

Obrázky ke skriptu Úvod do fyziky hvězdných soustav

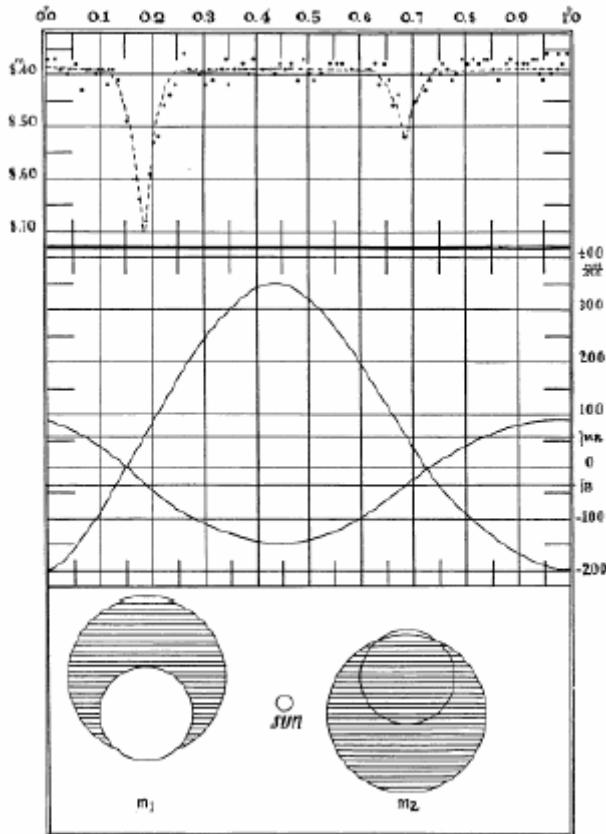
Seznam obrázku a popisků

6	Fyzika dvojhvězd.....	3
6.1	gaposchkin.pdf.....	3
6.2	učebnice.pdf.....	4
6.3	hr6611.pdf.....	5
6.4	oddel.pdf (a), polodot.pdf (b), dotyk.pdf (c).....	5
6.5	roche3D.pdf.....	6
6.6	stab2.pdf (a), stab2x1.pdf (b), stab2x2.pdf (c), stab2x1x1.pdf (d).....	6
6.7	radrych.pdf.....	7
6.8	souradsoust.pdf.....	7
6.9	drahadvoj.pdf.....	8
6.10	inklin.pdf.....	8
6.11	rocheL123.pdf.....	9
6.12	gglup.pdf (a), hutau.pdf (b), rzdra.pdf (c), vcrt.pdf (d), dlcyg.pdf (e), v578mon.pdf (f), lzcen.pdf (g), abcas.pdf (h).....	9
6.13	elipsy.pdf.....	11
6.14	roche.pdf.....	11
6.15	zakryt.pdf.....	12
6.16	v436per.pdf (a), v436per_sp.pdf (b), v436per_rv.pdf (c).....	12
6.17	poziu.pdf.....	14
6.18	rozli_neCB.png rozli_ne.pdf (a), rozli_praveCB.png rozli_prave.pdf (b), rozli_anoCB.png rozli_ano.pdf (c).....	14
6.19	Axobr.pdf.....	15
7	Fyzika proměnných hvězd.....	16
7.1	cefeidy.pdf.....	16
7.2	Pasne.pdf.....	17
7.3	sluncyk.pdf.....	18
7.4	chi.cyg.pdf.....	18
7.5	Pistala1.pdf (a), Pistala2.pdf (b).....	19
7.6	sn1a.pdf.....	19
7.7	motylek.pdf.....	20
7.8	sn1987a.pdf.....	20
7.9	nerad1m0.pdf (a), nerad1m1.pdf (b), nerad2m2.pdf (c), nerad3m0.pdf (d), nerad3m2.pdf (e), nerad5m5.pdf (f), nerad10m5.pdf (g), nerad10m10.pdf (h).....	21
7.10	Odralom.pdf.....	21
7.11	rrlyr.pdf.....	22
7.12	sscyg.pdf.....	22
7.13	v1974cyg.pdf.....	23
7.14	BL_Cam.pdf (a), BL_Cam_fazkr.pdf (b).....	23
7.15	125248u.pdf.....	24

7.16	exoplaneta.pdf	24
7.17	v567oph.pdf.....	25
7.18	perlumce.pdf.....	25
7.19	fikper.pdf	26
8	Fyzika mezihvězdné látky.....	27
8.1	hvezdopocet.pdf	27
8.2	mezicar.pdf	27
8.3	ucipruz.pdf.....	28
8.4	extkriv.pdf.....	28
9	Hvězdy v Galaxii.....	29
9.1	Galaxie.pdf	29
9.2	kapteyn_ads.pdf.....	29
9.3	herschel.pdf.....	29
9.4	rotkriv.pdf	30
9.5	galas.pdf.....	30
10	Hvězdy a vesmír	31
10.1	vid.pdf.....	31
10.2	rentgen.pdf.....	31
10.3	uv_map.pdf.....	32
10.4	ir_map.pdf.....	32
10.5	cobe.pdf	33
10.6	prvoobsah.pdf.....	34
10.7	wmap.pdf.....	35
10.8	vespod.pdf.....	35
10.9	koule.pdf (a), rovina.pdf (b), hyperbola.pdf (c).....	36
10.10	prvohelre.pdf.....	37
10.11	blives.pdf	37
10.12	skrytalatka.gif.....	38
10.13	hvozd.pdf.....	38
10.14	supernovy.pdf.....	38
10.15	akceleracevesmiru.jpg	39
10.16	hubble.pdf.....	40

Fyzika dvojhvězd

6.1 gaposchkin.pdf

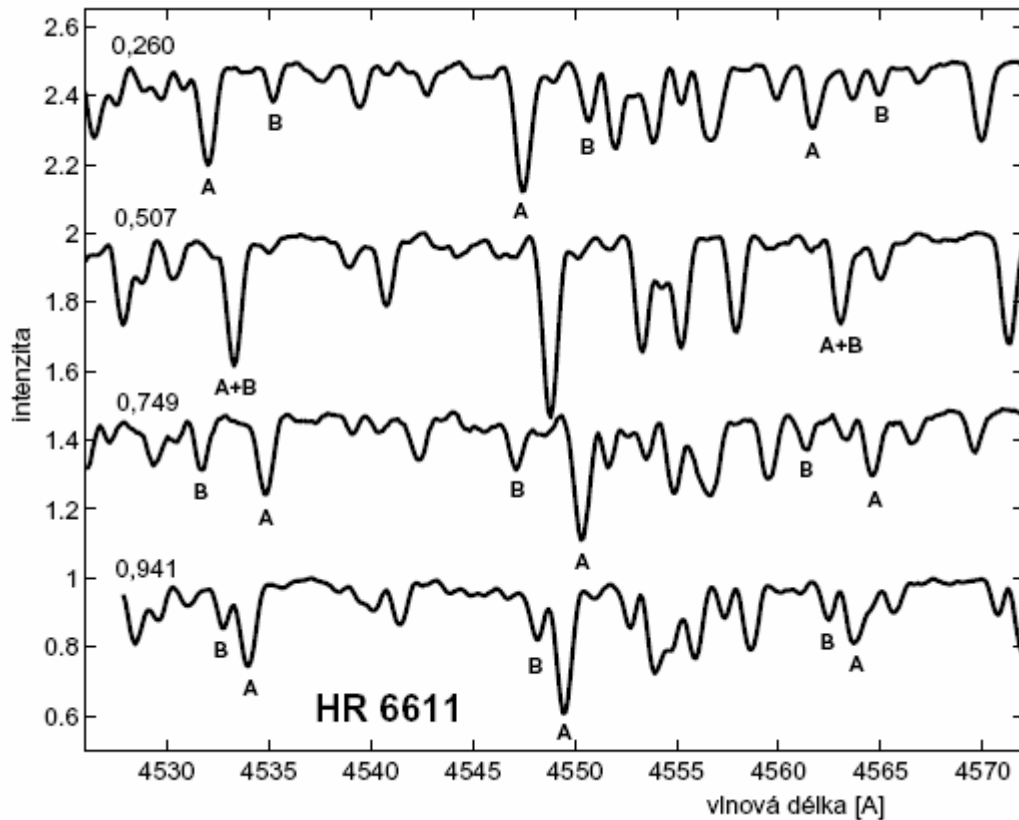


Model zákrytové dvojhvězdy HD 193 576 (V444 Cyg) v historické práci Gaposchkina (1941). Soustava sestává z méně hmotné Wolfovy-Rayetovy hvězdy ($M_2 = 9 M_\odot$, Marchenko et al. 1994) a z hmotnější horké hvězdy spektrálního typu O6 ($M_1 = 28 M_\odot$). Na horním obrázku vidíme závislost hvězdné velikosti této dvojhvězdy na fázi. Na světelné křivce jsou patrná dvě minima jasnosti, hlubší primární a mělkší sekundární. Mezi těmito minimy se jasnost soustavy v zásadě nemění. Na středním obrázku je zobrazena fázová závislost radiální rychlosti jednotlivých složek dvojhvězdy (vzhledem k tomu, že WR hvězda je méně hmotná, má křivka jejích radiálních rychlostí větší amplitudu).

Na spodním obrázku je nakreslen vzhled soustavy během primárního a sekundárního minima, menší kotouček přitom odpovídá WR hvězdě. Primární minima tedy vznikají při přechodech

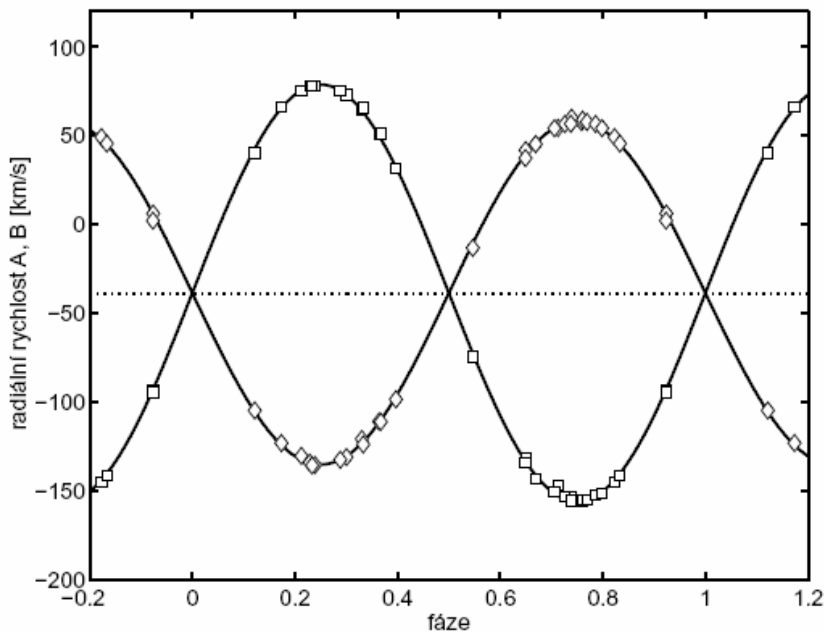
(transitech) WR hvězdy přes disk O hvězdy, k sekundárním minimům jasnosti dochází v průběhu zákrytů WR hvězdy O hvězdou. Světelná křivka, odpovídající zvolenému modelu, je zakreslena v obrázku. Všimněte si též, že v okamžiku minim jasnosti jsou radiální rychlosti obou složek téměř nulové.

6.2 učebnice.pdf



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.

6.3 hr6611.pdf



Výše zmíněná HR 6611 dvojhvězda s oběžnou dobou 3,84977 dnů, je tvořena dvěma kulovými hvězdami hlavní posloupnosti o poloměrech $R_A = 3,03 R_\odot$ a $R_B = 2,21 R_\odot$ hmotnostech $M_A = 2,27 M_\odot$ a $M_B = 1,87 M_\odot$ pohybujících se kolem těžiště po prakticky kruhových drahách. Jejich vzdálenost je $r = 16,73 R_\odot$, takže úhel φ_0 zde činí $18,25^\circ$. Vzhledem k tomu, že úhel sklonu $i = 79,4^\circ$, platí, že $i > 90^\circ - \varphi_0$, a jde tedy o zákrytovou dvojhvězdu. Jak patrné z obrázku, dochází tu jen k částečným zákrytům.

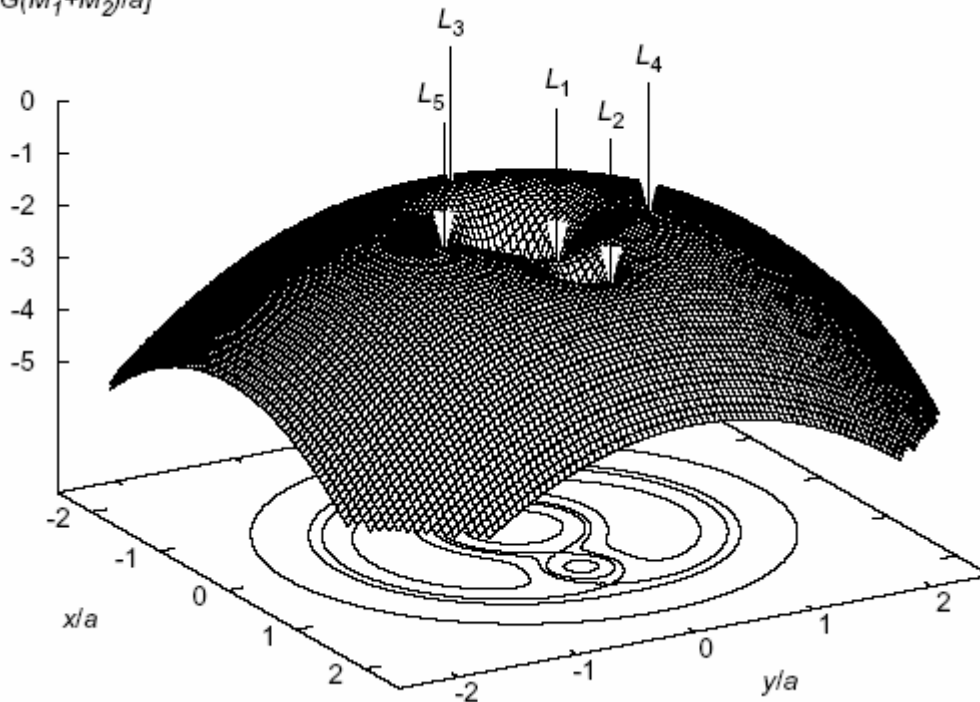
6.4 oddel.pdf (a), polodot.pdf (b), dotyk.pdf (c)



Klasifikace dvojhvězd podle míry vyplnění Rocheova laloku. Dvojhvězdu sledujeme v neinerciální vztažné soustavě, která rotuje společně s dvojhvězdou. V této korotující soustavě je potenciál dán součtem tří členů: gravitačních potenciálů od obou hvězd a členu odpovídajícího potenciálu odstředivé síly. V hydrostatické rovnováze zaujímá povrch hvězd tvar daný příslušnou ekvipotenciální plochou. Hvězda ve dvojhvězdě nemůže zaujímat libovolný objem - limitní objem, je ten, kdy se povrch hvězdy dotýká kritické Rocheovy plochy (zcela vyplňuje svůj Rocheův lalok). Na obrázku je zakreslen řez soustavou v oběžné rovině, šedá barva označuje hvězdy. a) V oddělených soustavách se povrchy obou hvězd nacházejí pod Rocheovou plochou, k přetoku látky mezi složkami dvojhvězdy tu nedochází. b) V polodotkových soustavách jedna z hvězd vyplňuje svůj Rocheův lalok, zde dochází přetoku látky z této složky na složku druhou, místem, v němž k přetoku dochází, je vnitřní Lagrangeův bod L_1 . c) V dotykových složkách obě členy dvojhvězdy vyplňují svůj Rocheův lalok, často mívají společnou atmosféru.

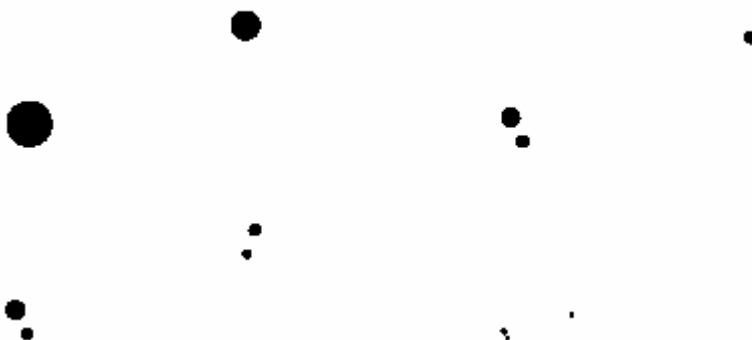
6.5 roche3D.pdf

$\Phi/[G(M_1+M_2)/a]$



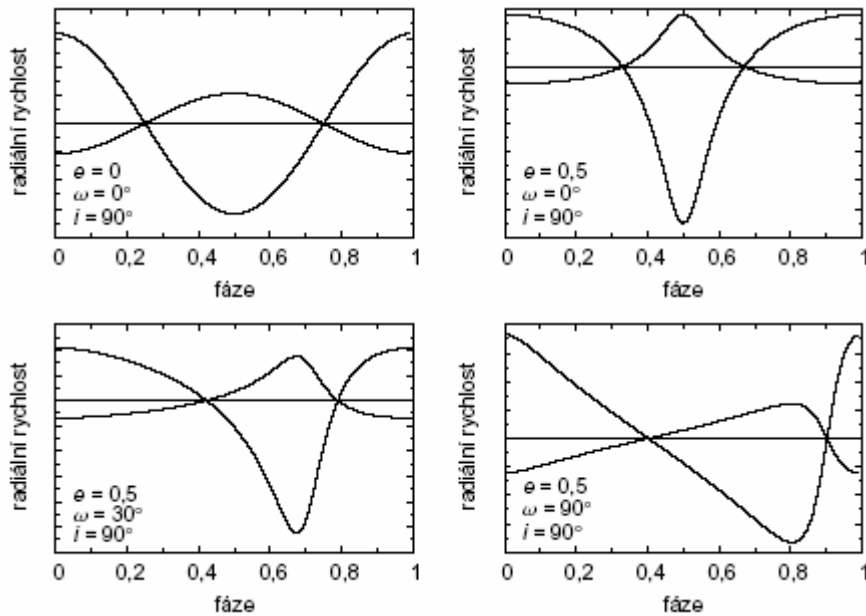
Průběh potenciální energie v okolí dvojhvězdy, znázorněný ve vztažné soustavě korotující s dvojhvězdou. Potenciál je zakreslen v oběžné rovině dvojhvězdy. Souřadnice jsou vyjádřeny relativně v jednotkách vzdálenosti středů hvězd a . Je nakreslen relativní průběh potenciálu pro hvězdy s poměrem hmotností $M_1/M_2=5$. Minima potenciálu se nacházejí ve středech hvězd a v oblastech vzdálených od soustavy, pro něž $r \rightarrow \infty$. Lagrangeovy body L_1 , L_2 a L_3 jsou sedlovými body potenciálu, v Lagrangeových bodech L_4 a L_5 dosahuje potenciál svého maxima.

