdy, pro něž je příznačné, že spektrální typ určený podle intenzity čar železa, titanu a chrómu je zjevně pozdější než spektrální typ hvězd určený na základě intenzity čar vápníku ( $Sp(Fe,Cr,Ti) > Sp(Ca)$ ). Am hvězdy zřejmě nemají měřitelné magnetické pole, fotometricky ani jinak se nemění. Carlos a Mercedes Jashekovi v roce 1958 definovali šest skupin Ap hvězd:  $\lambda$  4200-Si, Mn, Si, SiCrEu, EuCrSr a Sr typu. Křemíkové a manganové hvězdy patří mezi pozdní B hvězdy – čili to jsou tzv. **Bp** hvězdy

Dnes z této klasifikace vypadají Mn hvězdy – tvoří zvláštní kategorii označovanou zpravidla jako **Hg-Mn** hvězdy. Podobně jako Am hvězdy nejsou výrazně magnetické a mění se jen velmi málo, pokud vůbec.

V roce 1967 Garrison objevil hvězdy třídy B se slabými čarami He, zpravidla s anomálním poměrem  $He^3/He^4$  – **He-weak** stars. O tři roky později MacConell našel hvězdy B0-2 s anomálně silnými čarami helia (helium zde mívá abundanci větší než vodík!), o hvězdách se mluví jako o **He-strong** stars.



HR 6611 je dvousložkovou spektroskopickou dvojhvězdou sestávající ze dvojice hvězd hlavní posloupnosti s anomálním chemickým složením typu Am, jež se projevuje výskytem velmi silných čar skupiny železa v jejich spektrech. V soustavě dochází i k zákrytům (fáze 0) a transitům (fáze 0,5). Primární, hmotnější složka je asi dvakrát jasnější než složka sekundární. Na čtyřech spektrogramech pořízených spektrografy 2-m dalekohledu Astronomického ústavu v Ondřejově a 6-m reflektorem Speciální astrofyzikální observatoře na Kavkaze (Rusko) je dvojhvězda zachycena ve čtyřech různých fázích seřazených v časové následnosti. Ve fázích 0 a 0,5 čáry splývají, ve fázích 0,25 a 0,75 se od sebe maximálně vzdalují. Z polohy spektrálních čar jednotlivých složek lze sestavit kompletní křivku radiální rychlosti této dvousložkové spektroskopické dvojhvězdy.

## 2 Příčiny spektrální anomálie

Při hodnocení výsledků výzkumu CP hvězd vznikla řada otázek:

- 1) Proč CP hvězdy jeví tak odlišné spektrum? Je to důsledek odlišného chemického složení nebo je to důsledek anomální stavby jejich atmosfér?
- 2) Proč typ pekuliárnosti závisí na efektivní teplotě? Je chemické složení pekuliárních hvězd záležitostí jenom povrchových vrstev nebo se týká hvězdy jako celku?
- 3) Proč podobné anomálie nepozorujeme u hvězd chladnějších než F2 a teplejších než B0? Proč pekuliární hvězdy v průměru mnohem pomaleji rotují než hvězdy „normální“? Jakou roli přitom hraje magnetické pole?
- 4) Existují přechodné typy mezi pekuliárními a normálními hvězdami?

ad 1) Snahy vysvětlit pozorované spektrum pekuliární hvězd a jeho změny anomální stavbou atmosféry selhaly, anomální spektrum tedy vskutku odráží reálný přebytek nebo deficit příslušných prvků. Chemické složení atmosfér pekuliárních hvězd se skutečně liší od normálního. Preston proto v roce 1974 zavádí nový pojem: **chemicky pekuliární hvězda** – CP hvězda.

ad 2) Fakt, že typ pekuliárnosti koreluje s povrchovou teplotou, ukazuje na to, že odchylka v pozorovaném chemickém složení je svázána s ději v povrchových vrstvách. Navíc je zřejmé, že



hmotnosti, poloměry, zářivé výkony, charakteristiky určené vnitřní stavbou hvězdy jsou u CP hvězd a normálních hvězd hlavní posloupnosti téže efektivní teploty identické. Počáteční i momentální vnitřní chemické složení CP hvězd je tedy nejspíš standardní.

Pokud by tomu tak nebylo, pak by:

- a) muselo počáteční chemické složení přesně definovat hmotnost hvězdy, aby byla vysvětlena korelace mezi anomálií a teplotou,
- b) museli by být známí předchůdci a následovníci CP hvězd,
- c) musely být např. vzácné zeminy, rtuť či mangan být uloženy jen ve zlomku procenta hvězd – byly by tedy rozloženy ve vesmíru krajně nerovnoměrně.
- d) bylo možné jen stěží vysvětlit existenci oddělených dvojhvězd se složkami s různou pekuliárností, vždyť dvojhvězdy vznikají z téhož zárodečného oblaku mezihvězdné látky.

Navíc se zdá, že fenomén chemicky pekuliární hvězdy postihuje jen hvězdy hlavní posloupnosti. Jsou-li pro něj vhodné podmínky, objevuje se brzy – CP hvězdy jsou běžně pozorovány i v mladých otevřených hvězdokupách a asociacích ( $<10^6$  let). Chemicky pekuliární vrstva zřejmě velice tenká a hmotnostně zanedbatelná, podobně jako hmotnost vrstvy make-upu k celkové hmotnosti nositelky.

ad 3) Hvězdy hlavní posloupnosti v teplotním interval od 7 do 30 kK se vyznačují relativně klidnými vnějšími vrstvami. U hvězd s teplotami nižšími vnáší do fotosfér hvězd neklid podpovrchová konvektivní vrstva, díky níž se podstatná vnější část hvězdy promíchává. U hvězd s teplotou nad 30 kK jsou horní vrstvy rychle obrušovány hvězdným větrem – „hvězdný peeling“, což nedovolí chemické anomálii, aby se dostatečně rozvinula.

V důsledku rotace hvězdy dochází k jejich zploštění, což má pak za následek rozvoj tzv. meridionálních proudů, které hvězdu též promíchávají podobně jako konvekce. Pomalá rotace ( $V_{\text{rot}} < 90$  km/s) je tak pro CP hvězdy podmínka nutnou, a snad i postačující: neznáme totiž žádnou „normální“ hvězdu spektrálního typu A, která by rotovala pomaleji než 40 km/s!

Takřka všechny metalické Am hvězdy nacházíme ve dvojhvězdách s kratší oběžnou dobou (dny). V takovýchto soustavách je rotace hvězd v důsledku vzájemné slapové interakce zpomalena natolik, že je vázaná. Dalším mocným stabilizujícím faktorem v atmosférách raných hvězd je globální magnetické pole vmražené do hvězdného plazmatu, to brání volnému pohybu elektricky nabitých iontů.

Děje, které vedou ke vzniku anomálie, jsou pomalé, delikátní a vyžadují mimořádně klidné, statické povrchové vrstvy.

ad 4) CP hvězdy byly v minulosti objevovány výhradně spektrální analýzou. Tam záleželo na disperzi a účelu spektrálních přehlídek: při různorodosti spekter je obtížné definovat spolehlivý kvantitativní

parametr, tedy jakousi míru pekuliárnosti. Nicméně, jak ukázali Hümmerich, Mikulášek a jiní, precizní měření, která poskytují fotometrické družice Kepler nebo TESS, umožňují objevovat nové CP hvězdy i na základě jejich specifických světelných křivek.

V roce 1976 Maitzen prokázal, že u CP2 existuje jistá deprese v rozložení energie kolem vlnové délky 520 nm (nejspíše je důsledkem nakupení spektrálních čar nejrůznějších prvků), která je pro CP hvězdy s magnetickým polem charakteristická. Hloubka deprese se pak ukázala být dobrým indikátorem pekuliárnosti hvězdy. Výzkumy, které se pak vedly fotometrickými prostředky, ukázaly, že zřejmě neexistuje žádná reálná hranice mezi „normálními“ a „pekuliárními“ hvězdami, že se běžně setkáváme s množstvím hvězd přechodného typu. Obdobné je to i u ostatních typů CP hvězd

## **2.1 Současná klasifikace CP hvězd**

Zde uvádíme standardní Prestonovu a Maitzenovu klasifikaci, kde jednotlivé typy jsou řazeny podle rostoucí teploty.

**CP1** – to jsou klasické metalické Am hvězdy, zpravidla bez silného magnetického pole, většinou jde o složky dvojhvězd s vázanou rotací.

