



**Спектрални и фотометрични прояви на
активност свързани с обособените
околосвездни обвивки на избрани Ве звезди**

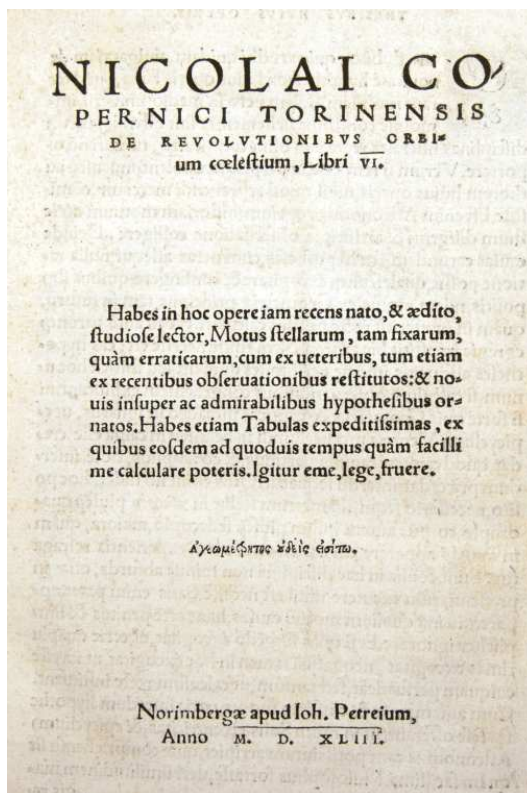
Любомир Христов Илиев
докторант на самостоятелна подготовка

Институт по Астрономия с
Национална Астрономическа Обсерватория
Българска Академия на Науките

Дисертация за получаване на научна и образователна степен “Доктор”
по специалност 01.04.02 “Астрофизика и звездна астрономия”

Научен консултант:
доц. д-р Васил Попов

София
2016



*Защото какво би могло да бъде по-красиво от
Небесата, които съдържат всички красиви неща.*

*Николай Коперник
"Върху революцията на небесните сфери"*

*С благодарност за помощта и търпението, посвеждавам на
Петра.*

Съдържание

1	Общи характеристики на Ве-феномена	1
1.1	Основни факти и изграждане на парадигма	1
1.2	Общи наблюдателни характеристики на Ве звездите . . .	7
1.3	Характеристики на централната Ве звезда	10
1.4	Общи характеристики на околосвездния диск при Ве звездите	23
1.5	Заключение	28
2	Наблюдателна програма, наблюдения и обработката им	30
2.1	Наблюдателна програма и програмни звезди	30
2.2	Спектрални наблюдения	31
2.3	Обработка на спектралните наблюдения	33
2.4	Фотометрични наблюдения	34
3	Характерни прояви на спектрална активност при Ве звездите във видимия спектрален диапазон	37
3.1	Спектърът на Ве звездите в оптичния диапазон и характерните прояви на активност в него	37
3.2	Pleiione	40
3.3	Ве звезди със стабилни обвивки	55
3.3.1	HD 179343	58
3.3.2	1 Delphini	61
3.4	EW Lacertae и V923 Aquilae	65
3.4.1	EW Lacertae	68
3.4.2	V923 Aquilae	71
3.5	Заключение	81

4	Спектрална активност на Ве звездите в близката инфрачервена спектрална област	87
4.1	Ве звездите в инфрачервената спектрална област	87
4.2	Pleione	90
4.3	Ве звезди със стабилни обвивки	93
4.4	Заключение	95
5	Прояви на фотометрична активност при Ве звездите	97
5.1	Фотометрична променливост при Ве звездите	97
5.2	EW Lacertae	100
5.3	Pleione	106
5.4	1 Delphini	110
5.5	Заключение	112
6	Заключителна дискусия на основните резултати и приноси	114
6.1	Обща дискусия	114
6.2	Основни резултати и приноси	115
	Публикации, на които се основава дисертационният труд	121
	Доклади на национални и международни форуми, свързани с дисертационния труд	123
	Други публикации, свързани с дисертационния труд	125
	Забелязани цитати	127
	Благодарности	132
	Abstract	133
	Библиография	137

Глава 1

Общи характеристики на Ве-феномена

1.1 Основни факти и изграждане на парадигма

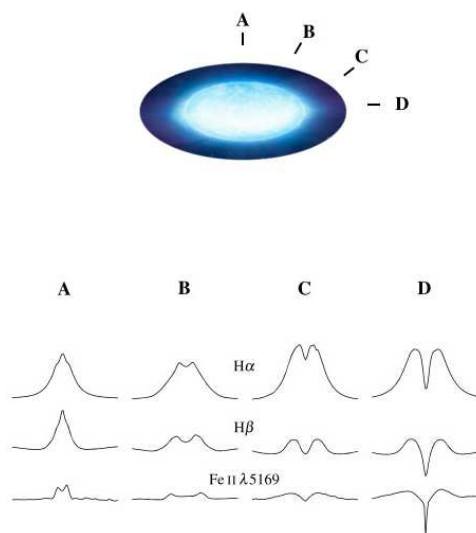
Ве-звездите са клас променливи звезди, които отдавна привличат вниманието на изследователите. Те са сред най-ярките звезди на небосклона (Slettebak, 1982). Много от тях се намират също така в непосредственото обкръжение на Слънцето. Ве звездите са били сред първите звезди, при които са отбелязани спектрални линии в емисия. Още през 1866 италианският астроном отец Паоло Сеччи (Secchi (1866a, 1866b)) наблюдава, с построен от него спектроскоп, светли линии в спектрите звездите γ Cas и β Lyr. γ Cas и в момента се смята за прототип на класическа Ве звезда.

Първите систематични спектрални изследвания на В звезди с емисионни линии са представени в серията от 6 работи на Merrill и Humason (Merrill & Humason, 1920; Humason & Merrill, 1921a, 1921b, 1922a, 1922b, 1922c). Впоследствие Merrill, Humason & Burwell (1925, 1932, 1942) полагат основите на изследването на Ве звездите, вече формално определени като отделен клас ранни звезди, в серията от работи *Discovery and Observations of Stars of Class Be*. Паралелно Merrill & Burwell (1933, 1943, 1949, 1950) подготвят каталог по наблюдения от обсерваторията Mount Wilson, който в крайна сметка включва над 1600 Ве звезди. Това е известният и изпозван досега *Mount Wilson catalogue and bibliography of stars of classes B and A whose spectra have bright hydrogen lines*. На основата на този каталог Merrill и Burwell оценяват, че Ве звездите съставляват 15-20% от всички звезди от клас В.

С развитието на наблюдателната техника са били открити няколко хиляди звезди, подобни по един или друг начин на наблюдаваните от отец Сеччи. Това предопределило през годините значително да се развитие схващането какво представляват Ве-звездите и кои са физическите причини предизвикващи специфичните им спектрални особености. Първоначално Ве-звездите са определяни като звезди от спектрален клас В, показващи в определени моменти или за по-продължителни периоди от време спектралните линии от Балмеровата серия на водорода в емисия. Още първите изследвания на Ве звездите са изяви́ли типичните широки двукомпонентни емисионни профили, най-силните от които са на линиите от Балмеровата серия на водорода (вж. напр. Merrill & Humason, 1920).

В своите пионерски изследвания, посветени на Ве звездите, О. Струве отбелязва бързото околоосно въртене като една обща тяхна характеристика. В класическата си работа *On the Origin of Bright Lines in Spectra of Stars of Class B* Struve (1931) не само обръща внимание на тази обща черта на Ве звездите, но и за първи път формулира идеята, че бързото околоосно въртене стои в основата на образуването на околосвездна обвивка. На основа на известните дотогава наблюдения Струве излага хипотезата, че при Ве звездите центробежната сила в околеекваториалните области уравновесява гравитационната. Така се създават условия за изтичане на материал от горните слоеве на звездната атмосфера и формирането на устойчива околосвездна обвивка. В тази околосвездна обвивка се формират наблюдаваните характерни профили на спектралните линии при Ве звездите. Както се вижда от Фиг. 1.1, различните типове профили се свързват основно с разположението на околосвездната обвивка спрямо лъча на зрение.

Следвайки историческата линия на все по-голямо разширяване на групата на Ве-звездите, в средата на миналия век се е стигнал момент, когато се е смятало, че всички звезди от спектрален клас В, при които се наблюдават спектрални линии в емисия, фактически са обединяват в групата на Ве-звездите. На тази основа Ве-звездите са смятани за ключ в разбирането на всички процеси, довеждащи до различните наблюдателни прояви на околосвездната материя. Така например Bidelman (1976) включва към групата на известните днес Ве звезди също така: единични бързовъртящи се звезди, взаимодействащи двойни звездни системи, свръхгиганти от спектрален клас В, ранни небулярни променливи звезди от тип Хербиг Ae/Ве, квазипланетарни мъглявини и т.н. Постепенно, с натрупването на факти и наблюдателен материал, разбирането, според което са били обединявани обекти твърде различ-



Фигура 1.1: Различни типове спектрални линии в зависимост от разположението на Ве звездата спрямо линията на виждане.

ни по произход и природа, е било преодоляно. Последователно са били отделяни различните типове звезди, при които специфични физически процеси водят до изтичането на околозвездна материя. Slettebak (1979) критично разглежда различията между всички обекти, смятани за принадлежащи към класа на Ве звездите. Той за първи път разглежда въпроса за отделянето на Ве звездите от другите звезди от ранен клас с емисионни спектрални линии в отделна единна хомогенна група.

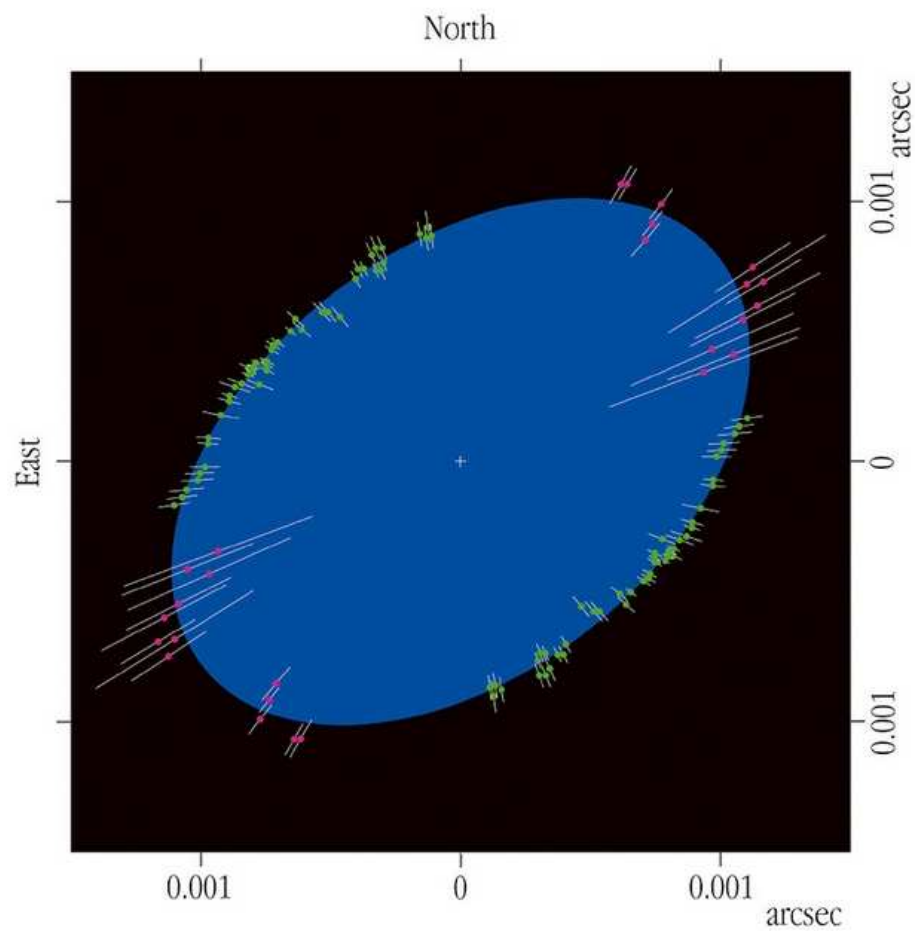
Още в началото на системните изследвания на Ве звездите е било обърнато внимание на една достатъчно изявена група от тях. Това са така наречените *shell*-звезди. Освен ярките и широки емисионни линии, създадени в околозвездната обвивка, звездите от тази група притежават в спектрите си комплекс от остри абсорционни линии на неутрални и йонизирани метални атоми. Някои от тези линии в определени моменти формират и емисионни елементи на профилите си. *Shell* звездите не могат да бъдат обособени в отделен клас обекти, тъй като са известни доста случаи на едни и същи Ве звезди, които в един момент представят класически Ве спектър, а в следващ период - *shell*-тип спектър. При по-нататъшните изследвания било отбелязано, че често съществува връзка между емисията във водородните линии във видимата област на спектъра и прояви на специфични остри абсорционни спектрални

линии на студена околосвездна обвивка, на т.нар. shell-линии. Терминът “shell”, в смисъл на околосвездна обвивка, е бил въведен в работите на О. Struve от 20-те и 30-те години на XX век. Merrill (1953) обаче първи отделя внимание на звездите със shell-тип спектър като на отделна група звезди. Той отбелязва, че звездите от тази група представят в спектрите си освен широките емисионни линии на водорода и комплекс от извънредно тесни абсорбционни линии. В същата работа Merrill изброява типичните черти на спектъра на shell-звездите: водородните линии имат остри абсорбционни ядра, показващи понякога декремент (подреждане по стойност на радиалната скорост), във видимата област се наблюдават линии от Балмеровата серия на водорода до H42, представени са линиите на еднократно йонизираните метали като Fe II, Ca II, Cr II, Mn II и др. Той за първи път изказва предположение, че наличието на тези остри абсорбционни линии се дължат основно на наблюдателни причини. Те се реализират, когато високи слоеве на разредена материя са разположени по лъча на наблюдение пред ярката повърхност на звездния диск. Напоследък се възражда интересът към изследвания на shell-звездите, което налага и съответно модифициране на тяхното дефиниране. Rivinius, Stefl & Baade (2006) ги определят като звезди с разширени от силната ротация фотосферни линии, върху които са насложени остри абсорбционни линии. Типично е при тези звезди да присъства и Балмерова емисия. Общоприето тези звезди се интерпретират като обикновени Ве звезди, които се наблюдават в направление близко до екваториалната плоскост.