6.6 stab2.pdf (a), stab2x1.pdf (b), stab2x2.pdf (c), stab2x1x1.pdf (d)



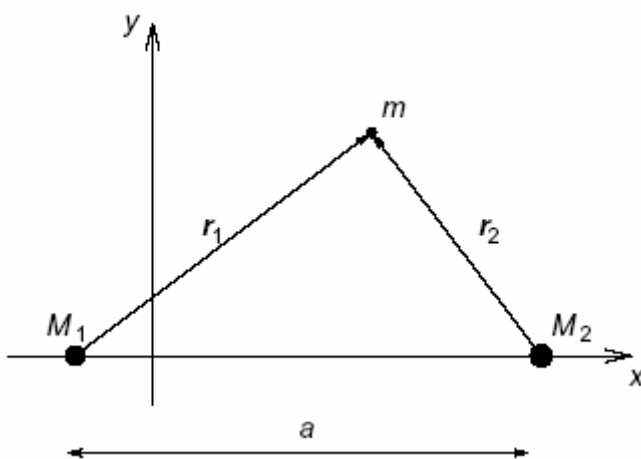
Příklady možných uspořádání dynamicky stabilních vícehvězdných soustav. Stabilní jsou pouze ty vícehvězdné soustavy, které je možné rozložit na jednotlivé podvojně soustavy. Stabilní tak může tedy být prostá dvojhvězda (a). Trojná soustava může být stabilní pouze tehdy, pokud se třetí složka nachází dostatečně daleko od ústřední těsné dvojhvězdy (b). Soustava čtyř hvězd může být stabilní, pokud se skládá ze dvou dostatečně vzdálených dvojhvězd (c) a nebo z dvojhvězdy, dostatečně vzdálené třetí složky a čtvrté složky, která je v ještě mnohem větší vzdálenosti od ostatních složek (d).

6.7 radrych.pdf



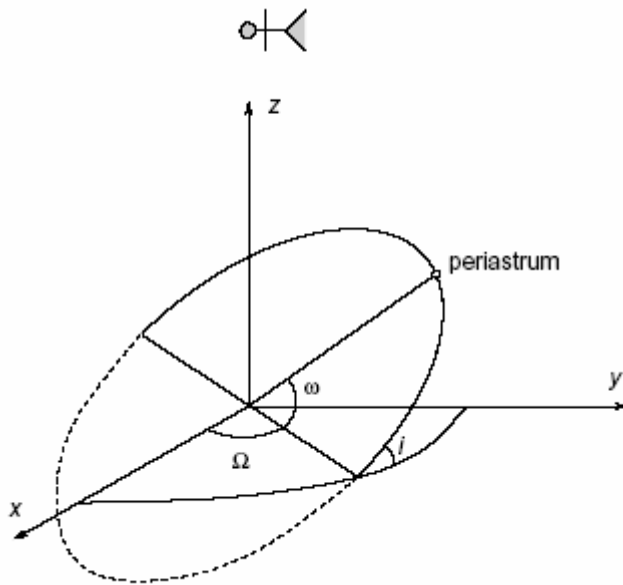
Radiální rychlosti složek dvojhvězdy vypočtené programem NIGHTFALL (Wichmann 1999). Radiální rychlosti (velikost rychlosti ve směru k pozorovateli) obou složek soustavy jsou vyneseny v bezrozměrných jednotkách v závislosti na fázi pro různou excentricitu dráhy e a pro různý argument šířky perihelu ω . Úhel sklonu oběžné dráhy i je vždy roven 90° , na soustavu se tedy díváme „zboku“. Hmotnosti hvězd jsou v poměru 3:1. Křivky radiálních rychlostí jsou sinusoidy (jejichž poměr amplitud je roven opačnému poměru hmotností) pouze v tom případě, když je excentricita dráhy nulová. V ostatních případech se křivky radiálních rychlostí od sinusoid více či méně odlišují. Zvláště zajímavý je také poslední případ ($e = 0,5$, $\omega = 90^\circ$), kde se radiální zrychlení obou hvězd po velkou část jejich oběhu téměř nemění.

6.8 souradsoust.pdf



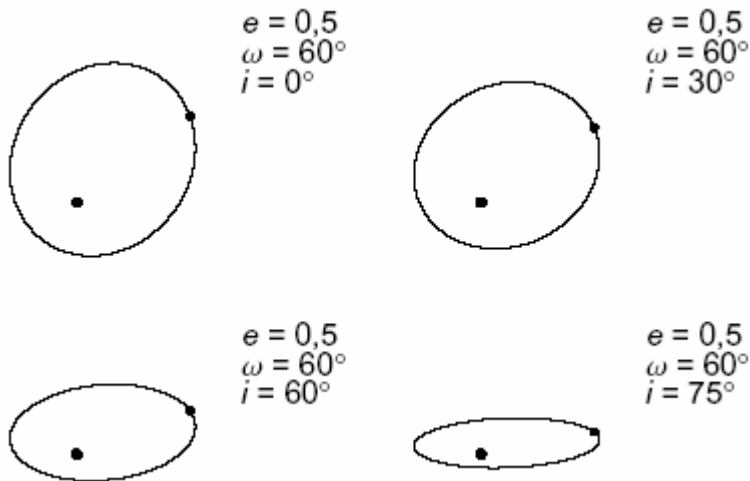
Označení jednotlivých vzdáleností pro výpočet potenciálu v soustavě pevně spojené s rotující dvojhvězdou. Rotační osa prochází počátkem souřadnic a je kolmá k rovině určené testovacím tělesem zanedbatelné hmotnosti m a hvězdami M_1 a M_2 . Těžiště dvojhvězdy je v počátku souřadné soustavy.

6.9 drahadvoj.pdf



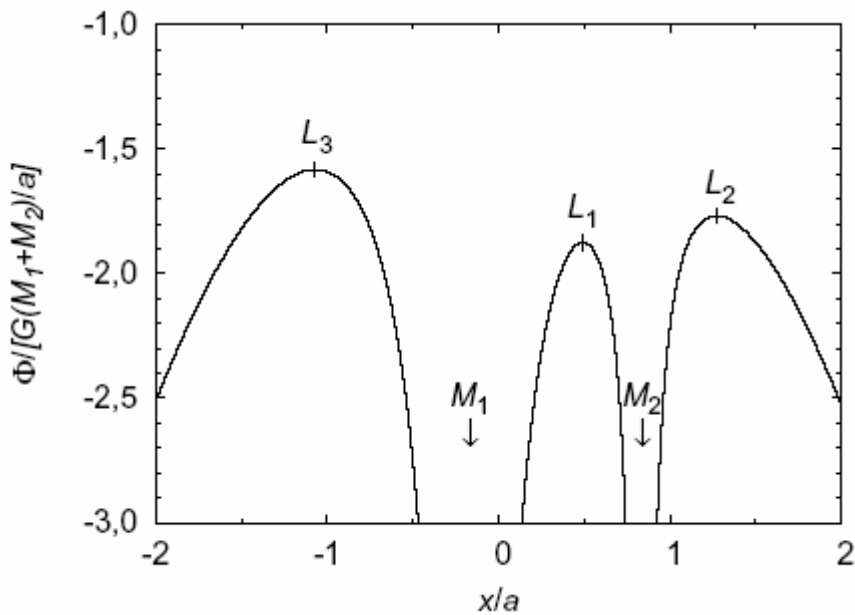
Popis dráhy dvojhvězdy pozorovatelem nacházejícím se ve směru osy z . Dráha sekundární složky je v obrázku zakreslena relativně vzhledem k primární složce. Sekundární složka obíhá vzhledem ke složce primární po elipse v jejímž ohnisku (tedy ne v počátku souřadného systému) je primární složka. Tvar a orientace této elipsy jsou určeny elementy dráhy: velkou poloosou a , excentricitou e , úhlem sklonu dráhy i , pozičním úhlem vzestupného uzlu Ω a argumentem šířky perihelu ω .

6.10 inklin.pdf



Dráha vizuální dvojhvězdy pozorovaná pod různým úhlem sklonu oběžné dráhy i . Sledujeme dráhu sekundární složky dvojhvězdy vtaženou ke složce primární. Dráhy na jednotlivých obrázcích mají stejnou excentricitu e i stejný argument šířky perihelu ω . Sekundární složka se vzhledem ke složce primární v každém ze zobrazených případů pohybuje na obloze po elipse. Ovšem pouze v případě, kdy je oběžné dráha kolmá ke směru pohledu od pozorovatele ($i = 0^\circ$ nebo 180°), najdeme primární složku dvojhvězdy v ohnisku této zdánlivé dráhy, v obecném případě se pak nachází mimo svou očekávanou polohu. Příčinou tohoto paradoxu je zkreslení vzhledu obecně orientované eliptické dráhy, pokud ji promítnete do roviny kolmé k zornému paprsku.

6.11 rocheL123.pdf

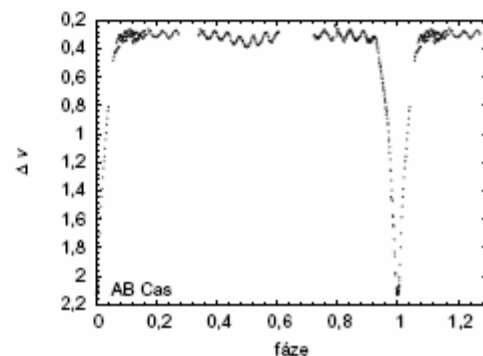
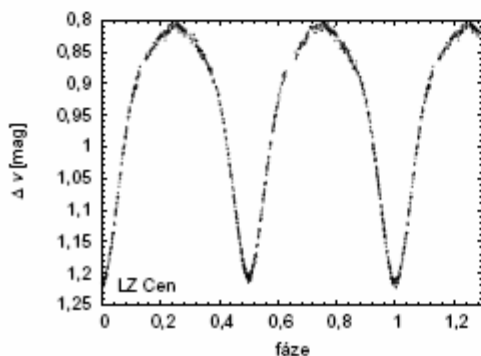
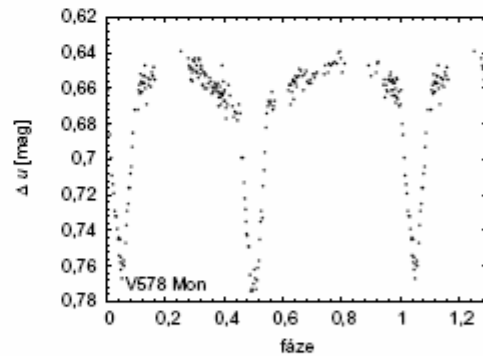
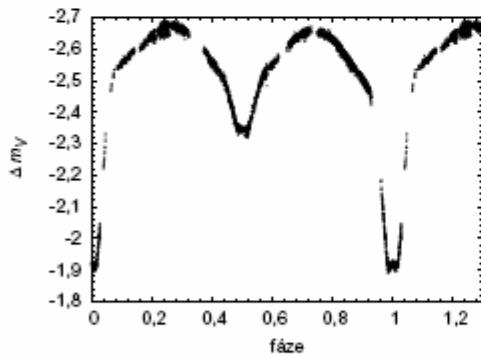
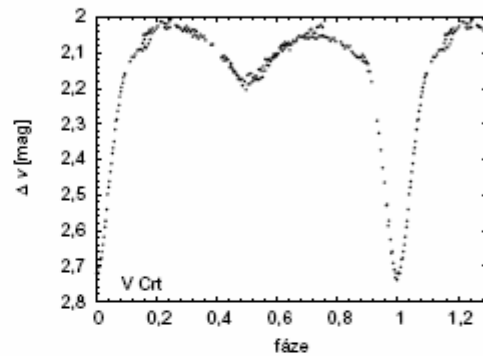
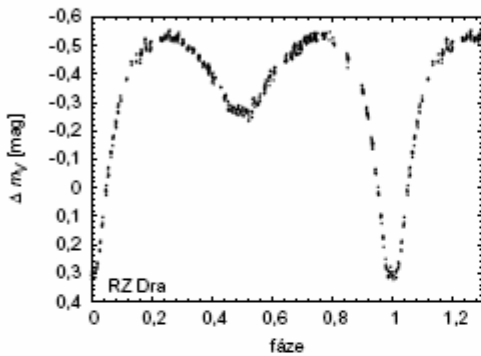
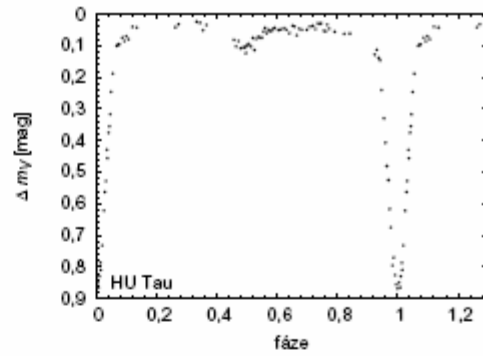
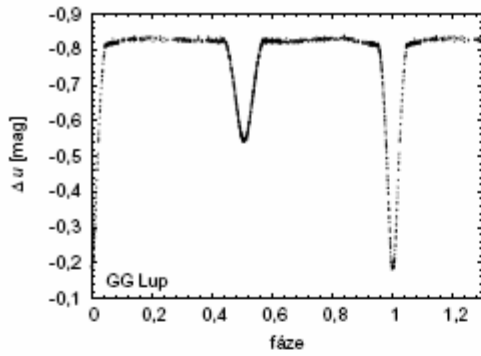


Průběh potenciálu dvojhvězdy vztaženého k soustavě korotující s dvojhvězdou. Průběh potenciálu je zakreslen v řezu na přímce spojující těžiště obou hvězd (těžiště se nacházejí v bodech označených M_1 a M_2). Je nakreslen relativní průběh potenciálu pro hvězdy s poměrem hmotností $M_1/M_2=5$. Souřadnice na ose x je uvedena relativně vzhledem ke vzdálenosti středů hvězd a . Těžiště dvojhvězdy, okolo kterého se soustava otáčí, se nachází v počátku souřadné soustavy. V místech, kde jsou středy obou hvězd, se nachází minima potenciálu. Potenciál dosahuje svého minima také pro $r \rightarrow \infty$. Lagrangeovy body L_1 , L_2 a L_3 jsou sedlovými body potenciálu. Tělesa v hydrostatické rovnováze zaujímají tvar daný plochami se stejným potenciálem. Pokud se jedna z hvězd v průběhu svého vývoje rozpíná, pak v okamžiku, kdy je potenciální energie jejích povrchových vrstev rovna potenciální energii v bodě L_1 , pak může docházet k přetoku hmoty od této složky na složku druhou.

6.12 gglup.pdf (a), hutau.pdf (b), rzdra.pdf (c), vcrv.pdf (d), dlcyg.pdf (e), v578mon.pdf (f), lzcen.pdf (g), abcas.pdf (h)

Světelné křivky vybraných zákrytových dvojhvězd. Na ose y obvykle vynášíme rozdíl hvězdných velikostí proměnné hvězdy a hvězdy srovnávací, na ose x je pak orbitální fáze, přičemž pro názornost je část světelné křivky mezi fázemi $\varphi = 1$ a $\varphi = 1,2$ zopakována.

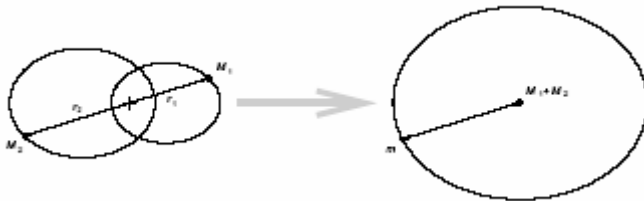
a) Světelná křivka GG Lup (Clausen et al. 1993). Jedná se o soustavu dvou horkých hvězd hlavní posloupnosti spektrálního typu B7 a B9 s hmotnostmi $4,1 M_{\odot}$ a $2,5 M_{\odot}$. Je patrné, že během primárního minima, kdy dochází k transitu chladnější (méně hmotné) složky přes kotouč složky s vyšší efektivní teplotou, jsou světelné změny větší než během sekundárního minima, při kterém dochází k zákrytu chladnější složky. Mimo primární a sekundární minimum se jasnost soustavy takřka nemění. b) Světelná křivka HU Tau (Parthasarathy et al. 1995). Jedná se o polodotykovou soustavu sestávající z horké hvězdy hlavní posloupnosti (s hmotností $4,7 M_{\odot}$) a vývojově pokročilejší chladnější hvězdy (s hmotností $1,3 M_{\odot}$). Během primárních zákrytů je zakrývána horká složka, během mělkých sekundárních transitů přechází přes kotouč sekundární složky menší, ale zářivější složka primární. Skutečnost, že méně hmotná složka je ve svém vývoji dál, svědčí o tom, že v soustavě již došlo k razantnímu přenosu hmoty mezi složkami, přičemž se role složek v soustavě prohodily.



c) Světelná křivka další polodotkové zákrytové dvojhvězdy RZ Dra (Kreiner et al. 1994). Obě složky s hmotnostmi $1,4 M_{\odot}$ a $0,6 M_{\odot}$ (jsou značně deformovány v důsledku vzájemného slapového působení, jasnost soustavy se proto mění i mimo zákryty. d) Světelná křivka polodotkové zákrytové dvojhvězdy V Crt (Liu 1993). Sekundární složka s hmotností $1 M_{\odot}$, obíhající kolem společného těžiště se složkou primární o hmotnosti $1,5 M_{\odot}$, vyplňuje svůj

Rocheův lalok. Světelná křivka se mění i mimo zákryty. e) Světelná křivka interagující polodotykové zákrytové dvojhvězdy DL Cyg (Borkovits, Bíró 1999). Vzhledem k tomu, že hmotnost sekundární, vývojově pokročilejší hvězdy $3 M_{\odot}$ (je menší než hmotnost primární složky ($7,5 M_{\odot}$, jedná se o hvězdu hlavní posloupnosti), lze soudit, že v soustavě již proběhl přenos hmoty. Sekundární složka vyplňuje svůj Rocheův lalok, světelná křivka se mění i mimo zákryty. V minimu i v maximu jsou patrné zastávky. f) Světelná křivka zákrytové dvojhvězdy V578 Mon (Hensberge et al. 2000), sestávající ze dvou mladých horkých hvězd s hmotnostmi složek $14,5 M_{\odot}$ a $10,3 M_{\odot}$. g) Světelná křivka oddělené dvojhvězdy LZ Cen (Vaz et al. 1995). Členky soustavy – hvězdy hlavní posloupnosti o hmotnostech $13,5 M_{\odot}$ a $12,5 M_{\odot}$ jsou v důsledku vzájemného působení značně deformovány, jasnost soustavy se tak mění i mimo zákryty. Vzhledem k tomu, že hmotnosti (a tedy také zářivé výkony) obou hvězd jsou takřka identické, primární a sekundární minima mají velmi podobnou hloubku. h) Světelná křivka algolidy AB Cas (Rodriguez et al. 1998). Horká primární složka soustavy s hmotností $1,78 M_{\odot}$ (je pulzující hvězdou typu δ Scuti). Její pulzy vytvářejí nápadné vlnky na celé světelné křivce s výjimkou okolí primárního minima, ve kterém je primární složka zakrývána složkou sekundární. Vzhledem k tomu, že rotační perioda není celistvým násobkem periody pulzací, nejsou světelné křivky z různých epoch vzhledem k orbitální periodě totožné. Jde o běžnou polodotykovou soustavu, kde sekundární složka o hmotnosti $0,39 M_{\odot}$ vyplňuje svůj Rocheův lalok.

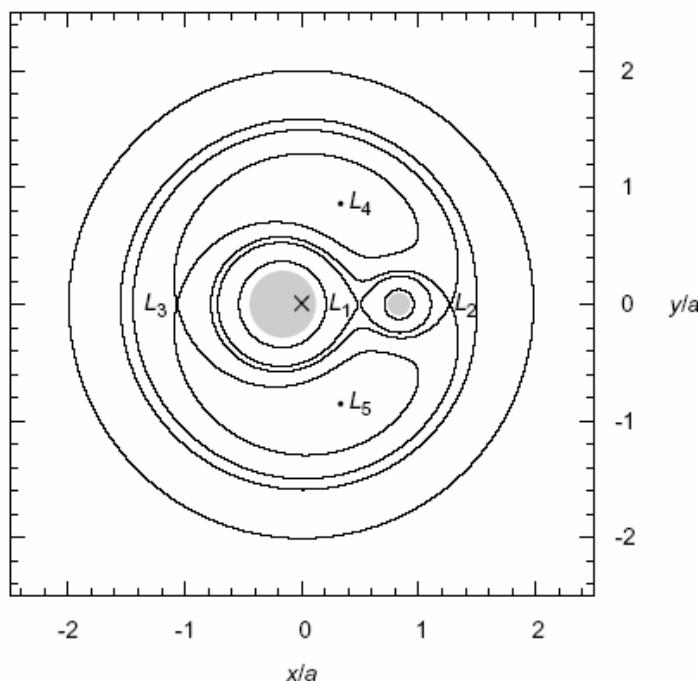
6.13 elipsy.pdf



Dva ekvivalentní způsoby pro studium dynamiky pohybu dvojhvězd. Jednak můžeme sledovat pohyb hmotných bodů M_1 a M_2 kolem společného těžiště. V tomto případě se hmotné body pohybují po elipsách, v jejichž

společném ohnisku je těžiště soustavy. S použitím vhodné transformace je ale možné pohyb této soustavy popsat pomocí pohybu testovacího tělíska zanedbatelné hmotnosti m po elipse, v jejímž ohnisku je těleso o hmotnosti $M_1 + M_2$.