**CP2** – nazývané též magnetické hvězdy jsou spektrálně a fotometricky proměnné Ap a Bp hvězdy typu od typu SrCrEu až po nejteplejší Si hvězdy. Hvězdy bývají též označovány jako mCP – *magnetické* CP hvězdy.

**CP3** – jsou rtuťovo-manganové (HgMn) hvězdy, jde v zásadě o vysokoteplotní variantu CP1 hvězd.

**CP4, 5** – heliově slabé hvězdy, jsou vlastně vysokoteplotní variantou CP2 hvězd, se zjevným nedostatkem helia a nadbytkem He<sup>3</sup>.

**CP6, 7** – heliově silné hvězdy, ještě teplejší CP2 s přebytkem He

## 2.2 Proměnnost CP hvězd

Většina prací se zabývá magnetickými CP2 hvězdami, vesměs proměnnými, v jejich proměnnosti je hledán klíč k pochopení celého CP fenoménu. Takřka všechny pozorované spektroskopické, fotometrické a magnetické změny CP2 (+CP4-6) lze vysvětlit pomocí modelu hvězdy rovnoměrně rotující jako tuhé těleso.

a) se zamrzlým magnetickým polem ( $B \sim 10^{-1}$  T) dipólového charakteru, kde osa dipólu svírá s rotační osou obecně nenulový úhel  $\beta$ . Model uspokojivě vysvětluje povahu pozorovaných změn pole.

- b) s nehomogenním rozložením chemických prvků po povrchu. Týká se to hlavně těch prvků, které jsou v nadbytku. Rozložení prvků lze úspěšně mapovat rozborem periodických změn profilů spektrálních čar. Magnetické pole přispívá nejen ke vzniku chemických anomálií, ale je i jedním z prvků, které určují povahu rozložení chemických prvků po povrchu hvězdy.
- c) s fotometrickými skvrnami s rozdílným rozložením energie ve spektru. Na rozdíl od slunečních skvrn jde o struktury velmi rozsáhlé, dlouhověké. Navíc, jejich efektivní teplota (bolometrický jas) se neliší od střední efektivní teploty celé hvězdy.

CP hvězda je tak normální „izotropně“ zářící hvězda s atmosférou s odlišným chemickým složením (makeupem), jež jen ve frekvencích přerozděluje tok záření přicházející z nitra. To je určeno povrchovým chemickým složením, které se místo od místa mění, takto tedy vznikají „barevné“ skvrny (nápadně zmalované slečny).

Za příčinu rozličného přerozdělení se všeobecně považuje přítomnost opticky aktivních atomů projevujících se zvýšeným množstvím čar a spojitých absorpcí (kontinuí). Na rozložení energie mají vliv dva společně působící efekty: absorpce záření v čarách (line blocking) a zpětné nahřátí atmosféry pohlcenou energií (backwarming). Souhrně se těmito efekty říká pokrývkový jev, neboli line blanketing.

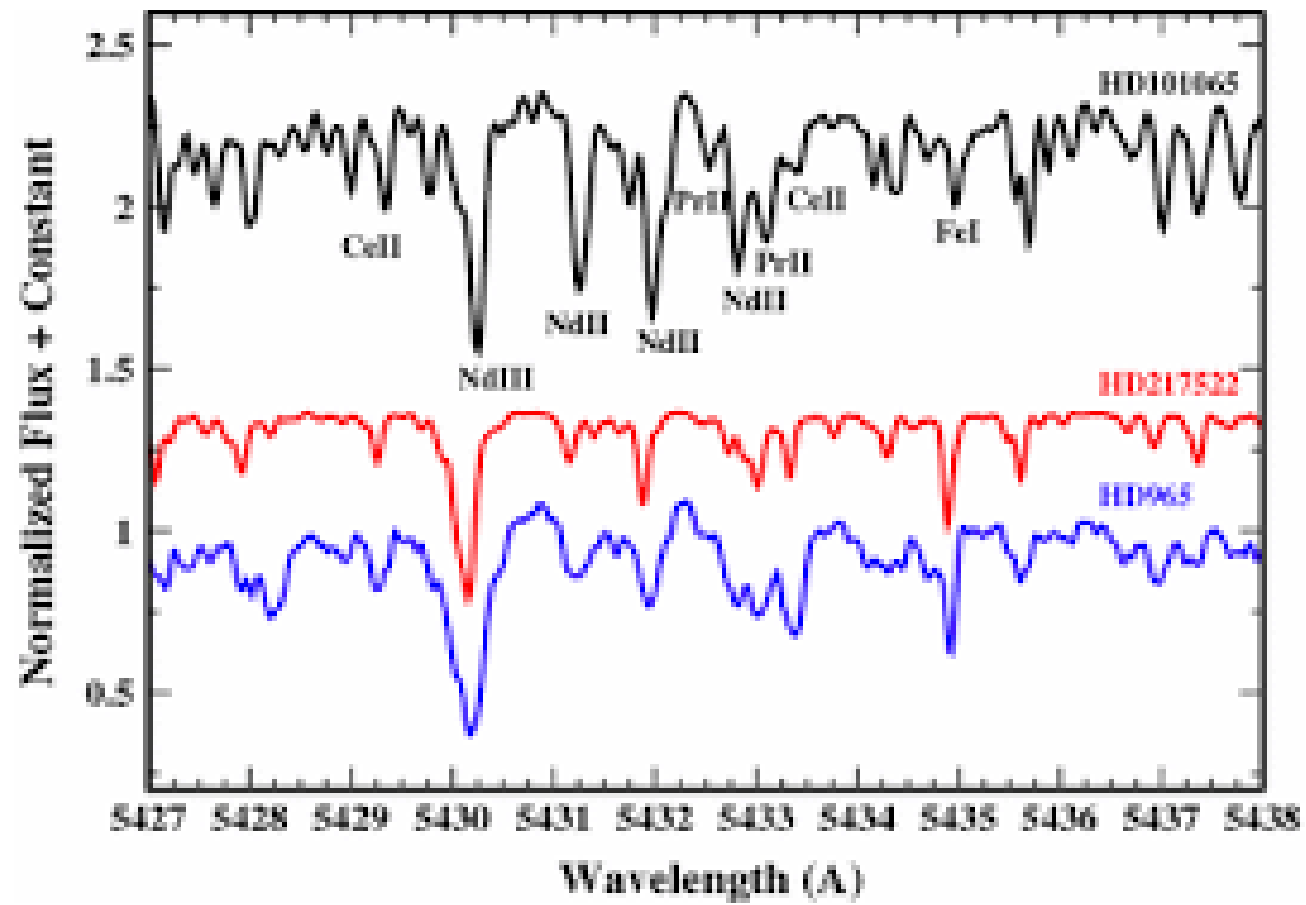
U teplejších CP2 jsou dominantní změny v UV oblasti, kde je zvýšený počet čar a pásů odpovídajících vázaně-vázaným a volně-vázaným přechodům nadbytečných prvků. Navíc tam hvězda převážně září.

U chladnějších CP2 hvězd to bývá složitější. Obecně lze očekávat antifázové změny v krátkovlnné a dlouhovlnné oblasti záření. Maximální amplituda světelných změn je 0,2 mag, standardně však činí jen několik tisícín magnitudy.

Jak hvězda rotuje, natáčí k pozorovateli různě „barevné“ rozsáhlé skvrny s odlišným chemickým složením. Skvrny zřejmě mají vztah ke geometrii magnetického pole (magnetické póly, rovník), takže pak pozorované změny intenzity čar, indukce magnetického pole a jasnosti jeví změny, jejichž extrémy jsou ve fázi.

V roce 1978 Kurtz prokázal oprávněnost podezření řady pozorovatelů, že u některých hvězd probíhají variace jasnosti v časové škále cca 10 minut, které jsou jinak typické pro neradiální oscilace typu  $\delta$  Sct. U oscilací magnetických hvězd ovšem nastávaly situace, kdy pulzace na čas úplně ustaly, aby se později znovu objevily. K vysvětlení jevu pomohla skutečnost, že pozorované změny jsou modulovány s rotační periodou. Zde se výtečně osvědčil tzv. model *magnetického pulzátoru* nebo *oscilátoru*, kde geometrie (osa) neradiálních pulzací je určena nikoli osou rotace, ale osou magnetického dipólu.

V roce 2019 ukázal Mikulášek a další, že ve fázových světelných křivkách mnoha chemicky pekuliárních hvězd se objevují persistentní úzké poklesy jasnosti, které lze vysvětlit jako důsledek existence poloprůhledných okolohvězdných mračen vázaných v magnetosféře těchto magnetických hvězd.