Първи опит за класификация на Ве звездите прави Lesh (1968). Тя разделя ярките северни Ве звезди на 4 групи в зависимост от интензивността на емисията в линията H β . Lesh използва наблюдателния материал, използван за целите на МК спектрална класификация. Hiltner et al. (1969) разширяват тази класификация и върху звездите от южната небесна полусфера. Най-задълбочен опит за класификация на Ве звездите е направен от Jaschek et al. (1980). Тази класификация се основава на извършвани в продължение на десетилетия изследвания на Ве звездите, като се отчитат и придобитите към момента знания от първите спътникови наблюдения. Авторите разглеждат подборка от над 140 Ве звезди на базата на натрупани високодисперсионни спектрални наблюдения от над 20 годишен период. Те разделят Ве звездите на 5 основни групи. В първа група включват звезди с изявена емисия в линиите на Fe II. При тези звезди се наблюдава също така и емисия на линиите от Балмеровата серия на водорода до нейните високи членове. Звездите от тази група са концентрирани към ранните спектрални подкласове

(B0 - B6), като при най-горещите звезди се наблюдава пълно запълване на балмеровите линии с емисия. Звездите от тази група представляват 31% от подборката. Към втората група авторите причисляват звезди с емисионни профили на линиите $H\alpha$ и $H\beta$, с насложени остри абсорбционни ядра. Членовете на тази група се разполагат в интервала спектрални подкласове B3 - B8 и представляват 9% от изследваните звезди. В трета група са събрани звезди с емисионни линии само в $H\alpha$ и $H\beta$, но с остри абсорбционни (shell-тип) ядра на високите членове на Балмеровата серия и остри абсорбции на металните линии (основно на Fe II и Ti II). звездите от тази група се разполагат в интервала B5 - A0 с максимум при B8. Както отбелязват авторите, спектрите на тези звезди не съответстват на звезди със същите класове светимост, определени с конвенционална класификация по абсорбционните линии на хелия. Наблюдаваните комплекси от метални линии наподобяват на наблюдаваното при звезди от групата на гигантите или на свръхгигантите. Звездите от тази група съставляват около 5% от изследваните. В четвъртата група са отделени Be звезди, проявяващи емисия в основните линии на Балмеровата серия на постоянна основа. Звездите от тази група съставляват 29% от подборката. За отбелязване е, че половината от тези звезди могат да се класифицират с класове светимост III и IV. В петата група са включени звезди, които са променяли типа на своя спектър от емисионен в абсорбционен (Be $\rightarrow$ B) и обратно (B $\rightarrow$ Be). В тази група се включват около 25% от Be звездите.

Постепенно, с натрупването на хомогенна информация за Be звездите, се правят опити за тяхното дефиниране по отношение на други групи от променливи звезди, както и спрямо известни установени зависимости за звездите като цяло. Slettebak (1981) за първи път дефинира понятието “класическа” Be звезда. По-късно Collins (1987) прецизира дефиницията за Be звездите като **a non-supergiant B star whose spectrum has, or had at some time, one or more Balmer lines in emission**. Смята се обаче, че такава дефиниция включва повече от един клас B звезди с твърде различен генезис и свойства (Porter & Rivinius, 2003). Въпросът с дефинирането на Be звездите като хомогенен клас обекти остава окрит и намира развитие и в момента, като вече се подчертава ролята на бързото въртене (напр. Martayan et al. (2011), Rivinius, Carciofi & Martayan (2013)). По този начин дефинирането на Be звездите следва по класически начин всички основни етапи на развитието на една научна парадигма (Kuhn, 1962, 1970, 1996).



Фигура 1.2: Интерферометрично изображение на Ве звездата Achernar (α Eri), получено от телескопа VLT в обсерваторията Sierra Paranal (ESO). Вижда се, че екваториалният радиус на бързовъртящата се звезда (260-300 km/s) се оказва близо 2 пъти по-голям от полярния (de Sousa et al., (2003)).

1.2 Общи наблюдателни характеристики на Ве звездите

Следвайки натрупването на наблюдателни факти, в най-широк смисъл Ве звездите се свързват с наблюдателните прояви на формираната около лозвездна обвивка около бързовъртяща се звезда от спектрален клас В. На първо място това са емисионните спектрални линии, от които най-интензивна и най-често срещана е линията $H\alpha$ от Балмеровата серия на водорода. При някои Ве-звезди за дълги периоди от време това може да е единствената емисионна линия във видимата област на спектъра. С разширяване на възможностите на наблюдателната техника в астрономията, при Ве звездите емисионни линии са били регистрирани в целия достъпен спектрален диапазон. Във видимата област освен линиите от Балмеровата серия на водорода са наблюдават емисии и при еднократно йонизираното желязо и по-рядко на неутралния хелий. В инфрачервената област това са линиите на Пашеновата серия на водорода, на неутралния кислород, на йонизирания калций и др. А в ултравиолетовата област изключително силна емисия показват линиите на трикратно йонизирания калций. Интензитетът на емисионните линии варира в широки граници както при различни Ве звезди, така и в различни моменти за една и съща звезда. Формата на емисионните профили също може да бъде твърде различна. Това може да е традиционният профил с централно обръщане и двукомпонентна емисия при водородните линии във видимата област, при линиите от серията на Пашен емисията е без изразена абсорбционна основа, а във ултравиолетовата област емисията обикновено е съпроводена от силна абсорбционна компонента отместена към по-къси дължини на вълните. Както е отбелязано още от първите изследователи на Ве звезди, емисионните профили на линиите от Балмеровата серия при Ве-звездите имат специфична двукомпонентна форма. Още първите спектрографски наблюдения показват, че при много звезди разделението между компонентите се променя с квантовия номер на съответната линия. Това намира обяснение във факта, че при линиите с високи квантови номера от серията оптичестката плътност е по-висока и поради това линиите се формират в по-външните части на обособената обвивка. Повечето изследователи смятат, че линиите стават оптически прозрачни при $H\gamma$ до $H\epsilon$, като носят информация за ротацията на външните слоеве на фотосферата на централната звезда.

Абсорбционните линии, които са свързани с фотосферата на централната звезда, са обикновено извънредно широки и плитки. Това е

свързано с една от основните характеристики на Ве-звездите: високите скорости на околоосно въртене. Така, тези линии в спектрите на Ве звездите, с изключение на тяхната ширина, принципно не се отличават от тези, представени в спектрите на нормалните звезди от спектрален клас В. Различен характер имат наблюдаваните в спектрите на някои Ве звезди системи от тесни абсорбционни (shell) линии. Те показват характерно поведение, което е тясно свързано с поведението на силните емисионни линии. Установено е, че много често изменението им корелира с вариациите на отношението E/C . Ширините им са много по-малки от тези на емисионните линии от Балмеровата серия на водорода. Типични са стойности от порядъка на 100 km s^{-1} ширина на shell-линиите, при около 200 km s^{-1} ширина на емисионните линии и до 400 km s^{-1} ширина на широките фотосферни абсорбции. Като цяло се приема, че тесните абсорбции се формират на около 5 до 20 звездни радиуса от звездата.

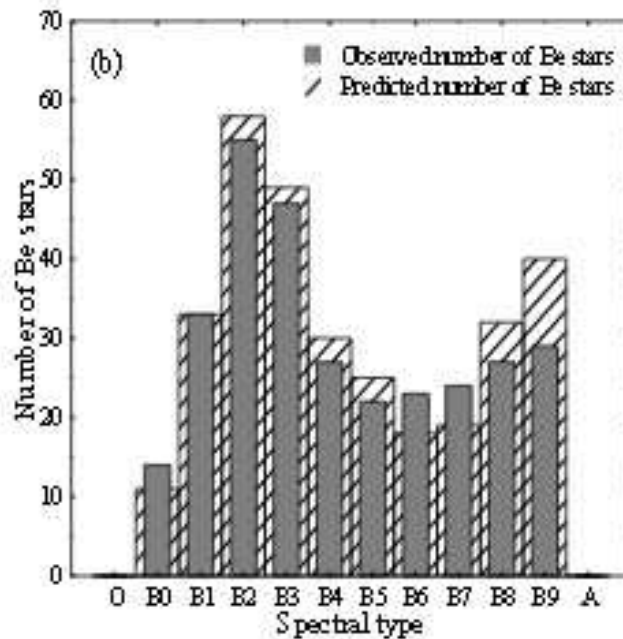
Конвенционалното охарактеризиране на Ве звездите чрез спектрален клас (и подклас) и клас светимост е изключително затруднено основно поради разширяването на спектралните профили от бързата ротация, поради дълбоката променливост на Ве звездите и поради блендирането със shell-тип остри абсорбционни линии. След започване на спътниковите наблюдения (най-вече спътниковата мисия Copernicus) са правени опити за класификация, която се основава на спектрите на Ве звездите в ултравиолетовата област, тъй като там спектралните линии не са толкова силно повлияни от странични фактори. Slettebak (1979) обаче предупреждава, че използването на линии на високоионизирани елементи като C IV и Si IV, би нарушило хомогенността на класификацията, определяна по линии във видимата спектрална област. В крайна сметка, макар тези опити да продължават и до настоящия момент, те не се увенчават с успех.

Макар определянето на класа светимост на Ве звездите да е изключително затруднено, още Merrill (1933) установява, че Ве звездите са с около 1 звездна величина по-ярки от В звездите от съответните спектрални подкласове. Чрез сравняване на резултати за звезди от звездни купове, звездни асоциации и двойни системи е установено, че Ве звездите обичайно се позиционират средно около $0.5^m - 1^m$ над Главната последователност на Диаграмата на Хершпрунг-Ръсел (Slettebak (1979)). Многобройни изследователи на Ве звездите в разсеяни звездни купове обаче подчертават, че Ве звездите се срещат и позиционирани върху ZAMS. Тези факти затрудняват еднозначното определение на еволюционния статус на Ве звездите със средствата на конвенционал-

но сравнение с класическите еволюционни трекове.

Както е отбелязал Отто Струве още в първите си работи посветени на Ве звездите, бързото околоосно въртене е една от основните характеристики на Ве звездите. И наистина намерено е, че в сравнение със звезди със сходни спектрални класове, наблюдаваната ротационна скорост на Ве-звездите е значително по-висока, като за отделни звезди надминава 400 km s^{-1} (напр. Stoeckley (1968)). Отново Струве (Struve (1931)) в своята станала класическа работа посветени на Ве звездите, предполага, че Ве звездите се въртят със скорост близка до критичната, при която те стават нестабилни и започва изтичане на вещество от околоекваториалните области. Той изразява разбирането, че емисионните спектрални линии се формират в разрежена газова обвивка, която обгръща централната звезда и е концентрирана като диск в екваториалната равнина. Тези линии се образуват главно при процеса на разсейване на излъчването в протяжната обвивка, където съществуват условия за осъществяване на т. нар. цикъл на Розеланд. Интересни нови детайли, касаещи бързата ротация на Ве звездите, са получени в резултат на интерферометрични наблюдения с най-мощните наземни телескопи. de Sousa et al. (2003) представят резултати за звездата Achernar, най-ярката Ве звезда (Фиг. 1.2), които са получени с интерферометричните инструменти на Very Large Telescope в Чили. Според оценки, направени по степента на изтеглените екваториални области на звездата, тя се върти с 99% от критичната скорост.

Като използва звезди от халото на Галактиката, Slettebak (1979) сравнява разпределението по спектрални подкласове на наблюдаваната скорост на въртене с критичната, при която започва изтичане на вещество от екваториалните области на звездата. Неговите резултати показват, че както и нормалните В звезди, така и Ве звездите се разполагат под кривата на критичните стойности, като само при късните подкласове плътно се доближават до критичните стойности. В следваща работа Slettebak (1982) изследва 183 ярки Ве и shell звезди от спектрални класове между Ое и А-F. Той не намира различно разпределение на бързовъртящи се звезди в различните спектрални подкласове и класове светимост, което може да се тълкува като указание, че бързата ротация е универсално разпространена в тази част на Х-Р диаграмата. Резултатите показват, че по спектрален подклас Ве звездите могат да се разделят най-общо на две групи: ранни и късни. Според авторите, групата на ранните Ве звезди се формира от звезди, които вече са развили области в околос звездното обвивка, които емитират в Н α . За разлика от първата група, втората съдържа Ве звезди, които



Фигура 1.3: Разпределение на Ве звездите по спектрален подклас според Zorec & Fremat (2005). Могат да се отделят най-общо на две групи: ранни – с максимум B2 - B3 и късни – с максимум B8 - B9.