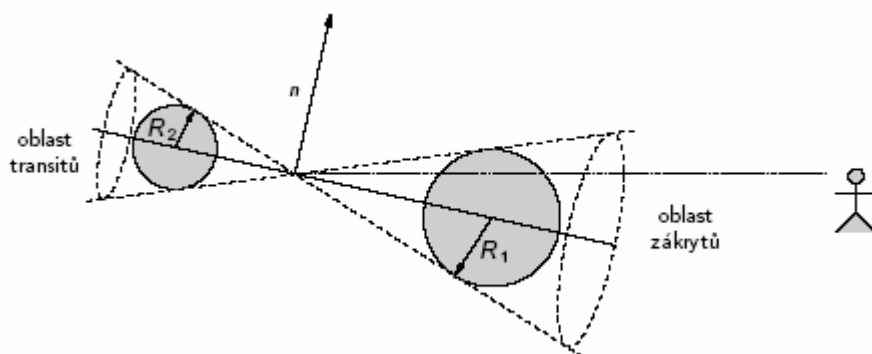
6.14 roche.pdf



Ekvipotenciální plochy dvojhvězdy vyjádřené ve vztažné soustavě korotující s dvojhvězdou pro složky s poměrem hmotností $M_1/M_2=5$. Je zakreslen průsečík ekvipotenciálních ploch s oběžnou rovinou, ve skutečnosti jsou ekvipotenciální plochy trojrozměrné. Souřadnice na osách jsou zakresleny relativně vzhledem ke vzdálenosti středů hvězd a . Těžiště dvojhvězdy se nachází v počátku souřadnic (je označeno křížkem). Sledované hvězdy se v inerciální soustavě pohybují po kruhových drahách kolem těžiště. Korotující soustava tedy vzhledem k soustavě inerciální rotuje kolem

těžiště. Těleso v hydrostatické rovnováze zaujímá tvar daný ekvipotenciálními plochami. Jedny z možných objemů, které mohou hvězdy zaujímat, jsou vyznačeny šedou barvou. Hvězdy se mohou během svého vývoje rozpínat, přičemž potenciál v místě povrchových vrstev roste. Zatímco se ale samostatné hvězdy mohou rozpínat v podstatě neomezeně, maximální objem hvězd v podvojně soustavě je určen objemem Rocheova laloku. Poté, co jedna z hvězd svůj Rocheův lalok vyplní, dojde k přenosu hmoty od této složky ke složce druhé Lagrangeovým bodem L1, který je nejnižším ze sedlových bodů potenciálu soustavy. Další Lagrangeovy body L2 a L3 jsou rovněž sedlovými body potenciálu. V Lagrangeových bodech L4 a L5 dosahuje potenciál svého maxima.

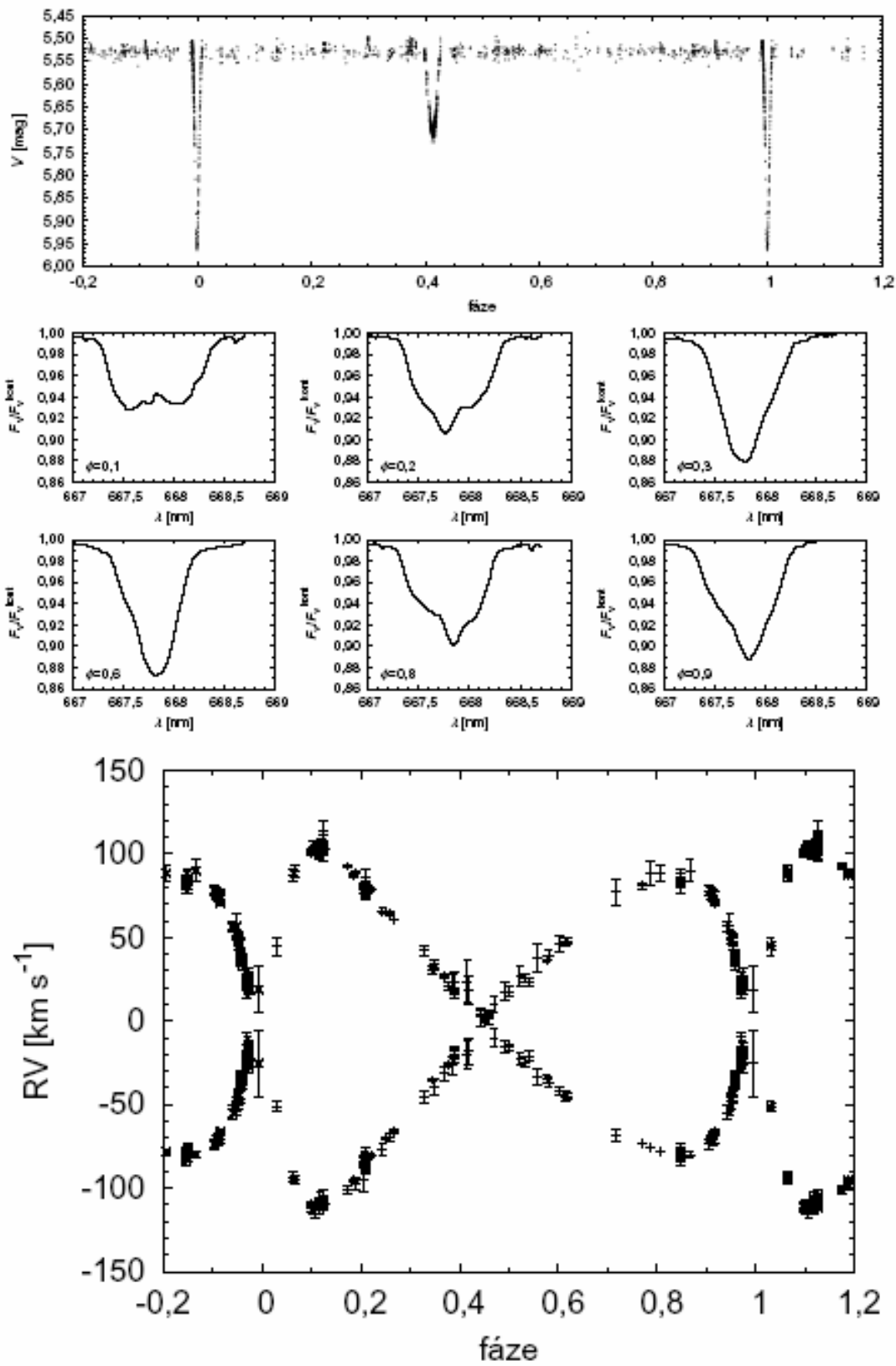
6.15 zakryt.pdf



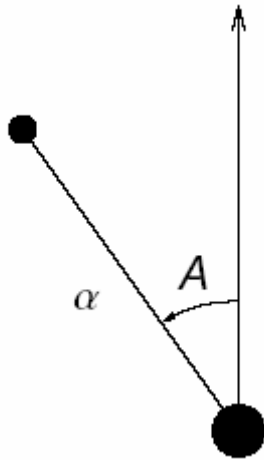
Vznik zákrytů při pozorování zákrytové dvojhvězdy. Složky dvojhvězdy obíhají v oběžné rovině. Zákryty i transity mohou sledovat pozorovatelé, kteří se nacházejí uvnitř kužele, jehož plášť je tečný k povrchu primární složky (s poloměrem R_1) i sekundární složky (s poloměrem R_2). Jedná se tedy o pozorovatele, kteří sledují soustavu z místa, jenž se nachází v blízkosti oběžné roviny dvojhvězdy. Zákryty vznikají v případě, kdy sekundární složka je zakryta složkou primární. Transity jsou pozorovatelné tehdy, když sekundární složka přechází přes složku primární.

6.16 v436per.pdf (a), v436per_sp.pdf (b), v436per_rv.pdf (c)

Oddělená zákrytová dvojhvězda V436 Per (Janík et al. 2003). Složky dvojhvězdy mají hmotnost $6,95 M_{\odot}$ a $7,42 M_{\odot}$. a) Světelná křivka soustavy ve fotometrické barvě V. Na světelné křivce jsou patrná dvě různě hluboká minima odpovídající jednotlivým zákrytům, mimo období zákrytů se hvězdná velikost soustavy v podstatě nemění. b) Spektrální profil vybrané heliové čáry získaný v jednotlivých fázích. Spektrální čára je natolik široká, že se podvojnost soustavy ve většině případů projevuje pouze asymetrickým vzhledem čáry. Rozštěpení čar v důsledku oběžného pohybu je patrné pouze ve fázi $\phi = 0,1$. Aby bylo možné oddělit čáry jednotlivých složek, bylo proto nutné použít metodu rozplétání spekter (Hadrava 1995). c) Profil radiálních rychlostí jednotlivých složek hvězdy získaný metodou rozplétání spekter. Jsou zakresleny radiální rychlosti složek v jednotlivých fázích s příslušnou chybou jejich určení. Vzhledem k tomu, že hmotnosti složek soustavy jsou velice podobné, jsou amplitudy radiálních rychlostí také podobné. V blízkosti fáze $\phi = 0$, odpovídající primárnímu minimu, jsou radiální rychlosti obou složek nulové, spektrální čáry složek se překrývají. Ve fázi $\phi = 0,1$ mají složky soustavy nejvyšší (nejnižší) radiální rychlost, Dopplerův posun vlnových délek čar obou hvězd je nejvyšší, ve spektru rozeznáme dvě složky sledované heliové čáry. S narůstající fází absolutní hodnota radiální rychlosti klesá, klesá také Dopplerův posun vlnových délek čar, čáry se opět slévají. V blízkosti sekundárního minima (které nastává ve fázi $\phi = 0,41$) jsou radiální rychlosti složek opět nulové, Dopplerův posun vlnových délek čar je nulový, spektrální čáry složek se překrývají. S narůstající fází opět absolutní hodnoty radiálních rychlostí obou hvězd rostou, dosahují svého maxima zhruba při $\phi = 0,8$ a dále opět klesají.

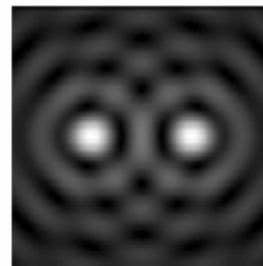
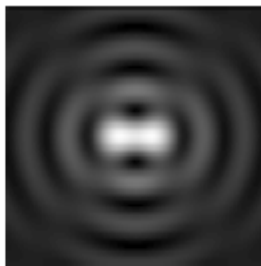
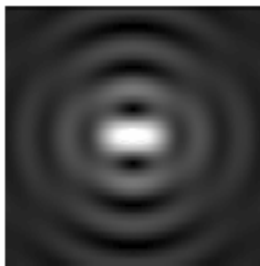


6.17 poziu.pdf



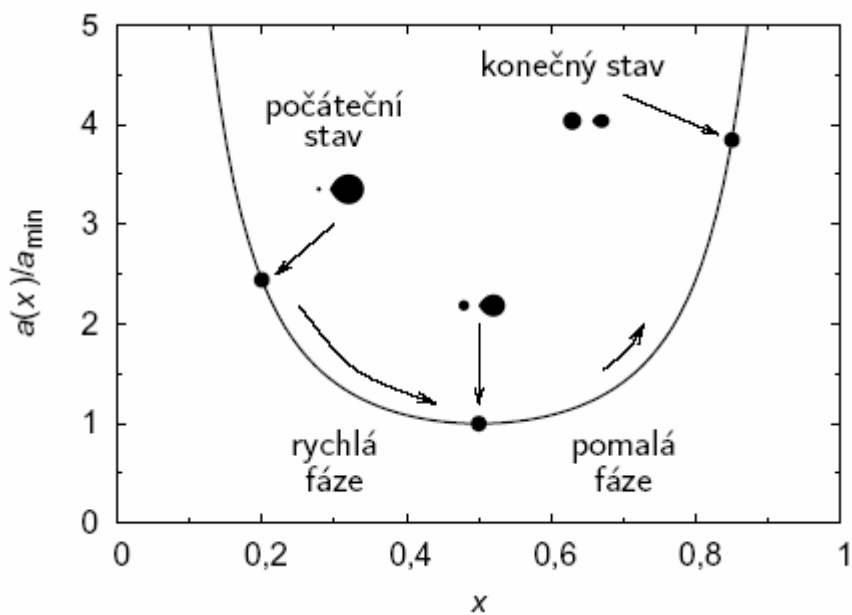
Poziční úhel dvojhvězdy je definován jako úhel, který na obloze svírá směr od primární složky dvojhvězdy ke složce sekundární s deklinační kružnicí. Měří se proti směru pohybu hodinových ručiček (matematicky kladný směr), směr k severnímu pólu odpovídá 0° , směru k východu odpovídá úhel 90° .

6.18 rozli_neCB.png rozli_ne.pdf (a), rozli_praveCB.png rozli_prave.pdf (b), rozli_anoCB.png rozli_ano.pdf (c)



Obraz dvojhvězdy v ohniskové rovině dalekohledu ovlivněný difrakcí a odpovídající rozložení intenzity. V důsledku difrakce na vstupním otvoru dalekohledu nejsou obrazy jednotlivých hvězd bodové, ale rozložení pozorované intenzity je dáno příslušnou Besselovou funkcí. (a) Pakliže je úhlová vzdálenost členů dvojhvězdy příliš malá, pak je nelze rozlišit. (b) Nejmenší úhlová vzdálenost členů dvojhvězdy, kterou je možné daným dalekohledem rozšípnout, odpovídá případu, kdy je centrální maximum difrakčního obrazce jedné hvězdy v místě prvního minima difrakčního obrazce druhé hvězdy (Rayleighovo kritérium). (c) V případě, kdy jsou složky dvojhvězdy dostatečně úhlově vzdálené, pak je možné složky dvojhvězdy daným dalekohledem rozlišit. V reálných případech ale možnost rozlišení členů dvojhvězdy zásadním způsobem ovlivňuje seeing v zemské atmosféře.

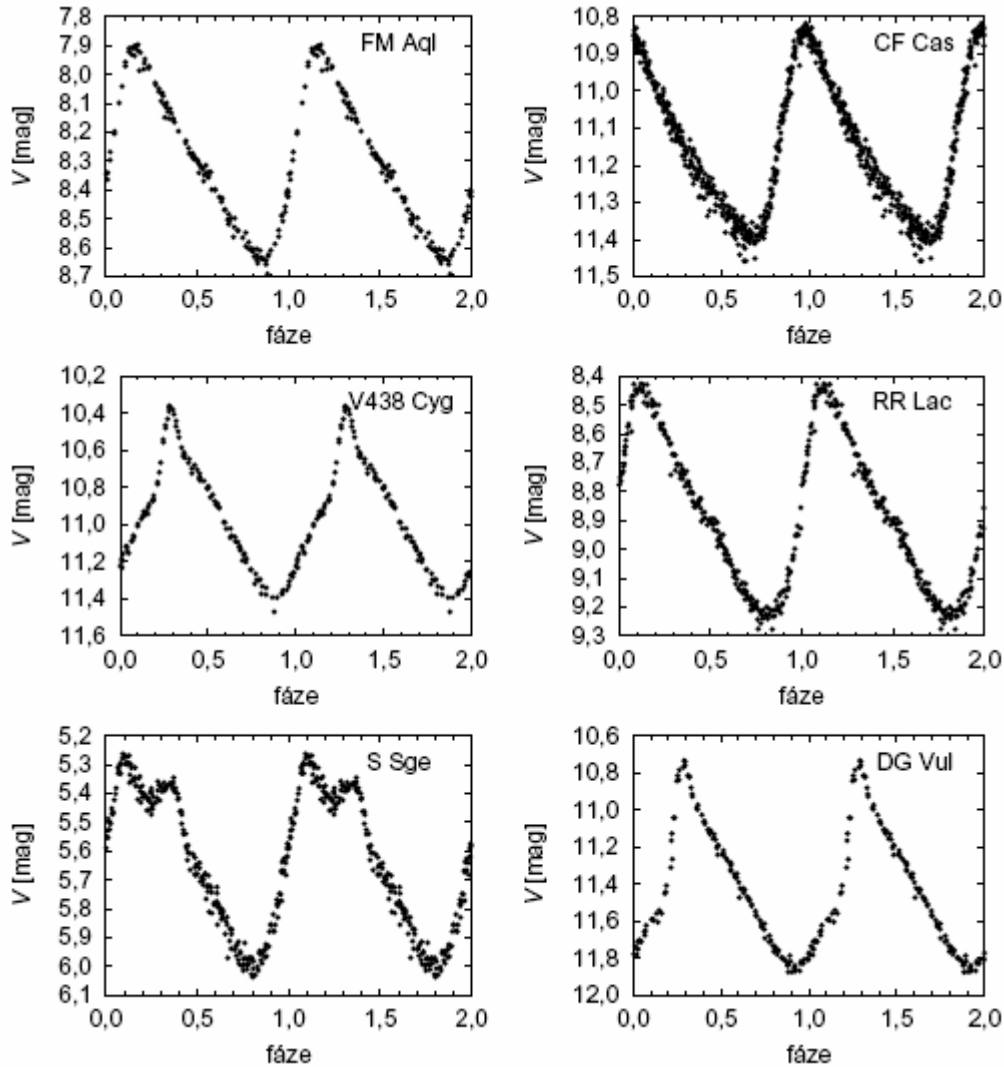
6.19 Axobr.pdf



Velikost relativní vzdálenosti složek dvojhvězdy během přenosu hmoty. Na začátku přenosu hmoty dochází k tzv. rychlé fázi přenosu hmoty, kdy se rychle vyrovnávají hmotnosti složek dvojhvězdy a jejich vzdálenost klesá. Po vyrovnání hmotností dochází k tzv. pomalé fázi přenosu hmoty, kdy roste vzdálenost složek a kdy původně méně hmotná složka se stala složkou hmotnější.