## 2.3 Původ chemické anomálie

V roce 1955 Burbidge vinil z pozorované chemické anomálie povrchové jaderné reakce, o deset let později Fowler a další se domnívali, že anomálie je důsledkem vnitřní nukleosyntézy ve hvězdě, poté co tato opustila hlavní posloupnost. O znovuoživení této, jinak již opuštěné, domněnky se v roce 1986 pokusila Oetken. V roce 1967 přišel Guthrie s nápadem, že anomální složení povrchových vrstev CP hvězd je důsledkem jejich kontaminace při výbuchu blízké supernovy, Havnes a Conti v roce 1971 uvažovali o selektivní akreci mezihvězdné látky řízené magnetickým polem hvězdy.

V letech 1970, 1981 Michaud a další formulovali dnes již všeobecně přijímanou hypotézu, podle níž pozorované chemické anomálie jsou důsledkem zářivé difúze. To je pomalý proces (cm/s) vzlínání atomů s velkým účinným průřezem vůči prostupujícímu záření (vzácné zeminy, kovy) a sedimentace opticky neaktivních atomů ( $\text{He}^4$ ). Podmínkou prosazení tohoto děje ovšem jsou velmi stabilní a nepohyblivé podpovrchové vrstvy. To ovšem vyžaduje, aby v povrchových vrstvách hvězd nedocházelo ke konvekci, rovněž tak i rotace musí být relativně velice pomalá. Je-li ve hře globální magnetické pole, které brání neuspořádaným pohybům elektricky nabitých částic, pak je stabilizace ještě větší, takže anomálie se může projevit již za  $10^5$  let (!)

Rozdílnost v typech pekuliárnosti vyplývá z rozdílných podmínek ve vrstvách, kde zářivá difúze probíhá. Např. heliově slabé hvězdy lze vysvětlit tak, že zde dochází k mohutné sedimentaci helia, přičemž



sedimentace těžšího nuklidu  $\text{He}^4$  probíhá rychleji než sedimentace  $\text{He}^3$ . U heliově silných hvězd se hvězdným větrem obrušují vrstvy chudé na helium a odhalují sloje bohaté na helium (např.  $\sigma$  Ori E).

## 2.4 Původ magnetického pole

Odkud pochází globální magnetické pole, jimž jsou vybaveny CP2 a CP4-6 hvězdy? Literatura nabízí celkem tři domněnky:

- a) magnetické pole CP hvězd vzniká a udržuje se dynamovým mechanismem probíhajícím v jádru hvězdy, podobně jako magnetická pole Slunce a Slunci podobných chladnějších hvězd.
- b) magnetické pole je prý postupně se rozpadající pozůstatek po dynamového procesu, aktivním ve fázi před hlavní posloupností (konvektivní hvězdy typu T Tau)
- c) magnetické pole má fosilní původ – je to pozvolna se rozpadající pozůstatek po mezihvězdném magnetickém poli zamrzlém do zárodečného materiálu

Daleko nejvíce stoupců má v současnosti fosilní původ magnetického pole (ad c).

CP hvězdy jsou, hvězdy horní části hlavní posloupnosti (F2-B0) bez zjevných vývojových předchůdců (T Tau) nebo následovníků (obří pozdějších spektrálních typů). CP jev se týká jen svrchních částí

hvězdy, vnitřek nedotčen. (Analogie – atraktivní zmalované slečny jsou pod vrstvou makeupu jenom tuctovými děvčaty).

### **3 Spektrální charakteristiky, abundance**

První CP hvězdy byly odhaleny na přelomu devatenáctého a dvacátého století, jejich systematické studium provedl až Morgan v roce 1933. Skupinu CP hvězd rozdělil podle dominantní pekulárnosti jejich spektra, tedy podle výskytu či absence určitých spektrálních čar. Takto vznikla jakási doplňková spektrální klasifikace: např. CQ UMa má základní klasifikaci A4 Vp a SrCrEu typ znamená, že ve spektru hvězdy se nacházejí neobvykle silné čáry uvedených prvků.

#### **3.1 Pořizování a zpracování spekter**

Kvalitní vysokodisperzní spektrum s vysokým poměrem signál/šum je základním předpokladem pro smysluplnou interpretaci výsledků. Tato spektra nebyla až do nedávna k dispozici, takže řada závěrů odvozených ze spekter z minulých let byla sporná.

Zpočátku byla k dispozici jen málo citlivá fotografická spektra s nízkou disperzí, a to navíc jen pro nejjasnější hvězdy. Postupně se zlepšovaly se dalekohledy, spektrografy, emulze, nicméně stále to byla

pouze fotografická spektra. Tam je hlavním problémem převedení fotografických denzit na intenzity, na něž prakticky není možné se spolehnout. Výrazným pokrokem ve hvězdné spektroskopii pak bylo zavedení CCD techniky. Ta zaručuje vysoký poměr S/N a víceméně lineární závislost mezi signálem a intenzitou.

### **3.2 Identifikace spektrálních čar**

Spektra CP hvězd jsou komplikovaná a vyznat se v nich není je nesnadné. V prvním kroku je třeba ve spektru identifikovat jednotlivé spektrální čáry, určit, kterému z iontů tyto čáry náležejí. To je u CP hvězd zvláště náročné, protože a) v jejich spektrech čáry takřka nikdy nejsou čisté, většinou totiž jde o překryvy (blends) několika čar, b) běžně se zde vyskytují čáry málo běžných prvků, pro něž až do nedávna chyběla spolehlivá atomová data, c) čáry jsou v důsledku působení magnetického pole rozštěpeny, d) jejich vzhled se mění v důsledku nerovnoměrného rozložení prvků po povrchu.

V současnosti se hvězdní astronomové snaží detailní identifikaci spektrálních čar pro její pracnost pokud možno vyhnout, a skutečně pro řadu úloh tento krok ani není nutný.

### 3.3 Abundance, modely atmosfér

Nejcharakterističtějším rysem CP hvězd je jejich anomálie povrchového chemického složení. To se určuje z výskytu a intenzity spektrálních čar prvků ve spektru, kvantitativním výsledkem je stanovení tzv. *abundance* prvku, která vyjadřuje relativní zastoupení příslušného prvku vůči nejčtenějšímu z prvků – vodíku. Určuje se buď v *absolutní* míře ( $\log(N_{\text{prvku}}/N_{\text{H}})+12$ ) nebo *relativní* míře, porovnáním absolutních abundancí příslušného prvku ve hvězdě a jeho absolutní abundance ve Slunci  $[N/H]$ .

V minulosti se abundance prvků určovaly pomocí předem zkonstruovaných modelů atmosfér metodou *křivky růstu*, kde vstupovaly ekvivalentní šířky jednotlivých čar vzhledem k jejich síle oscilátorů. Předpokladem úspěchu zde byla velice pečlivá a zodpovědná identifikace spektrálních čar a výběr těch, které byly použity pro další zpracování. Vzhledem k tomu, že zde ve většině případů jde o vzájemně překrývající čáry, těch čistých a zpracování vhodných bylo nakonec velice málo. U CP hvězd tu byl i dalším potenciální zdroj systematických chyb, tím bylo proložení kontinua, které bylo nezbytné pro stanovení ekvivalentních šířek čar.

Dnešní přístup představuje oproti klasickému zřetelný pokrok. Pomocí vypočítaných modelů atmosfér se vytvářejí syntetická hvězdná spektra a hledá se nejlepší shoda s těmito modelovými a pozorovanými spektry. Přitom na počátku existuje jistý okruh volitelných parametrů – efektivní teplota hvězdy  $T_{\text{ef}}$ , hodnota povrchového gravitačního zrychlení  $g$ , mikroturbulence, abundance jednotlivých prvků a rotační rychlosti  $V_{\text{rot}}$  apod., které se mohou měnit.

Je třeba však mít vždy na mysli, že modelování atmosfér CP hvězd vždy jen jistým přiblížením se skutečnosti, neboť zatím žádný z modelů dosud současně nebral v úvahu a) globální magnetické pole, b) překrytí spoustou čar v UV, c) nehomogenost rozložení prvků po povrchu. Pak ani ty nejlepší modely s desítkami milionů spektrálních čar (Kuruczův *Atlas*) v detailech nesouhlasí s pozorováním, tedy žádnou kombinací zadávaných volných parametrů nedostaneme uspokojivou shodu.

Nicméně i tak je možné o abundancích prvků v CP hvězdách říci:

- a) v nadbytku zde jsou prvky Si, Cr, (Mn), Fe, Co, Ni, Sr, RE (hlavně Eu), ale i Hg, U. U CP2 hvězd  $[RE] = 10^5$ ,  $[Fe\ peak] = 10^1 - 10^2$ ,  $[U] = 10^3$ .
- b) V deficitu obecně bývá Ca a Sc.