още не са развили Ве феномена изцяло. Извършваните напоследък статистически обзори на Ве звездите от нашата Галактика се базират на наблюдения на все повече, все по-слаби и по-далечни звезди. В работата на Zorec & Fremat (2005) на разширена база е изследвано разпределението на Ве звездите по спектрални подкласове и е сравнено с определеното математическото очакване за развитие на Ве феномена. Същите автори отново потвърждават разделянето на Ве звездите на две групи по спектрални подкласове (Fig. 1.3).

1.3 Характеристики на централната Ве звезда

Изследването на централната звезда е от решаващо значение за цялостното разбиране на Ве-феномена. Процесите, които са се развивали и се развиват при нея, определят по един или друг начин всички наб-

людавани прояви на Ве звездите. Както отбелязват Porter & Rivinius (2003), макар Ве-феноменът да се наблюдава и при звезди от спектрални класове О или А, централната звезда като правило се отнася към клас В. Това е предопределящо, както за начина на дефиниране на Ве звездите, така и като основна насока при различните подходи за изследване на Ве звездите.

В изследване, ограничено върху звездите от Bright Star Catalogue, Jaschek & Jaschek (1983) намират, че Ве звездите представляват 12% от всички звезди от спектрален тип В. В следваща работа Zorec & Briot (1997) чрез значително по-усложнен и задълбочен анализ намират, че Ве звездите достигат средно 17% от В звездите в околността на нашето Слънце. За ранните спектрални подкласове В1-В2 честотата на Ве звездите достига 34% от всички В звезди.

Изследванията на Ве звезди, включени в състава на разсеяни звездни купове, позволява да се определи тяхната абсолютна звездна величина от -3^m при звезди от спектрален подклас В2е до 0^m при такива от подклас В9е. Най-често Ве звездите са разположени върху и над Главната последователност на Диаграмата на Херцшпрунг-Ръсел, което се свързва с проеволуиране на Ве звездите след едноименния стадий. Според статистически изследвания на Ве звезди, които са свързани с общ произход, има значими доказателства, че те се намират на етап свиване на звездното ядро. В работите си Lloyd-Evans (1980) и Slettebak (1985) подчертават, че това е обяснението на сравнително повисоката интегрална светимост на Ве звездите. От друга страна, това, че по-голямата част от Ве звездите са разположени над Главната последователност, поражда въпроса дали те еволюират по същия начин, както и звездите от спектрален клас В с ниски скорости на въртене. Според редица автори (напр. Maeder & Meynet (2010), Meynet et al. (2012)) Ве звездите имат различни еволюционни трекове в сравнение с нормалните В звезди, което се определя от преноса на значителен ъглов момент към звездната повърхност.

С помощта на специално разработена методика, включваща комбинация от тясноивична $H\alpha$ и широкоивична фотометрия, са били идентифицирани Ве звезди в звездни купове на Големия и Малкия магеланови облаци (напр. Keller, Wood, & Bessell (1999)). На основа на тези наблюдения Maeder, Grebel, & Mermilliod (1999) стигат до извода, че Ве звездите се срещат по-често в купове с понижено съдържание на метали. Те изказват и предположението, че понижената металичност може да играе определяща роля за развиването на Ве-феномена. Поради вътрешно присъщата променливост на Ве звездите, включваща

в определени периоди дори пълното изчезване на характерните признаци, е много трудно да се установи еднозначна статистическа връзка. Въпреки това влиянието на ниската металичност започва да играе все по-съществена роля за разбирането на Ве-феномена. Така например Rivinius, Carciofi, & Martayan (2013) смятат, че среда с пределно ниска металичност може да е предопределяща за зараждането на Ве звездите.

Както става ясно още при най-ранните изследвания на Ве звездите, една основна характеристика, която ги отличава от други сходни звезди, е бързото околоосно въртене на централните звезди. Определянето на коректните стойности на това въртене обаче се оказва усложнено от влиянието на различни процеси и ефекти, най-съществен от които е приносът на гравитационното потъмняване. Оценките на гравитационното потъмняване при звездни атмосфери, които са деформирани от бързото въртене, става възможно едва през последните години. С по-масовото прилагане на резултатите от интерферометрични наблюдения с мощни телескопи става възможно изграждането на адекватни модели на звездните атмосфери на бързовъртящи се звезди. Върху извадка от 130 Ве звезди Chauville et al. (2001) намират средна стойност от 75% от критичната. Други автори смятат тази оценка за занижена. Според редица автори (напр. Townsend et al. (2004)) при скорости на въртене над 75% от критичната скорост, при която гравитационните сили се урівновесяват от центробежните, част от звездната повърхност става незабележима за конвенционални наблюдения. Според van Belle (2012), интерферометричните наблюдения на Ве звездите показват, че наблюдаваните центробежни деформации са винаги по-големи от предсказаните според измерените със стандартни техники стойности на въртене. Така въпросът доколко може да се смята, че Ве звездите се въртят с близки до критичната скорост, остава все още нерешен. Доскоро се смяташе, че съществува цяла група от бързовъртящи се звезди от спектрален клас Вn, които не показват емисионни спектрални линии произхождащи от околосвездна обвивка. Това, по всяка вероятност обаче, е ефект на наблюдателна селекция. Пример за такава звезда е α Leo (B8n IV), при която интерферометрични наблюдения показват, че се върти със скорост 81% от критичната (Rivinius et al., (2013)). При високодисперсни спектрални наблюдения на звездата се оказва, че в профила на H α се наблюдава слаба емисия. В случая на бързовъртящата се звезда 44 Gem (B8n V) Iliev et al. (2012) съобщават за откриване на слаба емисия в ядрото на H α след отделяне на теоретичен моделен профил на линията.

Редица автори, като Hutchings (1976), Snow (1982), Sletteback (1981), Harmanec (1983) и др., подчертават променливостта на Ве-звездите като тяхно вътрешно присъщо свойство. При всички Ве звезди почти без изключение са наблюдавани квазипериодични спектрални и фотометрични промени. Често се регистрират преходи между фази с емисионен спектър, фази с преобладаващ спектър на студената околозвездна обвивка или на нормална В звезда. Пред изследователите още в началото на ХХ век е стоял логичният въпрос, какви точно звезди могат да развият характерните черти на Ве-феномена и да развият Ве-спектър или спектър на обособена обвивка. Разглежданите хипотези и модели трябва поотделно или в комбинация да отчитат следните установени факти и предполагаеми сценарии, касаещи централната звезда: а.) скорост на въртене близка до критичната; б.) радиален поток на материя от централната звезда, доказан със спътникови наблюдения в ултравиолетовия диапазон; в.) взаимодействие в рамките на двойна система; г.) ефекти на звездната еволюция; д.) влияние на нерадиални пулсации в атмосферата на централната звезда; е.) прояви на повърхностна активност; ж.) прояви, предизвикани от двойно ядро в обща атмосфера; з.) околозвездна обвивка с променлива форма и физически параметри.

Според Rivinius et al., (2013), пулсациите на централната звезда са друга основна характеристика на Ве звездите. Някои изследователи (напр. Rivinius et al., (2003)), твърдят че всички наблюдавани вариации при Ве звездите с периоди между 0.5 и 2 денонощия се дължат на нерадиални пулсации на централната звезда. Смята се, че тези пулсации са от g -тип и обикновено са с ниски моди. При някои Ве звезди са отбелязани индикации за насложени вариации с по-висока честота, което е индикация за съществуване и на по-високи l -моди. В последно време в областта на изследването на фотометричните промени на активни ранни звезди много нови данни бяха получени от прецизните наблюдения със специализирани сателитни астросейсмологични мисии. Те доказаха, че мултипериодичността на промяна на блясъка всъщност е често срещана при Ве звездите. За първи път мултипериодични вариации на блясъка по спътникови наблюдения са наблюдавани от Walker et al. (2005) за звездата ζ Oph (O9.5e V). За същата звезда са открити и свързани с пулсациите спектрални промени. Смята се, че наблюдаваните вариации са предизвикани от нерадиални пулсации на централната звезда с високи l -моди. Мултипериодични вариации при Ве звезда от късен спектрален подклас са наблюдавани от Saio et al. (2007) при ярката Ве звезда β CMi (B8e V). Смята се, че наземните наблюдения могат да регистрират само нерадиалните пулсации на Ве звезди с големи

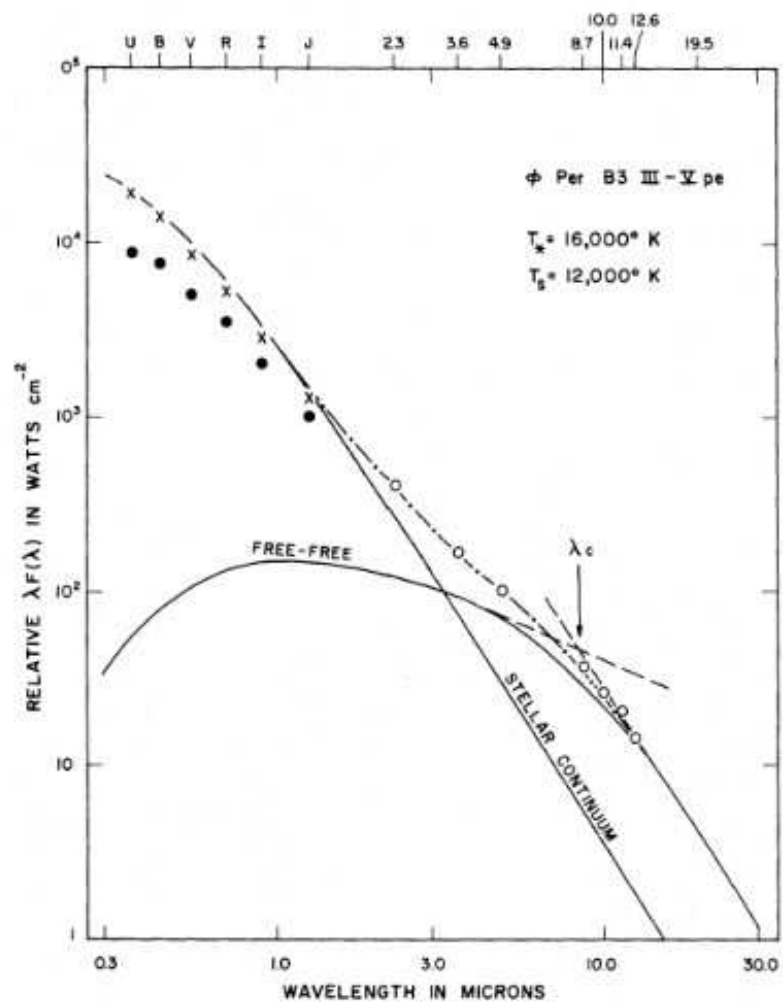
амплитуди. Наблюдения от космическата мисия CoRoT показват системно наличие на мултипериодични вариации при Ве звездите (Semaan et al. (2011)). Както отбелязват Rivinius et al., (2013), макар спътниковите наблюдения да обхващат ограничен брой обекти, практически всички наблюдавани Ве звезди, независимо от спектралния подклас, са показали мултипериодични вариации на блясъка свързани с пулсации. При ранните спектрални подкласове Ве звезди се реализират пулсации в p -мода от тип β Сер. Пулсациите с периоди между 0.5 и 2 денонощия могат да се дължат на няколко механизма, от които най-често реализираният е в g -мода. При най-ниските честоти на наблюдаваните вариации остава неизяснено дали се реализират във фотосферите на централните звезди, или в околослъзвездните обвивки. Такива са например звездите δ Sco (Jones et al. (2013)) и ω CMa (Štefl et al. (2003)), при които са наблюдавани цикли с продължителност 60^d и $20\text{--}25^d$ съответно.

Фотометричната променливост на Ве звездите е толкова всеобхватна и широко разпространена, че се е превърнала в една от техните най-характерни черти. Тя е наблюдавана и изследвана от много автори. Вариациите на блясъка по амплитуда достигат до няколко десети от звездната величина, а характерните времена са в интервала от няколко минути до 10 и повече години. Късопериодичната фотометрична променливост, както и някои форми на дълговременната такава, се свързват основно с процеси, които протичат при централната Ве звезда. Вариации с период от $0^d.2$ до $0^d.8$ могат да се свържат с бързото околоосно въртене на Ве-звездите. Квазипериодични промени с характерни времена от няколко денонощия нагоре могат да се свържат с включването на звездите в двойни системи и протичащите в тях процеси. Промените в блясък и цветен индекс могат да се свържат главно със затъмнение от протичащото между двете компоненти вещество, според интерпретациите на Kriz & Harmanec (1972) или с несферичната форма на звездната фотосфера, както смята Hutchings (1976). Промените с голяма амплитуда на блясъка се осъществяват за продължителни периоди от време от порядъка на десетилетия, както е при например при известната Ве звезда Pleione.