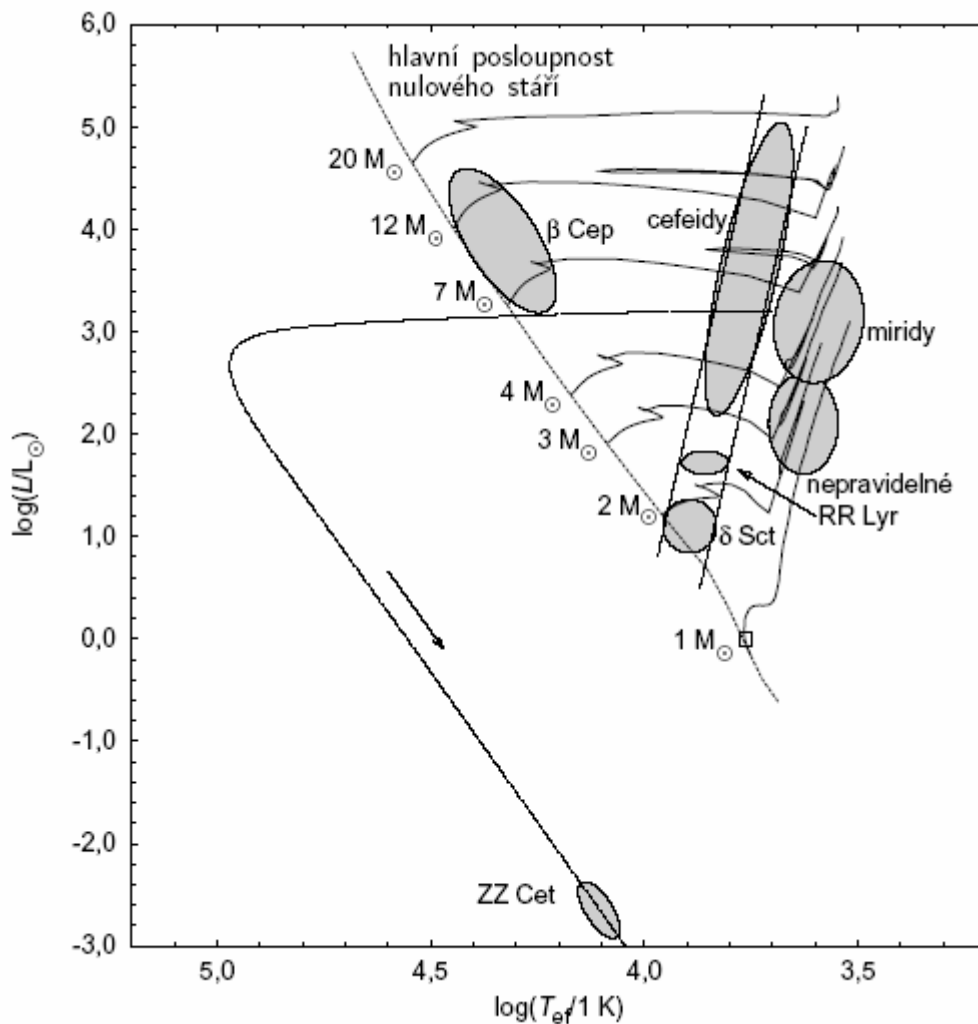
7 Fyzika proměnných hvězd

7.1 cefeidy.pdf



Světelné křivky vybraných cefeid (Berdnikov 1997). V diagramech je vynesena závislost hvězdné velikosti ve fotometrické barvě V na fázi. Pro lepší názornost je pro fázi $1 < \varphi < 2$ světelná křivka zakreslena opakovaně. Všimněte si tvaru světelné křivky – poměrně rychlého nárůstu jasnosti a relativně pomalejšího poklesu do minima. Jedna ze zobrazených hvězd, S Sge, má na světelné křivce sekundární maximum. Cefeidy jsou radiálně pulzující nadobří nebo veleobří v pokročilé fázi vývoje, v jejichž nitru již probíhají heliové reakce. Pulzace cefeid berou svou energii z toku zářivé energie zadržené v podpovrchové vrstvě ionizovaného helia.

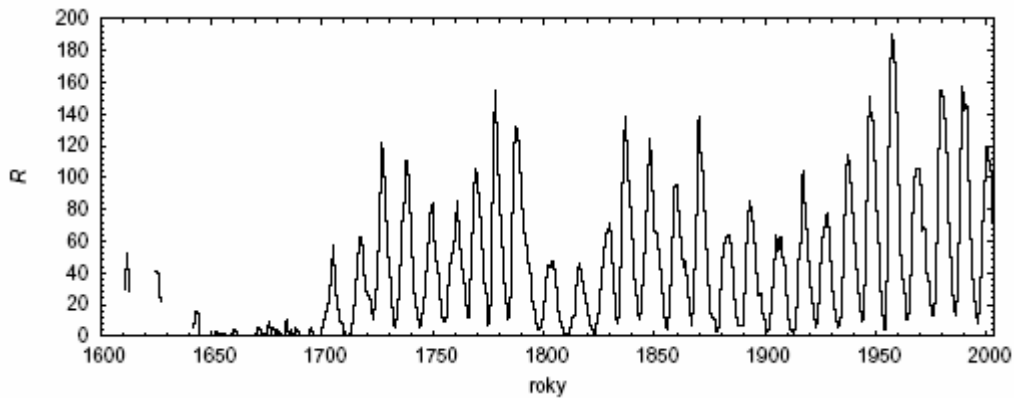
7.2 Pasne.pdf



HR diagram, na němž je vyznačena poloha pulzujících hvězd. Též je zakreslena hlavní posloupnost nulového stáří, dále vývojové stopy hvězd různých hmotností nakreslené pomocí teoretických modelů Schallera et al. (1992), poloha Slunce a jeho závěrečná vývojová fáze – obnažení elektronově degenerovaného bílého trpaslíka a jeho ochlazování (podle Sackmannové et al. 1993). Oblasti v HR diagramu, v nichž nacházíme obrazy pulzujících proměnných hvězd, mají podobu pásů. Pulzace vznikají v podpovrchových vrstvách hvězdy, zpravidla tam, kde dochází k ionizaci nějakého opticky aktivního iontu. Hvězdy s obrazy nalevo od daného pásu nestability mají vyšší efektivní teplotu, takže vrstva, v níž dochází ke zmiňované ionizaci se nachází příliš blízko u povrchu hvězdy, je tedy řídká a pulzace tu nevzniknou. Hvězdy s obrazy na HR diagramu napravo od daného pásu nestability mají nižší efektivní teplotu, vrstva, ve které dochází k diskutované ionizaci se nachází příliš hluboko pod povrchem hvězdy, kde mají pulzace malou amplitudu. Ani tam se pak pulzace nerozvinou. V jednotlivých pásích nestability roste zářivý výkon hvězd a mírně klesá jejich efektivní teplota. Je to způsobeno tím, že pulzace se objevují pouze při určitých ionizačních poměrech v podpovrchových vrstvách hvězd. Vzhledem k tomu, že míra ionizace hvězdného materiálu závisí především na jeho teplotě a mírně na jeho hustotě, jsou pásy nestability v HR diagramu mírně skloněné.

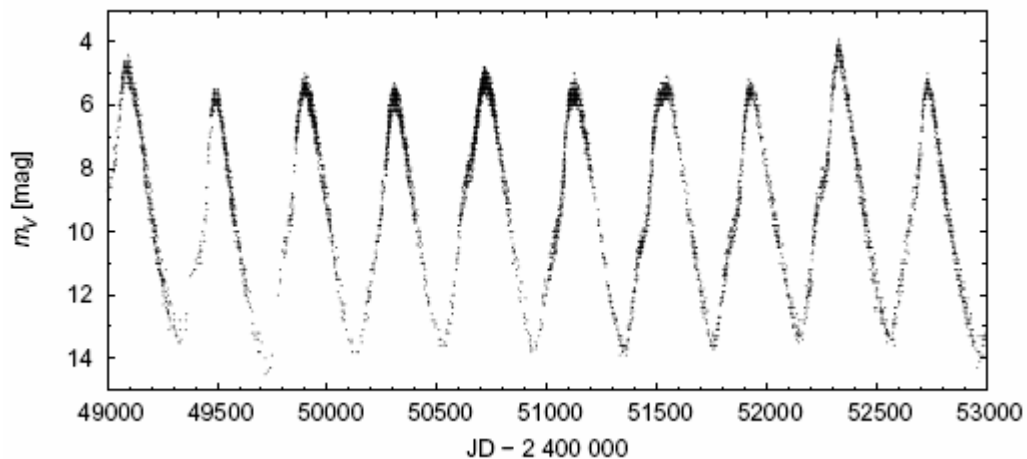
Nejdůležitější je pás nestability spojený s ionizací HeII. V tomto pásu se vyskytují jednak cefeidy (radiálně pulzující nadobři a veleobři, v jejich nitru se zapálily heliové reakce), dále hvězdy typu RR Lyr (radiálně pulzující obři), pulzující hvězdy typu δ Scuti a pulzující bílí trpaslíci typu ZZ Ceti. Další oblasti nestability jsou spojeny se zvýšenou opacitou způsobenou prvky skupiny železa (hvězdy typu β Cep) a s ionizací vodíku (miridy a nepravidelné proměnné hvězdy).

7.3 sluncyk.pdf



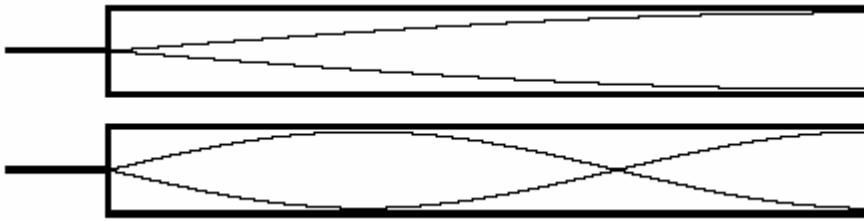
Průběh relativního čísla R v minulosti. Relativní číslo je úměrné počtu slunečních skvrn a jejich skupin viditelných na slunečním povrchu. V údajích od začátku osmnáctého století, kdy začala být sluneční fotosféra systematicky sledována, je nápadný zejména jedenáctiletý cyklus sluneční aktivity. Je zřejmé, že sluneční proměnnost není nijak pravidelná, mění se jak délka jednotlivých cyklů, tak i průběh křivky relativního čísla během jednotlivých cyklů. V neúplných údajích získaných zhruba před rokem 1700 je patrné výrazné a dlouhodobé minimum sluneční aktivity – Maunderovo minimum, kdy z povrchu Slunce skvrny takřka vymizely.

7.4 chi.cyg.pdf



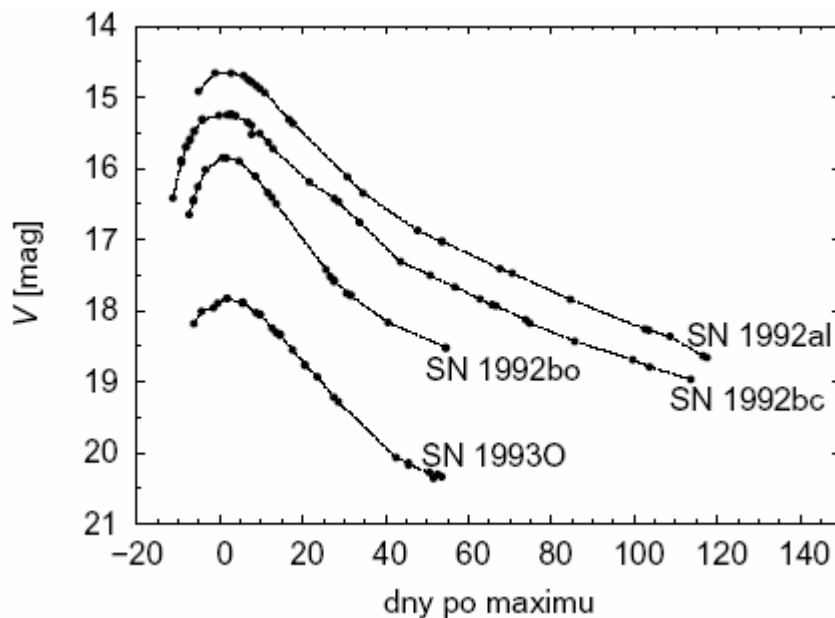
Vizuální světelná křivka známé pulzující proměnné hvězdy χ Cyg získaná pozorovateli francouzské amatérské společnosti AFOEV. Tato mirida, která má ve vizuálním oboru největší amplitudu světelných změn ze všech hvězd tohoto typu, pulzuje s periodou 408 dní. Pulzace této hvězdy mají svůj původ v dějích odehrávajících se nehluboko pod povrchem hvězdy, v místech, kde se ionizuje vodík. Průběh světelných změn je ale určen především změnami v průhlednosti atmosféry hvězdy způsobenými disociací molekul oxidu titanu a vanadu. Světelná křivka miridy není přísně periodická, jednotlivé cykly se liší hloubkou minim i výrazností maxim, mění se i tvar světelné křivky.

7.5 Pistala1.pdf (a), Pistala2.pdf (b)



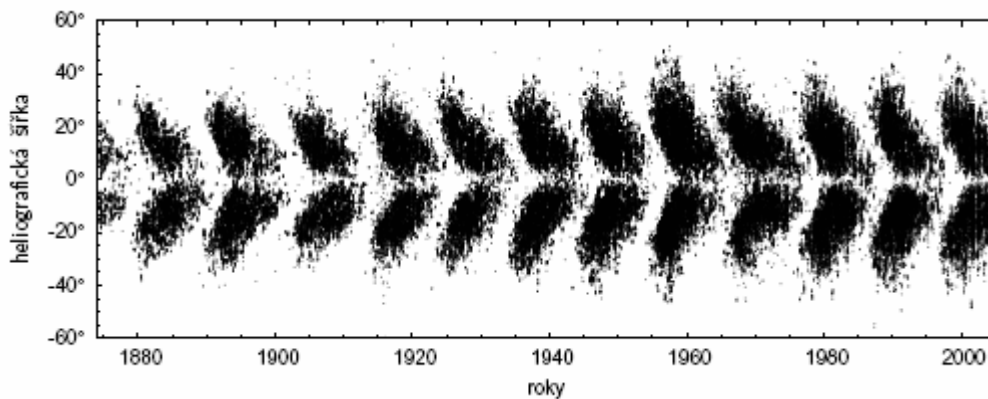
Příklady podélných módů, které se mohou ustavit v dutých rezonátorech otevřených na jednom konci (píšťalách). V píšťalách se dlouhodobě udrží pouze takové kmity, které mají na uzavřeném konci píšťaly uzel a na otevřeném kmitnu. a) Vlnění s nejdelší vlnovou délkou, které tuto podmínku splňuje, má vlnovou délku čtyřikrát větší, než je délka píšťaly l , tedy $4l$. b) Dalším vyšším módem vlnění je takové, které má uvnitř jeden uzel a jednu kmitnu (kromě uzlu a kmitny na uzavřeném a otevřeném konci píšťaly). Vlnová délka tohoto vlnění je kratší, $4/3l$. Možné jsou i další vyšší módy.

7.6 snIa.pdf



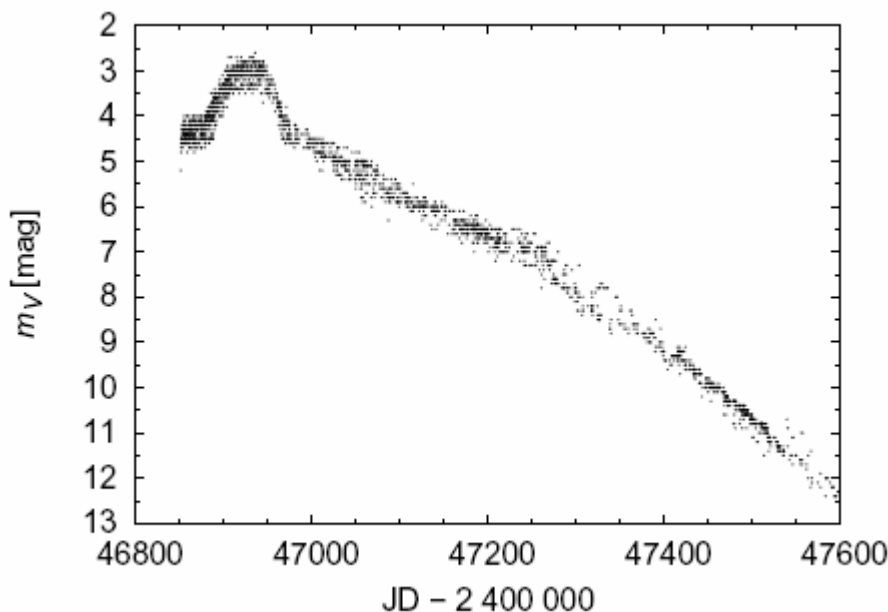
Světelné křivky několika supernov typu Ia, převzaté z katalogu světelných křivek supernov (Hamuy et al. 1996). Je vynesena pozorovaná hvězdná velikost supernov ve fometrické barvě V v závislosti na čase, který uběhl od maxima jasnosti. Pro přehlednost jsou jednotlivá pozorování spojena přerušovanou čarou. Supernovy typu Ia vznikají při explozivním zapálení jaderných reakcí v nitru uhlíko-kyslíkových bílých trpaslíků v důsledku přenosu látky v těsné dvojhvězdě. Protože uvolněná termonukleární energie je větší než absolutní hodnota potenciální energie bílého trpaslíka, dojde k jeho úplné dezintegraci. K zapálení reakcí dochází v okamžiku, kdy hmotnost bílého trpaslíka překročí jistou kritickou mez (zhruba $1,3 M_{\odot}$). Proto jsou si světelné křivky supernov typu Ia navzájem dosti podobné (jak je patrné z obrázku). Vertikální posun mezi jednotlivými křivkami je způsoben rozdílnou vzdáleností mateřských galaxií.

7.7 motylek.pdf



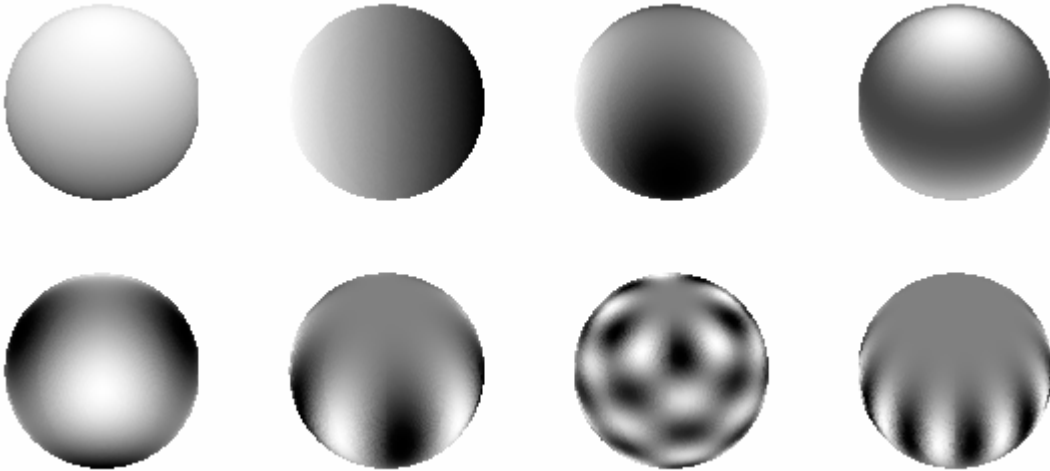
Závislost heliografické šířky, v níž byly pozorovány sluneční skvrny, na čase – motýlkový diagram. Je zde patrný jedenáctiletý cyklus sluneční aktivity. Na jeho počátku se na povrchu Slunce objevují skvrny především ve vyšších heliografických šířkách. Postupem času se místa výskytu slunečních skvrn posouvají do stále menších heliografických šířek. Tento jev se uplatňuje stejnou měrou jak na severní, tak na jižní sluneční polokouli, čímž vzniká charakteristický obrazec připomínající dvojici rozepjatých motýlích křídel. Všimněte si, že konec a počátek po sobě následujících cyklů se překrývají – skvrny se objevují jak v blízkosti rovníku (skvrny končícího cyklu), tak ve vyšších heliografických šířkách (skvrny nastupujícího cyklu).

7.8 sn1987a.pdf



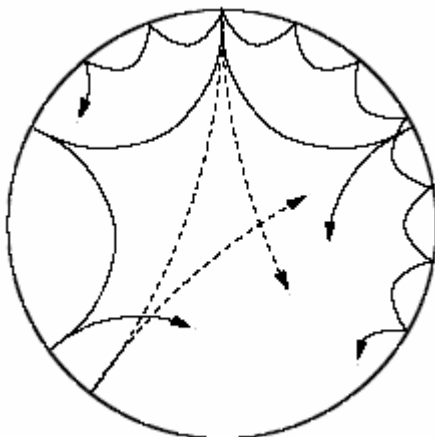
Světelná křivka supernovy 1987A, získaná pozorovateli americké společnosti AAVSO. Supernova vzplanula ve Velkém Magellanově mračnu. Šlo o supernovu typu II, v jejímž spektru se tedy objevily vodíkové čáry. Vzplanutí supernovy bylo závěrečnou tečkou aktivního vývoje jedné velmi hmotné hvězdy, v jejímž nitru se jako produkt termojaderných reakcí vytvořilo železné jádro, které pak už nebylo schopno odolávat tlaku vnějších vrstev a zhroutilo se. Všimněte si velké amplitudy změny vizuální hvězdné velikosti supernovy. V době poklesu jasnosti je hlavním zdrojem energie supernovy rozpad radioaktivních nuklidů vzniklých během vzplanutí hvězdy.