Kromě CP1 je tu slabá korelace mezi abundancemi různých prvků, není zde ani výrazná korelace s rotací, se stářím a magnetickým polem. Podrobnější identifikace – drastické rozdíly mezi hvězdami zejména u RE. U CP1 je korelace mezi prvky výrazná – metalické hvězdy mají víceméně jednotné anomální složení.

## 4 Fotometrie CP hvězd

Rozložení energie ve spektru obsahuje informaci o vlastnostech atmosféry hvězdy, zejména pak o její efektivní teplotě  $T_{ef}$ , gravitačním zrychlení  $g$ , chemickém složení, magnetické pole. U normálních hvězd

se nejrychleji vyšetřuje pomocí nejrůznějších barevných indexů, které zachycují poměry spektrálních hustot záření v různých oborech spektra.

Interpretace fotometrických výsledků u CP hvězd (kromě CP 1 a CP 3) je komplikovaná, neboť stavba atmosfér těchto hvězd je odlišná od stavby atmosfér normálních hvězd hlavní posloupnosti (chemické složení, magnetické pole), což se mj. projeví i tím, že pak mají jiné rozložení energie ve spektru. Hlavní příčiny tohoto jevu spatřujeme v tom, že hvězdy mají:

- a) odlišné chemické složení, množství spektrálních čar se projeví jednak zvýšeným zastíněním čarami, jednak zpětný ohřev atmosféry, který se projeví zvýšením úrovně kontinua. Celkově se celému jevu přerozdělení energie ve spektru v důsledku spektrálních čar a pásů říká *line blanketing*, neboli pokrývkový jev,
- b) magnetické pole. To má vliv na povahu stavby atmosféry, třeba tím, že ovlivňuje pohyb nabitých iontů, působí specifickým tlakem ( $B^2$  – hustota energie = tlak), ovlivňuje záření atomů,
- c) nehomogenní chemické složení, což se ve spojení s rotací hvězdou vede k proměnnosti spektra i jasnosti hvězdy.

Odlišnosti v rozložení energie CP hvězd jsou natolik specifické, že to umožňuje hledat CP hvězdy pomocí obecně dostupnějších fotometrických metod.

## 4.1 Fotometrie CP hvězd ve standardních systémech

Nejvíce měření jasnosti CP hvězd bylo provedeno v Johnsonově širokopásmovém systému *UBV*, v poslední době rozšiřovaného i do dlouhovlnné oblasti spektra (*RIJKL*). *UBV* systém není astrofyzikálně nejšťastnější – křivky propustnosti se překrývají se, *U* i *B* zahrnují Balmerův skok.

Velmi oblíben proto je Strömgreenův systém *uvby*, v němž jsou efektivní vlnové délky jednotlivých barev již voleny z astrofyzikálních hledisek. Ve výzkumu vlastností rozložení energie CP hvězd se pak kromě barevných indexů (*u-v*), (*v-b*), (*b-y*), užívají se i další uměle zkonstruované indexy, které prakticky nezávisí na extinkci:  $c_1 = (u-v) - (v-b)$ ; souvisí s výškou Balmerova skoku, metalický barevný index:  $m_1 = (v-b) - (b-y)$ , který dobře kvantifikuje stupeň zastínění spektra čarami kovů, které jsou nejčastější ve *v*. *uvby* fotometrie se doplňuje ještě speciálním barevným indexem úzkopásmového a středněpásmového filtru centrovaného na čáru  $H\beta$  - tzv.  $\beta$  index.

## 4.2 Absolutní spektrofotometrie (monochromatická fotometrie)

Velmi informativní je tzv. *absolutní fotometrie*, v níž se poměří hustoty spektrálního toku k toku dané vlnové délce vůči hustotě spektrálního toku v 500 nm. Poměry se obvykle vyjadřují v magnitudách.

CP2 a CP4 hvězdy jeví výrazné deprese v rozložení energie o šířce cca 10 nm, jež nejspíše souvisejí s zastíněním čarami (hranami sérií)

- 140 nm – u Si hvězd – autoionizační čáry Si II
- 420 nm – u chladných CP2, snad Eu II
- 630 nm – občas, původ nejasný
- 524 nm – velká koncentrace čar různých iontů, deprese „povinná“ pro všechny CP2 a CP4 hvězdy.

### 4.3 Maitzenův index $\Delta a$

K posouzení hloubky deprese kolem 524 nm využil Maitzen speciálně zkonstruovaný barevný index definovaný vztahem:

$$a = g_2 - \frac{g_1 + y}{2},$$

kde  $g_2$  a  $g_1$  jsou hvězdné velikosti ve středněpásmových barvách s efektivní vlnovou délkou postupně: 524 nm a 501,5 nm,  $y$  je hvězdná velikost ve standardní Strömgrenově filtru  $y$ .

Pro určitou hodnotu teplotního barevného indexu ( $b-y$ ) byl hledán ve velikosti indexu  $a$  oproti normálním hvězdám:  $\Delta a$  označovaná pak jako Maitzenův index. Statisticky velký soubor hvězd třídy A a B ukazuje, že kromě silně pekuliárních hvězd ( $\Delta a$  cca desetiny mag), existují i hvězdy postižené jen slabě.



Maitzenův index dává možnost rychle a efektivně diagnostikovat CP hvězdy i mezi slabými hvězdami, aniž by bylo nutno pořizovat spektra.

## 5 Rotace

Tempo rotace je u CP hvězd mimořádně důležitou charakteristikou:

a) dokáže vysvětlit periodicitu většiny pozorovaných změn (magnetických, spektroskopických, světelných) – model šikmého rotátoru

b) pomalá rotace je jak známo důležitou podmínkou pro rozvoj chemické pekuliárnosti.

Rotační perioda  $P$  se většinou se vyjadřuje ve dnech, udává současně periodu, s níž dochází k většině z pozorovaných změn (fotometrických, spektroskopických, magnetických). Rotační rychlostí  $V_{rot}$  je míněna rovníková rychlost, vyjadřuje se v km/s.). Sklon osy rotace vůči pozorovateli je  $i$ , poloměr hvězdy  $R$  (předpokládáme kulové hvězdy). Model tuhého rotátoru pak předpovídá následující vztah mezi zmíněnými veličinami:

$$V_{rot} = 50,613 \left( \frac{R}{1R_{\odot}} \right) \left( \frac{1d}{P} \right) \text{ km/s} .$$

## 5.1 Periody rotace

CP hvězdy (s výjimkou CP1 a CP3) jsou geometricky proměnné hvězdy, kde se mění geometrie v důsledku rotace hvězdy. Na povrchu hvězd nacházíme spektroskopické a fotometrické skvrny, hvězdy mívají víceméně dipólové magnetické pole. V důsledku rotace hvězdy dochází ke změnám spektra, jasnosti a efektivního magnetického pole, vše s touž periodou. Stačí stanovit periodu pomocí těch změn, které pozorujeme s nejlepším poměrem S/N .

V minulosti se užívalo spíše spektroskopických a magnetických měření, fotoelektrická měření vesměs nebyla tak spolehlivá, jelikož amplitudy CP hvězd jsou nevelké (typicky 0,01 mag), ovšem přesnost dnešní fotometrické techniky je již dostatečná, takže dnes se periody určují převážně pomocí světelných změn. Přesnost a spolehlivost určení periody určuje zejména časový rozsah pozorovacího materiálu.

Příklad CQ UMa – v současnosti hvězda s relativně nejlépe určenou periodou:

Burke, Howard (1972)	<i>UBV</i>	1,706 d - nesprávná		
Winzer (1974)	<i>UBV</i>	1,6980 d – fiktivní		
Wolff, Morrison (1975)	<i>uvby</i>	2,451 d		
Mikulášek (1975)		2,45002(18)d		
Mikulášek (2001)	30 let pozorování	2,4499117(29)d	4470 cyklů	

Mikulášek (1921)                      50 let pozorování      2,4499050(12) d      7460 cyklů.

Rotační periody CP hvězd jsou od  $\frac{1}{2}$  dne u horkých CP hvězd po desítky až stovky dní (HD 188 041 –  $P = 223,826(40)$  d – Mikulášek et al., 2003), případně roky (sporné) u chladnějších CP2 hvězd. CP hvězdy v průměru rotují pomaleji.