Инфрачервеният излишък на излъчване (IR ексцес) е един от най-характерните белези на Ве звездите. Според Lamers (1986), той е една от основните отлики между нормалните В звезди и Ве звездите. IR ексцес е открит едва след масовото приложение на спътникови наблюдения (вж. напр. Gehrz et al. (1974), Schild (1976)). В някои случаи той достига чак до видимата спектрална област (Фиг. 1.4). Първоначално

се е смятало, че се дължи на свободно-свободни преходи в същите области на околозвездната обвивка, където се формира и емисията във водородните линии. Активно е разглеждана възможността излишъкът на излъчване да е причинен от прахова компонента на околозвездната обвивка. IR ексцес е свързан с много други прояви на Ве-феномена. Lamers (1986), по наблюдения от сателита IRAS, съобщава за корелация на инфрачервения ексцес при Ве звездите със скоростта на околоосно въртене, с интензивността на емисията в линията $H\alpha$ и с поляризацията на излъчването.

Ултравиолетовият спектър на Ве звездите стана достъпен за наблюдения след развитието на спътниковите наблюдения. Водеща роля имат програмите осъществени на сателитите S2, OAO-2, Copernicus и най-вече на IUE. Резултатите от тях предизвикват истинска революция в разбирането на Ве-феномена. В UV спектрален диапазон се наблюдават множество резонансни и нерезонансни преходи в спектъра на Ве звездите, които имат своя произход обикновено в най-горните слоеве от атмосферата на централната звезда. Комплексната картина на UV спектъра на Ве звездите е в пълен контраст с видимия диапазон, където често доминират само няколко по-силни линии, и поради това е изключително трудна за еднозначно интерпретиране. Получените от спътниковите наблюдения стойности на загуба на маса от централната звезда са в съгласие с данните от наблюденията в други спектрални диапазони (като например инфрачервения и радио диапазоните) и са в интервала 10^{-9} до $10^{-7} M_{\odot} \text{yr}^{-1}$. Marlborough & Snow (1976) намират корелация между изтичането на вещество и скоростта на околоосно въртене, като при това изтичането на маса е по-силно при по-късните спектрални подкласове в сравнение с нормалните В звезди. И при двата споменати ефекта от съществено значение е ролята на ефективното намаляване на силата на тежестта в екваториалните области, причинено от изключително високите скорости на въртене на Ве звездите. Ако потокът на изтичащо вещество е предимно от екваториалните области, то наблюдаваната корелация на скоростта на загуба на маса и скоростта на въртене е един аргумент в полза на твърдението, че Ве звездите с по-ниски скорости на въртене са просто наблюдавани откъм полюсите си. При някои Ве звезди съществува и корелация между скоростта на разширение и степента на наблюдаваната йонизация, което според различни автори предполага, че както скоростта на изтичане, така и йонизацията нарастват в посока от централната звезда. Една характерна черта на наблюдавания при Ве звездите звезден вятър е неговата силно изразена променливост. Например абсорбционните компоненти

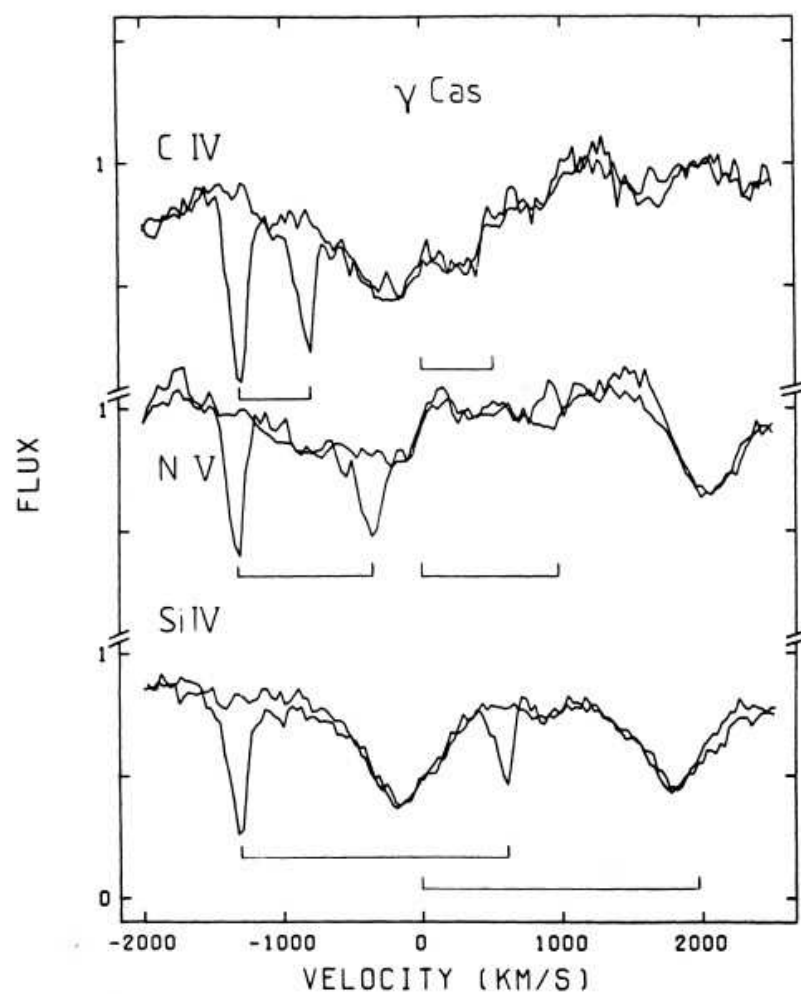


Фигура 1.4: Наблюдаван характерен инфрачервен ексцес при ϕ Per, една от типичните класически Be звезди. (по Gehrz et al. (1974))

на линиите на C IV, N V и Si IV в ултравиолетовия спектър на добре известната Be звезда γ Cas, които показват скорости на разширение достигащи до 1000 km s^{-1} , се появяват и изчезват за период от няколко дена (Фиг. 1.5) Очевидно, това качество на появяване и изчезване на звездния вятър при Be звездите, е причината различни автори, за едни и същи обекти, да привеждат доста различни оценки за темпа на загуба на маса.

Още първите изследователи забелязват, че в диапазона $912\text{-}3000\text{\AA}$ липсват силни емисионни линии, което е в явен контраст с наблюдаваното във видимата област. За сметка на това са представени многобройни абсорбционни линии, което е характерно за видимия спектър на Be-звездите само в определени периоди от време (т. нар. shell-фази). Слаби емисии се наблюдават в линиите N V $1240\text{\AA}$, C IV $1550\text{\AA}$ и Si IV $1400\text{\AA}$ (Marlbrough and Snow (1980), Marlborough et al., (1978)). Според Marlborough (1982), не се наблюдава никаква връзка между наличието тези слаби емисионни линии в ултравиолетовия спектрален диапазон и интензитета на емисията, демонстрирана в линиите от Балмеровата серия във видимия диапазон. Като коментира резултатите получени от наблюденията, същият автор подчертава, че в ултравиолетовия спектрален диапазон Be-звездите показват спектър твърде сходен до този на нормални звезди от клас B.

Особен интерес представляват резултатите, касаещи разпределението на енергията на непрекъснатия спектър в ултравиолетовия диапазон. Те имат значение при избор на подходящи модели на звездните атмосфери, при определяне влиянието на бързото въртене, за правилна оценка на T_{eff} и болометричните корекции. Така например по спътникови наблюдения на 63 Be звезди, Beeckmans & Hubert-Delplace (1963) определят отношението на UV континуума към континуума на Пашен и го сравняват с очакваните стойности за нормални звезди от същия спектрален клас. Те намират, че като цяло Be звездите показват дефицит на излъчването в ултравиолетовата област. Той е по-изразен при групата на звездите с подкласове B0-B5. Намерено е, че величината на недостига на UV излъчване е в пряка зависимост от интензивността на емисионните линии в оптичния диапазон, наличието на изразена околосвездна обвивка, както и с наличието на инфрачервен ексцес на излъчването. Дефицитът на излъчване в ултравиолетовата област се интерпретира от мнозинството автори като комбинация на блокиране в многобройните абсорбционни линии и на свободно-свързаното поглъщане на водородните атоми. При интерпретацията на UV излъчването значителна роля играе отчитането на бързото околоосно въртене на Be



Фигура 1.5: Резонансни линии на многократно йонизирани метални и други атоми в ултравиолетовия спектър на класическата Вe звезда γ Cas. (от Henrichs et al. (1983))

звездите. Collins & Soneborn (1977) показват, че излъчването на бързо-въртяща се звезда, наблюдавана в равнината на екватора, е по-малко от това на звезда с нормална скорост на въртене. Според техните изчисления разликата може да достигне до 4^m в UV област. Тук трябва да се добави и фактът, потвърден от многобройни примери, че наличието на добре изразена в оптичната част на спектъра околосвездна обвивка като правило означава допълнително отслабване на ултравиолетовия континуум. Един класически пример е известната Ве звезда 59 Cyg (Beekmans, 1976).

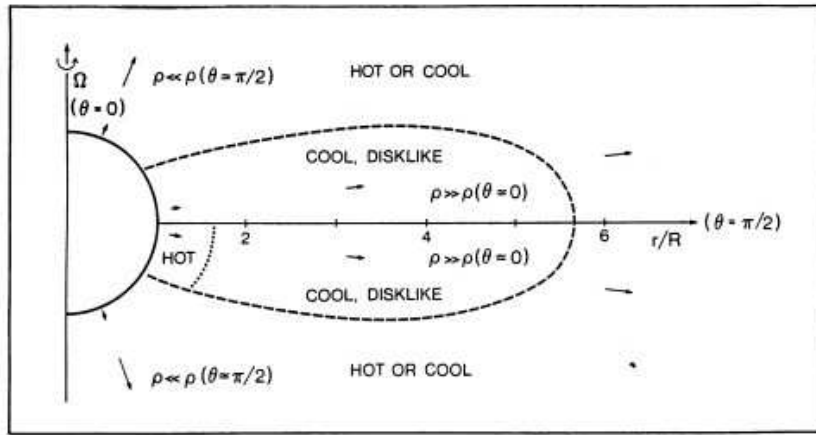
Един интересен резултат, който и до момента не е намерил своето адекватно обяснение е, че скоростите на въртене измерени по линии в UV област са доста по-ниски от измерванията във видимата област. Наложило се е обяснението, че наблюдаваните UV линии се формират в околуполярните области на Ве звездите. Според Hutchings (1976) в случай на твърдотошно въртене, излъчване на абсолютно черно тяло и гравитационно потъмняване според класическия закон на von Zeipel, ширината на линия при $1000\text{\AA}$ е близо два пъти по-малка от такава при $4500\text{\AA}$. Разликите са съществени при ъгли на инклинация по-големи от 60° . Тази теоретично предсказана зависимост е била използвана за определяне на наклоните на осите на въртене на голяма група Ве звезди от Hutchings (1979) и Ruusalepp (1982). Макар да се предполага интензивно изтичане на вещество при Ве-звездите, за първи път количествена оценка на този процес става възможна чрез наблюденията в ултравиолетовата област. Резултати от измерването на ротационни скорости на линии от тази област са сумирани от Sletteback (1982). Измерените стойности не надхвърлят 50% от граничната стойност за изтичане от звездната повърхност вследствие на уравновесяване на гравитационните и центробежните сили. В сравнение с други ранни звезди, измерените при Ве звездите стойности са доста ниски. Получените резултати още веднъж потвърждават извода, че по спектрални наблюдения в UV-област, не се наблюдават Ве звезди въртящи се със скорост достатъчна за центробежно разпръскване на веществото от екваториалните области.

На основа наблюдения от IC3 Copernicus Snow (1982) прави оценки на скоростта на изтичане на маса от Ве звездите. Като индикатори той използва линии на Si III и Si IV. Измервани са радиални скорости на отделни спектрални линии, които надхвърлят скоростта на напускане за областта си на формиране. Това се смята за индикация на изтичане на вещество. Получените стойности на загуба на маса са в интервала 10^{-11} до $3 \cdot 10^{-9} \text{ M}_\odot \text{yr}^{-1}$. Тези стойности са 3 до 5 пъти по-ниски от скорос-

тите на изтичане на вещество при ярките свръхгиганти от спектрални класове О и В.