7.9 neradl1m0.pdf (a), neradl1m1.pdf (b), neradl2m2.pdf (c), neradl3m0.pdf (d), neradl3m2.pdf (e), neradl5m5.pdf (f), neradl10m5.pdf (g), neradl10m10.pdf (h)



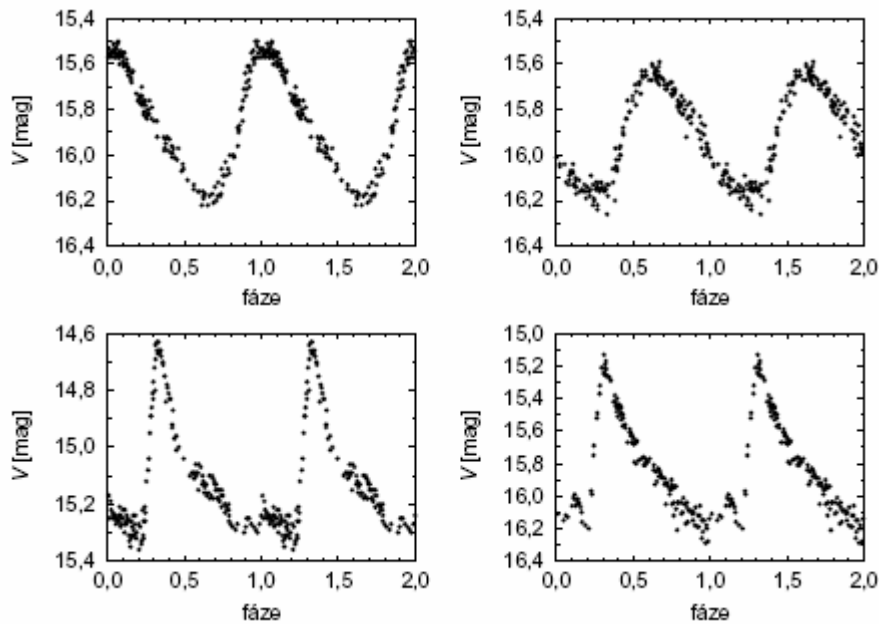
Různé módy neradiálních hvězdných pulzací popsané různými čísly l a m . Je zachycen pohyb povrchu hvězdy v daném okamžiku, bílá barva pro určitost odpovídá látce, která se pohybuje radiálně směrem od hvězdy, tmavá barva odpovídá oblastem pohybujícím se směrem ke hvězdě. Šedé oblasti vyznačují ty části hvězdného povrchu, které se vůči hvězdě nepohybují. V daném módu pulzací je v každém okamžiku na povrchu hvězdy l křivek, které odpovídají bodům s nulovou radiální rychlostí vůči středu hvězdy, z nichž m prochází póly. Těchto m křivek se pohybuje po povrchu hvězdy, vytváří jakousi postupnou vlnu. Zbylé křivky se nepohybují. Vlastní částice hvězdy se horizontálně nepohybují, kmitají pouze radiálně. Jednotlivé obrázky odpovídají následujícím případům: (a) $l = 1, m = 0$: Uzlovou křivkou je hvězdný rovník, v určitý okamžik se jedna polokoule od středu hvězdy vzdaluje, druhá se přibližuje, přičemž se během pulzací směr rychlosti pohybu látky v jednotlivých polokoulích mění. (b) $l = 1, m = 1$: Křivka odpovídající nulové radiální rychlosti je kružnice procházející póly. Tato křivka rotuje kolem pólů. (c) $l = 2, m = 2$: Křivkami odpovídajícími nulové radiální rychlosti jsou dvě kružnice procházející póly. Tyto kružnice rotují kolem pólů. (d) $l = 3, m = 0$: Uzlovými křivkami jsou tři hvězdné rovnoběžky. (e) $l = 3, m = 2$: V daném okamžiku existují tři křivky odpovídající nulové radiální rychlosti, jednou z nich je hvězdný rovník, druhé dvě procházejí póly a rotují kolem nich. (f) $l = 5, m = 5$: Na povrchu hvězdy je pět křivek, jež odpovídají nulové radiální rychlosti - tyto křivky procházejí póly a rotují kolem nich. (g) $l = 10, m = 5$, (h) $l = 10, m = 10$.

7.10 Odralom.pdf



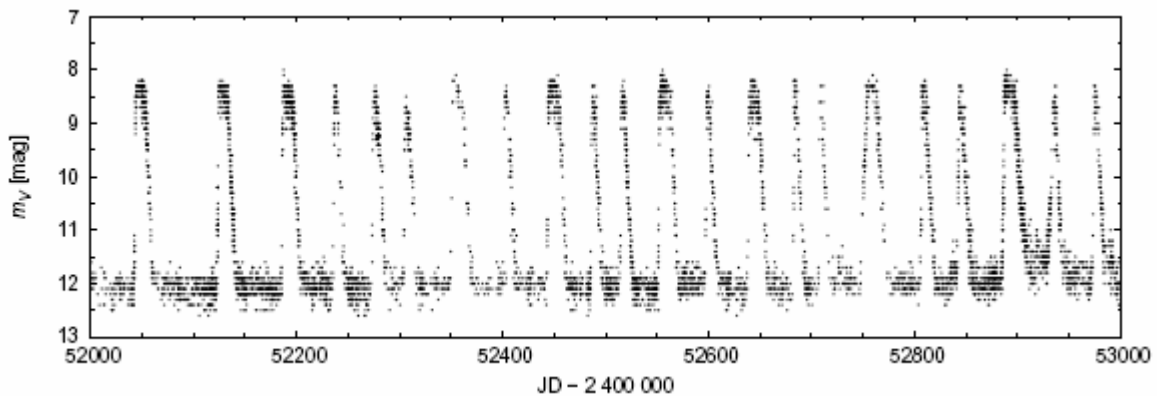
Odras a lom vlnění v nitru Slunce. S rostoucí hloubkou v nitru Slunce roste teplota, a tím i rychlost zvuku, odpovídající index lomu klesá. Daná vlna se tedy láme směrem od normály, trajektorie vlny se zakřivuje směrem k povrchu. Vlna dosáhne určité maximální hloubky a začne opět postupovat nahoru. V blízkosti slunečního povrchu prudce klesá hustota, vlna se od slunečního povrchu, jako od rozhraní, odrazí a opět začne postupovat směrem do slunečního nitra. Vlny, které mají delší vlnové délky mohou proniknout hlouběji do nitra Slunce.

7.11 rrlyr.pdf



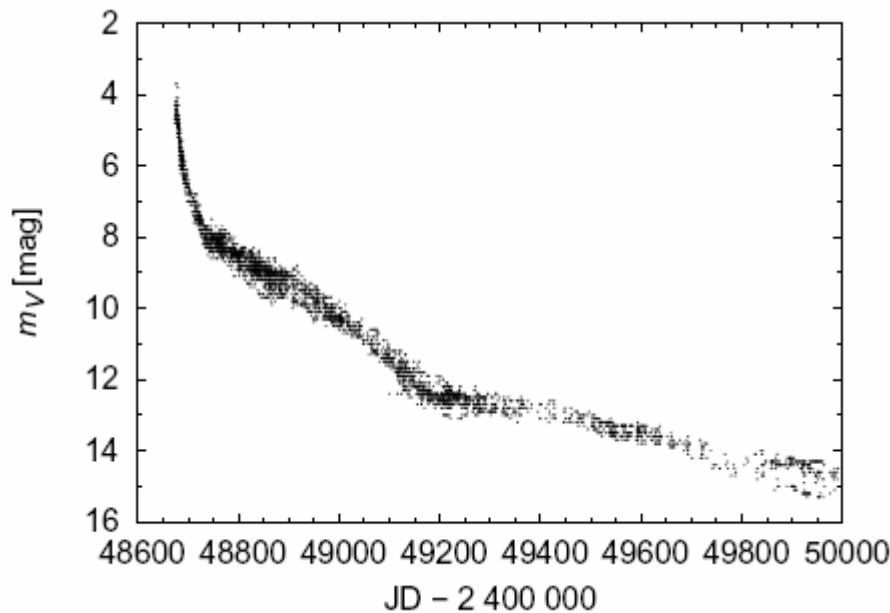
Světelné křivky vybraných hvězd typu RR Lyr (Silbermann, Smith Horace 1995), nacházejících se v kulové hvězdokupě M15. V grafech je vynesena závislost hvězdné velikosti ve fotometrické barvě V na fázi. Pro větší názornost je pro fázi $1 < \varphi < 2$ světelná křivka zakreslena opakovaně. Hvězdy typu RR Lyrae jsou radiálně pulzující obři slunečních hmotností. Stejně jako v případě klasických cefid mají jejich pulzace svůj původ ve vrstvě pod povrchem hvězdy, ve které dochází k ionizaci HeII. Maximum jasnosti u těchto hvězd odpovídá maximu expanzní rychlosti.

7.12 sscyg.pdf



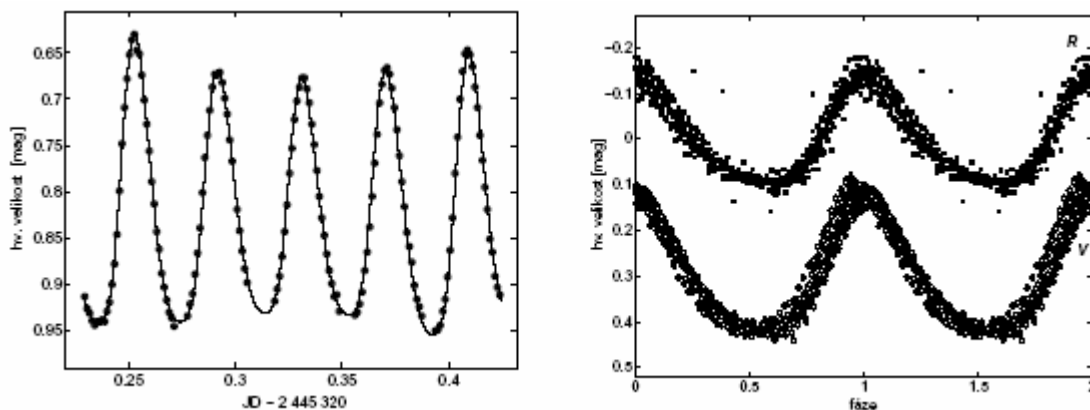
Světelná křivka amatéry oblíbené trpasličí novy SS Cyg, získaná pozorovateli francouzské společnosti pozorovatelů proměnných hvězd AFOEV. Po většinu času je proměnná hvězda v klidu, je hvězdou zhruba 12. velikosti. Zjasnění této hvězdy na zhruba 8. velikost se objevuje v neregulárně dlouhých cyklech. Tvar a trvání jednotlivých zjasnění jsou také různé. Jedná se o interagující dvojhvězdu, příčinou pozorovaných světelných změn jsou nejspíš nestability v akrečním disku.

7.13 v1974cyg.pdf



Světelná křivka proměnné hvězdy V1974 Cyg, která vzplanula jako nova v roce 1992 v souhvězdí Labutě, získaná pozorovateli francouzské společnosti AFOEV. Jedná se o těsnou dvojhvězdu, jejíž jednou složkou je bílý trpaslík. V důsledku přenosu hmoty mezi složkami získá bílý trpaslík vodíkovou obálku, v níž dojde k překotnému vzplanutí termojaderných reakcí. To je spojeno s prudkým nárůstem jasnosti soustavy, po němž následuje její poměrně pomalý pokles. Při výbuchu novy nedojde k poškození bílého trpaslíka. Vzplanutí se tak mohou opakovat, což ovšem vzhledem k omezené délce lidského života nelze tak snadno ověřit.

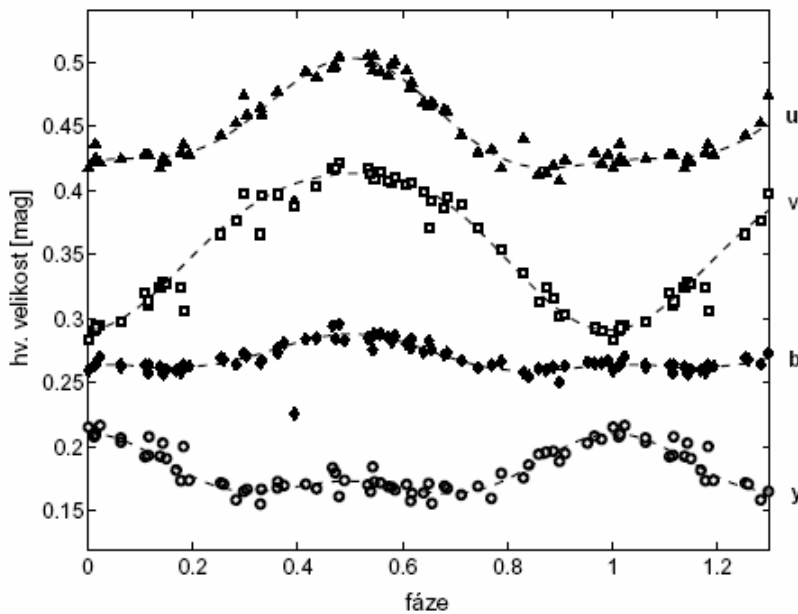
7.14 BL_Cam.pdf (a), BL_Cam_fazkr.pdf (b)



Světelná křivka extrémně krátkoperiodické pulzující hvězdy BL Camelopardalis získaná během jediné noci! (a). Hvězda, jež zřejmě pulzuje ve dvou nesoudělných periodách s různou amplitudou světelných změn je proměnnou typu SX Phoenicis, který je novým podtypem hvězd typu multiperiodicky oscilujících hvězd typu δ Scuti. (b) Základní perioda BL Lac je 0,0390979777(37) dní (cca 58 minut). Vůči ní je vyneseno 1059 pozorování pořizovaných v 17 nocích v období listopad 2001 až březen 2005 fotometrickým dalekohledem Astronomického ústavu UK v Ondřejově ve filtru V a R (červený). Všimněte si, že amplituda světelných změn v červené barvě je menší než v barvě žlutozelené. Změny tvaru světelné křivky způsobené oscilacemi v druhé zmíněné periodě se projeví tak, že místo ostré spojitě fázové závislosti pozorujeme jistý víceméně rovnoměrně široký pás pozorování.

7.15

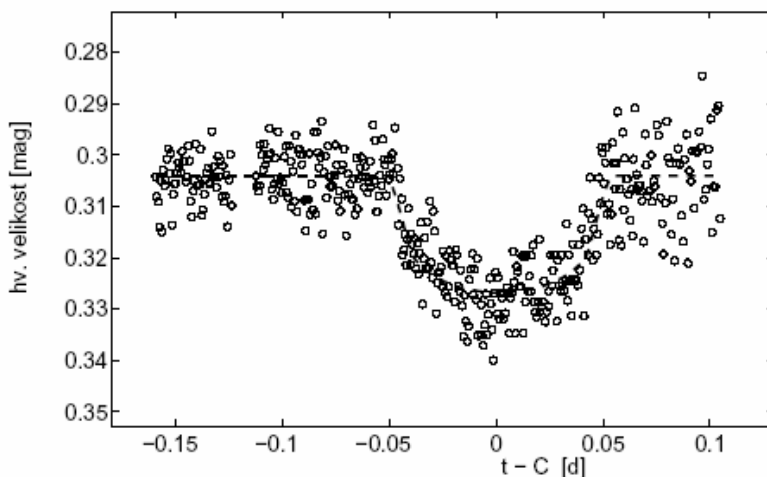
125248u.pdf



Hvězda HD 125 248 = CS Virginis je velice známou magnetickou chemicky pekuliární hvězdou s mohutným dipólovým magnetickým polem a anomálním chemickým složením, jež se projevuje mj. i přítomností neobvykle silných spektrálních čar stroncia, vzácných zemin a čar prvků skupiny železa. Hvězda vykazuje striktně periodické změny nejrůznějších charakteristik s periodou 9,295450(30) dnů (Mikulášek et al. 2005), která je její periodou rotační. Na obrázku je uvedena fázová světelná křivka změn jasnosti ve barvách *u*, *v*, *b* a *y* středněpásmového Strömgrenova fotometrického systému. Všimněte si, že tvary světelných křivek se od sebe liší, nejvíce se pak od ostatních odchyľuje křivka v modrofialové barvě *v*. Neobvyklý vzhled fázové světelné křivky vysvětlujeme přítomností výrazně barevných persistentních skvrn na povrchu rotující hvězdy.

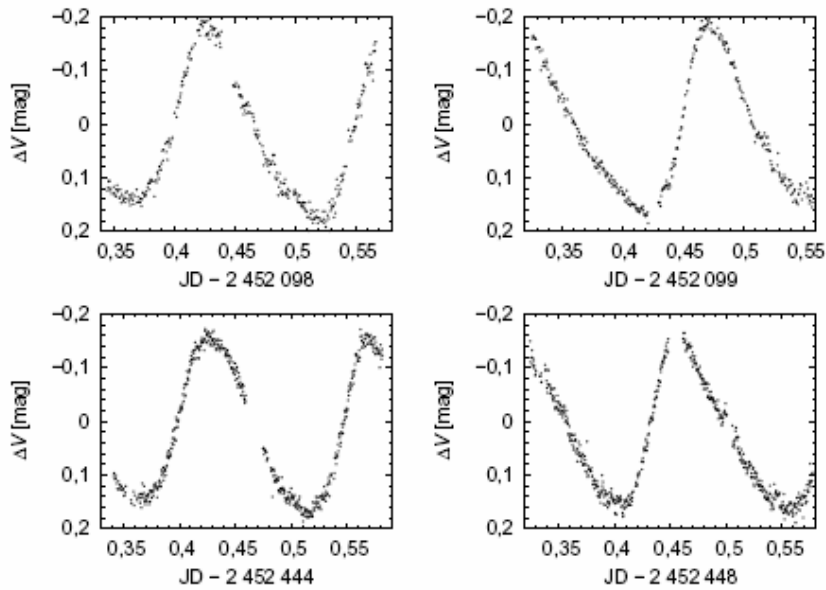
7.16

exoplaneta.pdf



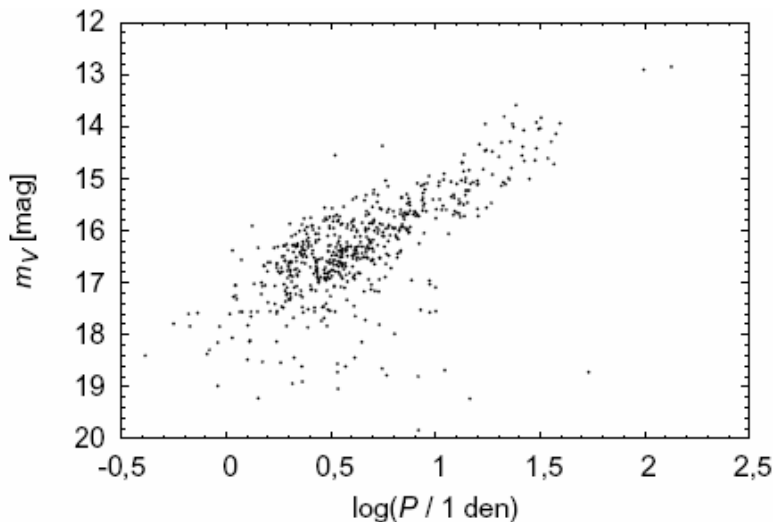
Záznam pozorování zákrytu hvězdy hlavní posloupnosti spektrálního typu K TrES-1 její exoplanetou, získaného Ondřejem Pejchou 0,4m reflektorem brněnské hvězdárny vybaveným fotometrem se CCD kamerou v noci 4/5 září 2004. Celý zákryt hvězdy 12. velikost trval 2,5 hodiny, během níž se výrazně zhoršily pozorovací podmínky, což je patno z rostoucího rozptylu bodů kolem očekávané světelné křivky. Hloubka zákrytu je nevelká – cca 0,02 mag, což činí z pozorování těchto zákrytů pozorovatelsky náročný úkol.