## 5.2 Projekce rotační rychlosti

V důsledku Dopplerova jevu dochází k rotačnímu rozšíření čar, u některých hvězd hraje tento způsob rozšíření čar dominantní úlohu. Při měření rotační rychlosti se porovnávají pozorované profily jedné (tradičně často Mg II 448,1 nm) či více spektrálních čar s modelovým profilem této spektrální čáry (čar) rozšířených rotací. Srovnání se děje tak dlouho, dokud nedojdeme ke shodě. V současnosti bývá určení rotační rychlosti nejčastěji vedlejším produktem nějaké složitější úlohy interpretující vzhled spektra – například odhadu abundance jednotlivých chemických prvků.

Důležité je však připomenout, že měření neposkytují přímo rotační rychlost, ale pouze její průmět: *V sin i* (svou roli tu ještě hraje okrajové ztemnění  $u$ , což je efekt druhého řádu). Sklon  $i$  nelze z pozorování spektra hvězdy s určitostí stanovit. Při statistických úvahách si lze pomoci předpokladem, že rotační osy nejspíš jsou v prostoru orientovány náhodně

Řada spektroskopických prací jasně dokazuje, že rotační rychlosti CP hvězd jsou v průměru viditelně menší, naprostá většina má rotační rychlost  $V_{\text{rot}}$  menší než 100 km/s, (i když existuje pár výjimek např. 56 Ari s rotační rychlostí 175 km/s). Pomalá rotace CP hvězd je nezbytnou podmínkou pro vznik a rozvoj chemické anomálie, která by se jinak na hvězdě neudržela vinou poledníkového proudění, jehož vznik a rychlost jsou podmíněny rotačním zploštěním hvězdy.

### 5.3 Aplikace a testování modelu šikmého rotátoru

Z pozorování lze u individuálních hvězd odhadnout současně projekci rotační rychlosti  $V \sin i$  a periodu  $P$ . Předpokládáme-li navíc, že existuje něco jako střední hodnota poloměru hvězdy  $\langle R \rangle$ , pak by mělo platit:

$$V \sin i \leq \frac{50,6 \langle R \rangle}{P}.$$

Grafem nerovnosti je hyperbola a prostor pod ní, naopak jako hyperbolickou obálkou závislosti lze najít střední poloměr vzorku CP hvězd. Nalezená závislost plně podporuje model.

Odhadneme-li například z efektivní teploty hvězdy její poloměr  $R$ , lze vypočítat sklon osy:

$$\sin i = \frac{R \sin i}{R} = \frac{P V \sin i}{50,6 R}.$$

Znalost sklonu je nezbytná k interpretaci a případnému modelování pozorovaných spektroskopických, magnetických a fotometrických změn. Někdy je možné rozhodnout i o délce periody  $P$ , neboť by mělo platit:

$$P \leq \frac{50,6 R}{V \sin i} .$$

## 5.4 Poloměry CP hvězd

Poloměry proměnných CP hvězd lze odvodit ze statistiky použitím modelu šikmého rotátoru (viz výše), jde tu však jen o střední hodnotu. Pokud nás zajímají jednotlivé hvězdy, je třeba volit jiný postup:

- a) Poloměr odhadneme z pozorovaného spektrálního typu, absolutní hvězdné velikosti, případně hmotnosti, je-li známa, musíme se však smířit s tím, že zde zůstává nejistota v poměru 1:2. To je dáno skutečností, že i CP hvězdy se jako hvězdy hlavní posloupnosti v průběhu času vyvíjejí. Střední poloměr CP hvězd vychází na  $3,2 R_{\odot}$ .
- b) Ze zářivého výkonu  $L$  a efektivní teploty  $T_{ef}$ :

$$L = \sigma 4\pi R^2 T_{ef}^4$$

lze poloměr odvodit. Problém zde tkví v určení jak zářivého výkonu  $L$ , tak i efektivní teploty  $T_{ef}$ . U CP hvězd je to zvlášť problematické, poněvadž na ně lze aplikovat standardní vztahy mezi barevnými indexy a teplotou jen s velkou rezervou. Sporné je i užití bolometrických korekcí, u CP hvězd je neznáme dostatečně spolehlivě.

- c) Metoda Shallisova-Blackwellova (1977, 1979) je založena na znalosti celkového zářivého toku měřeného na Zemi  $F_E$ , hustoty spektrálního toku  $F_{E,\lambda}$  i ve vzdálenější infračervené oblasti (2 až 10  $\mu\text{m}$ ). Zde je málo spektrálních čar a množství přenesené energie odjinud je vcelku zanedbatelné. Výsledkem  $\theta, T_{ef}$ :

$$F_E = \int_0^{\infty} F_{E,\lambda} d\lambda = \frac{\theta^2}{4} \sigma T_{ef}^4; \quad F_{E,\lambda_0} = \frac{\theta^2}{4} F_{S,\lambda_0} = \frac{\theta^2}{4} \Phi(T_{ef}, g, \lambda_0)$$

Hustota spektrálního toku v infračerveném oboru jen málo závisí na chemickém složení a gravitačním zrychlení. Použitím iterací rychle dospějeme k hodnotě efektivní teploty a úhlového průměru. Známe-li vzdálenost, můžeme určit i geometrickou hodnotu poloměru hvězdy.

## 6 Magnetické pole a jeho změny

Pro CP hvězdy s výjimkou CP1 a CP3 je příznačná přítomnost relativně silného, stabilního, víceméně dipólového magnetického pole vmrzlého do hvězdy. Pozorování magnetického pole se děje spektroskopicky, pole se zjišťuje prostřednictvím tzv. Zeemanova jevu.

### 6.1 Zeemanův jev

Je-li atom v magnetickém poli, dochází k sejmutí degenerace některých energiových hladin atomu, k jejich rozštěpení. Za předpokladu běžné  $LS$  (Russellovy-Saundersovy) vazby je při nulové indukci pole  $\mathbf{B} = \mathbf{0}$  energie určena trojicí kvantových čísel  $[n, L, J]$ . Je-li pak indukce různá od nuly ( $\mathbf{B} \neq \mathbf{0}$ ) každá hladina se rozštěpí na  $2J + 1$  složek charakterizovaných celým nebo polovinným *magnetickým* číslem  $M$  – úměrné projekci vektoru  $\mathbf{J}$ , který vykonává precesní pohyb kolem směru magnetické indukce. Projekce je kvantována.

Velikost rozštěpu oproti  $\mathbf{B} = \mathbf{0}$ :

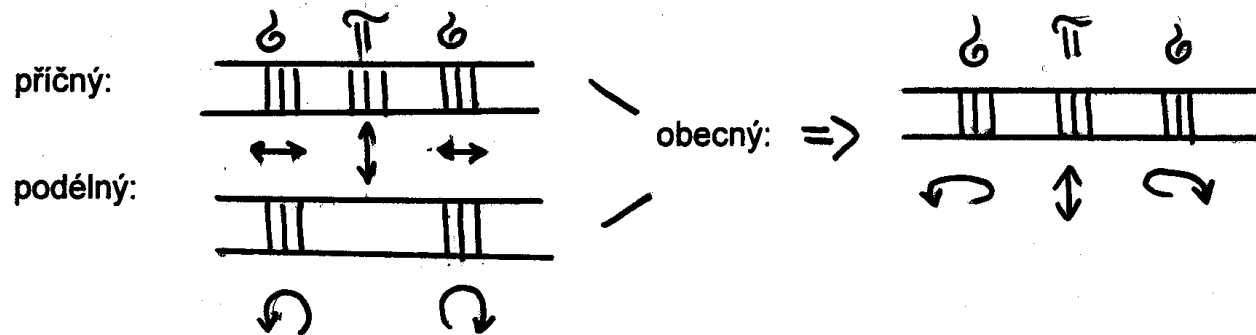
$$\Delta E(M, B) = g \mu_B M B,$$

kde  $\mu_B$  je tzv. Bohrov magneton – magnetický moment elektronu,  $g$  je tzv. Landého faktor určený kvantovými čísly  $J, L, S$  – komplikace daná vlastností spinu elektronu:

$$\mu_B = \frac{eh}{4\pi m_e c} = 9,274 \cdot 10^{-24} \text{ JT}^{-1} *, \quad g = 1 + \frac{J(J+1) + S(S+1) - L(L+1)}{2J(J+1)}.$$

(\*V SI nutno vynásobit  $c$ ). Emisní čáry vznikají přechodem atomu z energeticky vyššího do nižšího stavu – závisí na  $g$  a  $M$  z obou hladin, platí přitom výběrové pravidlo  $\Delta M = \pm 1$  pro tzv.  $\sigma$  složky,  $\Delta M = 0$  pro  $\pi$  složky.