Еволюционният ефект при Ве звездите и влиянието му върху характеристиките на Ве-феномена може да бъде заложен в различни комбинации с някои от останалите фактори, но най-вече трябва да отчита разположението на Ве звездите около и малко над Главната последователност на Диаграмата на Херцшпрунг-Ръсел. Този ефект се основава най-вече върху резултати от изследването на статистическото разпределение на Ве звездите по спектрални подкласове. Въпреки трудностите да се отчита наблюдателната селекция на звезди с по-слаби емисии се налага извода, че с намаляване на повърхностната температура, т.е. с преминаване към по-късен спектрален подклас, намалява и средната интензивност на емисионните линии. Тук разбира се, трябва да се отчитат различните физически условия, при които се формират водородните и металичните емисии, тъй като не винаги силни емисии в Балмеровата серия например, означават и силни емисии на еднократно йонизирани метали или на хелия. Така например от 20% при подкласове В1-В2, отношението на броя на Ве към В звездите намалява до 10% при подклас В8. Друг процес, който трябва задължително да бъде отчитан, е радиационното налягане. Както предполага Hutchings (1976), ролята на радиацията може да бъде от решаващо значение при звездите от ранни подкласове (В2 и по-ранни), при които наистина според статистическите изследвания честотата на Ве звездите е максимална. Именно излъчването в този случай е причина да не се образува постоянна студена обвивка в приекваториалните области. Може да се приеме, че радиационното налягане играе ролята на ускорителен механизъм в горещите и с висока ротационна скорост области от атмосферата на Ве звездите.

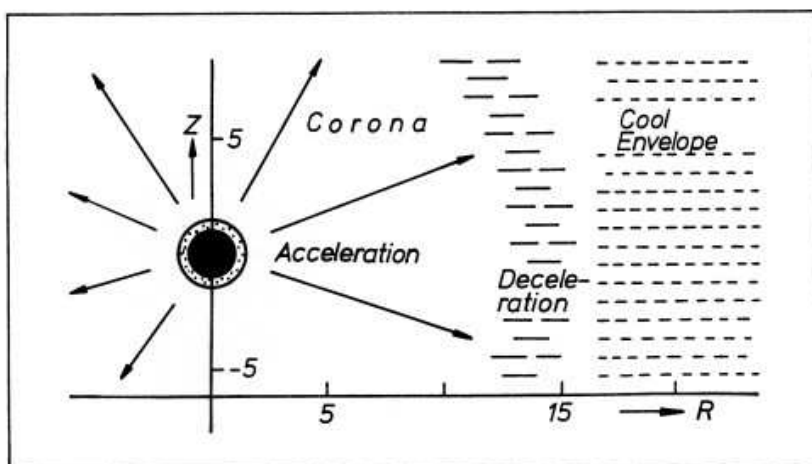
Базовите модели, предложени за описание на Ве звездите, са основани на отличителните им наблюдателни характеристики. Интересно е да се отбележи, че свещанията в тази област строго следват изведените от Kuhn (1962) закономерности за развитието на парадигмалната база и свързаните с нея граници на нормалната наука. Сред основните модели на Ве-звездите първият е предложен от Struve още в 1931 г. в класическата работа за произхода на емисионните линии при Ве звездите (Struve, 1931). Според модела на Struve околозвездната обвивка е с форма на елиптичен пръстен. Предполага се, че частиците обикалят по силно елиптични кеплерови орбити около звездата. Концентрацията на частици е най-голяма в периастръра, а най-малка в апоастръра. Моделът е доразвит от S.S. Huang, който смята, че поради приливното



Фигура 1.6: Меридионален план на класическа Ве звезда и околосвездната ѝ обвивка. (по Marlborough (1987))

действие на екваториалното натрупване на вещество при бързовъртящата се централна звезда с постоянно изтичащото вещество, пръстенът като цяло ще се върти (Huang, 1973). Като цяло този модел дава много добро обяснение на наблюдаваните промени на отношението V/R при водородните линии на много звезди. За съжаление обаче този модел среща значителни затруднения при обяснението на интензивността на централното обръщане при интензивните емисионни линии на Балмеровата серия. За звезди, при които ъгълът на инклинация се различава съществено от 90° трябва да се постулира съществуването на протяжна област на поглъщане около централната звезда в допълнение на пръстена. Под въпрос е обаче самото формиране на стабилна пръстеновидна обвивка. Радиативното налягане може да причини изтичане на материал от областите, при които поради бързото въртене е намалена ефективната гравитация. Изтичащият материал обаче не би имал необходимият ъглов момент за движение по затворена орбита около звездата. Ако в рамките на модела се допусне наличие на магнитен или турбулентен вискозитет, достатъчни за пренасяне на ъгловия момент от звездата, то тези сили биха били достатъчни за промяна и на кеплеровите орбити на формиращите пръстена частици. Huang предлага като изход предположението, че само малка част от изтичащият материал носи достатъчно голям ъглов момент, а останалата част пада обратно върху звездата.

Добре известно е, че поне някои Ве звезди и звезди с обособени об-



Фигура 1.7: Полярен план на сфероидална/елипсоидална Ве звезда с декреционен диск и променлива околозвездната обвивка (по Poeskert (1982))

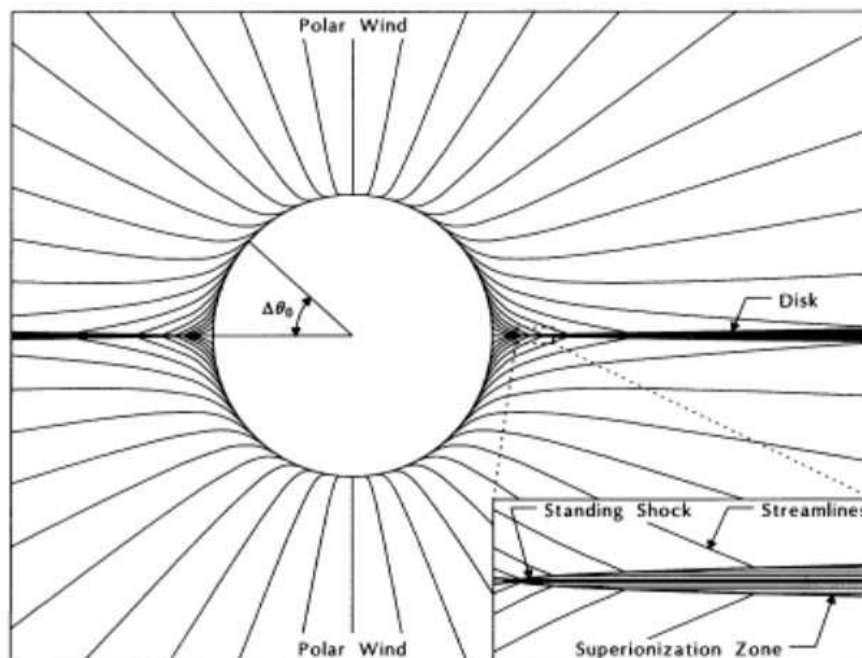
вивки са членове на двойни системи. Kriz & Harmanec (1973) предлагат обаче хипотезата, че всички Ве-звезди са двойни. Основната постановка на двойния модел е, че обособената околозвездна обвивка се формира от материята, протичаща от В-звездата към другата компонента. Според тази картина определяща за характеристиките на Ве-феномена ще са: 1) орбиталния период, който определя размерите на повърхността на Рош; и 2) интензивността на обмен на маса, която е функция на отношението на масите в системата. Тогава бързото въртене на Ве-звездата се превръща във второстепенен фактор, вторичен по отношение на прехвърлянето на ъглов момент между компонентите. Harmanec (1983) показва също така, че много типични за Ве-феномена явления, като дълговременните промени на радиалните скорости, промените на отношението V/R и др., могат да бъдат интерпретирани като следствие на взаимодействията в двойната система. Проблемът обаче се свежда до въпроса дали наистина всички съпътстващи Ве-звездите явления могат да бъдат свързани с взаимодействията двойни системи. Според Hutchings (1976) за да се отговори на този въпрос е необходимо и достатъчно да се изследват следните три хипотези: 1) съществуват ли доказано единични Ве-звезди; 2) има ли взаимодействия двойни системи в които Ве-звездата е губещият маса компонент; 3) има ли преки наблюдателни доказателства за изтичане на вещество от нормални звезди от спектрален клас В. Трудно е да се очаква категорично-императивен

отговор на първият въпрос, доколкото е възможно с развитието на наблюдателната техника в определен момент да се разкрият доказателства за двойственост. Колкото до втората хипотеза, като губещи маса могат да бъдат посочени поне Ве-звездите с компоненти меки рентгенови източници. Като пример може да бъде посочена γ Cas, която е и една от първите наблюдавани Ве звезди. Третото твърдение може да се смята за доказано, ако пряко бъдат наблюдавани прояви на формиране на обвивка. Това би било решаващо доказателство в полза на хипотезата за осъществяване на Ве-феномена при единични звезди. Ако приемем, че съществуват две категории Ве-звезди: единични и членове на двойни системи, структурата на техните обвивки също би трябвало да се различава. Едните формират своите обвивки при изтичане на материя, а другите – при акреция на материя. Противно на това предположение проявите на Ве-феномена изглеждат твърде сходно при различните Ве-звезди и досегашните наблюдения не дават възможност за разделянето им.

1.4 Общи характеристики на околозвездния диск при Ве звездите

Разпространено е разбирането, че Ве звездите са всъщност нормални звезди от спектрален клас В, заобиколени от протяжна обособена газова обвивка. Различни автори обаче защитават различни мнения, когато разглеждат причините за пораждање на обвивките, механизмите на поддържането им в стабилно състояние, тяхната форма и размери. Основният проблем според Poeckert & Marlborough (1978) е, че различните модели, които се изграждат, са от тип ‘ad hoc’ и не дават възможност за ясна и еднозначна проверка, която по категоричен начин да потвърдят или отхвърлят някоя от хипотезите. При по-голямата част на моделите, интерпретиращи Ве звездите, формата на обвивката е екваториално концентриран диск с радиус от 2 до 20 звездни радиуса. Минималната дебелина на диска се приема за приблизително равна на 1 звезден радиус (Marlborough (1976), Poeckert & Marlborough (1978)). Околозвездният диск може да формира запълнен диск или да формира пръстен. Схематично меридионален и полярен план на околозвездни дискове според някои от най-популярните модели на Ве звезди са представени на Фиг. 1.6 и 1.7.

Към момента, наличието на плосък диск от околозвезден материал се смята за неразделна част от понятието за “класическа” Ве звезда



Фигура 1.8: Екваториална диаграма на околозвезден диск създаден от ударна вълна, в среда на звезден вятър около бързо въртяща се звезда. Околозвездната обвивка е във форма на диск, отделен от централната звезда (по Bjorkman & Cassinelli (1993))

(Rivinius et al. (2013)). Първите преки наблюдателни потвърждения за наличието на сплесната обвивка около Ве звездите са направени от Quirrebach et al. (1994) със средствата на оптична интерферометрия с дълга база (OLBI). С комбиниране на оптичната интерферометрия с резултатите от поляриметрични наблюдения в работата на Quirrebach et al. (1997) се показва, че околосвездната обвивка на звездата ζ Тау (B0.2e IV) и някои други Ве звезди е диск с ъгъл на отваряне под 20° . Тези наблюдателни факти подкрепят теоретичните изводи, които определят дебелината на околосвездния диск при достигане на ротационна стабилност. При условия на изотермален диск в хидростатично равновесие, Bjorkman (1997) намира, че дебелината на диска ще се увеличава с радиуса му. При температури, които са малко над фотосферните температури на централната звезда, ъгълът на отваряне ще нараства от 2° в най-вътрешната част на диска до 20° при $R=3.5R_*$. След статистическо разглеждане на Be/shell звезди, Hanuschik (1996) намира, че околосвездните дискове са с ъгъл на отваряне от 12° .

Оценяването на размерите на околосвездните дискове при Ве звездите е проблем, който занимава изследователите в продължение на десетилетия. Засега единствения метод за преки оценки на размерите на емитиращата област е оптичната интерферометрия. За съжаление този метод може да се прилага върху много ограничен брой от ярки Ве звезди. Основна слабост на метода е, че получаваните чрез интерферометрия резултати се апроксимират с модели, почиващи на доста различни начални условия. Някои от моделите са чисто геометрични, някои се опират на предположения за физическите характеристики на околосвездната обвивка. Крайните резултати са силно повлияни от възприетия модел. Rivinius et al. (2013) привеждат компилация с данни за размерите на емитиращите обвивки на 22 ярки Ве звезди, получени по данни от оптична интерферометрия. Оценките на размерите на емитиращата в $H\alpha$ обвивка, изразена в звездни радиуси на централната звезда, варира от 16.36 при ψ Per до 3.24 при β CMi.

Както вече беше подчертано по-горе, инфрачервеният ексцес на излъчването е един от основните елементи на Ве-феномена. Този ексцес обикновено се свързва със свободно-свързана емисия на отрицателния водороден йон. Теоретичните пресмятания на Schild et al. (1974) показват обаче необходимостта от привличане и на друг механизъм за постигане на достатъчно добро съвпадение с наблюдаваното разпределение на енергията. При отделни звезди излъчването в инфрачервения диапазон достига до 80% от цялата излъчвана енергия. Смята се, че това се дължи на реемисия на излъчването от прахови частици от

околозвездното вещество. Инфрачервеният ексцес дава възможност за оценка на темпа на загуба на маса. За различни Ве-звезди в резултат на проведените спътникови наблюдения са получени стойности от 10^{-9} до $10^{-7} \text{ M}_{\odot} \text{ yr}^{-1}$. От различни изследователи е открита корелация на градиента на намаление на инфрачервения ексцес с дължина на вълната и наличието на силна поляризация. И двата ефекта се свързват с физическите условия в дискообразна обвивка, в която плътността на материята се променя по степенен закон с разстоянието от центъра на звездата.