7.17 v567oph.pdf



Ukázky světelných křivek hvězdy V567 Ophiuchi (Kiss et al. 2002). Je zakreslena závislost rozdílu hvězdných velikostí proměnné a srovnávací hvězdy ve fotometrické barvě V . Hvězda je typu δ Scuti, jedná se tedy o hvězdu pulzující v několika periodách, u níž se proto neustále mění tvar i amplituda světelné křivky.

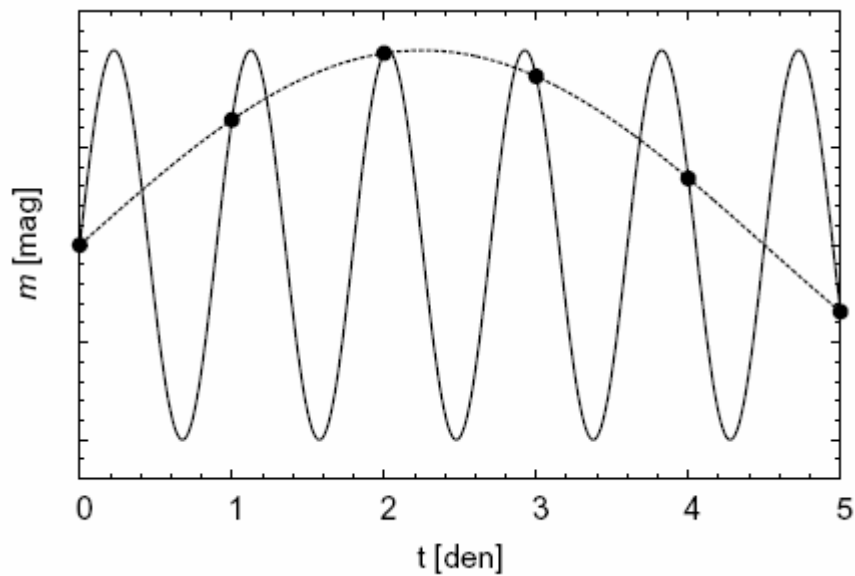
7.18 perlumce.pdf



Vztah perioda-zářivý výkon pro cefeidy z Velkého Magellanova mračna (Sebo et al. 2002). Na obrázku je pro jednotlivé pozorované cefeidy zakreslen vztah mezi jejich střední hvězdnou velikostí (ve fotometrické barvě V) a periodou. Vzhledem k tomu, že se jedná o cefeidy ze stejné galaxie, je jejich vzdálenost od Slunce přibližně stejná a tedy také jejich modul vzdálenosti je přibližně stejný. Proto je v tomto případě možné využít hvězdnou velikost namísto absolutní hvězdné velikosti nebo zářivého výkonu.

Je patrné, že existuje lineární vztah mezi logaritmem periody pulzací cefeid a jejich hvězdnou velikostí. Je to dáno tím, že perioda pulzující proměnné hvězdy je nepřímo úměrná odmocnině z její střední hustoty. Obrazy cefeid se na HR diagramu vyskytují v poměrně úzkém pásu nestability a všechny cefeidy mají tedy přibližně stejnou efektivní teplotu. S rostoucím zářivým výkonem cefeid roste tedy jejich poloměr, klesá jejich střední hustota a proto perioda roste.

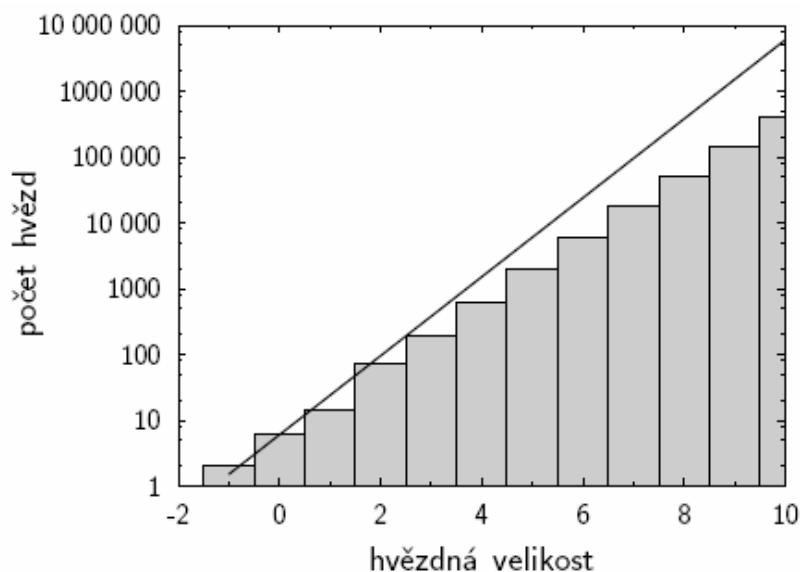
7.19 fikper.pdf



Příklad vzniku fiktivní periody při pozorování periodické proměnné hvězdy. Pokud pravidelně noc co noc pozorujeme proměnnou hvězdu s periodou světelných změn $9/10$ dne (plná čára) vždy ve stejnou dobu, pak můžeme na základě pouze těchto pozorování (černé kotoučky) mylně uzavřít, že hvězda jeví pomalé světelné změny s periodou cca 9 dní (přerušovaná čára). O chybnosti takto nalezené fiktivní periody se lze snadno přesvědčit, pakliže budeme měnit dobu mezi jednotlivými pozorováními nebo budeme hvězdu sledovat během noci delší dobu.

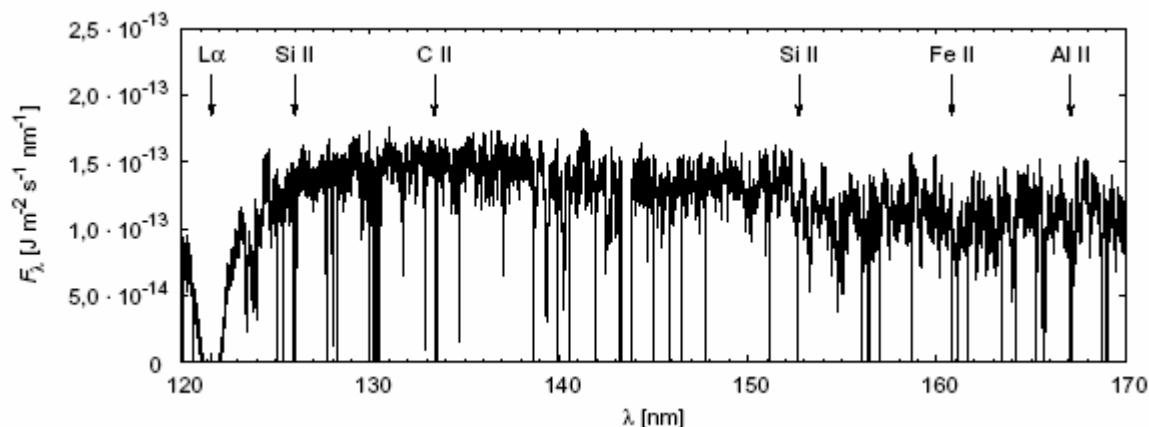
8 Fyzika mezihvězdné látky

8.1 hvezdopocet.pdf



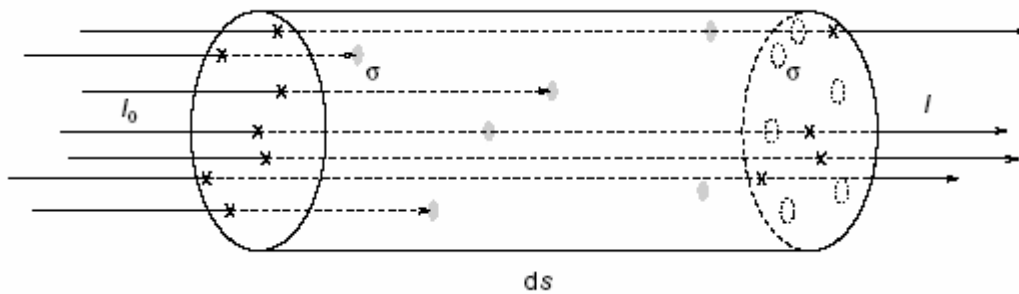
Počet hvězd v jednotlivých intervalech hvězdných velikostí (šedé sloupce). S rostoucí hvězdnou velikostí roste vzdálenost, do níž jsme schopni dohlédnout a roste tedy také počet hvězd dané hvězdné velikosti. Přímka odpovídá očekávání pro případ, kdy k extinkci mezihvězdnou látkou nedochází nebo ji můžeme zanedbat. Vzhledem k tomu, že počet pozorovaných slabších hvězd je evidentně menší, je zřejmé, že extinkci zanedbávat nelze.

8.2 mezicar.pdf



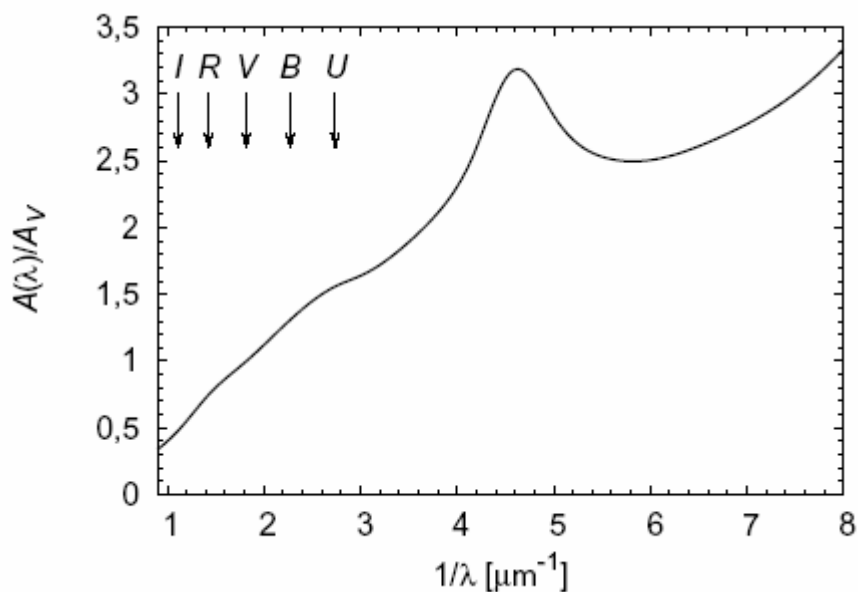
Spektrum horké hvězdy HD 12 323, v němž se vyskytují absorpční čáry vznikající v mezihvězdném prostředí. Spektrogram hvězdy byl získán Hubbleovým kosmickým dalekohledem. Průběh kontinua a některých širších čar je určen výhradně ději v atmosféře hvězdy. Nicméně záření této hvězdy při své cestě k pozorovateli prochází i mezihvězdnou látkou, která je s to pozorované spektrum dané hvězdy ovlivnit. Vzhledem k tomu, že ona mezihvězdná látka je poměrně chladná, projeví se ve spektru výskytem řady nápadně úzkých a velmi hlubokých čar. Tyto interstelární čáry vznikají v důsledku přechodů mezi energiovými hladinami určitého iontu. U některých z těchto čar je tento iont uveden. Někdy ve spektru uvidíme i několik spektrálních čar odpovídajících jen jednomu takovému přechodu, což je způsobeno tím, že oblaka mezihvězdné látky, jimiž světlo hvězdy prochází, se mohou vůči ní pohybovat různou rychlostí.

8.3 ucipruz.pdf



Obrázek k odvození optické hloubky prostředí, ve kterém se vyskytují rozptylující centra s účinným průřezem σ .

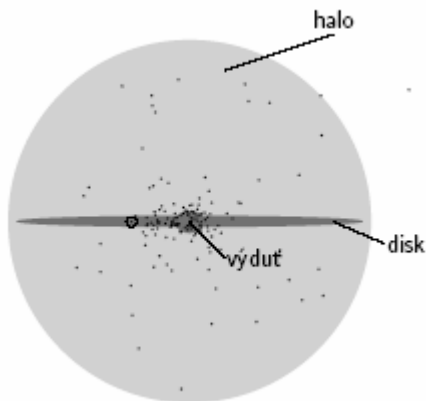
8.4 extkriv.pdf



Průměrná extinkční křivka mezihvězdného prostředí. Průměrná velikost extinkce $A(\lambda)$ pro danou vlnovou délku (respektive pro její převrácenou hodnotu) je vyjádřena relativně k extinkci ve fotometrické barvě V , tedy extinkci pro vlnovou délku 550 nm. Je patrné maximum extinkční křivky pro 218 nm, které je způsobeno přítomností grafitu v mezihvězdném prostředí. V optickém a infračerveném oboru velikost extinkce s rostoucí vlnovou délkou klesá, záření v blízké infračervené oblasti spektra je proto extinkcí zeslabeno méně než záření v optické oblasti. Na grafu jsou zakresleny vlnové délky středů filtrů rozšířeného Johnsonova mezinárodního fotometrického systému s barvami označenými *UBVRI*.

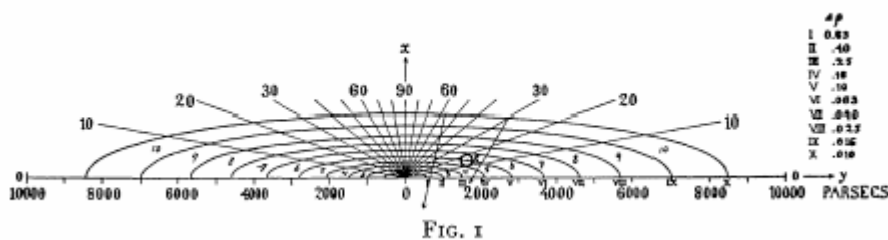
9 Hvězdy v Galaxii

9.1 Galaxie.pdf



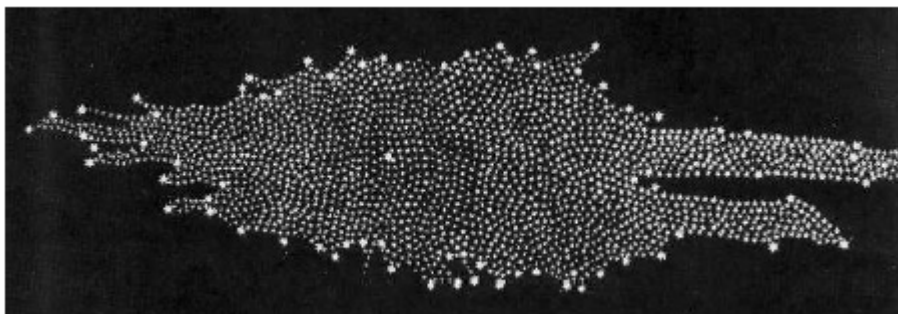
Schematický řez Galaxií v rovině kolmé na rovinu disku v místě, kde se nachází Slunce (jeho poloha je označena). Je patrná galaktická výduť, plochý disk a sféricky symetrické halo. Body na grafu odpovídají skutečnému rozložení kulových hvězdokup (Harris 2003), promítnutému do roviny řezu. Je patrné, že jejich rozložení je sféricky symetrické s rostoucí koncentrací směrem ke středu Galaxie. Uvnitř hala Galaxie se navíc nacházejí Magellanova mračna, což zde zakresleno není.

9.2 kapteyn_ads.pdf



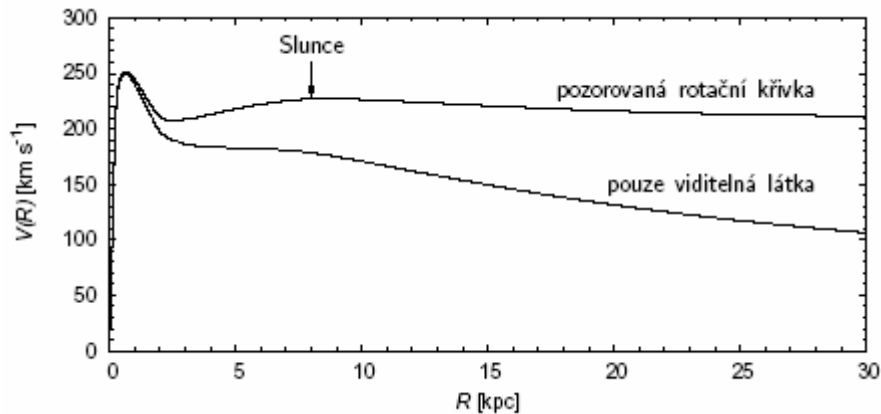
Historický Kapteynův model Galaxie (Kapteyn 1922). Je zobrazena pouze oblast nad galaktickou rovinou, oblast pod galaktickou rovinou je zrcadlově symetrická. Střed Galaxie je ve uprostřed osy y (osy jsou oproti běžné zvyklosti přehozeny). Jsou zakresleny řezy jednotlivými elipsoidy, které představovaly plochy s konstantním počtem hvězd v objemové jednotce. Směrem od středu Galaxie tato hustota hvězd klesá. V blízkosti středu Galaxie je zakresleno Slunce. Z důvodu zanedbání extinkce neposkytuje obrázek věrohodný model Galaxie.

9.3 herschel.pdf



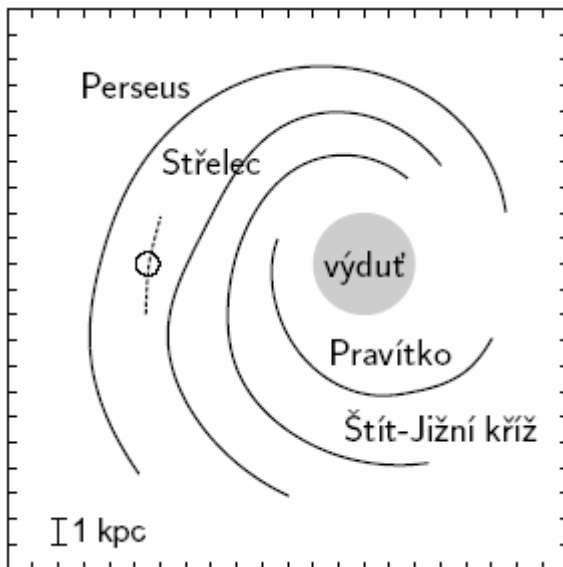
Historický Herschelův model Galaxie. Velikost Galaxie v jednotlivých směrech je úměrná počtu hvězd v těchto směrech. Jasnější hvězda zhruba uprostřed zploštělého útvaru odpovídá Slunci. Herschel neuvažoval extinkci, proto tento model neposkytuje věrohodný obraz naší Galaxie.

9.4 rotkriv.pdf



Závislost rotační rychlosti $V(R)$ látky v Galaxii na vzdálenosti od centra R . Plnou čarou je vyznačena pozorovaná závislost. V oblasti galaktické výdutě rotační rychlost nejprve prudce roste (nárůst zhruba odpovídá případu, kdy výduť rotuje jako pevné těleso), dosáhne jisté maximální hodnoty a poté klesá. S rostoucí vzdáleností od centra se pokles rotační rychlosti zastaví a ve větších vzdálenostech od centra se rotační rychlost takřka nemění. Rotační křivka spočtená pro případ, že by se v Galaxii nevyskytovala temná hmota, je vyznačena přerušovanou čarou. Počáteční nárůst odpovídá pozorované rotační křivce, bez přítomnosti temné hmoty by ale rotační rychlost ve větších vzdálenostech od centra Galaxie monotónně klesala. Je patrné, že přítomnost temné hmoty ovlivňuje pozorovanou rotační křivku především ve velkých vzdálenostech od centra.