Už Zeeman (1897) zjistil, že jednotlivé složky lze odlišit podle jejich polarizace, ta závisí na vzájemné orientaci záření a magnetické indukce.  $\pi$  složky vždy lineárně polarizované rovnoběžně s polem,  $\sigma$  složky jsou elipticky polarizované, vzájemně opačně orientované. Obecnou situaci lze vyjádřit jako lineární kombinaci příčného a podélného Zeemanova jevu:





Pokud pozorujeme čáry absorpční, pozorujeme opačné efekty (jakoby určité fotony chyběly).

V principu lze detektovat jak podélnou, tak příčnou složku magnetické indukce, tedy kompletní vektor, v praxi je ovšem jednodušší a spolehlivější měřit vzájemné posuvy čar, a tedy podélnou složku indukce. Průměrná výchylka  $\sigma$  složek od  $\lambda_0$  ( $B = 0$ ):

$$\Delta\lambda = \pm \frac{\mu_B z B}{c} \lambda_0^2 = \pm 4,67 \cdot 10^{-8} z B \lambda_0^2,$$

$B$  v teslech,  $\lambda_0$  v nm,  $z$  je vážený centroid  $\sigma$  složek v jednotkách Zeemanova normálního tripletu.

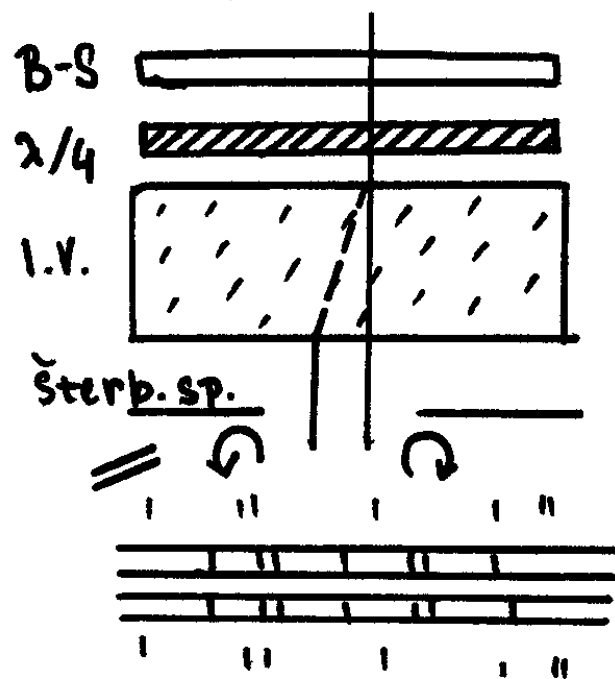
Příklad:  $\lambda_0 = 500$  nm,  $B = 0,3$  T  $\rightarrow$  rozštěp  $\pm 0,003$  nm  $\sim 2$  km/s. Měření dosti náročné na přesnost, vždy je třeba pracovat jen s velmi ostrými čarami, u hvězd s rychlejší rotací nelze magnetické pole Zeemanovým analyzátozem detektovat.

## 6.2 Efektivní magnetické pole

Pozorujeme-li hvězdu, sčítáme příspěvky přes celou viditelnou polokouli, pozorujeme tzv. efektivní magnetické pole  $B_e$ . Pokud je pole dipólové a tento dipól je umístěn ve středu hvězdy, pak platí:

$$B_e = \frac{2}{5} B_p (\cos \beta \cos i + \sin \beta \sin i \cos \frac{2\pi t}{P})$$

Změny víceméně sinusové  $B_p$  – indukce na magnetických pólech,  $\beta$  úhel mezi magnetickou osou a osu rotace. Pokud hvězda rotuje, pak je obrázek rozštěpu pozorovaný v opačných polarizacích ještě komplikovanější.

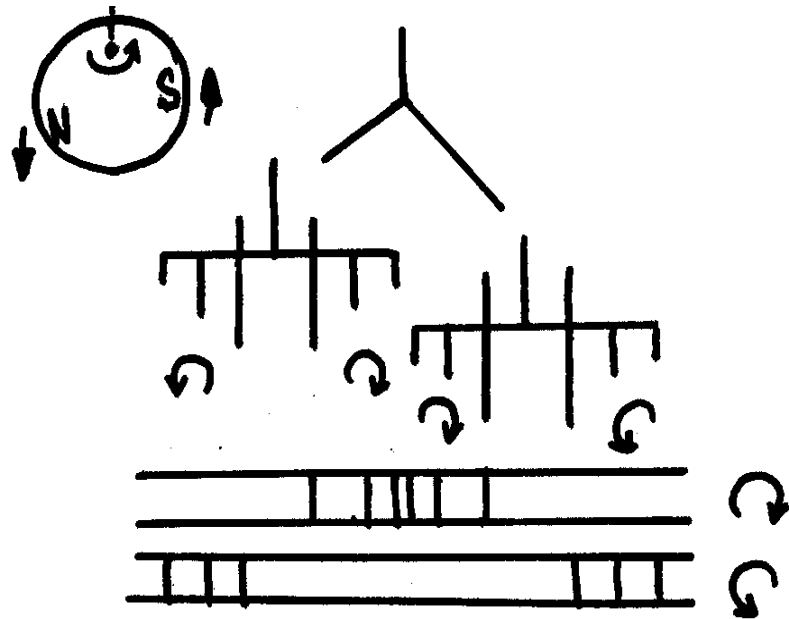


### 6.3 Zeemanův analyzátor

Přístroj zkonstruoval a u spektrografu dalekohledu na Mt. Wilsonu vyzkoušel v r. 1947 Horace W. Babcock. Skládá se z korekční destičky (otočný Babinetův-Soleilův kompenzátor, nutný v coudé- uspořádání neboť ruší vlastní polarizaci odrazných zrcadel), čtvrtvlnné destičky, dvojlomého islandského vápence rozmítajícího spektrum na opačně kruhově polarizovaných složky.

Dvě spektra nad sebou – měření rozdílů vlnových délek.

Nevýhody – fotografický proces (maximum citlivosti 0,015 T), vede k falešné anharmoničnosti křivek změn magnetického pole. Pro hvězdy s  $V_{\text{sini}} > 40$  km/s je neúčinný. Výhodou je, že spolehlivě udává znaménko polarity.



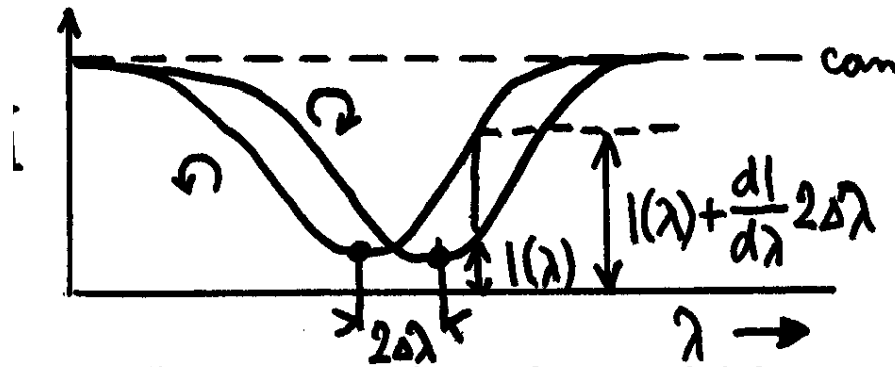
Po zavedení analyzátoru byl objeven tzv. *cross-over* efekt: při změně polarity efektivního magnetického pole u některých CP hvězd zjevně různá šířka čar v opačně orientovaných polarizacích, při další následující změně polarizace si polarizace promění role.

Důsledek současného působení Zeemanova rozštěpu a rotace hvězdy. Projevuje se hlavně tehdy, je-li magnetický rozštěp srovnatelný s rotačním rozšířením.

Správné znaménko *cross-over* efektu byl další argument ve prospěch model šikmého rotátoru.

## 6.4 Vodíkový magnetometr

Vodíkový magnetometr dává možnost měřit polarizace v křídlech širokých čar fotoelektricky pomocí veličiny  $V$ :



$$V = \frac{I_L - I_R}{I_L + I_R} = \Delta\lambda \frac{\left(\frac{dI}{d\lambda}\right)}{I(\lambda)}$$

Šířka vodíkových čar je vždy mnohem větší než rozmytí čar rotací (efektivně na rotaci nezávisí), takže magnetometrem lze testovat, zda neexistují skryté rychle rotující magnetické hvězdy (neexistují!), nezávisí na spektroskopických skvrnách. Dává harmonické křivky.

Nejsilnější známé efektivní pole HD 215 441 od 1,2 do -2,0 T.