Инфрачервеният ексцес може да даде информация и за геометрията на дисковете около Ве-звездите. Тя може да бъде получена от сравнението на ексцеса с емисиите (най-вече в линията $\text{H}\alpha$) във видимата спектрална област. Взаимната връзка между тези две прояви на Ве-феномена е била забелязана отдавна (напр. Dachs et al., 1988), но почти не е имало опити за количествено изследване. Усилия в това отношение правят Kestner & Mazali (1989) и Kerkwijk et al. (1994). Използват се моделите на Waters (1986) и Poesckert & Marlborough (1978) за да се изчисли теоретично зависимостта между IR ексцес и най-силната линия в оптичeskия диапазон - $\text{H}\alpha$. Резултатите показват, че дисковият модел на Waters дава твърде силна $\text{H}\alpha$ емисия, докато алтернативният модел води до занижаване на стойността ѝ. Тъй като излъчването в близката инфрачервена област и в $\text{H}\alpha$ се образува в различни области на околозвездния диск, наблюдателната проверка показва, че и двата модела имат слабости при описание на разпределението на плътността и полето на скоростите в обвивката. При дисковия модел има твърде много материал на големи разстояния от звездата, докато при модела на Poesckert & Marlborough е обратното.

Анализът на спектралните линии в ултравиолетовата област също дава важна информация за характеристиките и проявите на околозвездната обвивка. Много автори разглеждат съществуващите различия между UV спектъра на Ве-звездите и този на нормалните звезди от клас В (Savage (1976), Henize et al. (1976), Lamers et al. (1980)). Особено чувствителни към наличието на обособена околозвездна обвивка са линиите $\text{C IV } 1550\text{\AA}$, $\text{Si IV } 1400\text{\AA}$, $\text{Fe III } 2070\text{\AA}$. Смята се, това са линии които са свързани с наличието на студена околозвездна обвивка (Marlborough, 1982). В такава обвивка се приема, че T_{kin} е от порядъка на T_{eff} на повърхността на звездата. Линии като $\text{O VI } 1035\text{\AA}$ и $\text{N V } 1240\text{\AA}$ доказват наличие на допълнителни източници на йонизация в обвивките. Те се разглеждат като доказателства за наличие на горещи области. Анализът на радиалните скорости на линии в различна степен

на йонизация показва, че както йонизацията, така и скоростта на разширяване се увеличават с радиуса (Snow et al., 1979). Предполага се, че Ве звездите имат звезден вятър със сравнително ниска скорост на разширение. Споменатата студена обвивка е най-вероятно вътрешната и най-плътна област на такъв вятър.

Цяла група модели на околозвездното вещество при Ве звездите приемат, че околозвездната обвивка е с форма на кръгъл диск с достатъчна ширина. Функциите на скоростта варират от минимално достатъчни за формирането на кеплерови орбити до ускорително радиално разширение. Според различните автори формата на диска може да бъде плоскодискова, лещообразна или на нарастване на дебелината с увеличение на разстоянието от звездата. Различни автори приемат размери на обвивката от 1 до 50 звездни радиуса. Обикновено всеки модел от тази група приема набор от гранични параметри, които осигуряват добро съвпадение на теоретичните с наблюдателните профили на спектралните линии. Важна особеност е обаче, че дисковият модел не може да обясни чисто наблюдаваните стойности на отношението $V/R > 1$, които изискват приемането че в определени моменти се осъществява падане на материал върху централната звезда на системата. Не са наблюдавани обаче признаци на такова падане, което изисква продължително надхвърляне на скоростта на звука в локалните условия. Тя, при средно приетите условия в обвивките на Ве-звездите, е в интервала 10 – 30 km/s. При стойности на V/R много по-големи от 1 съответната скорост е дори на порядък по-голяма от тази на звука. Наблюдаваните случаи на изтичане на вещество обаче напълно адекватно описват наблюдаваните стойности на V/R в случая, когато отношението е по-малко от 1. Невъзможността да се обяснят цикличните промени на отношението V/R е друга съществена слабост на дисковия модел. Значителна трудност съществува и при търсенето на трегерен механизъм, поддържащ стабилността на околозвездната обвивка. Наличието на слаби магнитни полета би било напълно достатъчно, но при широките абсорбционни линии на Ве-звездите те биха били трудно наблюдаеми. Досега всички опити за измерване на съществуващи полета в границите на няколкостотин Гауса дават отрицателен резултат (напр. Schild, 1983). Все пак съществуват няколко Ве звезди, за които е било открито наличие на слабо магнитно поле (Hubrig et al. (2007, 2009), Neiner et al. (2003)). Нестабилното равновесие на обвивката в този случай може да даде подходящо обяснение за късовременните промени при Ве-звездите. Изследванията на Limber (1974, 1976) обаче показват, че случаите на стабилно равновесие на магнитното поле на обвивката

по принцип би трябвало да са малобройни. При модели на обвивките поддържани от звезден вятър, радиационното налягане е механизмът, който е основно отговорен за стабилността на обособената обвивка при Ве-звездите. Ефективната сила на тежестта обаче, а също и температурата са най-малки именно в екваториалните области на фотосферата на централната звезда. Това означава, че там и стойностите на радиационното налягане не са високи. Така се получава неизбежният извод, че радиационното налягане не е достатъчно интензивно за самостоятелно инициране на загуба на маса и за оформяне на дискообразна обвивка дори в екваториалните области. Налага се логичният извод, че е необходимо привличането на различни форми на повърхностна активност или други механизми на звездна активност. Schild & Romanishin (1976) например смятат, че загуба на маса може да се иницира или поне да се усили от свиване на звездното ядро. Тутуков (1990) предлага механизъм на сложни взаимодействия в многокомпонентно звездно ядро като друг вероятен подходящ механизъм.

Коренно различен от предишните е моделът на обвивка, предложен от Bjorkman & Cassinelli (1993) на диск компресиран от звездния вятър (WCD). Този модел описва добре поведението и структурата на един вече създаден околозвезден диск. Трябва да се отбележи, че точно WCD моделът дава много добро съвпадение с наблюдаваното излъчване в инфрачервената област. Колимирацият ефект на звездния вятър е концентриран в близост до централната звезда. Той поддържа диска от околозвездно вещество да остава ограничен много близко до екваториалната равнина. На по-големи разстояния от звездата колимиращата сила отслабва и поради това дискът се раздува. В тези условия материята е изложена на радиационната сила, която ускорява газа в направление навън. Схематично този модел е представен на Фиг. 1.8

1.5 Заключение

Направеният преглед на първоначалното натрупване на познания за Ве звездите, за техните основни наблюдателни прояви, за характеристиките на централната Ве звезда и на околозвездната обвивка показват, че те следват в общи линии закономерностите на развитие на всяка научно-емпирична теория. В частност те много добре се вписват в развитата от Т. Kuhn (1962, 1996) гносеологична система за структурата на научните революции.

Еволюцията на научното знание се определя от стремежа за достигане на критериите на общоприетата “нормална наука”, защото тя

според Kuhn: „..постига забележително успешно своята цел, а именно постоянното разширение на пределите и усъвършенстване прецизността на научното знание”. Според утвърдените гносеологични критерии, развитието на нашето познание за Ве звездите се намира в допарадигмална (по Т. Kuhn) фаза. Така например към момента все още липсва единно разбиране за основните фактологични и понятийни системи при изследване на разнообразния комплекс на прояви на Ве-феномена. Опитите за конструиране на общоприето определение за най-важните характеристики на Ве-звездите са непълни дори по признание на самите им автори. А както отбелязва Kuhn: “Когато едно понятие (в научните теории) се разширява, неговото използване в обичайния смисъл става неточно”.

Логично се налага извода, че за развитието на общоприета парадигмална система конкретно в областта на изследване на Ве звездите и за достигане на критериите за пълнота на нормалната наука, ще е необходимо натрупването и осмислянето на нов и по-задълбочен фактологичен материал. На базата на извършения преглед, може да се предположи, че тази фактологична основа ще бъде конструирана с фокус върху основните прояви на Ве-феномена. На първо място това са екстремно бързото околоосно въртене на централната звезда и еволюционните сценарии за реализирането му. От съществено значение е и проследяването на процесите в околозвездните обвивки при Ве звездите. В този смисъл като особено перспективно се очертава изследването във все по-дълбоки детайли на проявите на активност и развитието им в течение на времето при подходящо избрани типични Ве звезди.

Глава 2

Наблюдателна програма, наблюдения и обработката им

2.1 Наблюдателна програма и програмни звезди

Направеният обзор показва, че досегашните изследвания на Ве звезди-те са или посветени на статистически преглед на определени различни по обхват подборки, или разглеждат конкретни обекти в определения от наблюденията момент. Целта на настоящата работа е чрез анализ на подходящо избрани характерни Ве звезди с обособени обвивки да се направят обобщения за геометричните параметри и физическите характеристики на веществото в обвивките, както и на основни процеси които се развиват в тях с времето. За целите на нашето изследване се спряхме на седем звезди, които представляват различни характерни прояви на Ве-феномена. В таблица 2.1 са дадени номерата на звездата според Henry Draper Catalogue¹, имената според Combined General Catalogue of Variable Stars 2004 ed.² и координатите според астрометричния Fifth Fundamental Catalogue FK5¹.

На първо място е Ве звездата Pleione, която е изявен представител на Ве звездите, претърпяващи преходи между различни спектрални фази. За тази звезда са отбелязани няколко цикъла на преходи между спектрални фази с интензивна емисия на водородните линии, спектър с остри абсорбционни (shell) линии и спектър на нормална В звезда. Pleione е смятана за прототип на Ве звездите, които претърпяват спек-

¹VizieR cat. number III/135A

²VizieR cat. number II/250

³VizieR cat. number I/175

Таблица 2.1: Програмни звезди

HDC No	GCVS name	RA(2000)	Dec(2000)
HD 23862	BU Tau	03 49 11.216	+24 08 12.16
HD 179343		19 12 03.277	+02 37 21.32
HD 195325	1 Del	20 30 17.961	+10 53 45.32
HD 183656	V923 Aql	19 30 33.123	+03 26 39.86
HD 217050	EW Lac	22 57 04.502	+48 41 02.65

трални фазови преходи. В момента са известни над 10 Ве звезди претърпяващи спектрални фазови преходи най-често по схемата Be->shell->Be. Характерно за Pleione е реализирането както на преходи от типа Be->shell->Be, така и на преходи от типа Be->B->Be.

На второ място в списъка на обектите избрани за целите на нашето изследване поставихме най-изявенине представители на групата от Ве звезди със стабилни околослъвзвездни обвивки. Това са HD179343 и HD195325. Самата група е дефинирана от Gulliver (1981). Променливостта във всички наблюдавани характеристики е характерен белег на Ве-феномена. По тази причина от особен интерес е изследването на малката група от Ве звезди, която в продължения на десетилетия запазва своите характеристики без промяна.

В списъка с програмни звезди беше включена V923 Aql, която е представител на Ве звездите, които са компоненти на двойни звездни системи. Същата звезда е известна с много добре развит shell-спектър и като такава е била включена още в първите каталози на Ве звезди. Друга звезда със интензивно изразен shell-спектър, която включихме в нашето изследване, е EW Lac. Тя представлява връзка с голямата група от Ве звезди, които проявяват циклични промени на своя блясък, най-вероятно свързани с пулсации на централната звезда.

2.2 Спектрални наблюдения

Спектралните наблюдения на звездите от програмата са проведени в основната си част с куде-спектрографа на 2м РКК телескоп на Националната астрономическа обсерватория Рожен. Използвани са също така спектрални наблюдения и от 2м телескоп Perek на обсерваторията Ondřejov на Астрономическия Институт на Академията на науките на Чешката република.

За наблюденията са подбирани конфигурации на спектрографите, които осигуряват максимална спектрална разделителна способност. С

оглед на това, че звездите от наблюдателната програма са така избрани, че да могат да осигурят сравнително високо отношение сигнал/шум, високата спектрална разделителна способност е от решаващо значение за получаване на информация за фината структура на профилите на спектралните линии на изследваните Ве звезди. Осигуряването на максимална спектрална разделителна способност е от съществено значение и за достигането на най-висока точност при направените за целите на изследването позиционни измервания на спектралните детайли. За избраната от нас конфигурация на роженския спектрограф използвахме дифракционна решетка Bosch & Lomb с 632 линии на милиметър и ъгъл на отражение 22.3° . При основната част от наблюденията беше използвана CCD камера Photometrics AT200 със SITe SI003AB 1024x1024 чип с размери на пиксела $24 \times 24 \mu\text{m}$. Камерата беше охлаждавана до -100°C с помощта на течен азот. CCD камерата беше монтирана в изнесения фокус на 3-та камера на роженския куде-спектрограф. Използван беше колиматора с диаметър 200 mm и фокусно разстояние 7100 mm.