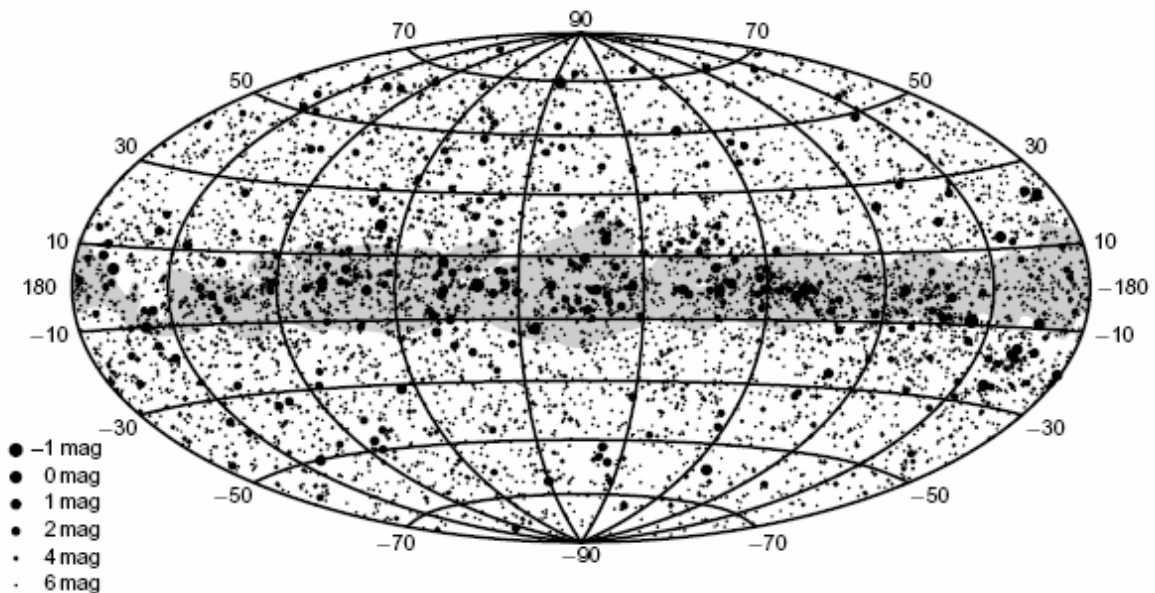
9.5 galas.pdf



Spirální struktura Galaxie získaná pomocí rozložení H II oblastí (Taylor a Cordes 1993). Jednotlivá spirální ramena jsou označena podle souhvězdí, v nichž se nacházejí význačné objekty v daném ramenu. Označena je poloha Slunce a též vedlejší spirální rameno, v němž se nachází. V některých oblastech není struktura ramen dostatečně prozkoumána v důsledku mezihvězdné extinkce.

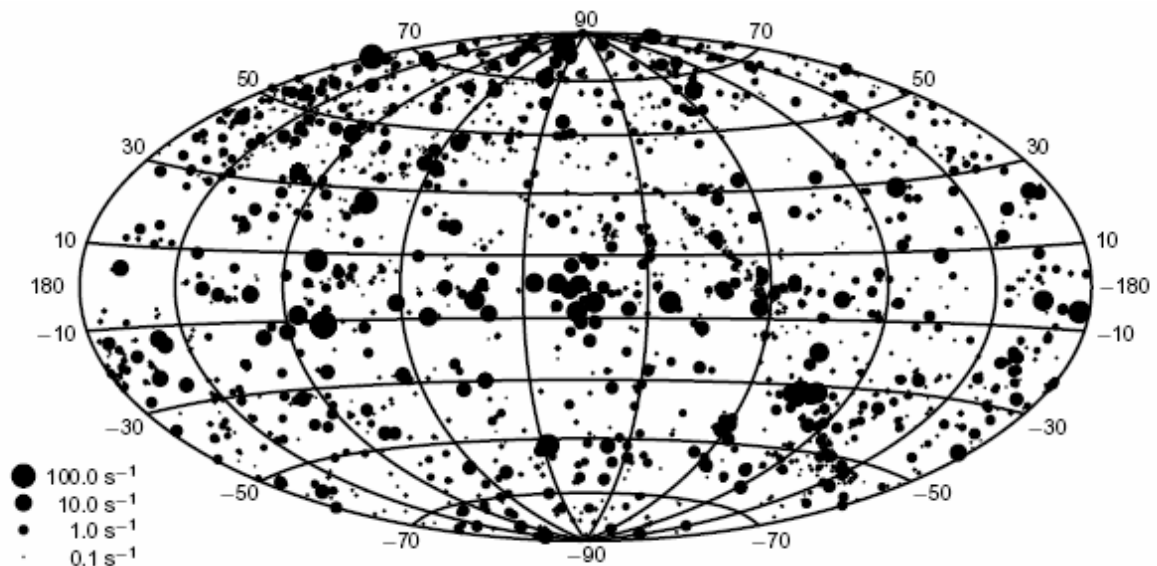
10 Hvězdy a vesmír

10.1 vid.pdf



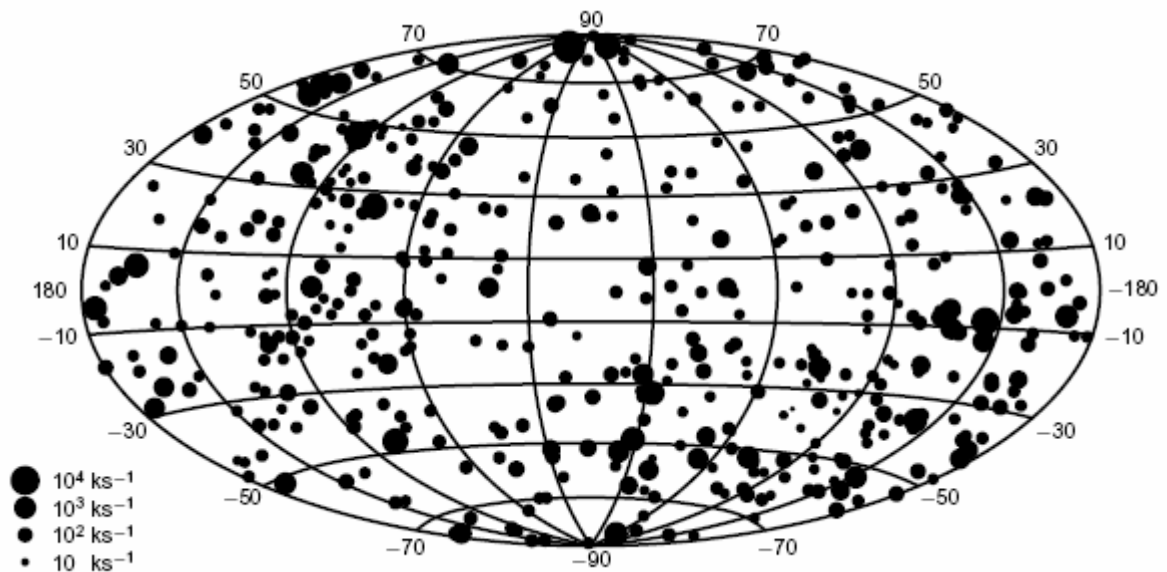
Obloha ve viditelném oboru. Obrázek je kreslen v galaktických souřadnicích. Jsou zakresleny nejjasnější hvězdy a Mléčná dráha (šedá oblast). Nejvíce hvězd nacházíme v blízkosti roviny Mléčné dráhy. Obloze ve viditelném oboru dominují jednotlivé hvězdy.

10.2 rentgen.pdf



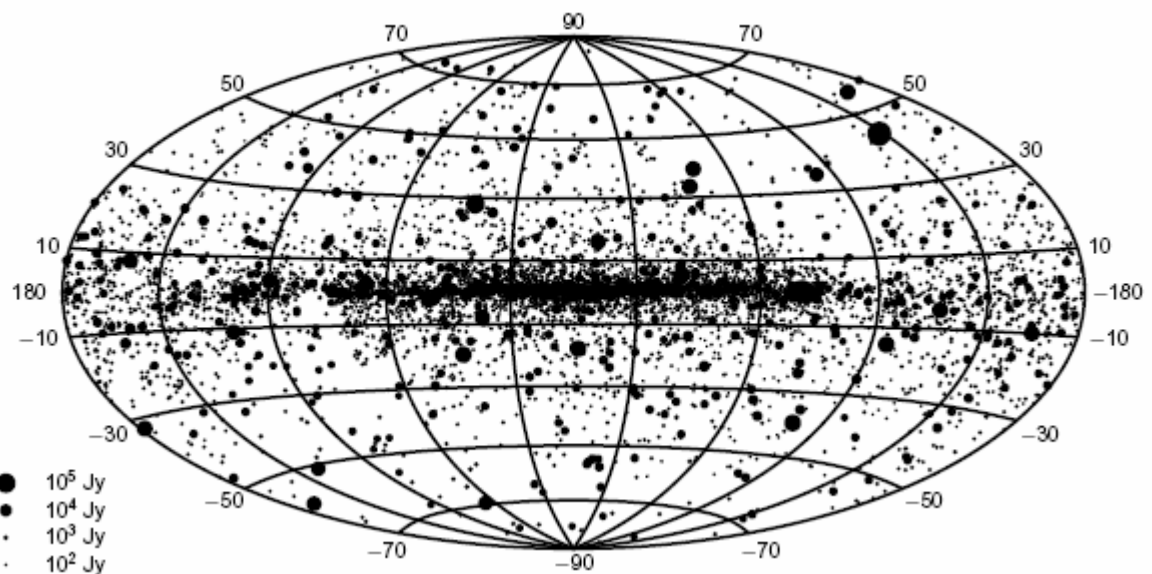
Obloha v rentgenovém oboru (bodové zdroje) podle pozorování družice ROSAT. Obrázek je kreslen v galaktických souřadnicích, centrum Galaxie je tedy uprostřed obrázku. V rentgenovém oboru jsou nejjasnějšími diskrétními rentgenovými zdroji těsné dvojhvězdy, u nichž dochází k přetoku hmoty na zhroucenou složku. Dobře patrná je koncentrace těchto zdrojů směrem ke galaktickému centru. Poměrně dobře jsou viditelné i rentgenové zdroje v blízkých galaxiích. Samostatné chladné hvězdy mohou zářit v rentgenovém oboru v důsledku přítomnosti horkých korón, rentgenové záření horkých hvězd je zapříčiněno rázovými vlnami v jejich hvězdném větru.

10.3 uv_map.pdf



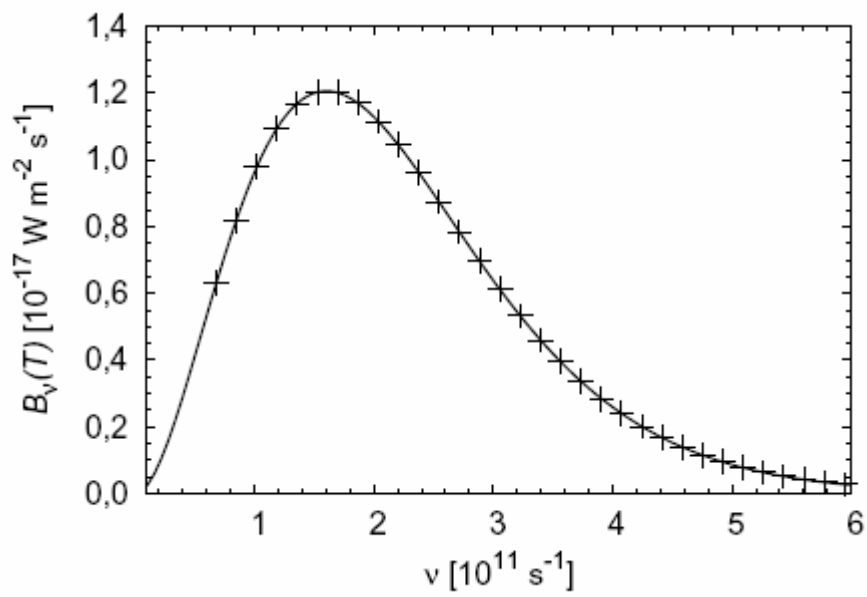
Obloha v ultrafialovém oboru podle pozorování družice EUVE na vlnové délce 10 nm. Obrázek je kreslen v galaktických souřadnicích. Ultrafialové záření je podstatně zeslabeno mezihvězdnou extinkcí, v ultrafialové oblasti proto dominují především horké a relativně blízké hvězdy. Zatímco na vlnové délce 60 nm je nejjasnějším objektem horká hvězda Adara (ϵ CMa), na vlnové délce 10 nm jsou nejnápadnější žhaví bílí trpaslíci. Všimněte si, že oblast Mléčné dráhy není nijak výrazná, což je důsledkem mezihvězdné extinkce.

10.4 ir_map.pdf



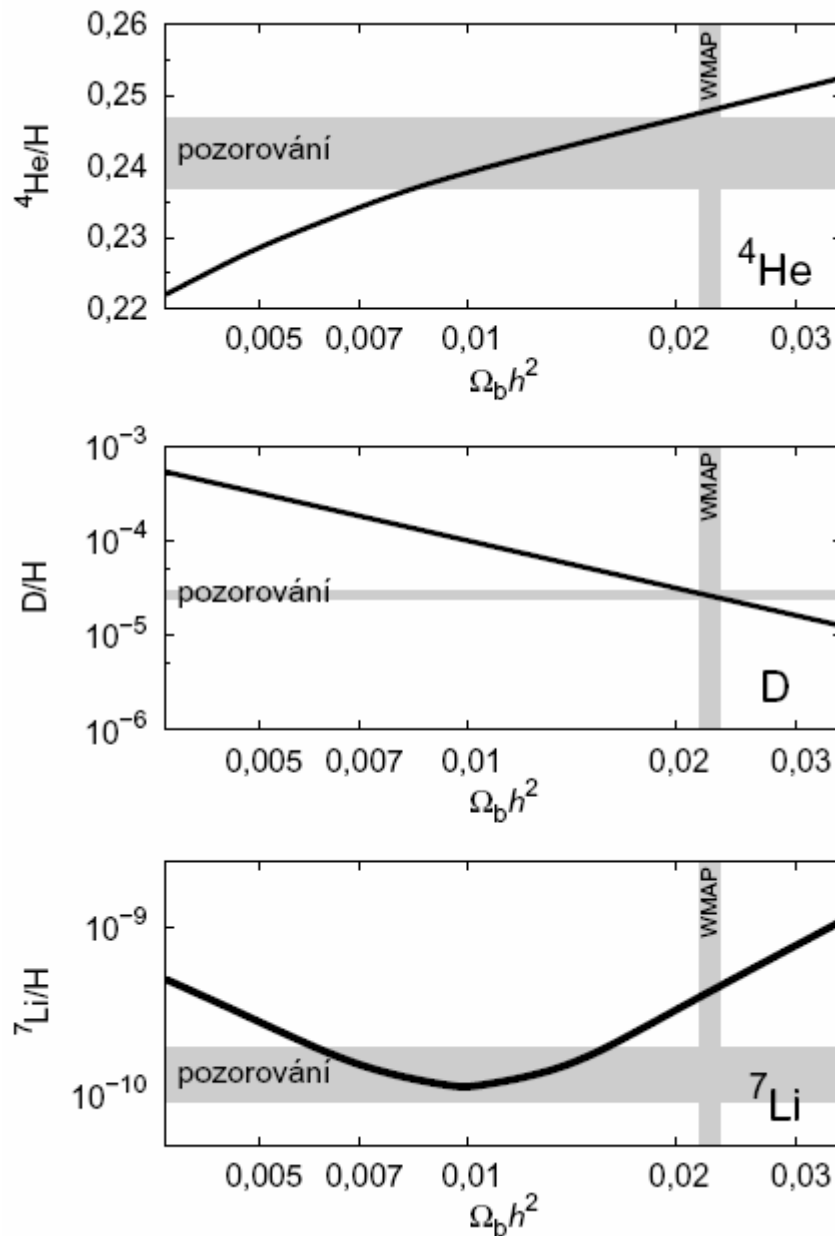
Obloha v infračerveném oboru podle pozorování družice IRAS. Obrázek je opět kreslen v galaktických souřadnicích. V infračerveném oboru je mezihvězdná extinkce menší než ve viditelném a ultrafialovém oboru, takže je zde dobře vykresleno centrum Galaxie a disk.

10.5 cobe.pdf



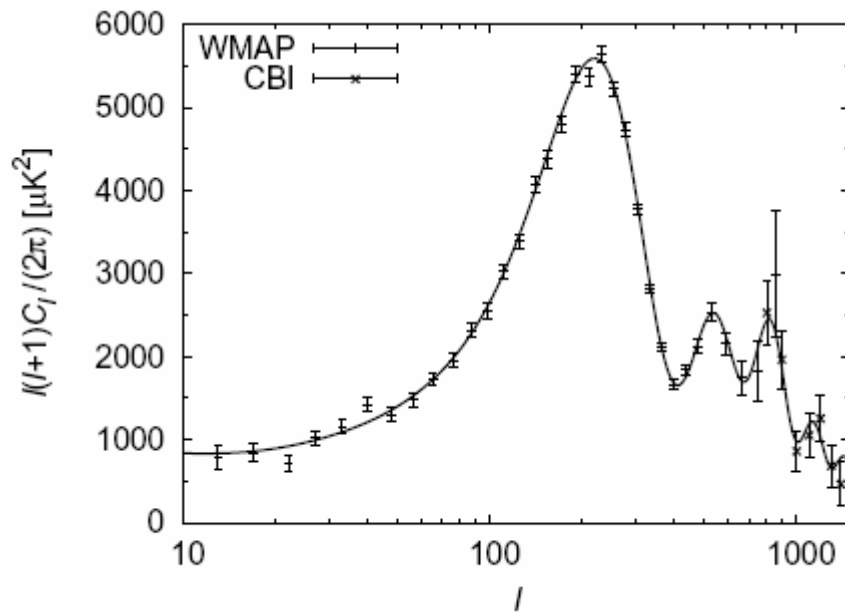
Spektrum reliktního záření podle měření družice COBE (Mather et al. 1994). Je zakresleno pozorování (křížky) a jejich nejlepší proložení, odpovídající Planckově funkci pro teplotu 2,726 K. Chyby jednotlivých měření jsou tak malé, že nejsou v grafu patrné.

10.6 prvoobsah.pdf



Chemické složení raného vesmíru po období počáteční nukleosyntézy (Coc et al. 2004). Je zakresleno relativní hmotnostní zastoupení jednotlivých nuklidů vzhledem k vodíku v závislosti na podílu baryonů na látce vesmíru Ω_b . h je hodnota Hubbleovy konstanty v jednotkách $100 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$. Souvislou čarou jsou zakresleny teoretické výpočty. Šedými oblastmi jsou vyneseny pozorované hodnoty obsahu jednotlivých nuklidů a hodnota parametru $\Omega_b h^2$ získaná z pozorování sondy WMAP (velikosti ploch odpovídají neurčitostem ve stanovení těchto hodnot). Je patrné, že zatímco teoretické modely odpovídají pozorováním pro případ deuteria a jen poměrně málo se liší od pozorování v případě ${}^4\text{He}$, pozorovaný obsah lithia je několikanásobně menší než hodnota získaná z pozorování. Příčiny tohoto rozdílu zatím neznáme.