## 6.5 Povrchové magnetické pole

Pouze u několika hvězd je magnetické pole natolik silné, že lze rozštěp do tripletu pozorovat – tam se měří i absolutní hodnota  $B$  vystředovaná po viditelné polokouli. Při rotaci se mění málo. Dalo by se očekávat, že pozorujeme-li změnu polarity – mělo by mít  $B_S$  podobu dvojnuly ( $B_S$  se má měnit od 0,8 do

0,64  $B_P$ ). To se však nepozoruje; což lze vysvětlit třeba tím, že magnetický dipól ve skutečnosti není tak úplně centrální.

## 6.6 Povaha magnetického pole

Magnetické pole CP hvězd je zřejmě často takřka prakticky dipólové, protože: a) toroidální složky s přijatelným  $B_S$  ( $< 4$  T) by nemohly vytvořit měřitelnou podélnou složku, b) čistota Zeemanova rozštěpu + tenké čáry, v integrálním světle žádná lokální magnetická pole podobná těm ve slunečních skvrnách.

Jednoduchá vlna v  $B_S$  naznačuje, že dipól globálního magnetického pole nutně nemusí být umístěn do centra (0,1 až 0,36  $R_{CP}$ ). Magnetická indukce na severním a jižním pólu pak může být velice různá, čímž by bylo možné objasnit i to, proč se u některých hvězd severní a jižní magnetický pól tak různí (diametrálně odlišné anomální chemické složení).

Za předpokladu čistě centrálního dipólu lze sklon magnetické osy k rotační  $\beta$  zjistit podle poměru  $r$ :

$$r = \frac{B_e(\text{min})}{B_e(\text{max})} = \frac{\cos \beta \cos i - \sin \beta \sin i}{\cos \beta \cos i + \sin \beta \sin i}.$$

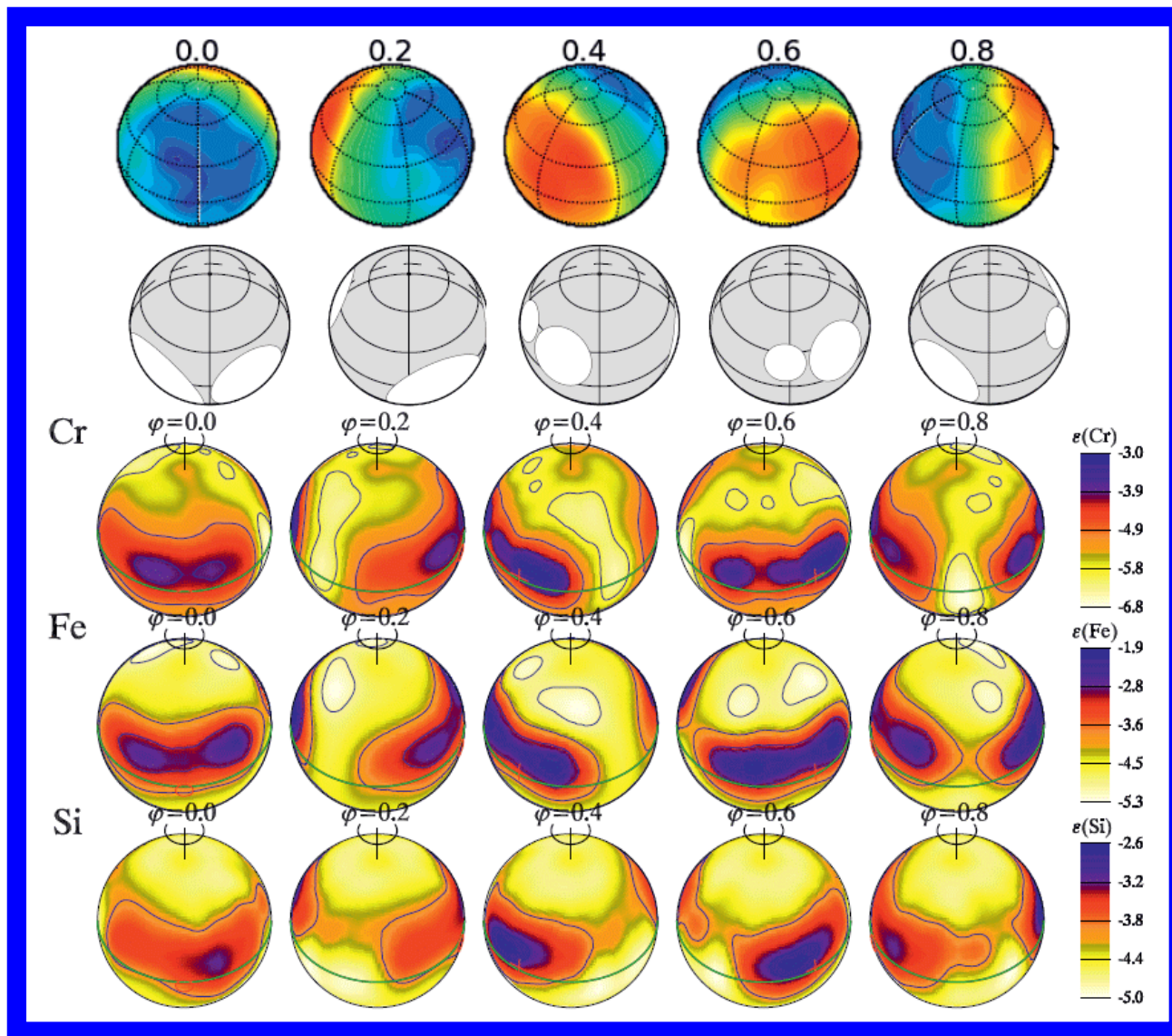
Ve statistickém vzorku (inklinace  $i$  náhodná) nacházíme dvě preferované orientace (?)  $\beta = 20^\circ$  a  $80^\circ$ , ale je možné, že nejde o reálný efekt.

## 7 Spektroskopická proměnnost, rozložení prvků po povrchu

Už od roku 1913 je známo, že fázové křivky změny intenzity spektrálních čar u CP2 hvězd a změnám radiální rychlosti jsou v kvadratuře, což se týká hlavně anomálně silných čar prvků (Sr, Cr, Eu ... Si). Kvalitativní vysvětlení i kvantitativní odhady ukazují, že vše lze vysvětlit předpokladem existence *spektroskopických skvrn* na rotující hvězdě s osou se sklonem  $i$ . Dosud však přesně nevíme, jak tyto nehomogenity vznikají a jak se udržují.

### 7.1 Mapování rozložení prvků (dopplerovské zobrazování, tomografie)

Je-li na povrchu hvězdy chemická nehomogenita (nadbytek nebo deficit určitého prvku vzhledem ke zbytku povrchu), projeví se to jako vlnka postupující od modrého konce křídla čáry přes střed (zde nejrychleji) až k červenému konci, na určitou dobu vlnka zmizí, aby se pak znovu objevila na modrém křídle. Vyšetřováním fázových změn profilů určitých čar si lze učinit představu o poloze skvrnky, případně skvrnek. Lze tak nakonec za určitých předpokladů zmapovat rozložení daného prvku (ekvivalentní šířky čáry) po celé hvězdě (ovšem mimo tu oblast, která s ohledem na sklon hvězdy není nikdy pozorovatelná, neurčité řešení i kolem viditelného pólu).



První modely sestavil v roce 1958 Deutsch, v roce 1989 pak třeba Rice, Piskunov a Kochukhov. Nyní se nejvíce používá techniky „dopplerovského mapování“ vyvinuté různými skupinami. S ohledem na to, že poskytují docela podobné výsledky, zdá se být ten obraz docela realistický. Běžně se už pracuje i s modelováním chování skvrn v magnetickém poli. To lze vyšetřovat v opačných polarizacích, což poskytuje hodnověrný popis efektů při změně polarizace efektivního magnetického pole.

Pozorujeme zjevnou návaznost (nikoli však přísnou) spektroskopických skvrn na geometrii magnetického pole. To zřejmě sehrává rozhodující roli při jejich vytvoření a dlouhodobé stabilizaci.

## 8 Fotometrická proměnnost,

Ačkoliv první světelná křivka CP2 hvězdy  $\alpha^2$  CVn byla pořízena již 1914 (Guthnick a Prager), k rozvoji fotometrických výzkumů CP hvězd došlo až v šedesátých letech minulého století. Nezbytným předpokladem tu bylo zvýšení citlivosti fotonásobičů, zavedení a zvládnutí standardních fotometrických systémů.