За наблюдения във видимата спектрална област беше избрана ширина на процепа от 0.25 mm, което съответства на 0.716 arcsec проектирани върху небесната сфера. При прецизно фокусиране на спектрографа тази процепа ширина дава като резултат средни апроксимирани FWHM ширини на линиите от спектъра за сравнение между $38.4 \mu\text{m}$ и $45.6 \mu\text{m}$ при различните наблюдателни сезони. Като резултат достигнатите средни спектрални разделителни способности са $R=37500$ при $\text{H}\alpha$, и $R=27770$ при $\text{H}\beta$. Така постигнатото спектрално разделение достига стойностите от работните режими на съвременните ешелни спектрографи, които се използват в настоящия момент в различни астрономически обсерватории по света. Това осигурява добра база за сравнение на получените в НАО Рожен резултати с резултатите, получавани от други изследователи. Получената линейна дисперсия в най-често използвания втори порядък на дифракционната решетка е $4.16 \text{ \AA} \cdot \text{mm}^{-1}$. Покриваният спектрален диапазон е около $103 \text{ \AA}$, но поради винетиране рядко могат да се използват повече от 80% от полето на чипа.

При наблюденията в близката инфрачервена област с цел икономия на експозиционно време беше използвана ширина на процепа на спектрографа от 0.3 mm, което съответства на 0.86 arcsec проектирани върху небесната сфера. Тъй като в тази спектрална област се работи с друг порядък на дифракционната решетка, постигнатото средно спектрално разделение е $R=20100$ в областта на линията $\text{OI } 8446 \text{ \AA}$. Получената линейна дисперсия в този случай е $8.28 \text{ \AA} \cdot \text{mm}^{-1}$, а покриваният спект-

рален диапазон е около 205 Å.

Като спектър за сравнение в преобладаващата част от наблюденията е използван спектър на ториево-аргонова лампа с кух катод. Спектър за сравнение е вземан преди и след експозициите на спектъра на наблюдаваната звезда. Поради общата много добра стабилност на роженския куде-спектрограф, не са наблюдавани значими системни отмествания на спектъра за сравнение с времето, което позволява изключително стабилна позиционна калибровка на спектрите.

2.3 Обработка на спектралните наблюдения

За обработка на получените спектрални наблюдения са използвани стандартните процедури на следните специализирани софтуерни пакети: MIDAS¹, IRAF², 4A³ (Ilyin (2000)), SPEFO⁴ (Škoda (1996)).

Като допълнение към опциите на тези пакети бяха разработени набор от процедури, основно за пакета MIDAS, както и библиотека от програми и подпрограми ASTROLIB за решаване на астрономични проблеми, реализирани на Fortran. Обработката на спектралните наблюдения включваше стандартните стъпки за предварителна обработка на спектрални CCD наблюдения: изваждане на bias, корекция за плоско поле и отделяне на едномерен спектър на изследвания обект. С цел постигане на по-точни и достоверни резултати при изпълнението на тези стандартни процедури бяха взети мерки, които отчитат спецификата на роженския куде-спектрограф и особеностите на аташираната към него CCD камера. Най-общо те се състояха в следното: при отчитането на влиянието на шума на изчитане от светоприемника задължително се прилагаха bias мастер-фреймове, създадени от максимално възможен брой реални единични фреймове. За извършване на корекция за плоско поле се използваше мастер-фрейм, който по възможност да минимизира ефектите от винетиране на полето на CCD камерата. При възможност, от полето на реалното изображение се изключваха трайните дефекти на чипа на камерата с цел да се минимизира увеличението на шума спрямо полезния сигнал. Пак с цел увеличаване на отношението сигнал/шум, при всяка наблюдателна сесия CCD каме-

¹Munich Image and Data Analysis Sistem, ESO-MIDAS се оперира от European Southern Observatory

²Astronomical Image Reduction and Analysis Facility, IRAF се оперира от National Optical Astronomy Observatories

³Astronomical Acquisition, Archiving and Analysis Software Package

⁴SPEFO: Astronomical Software for Spectral Photometry Analysis

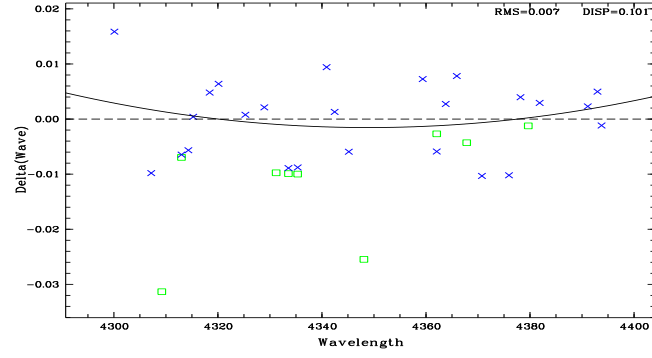
рата беше внимателно юстирана за избягване на дисторсия на изображението. Бяха използване наличните софтуерни опции за оптимално изваждане на едномерните спектри. Всичко това спомогна да се получи наблюдателен материал с добро качество и наблюдателни резултати с възможно най-висока точност. Така например при калибрирането на наблюдаваните спектри по дължина на вълната бе постигната средна позиционна точност от $0.003921 \text{ \AA}$ в областта на линията $H\alpha$. В близката инфрачервена спектрална област постигнатата средна позиционно точност при калибрирането по дължина на вълната е $0.005 \text{ \AA}$. Примери за построени дисперсионни криви в областите на линиите $H\gamma$, $H\beta$ и $Fe II 5317 \text{ \AA}$ са представени на Фиг. 2.1. Калибровката е извършена със стандартните контексти и процедури на пакета MIDAS. С кръстчета са маркирани резултатите от софтуерното отъждествяване на линиите от спектъра за сравнение, с квадратчета - отъждествяването в "ръчен" режим. Дисперсионните криви са апроксимирани с полином от втора степен.

Направените оценки на позиционната точност чрез апроксимиране на типични емисионни детайли от спектралните профили показва, че се достига средна точност от $0.15 \text{ \AA}$ във видимата спектрална област и $0.29 \text{ \AA}$ в близката инфрачервена област. Оценките на постигнатата относителна точност при апроксимирането на спектрални детайли по интензивност спрямо нивото на нормализирания континуум е около 0.15% за слабите емисионни детайли и 0.015% за силните емисионни компоненти.

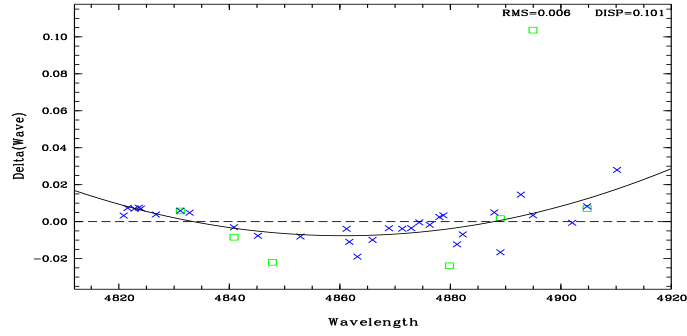
2.4 Фотометрични наблюдения

Фотометричните наблюдения на звездите в настоящето изследване бяха извършени на идентичните 600/2400/7500 Zeiss касегренови телескопи на Националната Астрономическа Обсерватория и Астрономическата обсерватория Белоградчик, екипирани с еднотипни едноканални електрофотометри. При подготовка на наблюдателните програми беше използван опита от програмата за фотометрични наблюдения на ярки Ве звезди, провеждана от чешки и хърватски астрономи на обсерваторията на о. Хвар (вж. Harmanec, Horn & Koubský (1980, 1982, 1983)). При получаване на преобладаващата част от наблюденията беше използван Photon Counting Module на Мрежово-базирана ситхротронна система за високо-скоростна звездна фотометрия (Bogdanovski (2006)). Използвани бяха едни и същи схеми на наблюдения, включващи редове от едносекундни интеграции във всеки от филтрите на стандартната UVB

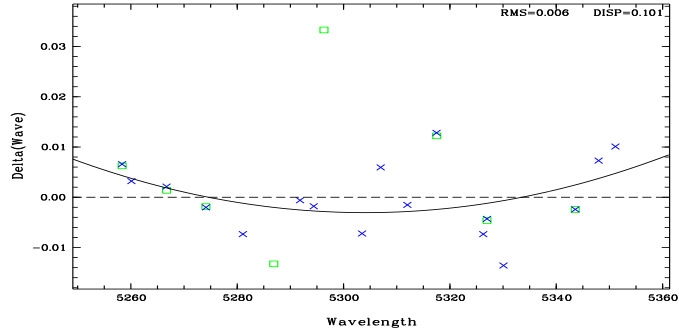
a.



b.



c.



Фигура 2.1: Позиционно калибриране на спектрограми чрез построяване на дисперсионни криви със стандартните процедури на пакета MIDAS. Примерните графики представят типични криви за различни спектрални диапазони: а. в областта на линията $H\gamma$; б. в областта на линията $H\beta$; в. в областта на линията $Fe II 5317 \text{ \AA}$.

система. Броят на интеграциите е определян индивидуално за наблюдателната нощ, като се отчитат звездните изображения и качествата на атмосферата с цел постигане на оптимално отношение сигнал/шум. Обработката на наблюденията беше извършена с помощта на специално създадената програма ELPHOT за редукция на електрофотометрични наблюдения. Достигнатата точност на единичните измервания във филтър V е средно $0^m.0031$ за Роженските наблюдения и $0^m.0048$ за наблюденията от Белоградчик.

Сравняването на получените от нашите спектрални и фотометрични наблюдения данни за едни и същи Ве звезди, включени в различни международни наблюдателни кампании, показаха много добро съвпадение с данните, получавани в други обсерватории. Това е един добър атестат за достигнатите нива на провеждане на наблюдения и обработката на наблюдателните данни, който позволява уверено да се сравняват получаваните резултати с тези на други изследователи.

Глава 3

Характерни прояви на спектрална активност при Ве звездите във видимия спектрален диапазон

3.1 Спектърът на Ве звездите в оптичeskия диапазон и характерните прояви на ак- тивност в него

Спектралните наблюдения на Ве звездите започват преди 150 години и в продължение на десетилетия са съсредоточени основно във видимия спектрален диапазон. Както подчертава Dachs (1986), тези усилия не довеждат до цялостно разбиране на всички разнообразни прояви на активност, наблюдавани при Ве звездите. Според Dachs, Ве звездите представляват последния клас ярки променливи звезди, за които пълното обхващане от единна теория на циклите на спектрална променливост и на промените на техния блясък все още липсва. Поради това изследването на нови и неизвестни преди прояви на Ве-феномена представлява безспорен интерес. От голямо значение е и разширяването на статистическата основа при изследването на Ве звездите чрез допълването на списъка на известните с все по-слаби и по-далечни обекти. Значим принос в това отношение представляват работите по откриване на неизвестни преди Ве звезди по спектри с ниска дисперсия. Тук от голямо значение са работите на Vega et al. (1980), Vega (1982) и McConnell (1981), които намират стотици неизвестни преди Ве

звезди в южните области на Млечния път. Pesch & Sanduleak (1983, 1986), Sanduleak & Pesch (1984) и Stephenson (1986) намират над 400 нови Ве звезди в северната галактична полусфера. За съжаление след първоначалния интерес тези нови членове на класа на Ве звездите са изследвани доста спорадично.

Dachs (1986) посочва няколко общи прояви на Ве-феномена, които са представени във видимата спектрална област. Централната звезда при Ве звездите е, като правило, бърз ротатор. Влиянието на бързото въртене върху спектралните характеристики най-точно може да се изследва чрез наблюдения с високото спектрално разделение достигано във видимата спектрална област, където то е и най-добре калибрирано чрез връзки с други спектрални прояви. Емисионните линии в спектрите на Ве звездите са най-изявени във видимата и близката инфрачервена област, поради факта, че са най-силно представени при линиите на неутралния водород, който съставлява основната част от материята в обособените околозвездни обвивки. Физическите условия в тези обвивки се характеризират с температури от около 10^4 K, и електронна плътност от порядъка на 10^{11} до 10^{12} cm⁻³, поради което за тях е възприет термина “студени околозвездни обвивки” (cool circumstellar envelopes - CCE). Като правило всички Ве звезди проявяват силни неправилни или циклични промени в оптичния си спектър или във видимия интегрален блясък в различни времеви скали (напр. Doazan (1982)). Изследването на корелациите между тези прояви на активност се очаква да даде ключ за разбирането на Ве-феномена като цяло. Появата на емисионни линии, концентрирани във видимата област на спектъра на Ве звездите, би следвало да се разглежда като една съществена част от тяхната еволюция (Jaschek et al. (1980)).

Емисионните профили при Ве звездите имат най-разнообразни форми, които много изследователи са се опитвали да систематизират (вж. Dachs et al. (1986)). Симетричните профили с двувърхова емисия са сред най-често срещаните (напр. Hanuschik (1986, 1987), Hanuschik et al. (1988)). Dachs (1986) отбелязва, че една важна характеристика на този вид профили е отстоянието между емисионните пикове, което може да се използва за оценка на размерите на емитиращите области в околозвездните обвивки. Същият автор първи отбелязва общата закономерност, че най-слабите емисионни линии са обикновено с най-големи отстояния. Друг тип емисионни профили, наблюдавани при Ве звездите, са така наречените инфлексни профили, наричани също winebottle-type профили. Макар в началото да са интерпретирани като доказателство за наличие на двукомпонентна структура на околозвездната

обвивка (Kogure (1969), Hanuschik (1986)), някои по-нови модели на обвивките предсказват, че емисионните профили с инфлексни точки може и да са резултат от електронно разсейване на светлината в околозвездните обвивки (напр. Poesckert & Marlborough (1979)). Друга често срещана характерна група емисионни профили, която е извънредно често срещана, са асиметричните профили. След масовото прилагане на спектралните наблюдения с високо разделение бързо се установява, че това са всъщност най-разпространения тип профили при Ве звездите (Dachs et al. (1981), Andrillat (1983)). Асиметричните емисионни профили успешно могат да се характеризират, както с отношението V/R на интензивностите на емисионните компоненти, така и с доминиращите крила на по-протяжните профили (вж. напр. Mullan (1984), Doazan (1984)).