10.7 wmap.pdf

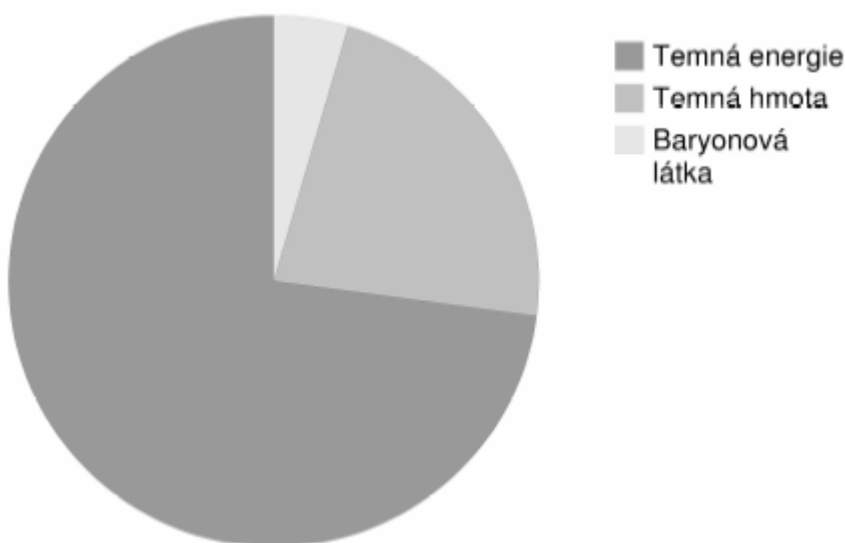


Anizotropie relikvního záření podle měření družice WMAP a experimentu CBI. Zakreslena je též teoretická křivka odpovídající nejlepší kombinaci parametrů popisujících náš vesmír. Anizotropní část teplotního rozložení relikvního záření na obloze $T(\mathbf{n})$ je rozložena do sférických harmonických funkcí Y_{lm} jako $T(\mathbf{n}) = \sum_{lm} a_{lm} Y_{lm}(\mathbf{n})$. V grafu je vynesena závislost

$l(l+1)C_l/(2\pi)$ na l , kde $C_l = \frac{1}{2l+1} \sum_m |a_{lm}|^2$. Vzhledem k tomu, že l souvisí s charakteristickou

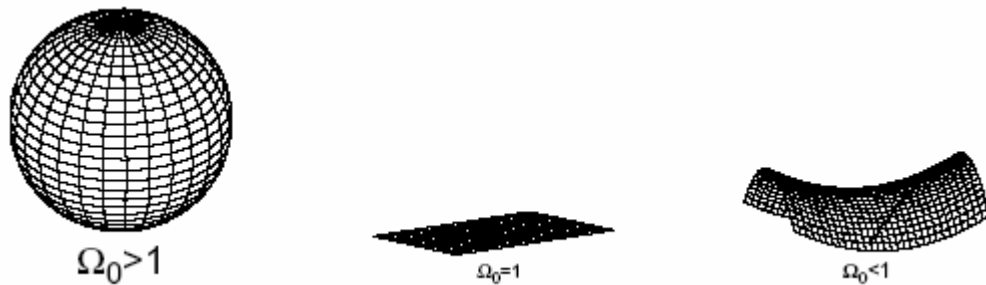
úhlovou velikostí fluktuace na obloze, je z tohoto obrázku možné usoudit na zastoupení jednotlivých fluktuací na obloze. Je také možné odvodit charakteristickou velikost fluktuací v době kdy relikvní záření vzniklo. Porovnáním s teoretickými předpověďmi je možné například ukázat, že náš vesmír je pravděpodobně plochý a z průběhu křivky odvodit podíl skryté látky k celkové hmotnosti vesmíru.

10.8 vespod.pdf



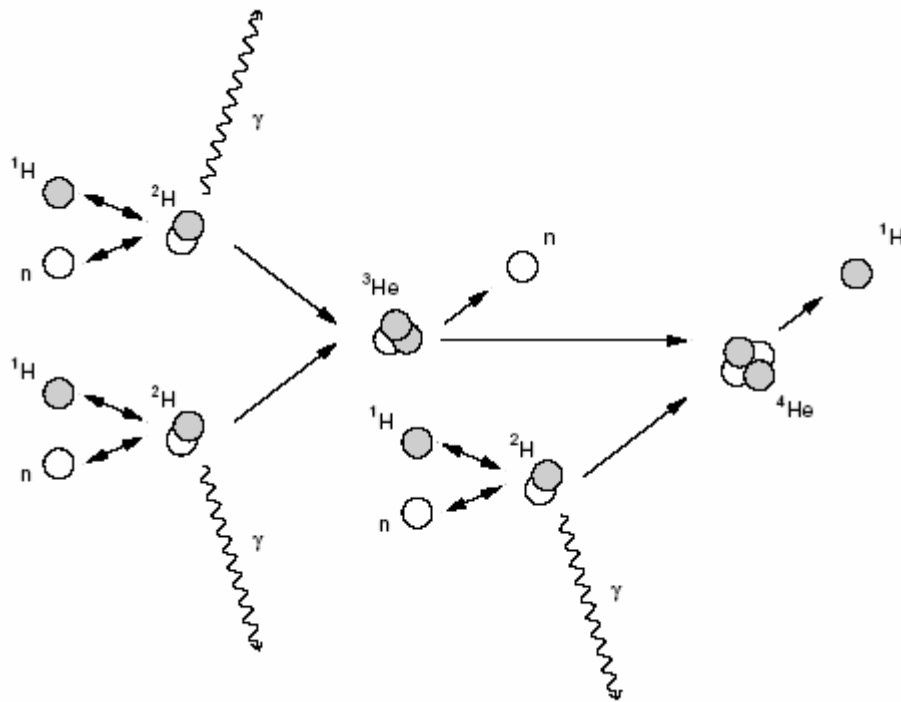
Podíl jednotlivých typů hmoty na celkové hmotě v současném vesmíru. Největší podíl má temná energie (73%), dále pak temná látka (23%) a baryonová látka (4%). Pouze malá část baryonové látky je ale soustředěna ve hvězdách, její největší díl je rozptýlen v mezigalaktickém prostoru. Během vývoje vesmíru se uvedené podíly měnily. V prvních fázích vývoje vesmíru byl např. podíl temné energie zanedbatelný, v dalším vývoji ale tato forma hmoty zcela převládne.

10.9 koule.pdf (a), rovina.pdf (b), hyperbola.pdf (c)



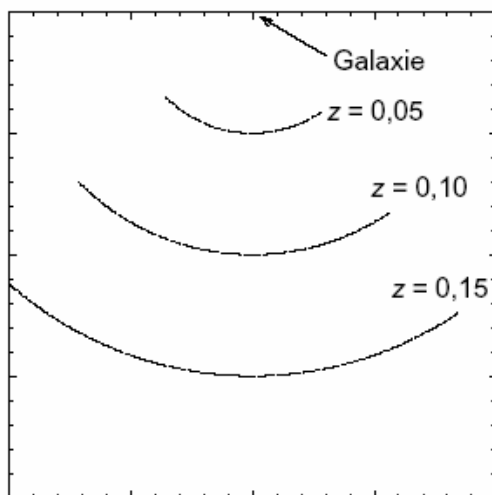
Křivost prostoru pro různé hodnoty parametru $\tilde{\Omega}(a)$ V případě, kdy je střední hustota vesmíru větší než kritická, je trojrozměrný prostor zakřiven podobně jako dvojrozměrný prostor na kouli, vesmír je uzavřený a konečný. Součet úhlů v trojúhelníku je v tomto případě větší než 180° . (b) Pokud je střední hustota vesmíru právě rovna kritické hustotě, pak je vesmír plochý, součet úhlů v trojúhelníku je roven přesně 180° . Současná pozorování naznačují, že náš vesmír má nejbližší právě k tomuto modelu. (c) V případě, kdy je střední hustota vesmíru menší než příslušná kritická hustota, je vesmír zakřiven podobně jako sedlová plocha. Součet úhlů v trojúhelníku je menší než 180° . V případě zakřivených prostorů je odchylka v součtu úhlu v trojúhelníku od 180° tím větší, čím větší je jeho plošná výměra. Je však třeba si ale uvědomit, že uvedené obrázky pouze ilustrují zakřivení vesmíru, ve skutečnosti prostor nemá žádný další rozměr, díky kterému bychom mohli zakřivení vesmíru takto názorně sledovat. Nicméně právě závislost součtu úhlů v trojúhelníku na jeho velikosti lze prakticky měřit ze závislosti mezi úhlovým průměrem objektu a jeho vzdáleností.

10.10 prvohelre.pdf



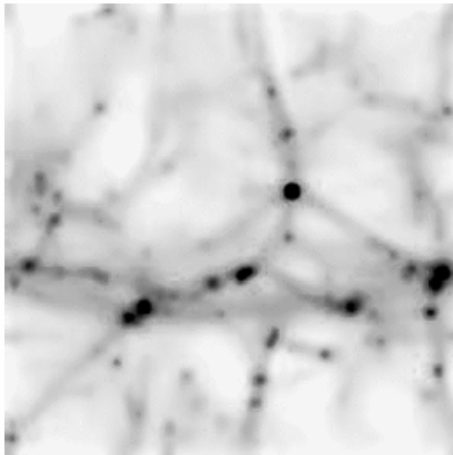
Vznik helia během období počáteční nukleosyntézy krátce po velkém třesku. Sloučením protonu a neutronu vzniká deuterium, které se mohlo zpět rozpadat a nebo dále postupně slučovat s dalšími jádry deuteria až do vzniku ${}^4\text{He}$. Tyto reakce se liší od termojaderných reakcí probíhajících v nitrech hvězd hlavní posloupnosti, ve kterých se spaluje vodík na helium – v současných hvězdách se běžně nevyskytují volné neutrony.

10.11 blives.pdf



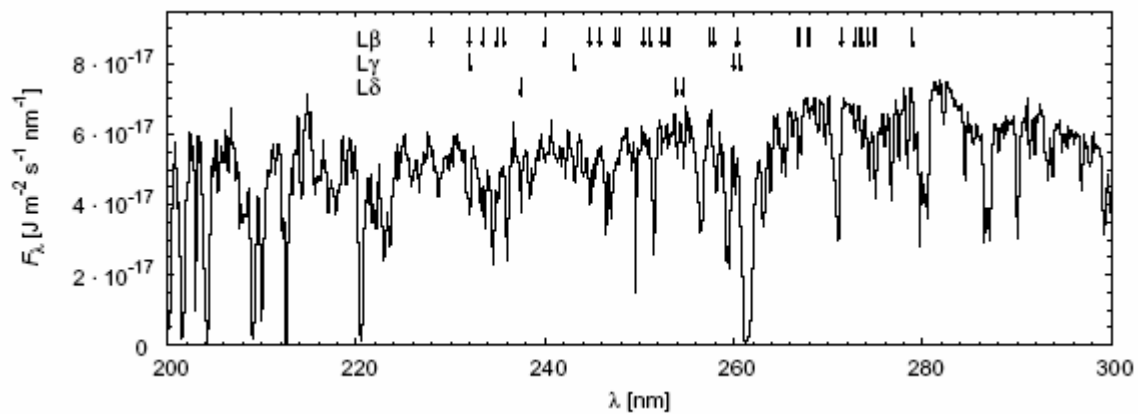
Rozložení galaxií v okolí naší Galaxie podle přehledky *Sloan Digital Sky Survey*. Jsou zakresleny pouze galaxie pro interval rektascenzí ($10^{\text{h}} - 15^{\text{h}}$) a deklinací ($-0,3^{\circ} - 0,3^{\circ}$). Je patrné, že rozložení galaxií ve vesmíru na škálách odpovídajících obrázku, tedy řádově desítek megaparseků, není homogenní. Porovnání pozorovaného rozložení galaxií s teoretickou předpovědí modelu vzniku struktur ve vesmíru představuje jeden z důležitých testů teorií vzniku a vývoje vesmíru.

10.12 skrytalatka.gif



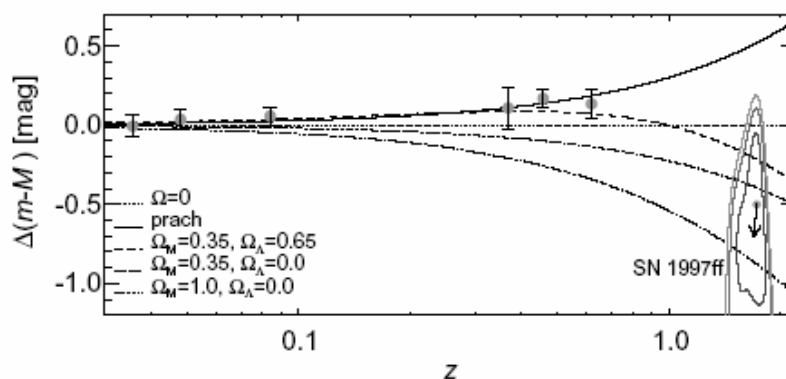
Rozložení temné hmoty ve vesmíru podle simulací vzniku struktur ve vesmíru. Tmavější oblasti značí vyšší hustotu temné hmoty. Je patrné, že se temná hmota soustřeďuje do vláken, v průsečících jednotlivých vláken vznikají zhustky, v nichž se shromažďuje viditelná látka. V těchto oblastech vznikají první hvězdy. Dobrý soulad teoretických předpovědí s pozorovanou strukturou rozložení látky ve vesmíru je jedním z důležitých argumentů pro model vesmíru s chladnou temnou hmotou a s nenulovou kosmologickou konstantou.

10.13 hvozd.pdf



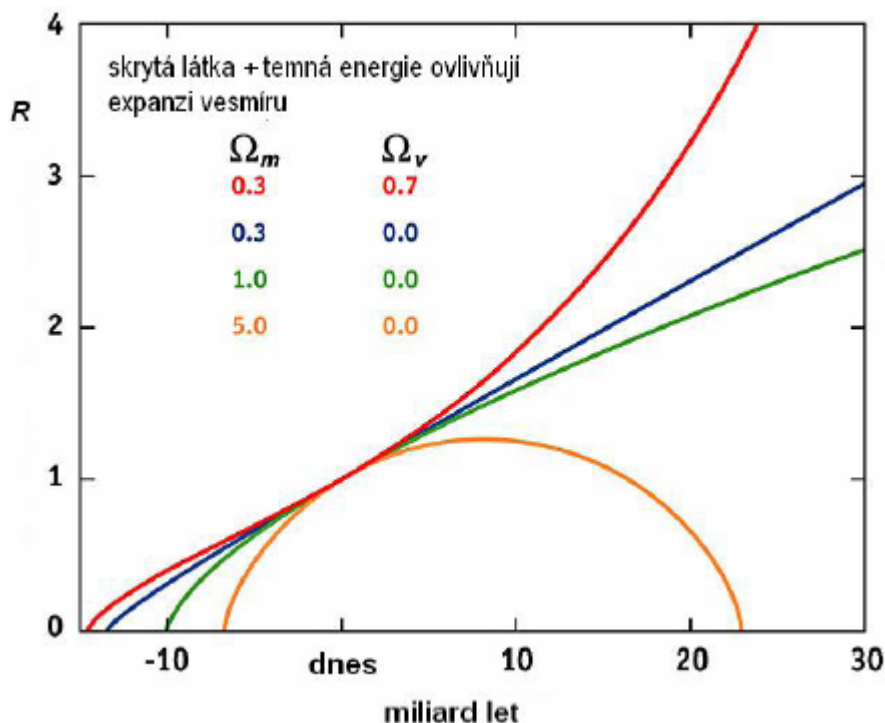
Les Lymaných čar ve spektru kvasaru HE 0515-4414 (Janknecht et al. 2002). Kvasary patří mezi nejjasnější známé objekty, jejich záření při cestě od zdroje k pozorovateli prochází oblaky mezigalaktické látky i jednotlivými galaxiemi. V důsledku toho se v jejich spektru objevuje množství úzkých absorpčních čar, které odpovídají menšímu kosmologickému červenému posuvu než jaký má daný kvasar. Tyto čáry příslušející Lymanově sérii jsou ve spektru identifikovány. Jednotlivé čáry tedy vznikají v různě vzdálených absorbujících oblacích s různým kosmologickým červeným posuvem. V těchto zředěných a velice horkých mezigalaktických oblacích je soustředěno mnohem více baryonové látky, než kolik jí najdeme v galaxiích.

10.14 supernovy.pdf



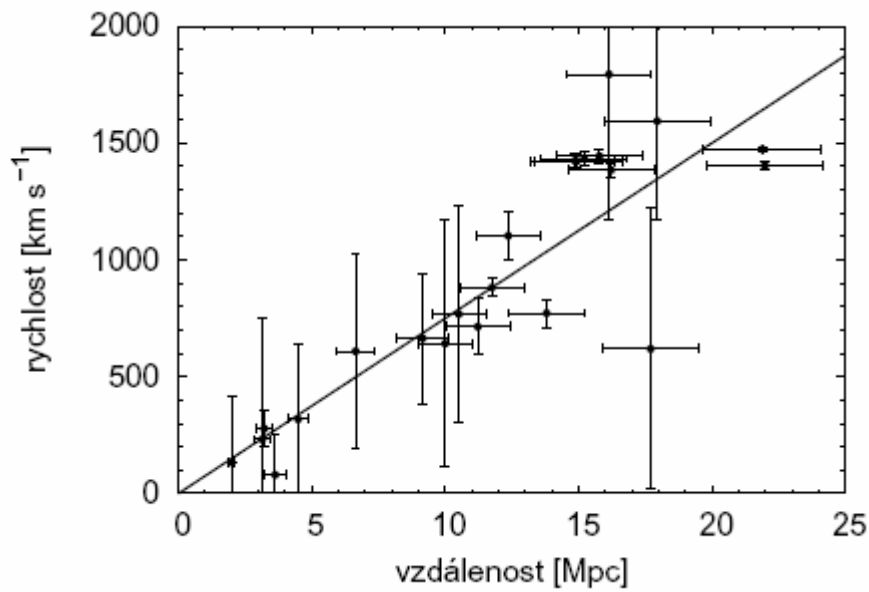
Hvězdná velikost vzdálených supernov typu Ia. Je vynesena závislost rozdílu mezi pozorovanou hvězdnou velikostí a hvězdnou velikostí jenž bychom pozorovali v prázdném vesmíru ($\Omega = 0$) na kosmologickém červeném posunu z . Mimo pozorovaných údajů je vynesena také teoretická závislost pro různé kosmologické a astrofyzikální modely. Supernovy typu Ia mají v maximu zhruba stejnou hvězdnou velikost. Je patrné, že supernovy se $z < 1$ se zdají slabší než by odpovídalo modelu prázdného vesmíru. To je možné vysvětlit buďto modelem vesmíru s nenulovou kosmologickou konstantou (například $\Omega_M = 0,35$, $\Omega_\Lambda = 0,65$, jak je zakresleno na grafu), nebo za předpokladu, že jsou supernovy zeslabeny absorpcí na (šedém) prachu. Pozorováním všech supernov, spolu s nejvzdálenější SN 1997ff se $z = 1,7$, která je naopak jasnější, než by odpovídalo prázdnému vesmíru (je zakreslena chybová oblast určení jejích parametrů), odpovídají pouze modely s nenulovou kosmologickou konstantou. Tato data ukazují na to, že zatímco se v minulosti rozpínání vesmíru zpomalovalo, v současné době se naopak zrychluje.

10.15 akcelera vesmíru.jpg



Závislost expanzního parametru R na času pro modely vesmíru s různým zastoupením látky a temné energie.

10.16 hubble.pdf



Závislost rychlosti vzdalování galaxií na jejich vzdálenosti (Freedman et al. 2001) – Hubbleův zákon. Vzdálenost galaxií byla změřena prostřednictvím vztahu mezi periodou a zářivým výkonem cefeid pozorovaných Hubbleovým vesmírným dalekohledem. Je patrné, že s rostoucí vzdáleností galaxie roste rychlost jejího radiálního pohybu vzhledem ke Galaxii. Údaji je proložena přímka odpovídající velikosti Hubbleovy konstanty $H_0 = (75 \pm 10) \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$.