Pionýry výzkumu byli Rakos a Stepień. Hvězdy pozorovali v systému *UBV* klasickými fotonásobiči s maximem citlivosti v modré oblasti spektra. Ve výzkumu velmi rychle zdomácněl astrofyzikálnější Strömgrenův systém a další středněpásmové systémy, v poslední době se pozoruje i v červené oblasti



spektra. CCD technika se však stále pro pozorování málo používá. Většina zkoumaných CP hvězd patří do kategorie jasnějších hvězd, pro něž bývá při malých zorných polích CCD kamer obtížné najít vhodné, srovnatelně jasné srovnávací hvězdy.

**Pozorování ukázala, že:**

- a) všechny magnetické CP hvězdy (se spektrální proměnností) jsou proměnné, přičemž perioda změn souhlasí s jejich rotační periodou.
- b) amplitudy světelných změn jsou typicky setiny magnitudy, výjimečně desetiny magnitudy.
- c) světelné křivky s jednou nebo dvěma vlnami lze vždy uspokojivě popsat harmonickým polynomem 2. stupně. Tvar světelných křivek určuje jedna či dvě dominantní fotometrické skvrny na povrchu. Extrémy, co do fáze souhlasí s extrémy změn efektivního magnetického pole, resp. spektroskopických změn. Lokalizace fotometrických skvrn na povrchu šikmého rotátoru jen z fotometrických pozorování ovšem není a ani nemůže být jednoznačná. Vždy je nutno alespoň něco předpokládat o tvaru a geometrii skvrn, kde se nabízí předpoklad rozložení jasu jako funkce magnetické šířky. Peterson (1970) navrhl, že pozorované změny jsou svázány s existencí spektroskopických skvrn svázaných s nehomogenním rozložením prvků po povrchu hvězdy. Fotometrické skvrny by pak byly totožné se skvrnami spektroskopickými.

- d) světelné křivky v jednotlivých barvách se od sebe (někdy i velmi výrazně) liší, v některých případech probíhají světelné změny i v antifázi. Molnar (1973) rozšířil sledování proměnnosti až do vzdálenější UV oblasti: z družice Copernicus sledoval nejjasnější CP hvězdu  $\alpha^2$  CVn. Zjistil, že v oblasti pod 298,5 nm probíhají světelné změny v antifázi, přičemž celkový zářivý tok hvězdy (a tím i efektivní teplota) se nemění. Fotometrické skvrny tak nejsou ani světlé, ani tmavé, vůči okolnímu povrchu jsou „barevné“.
- e) U některých chladnějších CP2 hvězd pozorujeme i více „nulových vlnových délek“ – uzlů – zdroj proměnnosti zřejmě leží mezi uzly. Tímto, zatím nevysvětleným jevem, se zabývá projekt *Komplexního sledování chladných chemicky pekuliárních hvězd*.

## 8.1 Rychlá proměnnost CP2 hvězd

CP hvězdy zčásti spadají i do pásu nestability osídleného na HP pulzujícími hvězdami typu  $\delta$  Sct. Pulzující CP hvězdy mají též krátké periody o délce cca deset minut, amplitudy typicky 0,02 mag.

První pulzující CP2 hvězdu objevil Kurtz (1978): HD 101 065,  $P = 12,14$  min, ležící na chladné hranici skupiny CP2 hvězd. Amplituda oscilací je modulována s periodou rotace. Kurtz (1982) našel vysvětlení v modelu *šikmého pulzátoru*, kde symetrie neradiálních pulzací je dána osou magnetického dipólu: největší amplituda pulzací je pozorována v okolí magnetických pólů. Pohyb elektricky nabitého plazmatu je

možný jen podél siločar, ty kolmo vstupují do hvězdy jen v oblasti pólů. Model byl potvrzen i sledováním radiálních rychlostí o amplitudě cca 400 m/s.

Pulzace odpovídají velmi vysokým harmonickým modům, vztahují se tak jen k těm nejvyšším vrstvám, v zásadě neničí dílo difúze. Není jasné, jak jsou buzeny, něco však mohou napovědět o vnitřní stavbě podpovrchových vrstev hvězdy. Mohou být dalším nezávislým nástrojem pro stanovení její rotační periody.

## 9 Vývojový status CP hvězd

Poloha CP hvězd v HR diagramu bezprostředně souvisí s jejich stářím a vývojovým statutem. Fundamentální úkol pozorovací astronomie pak přinést dostatek hodnověrně zpracovaného pozorovacího materiálu a statistických dat k ověřování řady hypotéz a teorií vysvětlujících fenomén CP hvězd

Vše nasvědčuje tomu, že CP hvězdy jsou hvězdy hlavní posloupnosti se standardním počátečním chemickým složením, tedy 70 % vodíku, 25-28 % helia, a zbytek tvoří těžší prvky, jejichž vývoj probíhá obdobně jako vývoj normálních hvězd s touž hmotností. Hmotnosti CP hvězd jsou ovšem velice rozdílné: od  $1,5 M_{\odot}$  do  $15 M_{\odot}$ , a tím i jejich stáří, které pro hvězdy v nejmenší hmotnosti činí  $3,5 \cdot 10^7$  až  $3,5 \cdot 10^9$

let, zatímco pro ty nejhmotnější CP5,6 hvězdy:  $10^5 - 1,2 \cdot 10^7$  let. Poměr průměrného stáří je tak v intervalu 1:300!

O vývojovém statusu CP hvězd se lze hodně dozvědět z jejich polohy v diagramech pro různé charakteristiky.

## 9.1 Poloha CP hvězd v HR diagramech a jeho modifikacích

a)  $M_{\text{bol}} - \log T_{\text{ef}}$  Nejinstruktivnější podobou HR diagramu je závislost bolometrické hvězdné velikosti (logaritmu zářivého toku) na logaritmu efektivní teploty. Bohužel, právě pro CP hvězdy je potíží v tom, že jak bolometrickou korekci, tak efektivní teplotu nelze zjistit jednoduchými měřeními ani použít standardních postupů vyvinutých pro normální hvězdy. Místo  $\log T_{\text{ef}}$  se velmi často používají různé *barevné indexy*. Bohužel, zastínění čarami někdy značně ovlivňuje velikost indexu, zvláště pokud se opírají o modrou oblast spektra s množstvím spektrálních čar. Použití indexů z červené a infračervené oblasti spektra je nadějnější, ale ještě lepší je odvodit efektivní teplotu přímo z celkového toku záření (metoda Blackwellova-Shallisova:  $\theta, T_{\text{ef}}$ ). Nezbytná je ještě znalost vzdálenosti (paralaxy), pozorování Hipparca, poté Gaiy však znamenala značný pokrok. Výskyt hvězd CP2-6 v zákrytových dvojhvězdách je vzácný, u CP1 je naopak zcela standardní, u metalických hvězd tak lze užít zářivých výkonů, které byly nalezeny metodou, jejíž spolehlivost nezávisí na vzdálenosti soustavy.

- b) Závislostí  $\log R - \log T_{\text{ef}}$  lze nahradit klasický HR diagram, v mnoha ohledech je dokonce názornější. Poloměr hvězdy od ZAMS do TAMS víceméně monotónně roste. Poloměr lze zjistit různě, pro jednotlivé hvězdy (metoda Blackwell-Shallis:  $\theta, T_{\text{ef}}$ ),  $R = \theta/2\pi$ .
- c) Diagram  $\log g - \log T_{\text{ef}}$  by rovněž byl s to nahradit klasický HR diagram. Povrchové gravitační zrychlení v průběhu vývoje na  $g$  lze odvodit z rozboru profilu Balmerových čar.
- d) Diagramy  $m$ - $BI$  hvězdokup a asociací
- Galaktické kulové hvězdokupy neobsahují hvězdy s  $M > 1,5 M_{\odot}$ , takže klasické CP hvězdy tam nenacházíme, jistou obdobou jsou CP hvězdy horizontální větve.
  - CP hvězdy jsou četné v otevřených hvězdokupách a asociacích, jsou to skupiny se stejným stářím a počátečním chemickým složením, modul vzdálenosti všech členů zhruba stejný, poloha CP hvězd v HR diagramu je určitější – North (1993).

Nejmladší aglomerace s CP hvězdami je stará  $5 \cdot 10^5$  let, nejstarší obsahuje CP hvězdy poblíž konečné hlavní posloupnosti. Pekuliarita CP2 hvězd se během vývoje na hlavní posloupnosti zřejmě nemění, u CP 1 snad narůstá s věkem. Největší relativní zastoupení CP1 spektra nebo hvězdná mapa. Každá z příloh musí být řádně označena a popsána.