Silaj et al. (2010) изчисляват non-LTE модели с широк спектър от начални условия, които да покриват максимално разнообразните прояви на Ве-феномена във видимата спектрална област. Авторите се основават на предположението, че околозвездната материя при Ве звездите се концентрира в екваториален диск, в който почти липсва прахова компонента. Те обръщат особено внимание на съществуващото разнообразие от наблюдавани емисионни профили при Ве звездите. В по-късна работа Silaj et al. (2014) прилагат усъвършенствани изчисления за моделиране на профилите на емисиите в линията $H\alpha$, които се смятат за най-подходящи за моделиране в спектрите на Ве звездите. Прилагането на разработените модели позволява да се правят заключения за условията във веществото на околозвездната обвивка при Ве звездите, както и за наклона на оста им на въртене. Catanzaro (2013) изследва $H\alpha$ и $H\beta$ профилите на подборка от Ве звезди от различни типове по наблюдения от 2008-09 г. С помощта на теоретични модели авторът опитва да отдели приноса в спектралните профили на фотосферната компонента и на компонента от емитиращата обвивка. В резултат се прави опит да се определят параметри на централните звезди като ефективна температура, гравитация и скорост на въртене. Catanzaro успява да докаже, че за определената като клас “1” група от Ве звезди, определено съществува корелация между скоростта на въртене и разделението на емисионните пикове в профилите на изследваните линии.

Изследванията на спектралните характеристики във видимата спектрална област продължават своето развитие. При съвременните изследвания на Ве звездите все повече се налага линията на синтез на резултатите от изследванията на спектралните характеристики във видимия спектрален диапазон с тези от наблюденията във всички достъпни

диапазони.

3.2 Pleione

В списъка на обектите на настоящето изследване звездата Pleione (HD23862, HIP17851) заема особено място. Тя е член на разсеяния звезден куп Плеяди, който се намира на 440 l.y. от Слънчевата система. Установена е като променлива звезда. В General Catalogue of Variable Star¹ (Samus et al., 2007-2015) е определен интервалът на промяна на интегралния блясък в границите от 5^m.50 до 4.^m77.

Между Ве звездите Pleione е известна преди всичко с преходите между различни спектрални фази. За период от над 100 години звездата е показвала: спектър на звезда от нормален В спектрален клас, Ве-спектър с изключително силни емисии на линиите от Балмеровата серия на водорода и shell-спектър с по-слаби водородни емисии, но с насложени многобройни остри линии с произход в студена околостъждна обвивка. Първи Pickering (1889) отбелязва наличието на емисия в спектъра на звездата в линията H α . Тази емисия напълно липсва през периода 1905 - 1906 г., което е отбелязано от Frost (1906). В този период Pleione показва спектър на бързовъртяща се звезда от спектрален тип В. Това продължава чак до 1938 г., когато McLaughlin (1938) и Mohler (1938) отбелязват повторната поява на емисия в линията H α , както и на shell-спектър. Greenstein (1941), Struve & Swings (1941, 1943) и Kiess et al. (1946) съобщават за променливост на интензивността и на радиалните скорости на острите абсорбционни линии в спектъра на Pleione. Shell-спектърът на Pleione започва да отслабва през 1948 г. и изчезва към 1954 г. (Merrill (1952) и Burd (1954)). След този shell-епизод започва нова спектрална Ве-фаза. Delplace & Hubert (1973) и Morgan et al. (1973) съобщават за наблюдавана променливост на интензивността на емисията в линиите от Балмеровата серия в спектъра на звездата. За разлика от предишния цикъл от промени обаче, емисията никога не изчезва напълно. През 1973 г. в спектъра на Pleione едновременно отслабват емисиите в линиите на Балмеровата серия и отново се появяват острите shell-линии, за което съобщава Garrison (1973). Новата спектрална shell-фаза на Pleione е проследена в работите на редица изследователи (Hirata & Kogure (1976, 1977, 1978), Higurashi & Hirata (1978), Antonello et al. (1982), Kogure & Hirata (1982), Katahira & Hirata (1984)). Голяма част от изследванията разглеждат само отделни

¹VizieR On-line Data Catalogue B/gcvs

елементи (напр. отношение V/R , радиални скорости) от спектралните прояви на Ве-феномена само в отделни моменти от развитието на конкретната спектрална фаза. За съжаление също така, изследванията често се основават само на фотографски спектрални наблюдения с недостатъчна резолюция за достоверно отделяне на фината структура на спектралните профили.

Обстоен анализ на обемен спектрален наблюдателен материал от периода от 1938 до 1975 г. прави Gulliver (1977). Той изследва промените в емисионните профили, асиметриите и интензивностите на острите абсорбционни линии от спектъра на обвивката, както и на Балмеровата прогресия. Периодът на неговите изследвания обхваща една цяла shell-фаза, една цяла спектрална Ве-фаза и начална част от друга shell-фаза. За съжаление ниското спектрално разделение на фотографските наблюдения не позволяват на Gulliver да изследва в детайли протичащите в спектъра на Pleione промени. Поради тази причина той не успява да отдели промените в радиалните скорости на звездата, като дори ги смята за константни. Ballereau (1980) също прави обстойно изследване на shell-спектъра на звездата, като прилага сложна техника за дигитализиране и филтриране на шума от спектрограмите. Така става възможно да се опишат неизвестни преди детайли, като напр. фината структура на абсорбционната линия Ca II K. Ballereau et al. (1988) анализират промените в спектъра на Pleione по време на спектралната shell-фаза на звездата от 1971 до 1988 г. Те използват фотографски спектрален материал с дисперсия $12.4 \text{ \AA.mm}^{-1}$. Същите автори намират, че интензивността на shell-линиите започва постепенно да намалява след 1985 г. до тяхното пълно изчезване през 1988 г.

В изследване на Ballereau et al. (1995), на базата на три спектрални наблюдения, се прави опит да се опише смяната на shell-фазата с новата спектрална Ве-фаза на Pleione. Прави се извод, че по време на shell-фазата спектърът на звездата е бил комбинация от спектъра на централната звезда от V8 спектрален тип и спектъра на студена обвивка, който наподобява спектъра на звезда от късен спектрален клас. Като използват зависимостите изведени от Huang (1982), авторите правят извод, че през периода 1981 - 1994 размерите на емитиращата обвивка се увеличават и достигат $17 R_*$. Същата методика се използва и в работата на Ballereau et al. (2000) за оценка на размерите на емитиращите области от обособената околозвездна обвивка на Pleione. По електронни спектри със средно спектрално разделение от $R = 18000$ се изследват емитиращите в линиите $H\beta$ и Fe II 4925 области от околозвездната обвивка. Авторите намират, че емитиращата в Fe II 4925 област се намира

винаги вътре в границите на емитиращата в $H\beta$ област на обвивката.

Doazan et al. (1988) правят изключително важно сравнение на спектъра на Pleione в UV спектрален диапазон в момент на максимално развитие на спектралната shell-фаза, в момент на отслабване и в момент на разсейване на обвивката. Те използват наблюдения от сателита IUE. Отбелязва се, че линиите на металите с високи йонизации са много интензивни в момент на разсейване на обвивката. В същия период се увеличава и ултравиолетовия ексцес в непрекъснатия спектър на звездата. Авторите коментират, че наблюдаваните промени могат да бъдат обяснени или с повишаване на температурата на фотосферата на Pleione, или с промени в геометрията на околосвездната обвивка.

Краят на спектралната shell-фаза на Pleione през 1988 е отразен в работите Iliev et al. (1988), Doazan et al. (1988), Guo (1988) и др. След приключването на този пореден shell-епизод Pleione навлиза в нова спектрална Be-фаза (напр. Hirata et al. (2000), Iliev et al. (2007), Tanaka et al. (2007) и др.).

Едно от най-интересните и все още необяснени окончателно явления, които са наблюдавани при Pleione, е Балмеровата прогресия. Тя се състои в системно отместване на линиите от Балмеровата серия на водорода в зависимост от квантовото число на съответната линия. Merrill (1952) дава първото описание на Балмеровата прогресия при shell-епизода на Pleione от 1939 г. Той отбелязва, че от 1946 г. до края на спектралната shell-фаза се развива прогресия с отрицателен градиент, който достига максимална стойност, когато shell-линиите в спектъра на Pleione започват да изчезват през 1951 г.. Merrill отбелязва, че Балмеровата прогресия е отрицателна, когато и средната радиална скорост на звездата е отрицателна. Обратно, когато средната радиална скорост на звездата е положителна, Балмеровата прогресия според него е също положителна и по-слабо изразена. Limber (1969) прави опити да намери адекватно обяснение на Балмеровата прогресия в конкретния пример, наблюдаван при Pleione. Според него в началото на shell-фазата, както е описана от Merrill (1952), Балмерова прогресия липсва, поради ниската плътност на веществото в околосвездната обвивка. В крайната фаза от развитието на обвивката обаче, наблюдаваната прогресия на линиите от Балмеровата серия могат да се обяснят най-общо с два алтернативни механизми. Балмеровата прогресия може да е причинена от ефекти на сатурация при ниските членове от серията. Тя прави ниските членове на серията по-малко чувствителни към разпределението на плътността на веществото, отколкото са по-високите членове. Според Limber прогресията може да намери обяснение също така и в нали-

чие на реемисия при по-ниските линии от серията, която е по-голяма при тези линии. Marlborough & Gredley (1972) обаче отхвърлят възможността наблюдаваната при Pleione прогресия да се предизвика от реемисия. Те сравняват теоретично изчислени профили на shell-линии с наблюдаваните от Merrill (1952). Marlborough & Gredley намерат, че особено големи са разминаванията в края на shell-фазата. Тогава, въпреки изводите на Limber, плътността на обвивката е ниска и не може да стане причина за предсказаните процеси. По такъв начин въпросът за механизма на формиране на Балмеровата прогресия остава нерешен.

Pleione е била изследвана многократно с цел да се определи дали е член на двойна система. Първи опити да изследва промени на радиалните скорости на линии в спектъра на Pleione прави Gulliver (1977). Той изследва голяма колекция от дигитализирани фотографски спектри на звездата. Вероятно поради разнородния наблюдателен материал или поради ниската разделителна способност на фотографските спектри, Gulliver не успява да открие системни промени на радиалните скорости на Pleione. Ballereau et al. (1988) анализират хомогенни спектрални наблюдения на Pleione с висока дисперсия от 1.52 m телескоп на обсерваторията Haute Provence във Франция. Те изследват радиалните скорости на линии от shell-спектъра на звездата и намират, че периодът на промените е 136^d . Harmanec (1982) предполага, че звездата е широка двойна система, при която смяната на спектралните фази се извършва при едни и същи орбитални фази. Впоследствие McAlister et al. (1989) съобщават за наличие на визуален компонент на $0''.22$, открит чрез интерферометрични наблюдения. Gies et al. (1990) изследват промените във формата на профила на линията $H\alpha$ при лунната окултация на Pleione през 1987 г. Те намират, че центъра на светлината от околосвездната обвивка се закрива $+5.5$ или -1.1 ms преди окултацията на централната звезда, което говори за асиметричност на обвивката. Като отчитат разстояние до звездата от 128 парсека, авторите намират, че разстоянието между центровете на звездата и на излъчващата в $H\alpha$ област е 4-7 звездни радиуса. В същото време средният радиус на обвивката се оценява на $34-55 R_*$.

Luthardt & Menchenkova (1994) изследват измервания на радиалните скорости при Pleione за периода от 1938 до 1990 и намират период на промените от 35 години. Те предполагат, че Pleione е двойна звезда, като правят извода, че вторичният компонент в системата е с маса $2.5 M_\odot$. Katahira et al. (1996) анализират радиални скорости на shell-линиите на спектъра на Pleione от две последователни shell-фази на звездата. Те констатираат, че звездата е спектрално двойна с период

218^d, с полуамплитуда на радиалните скорости от едва 5.9 km s⁻¹ и много голям ексцентриситет на орбитата. Тези изводи не се потвърждават от Rivinius et al. (2006). Те анализират серия от eshelle-спектри, получени главно със спектрографите HEROS, FEROS и FLASH, но не намират признаци за периодични промени с период 218^d. Nemravová et al. (2010) изследват промените в радиалните скорости на линията H α , измерени по емисията в профила. След като отделят дългопериодичните промени, те успяват да установят наличие на периодичност с период 218^d.025. Полуамплитудата на кривата на радиалните скорости е 5.41 km s⁻¹. Решението за отношението на масите на компонентите M₁/M₂ е 0.0876 при ъгъл на инклинация $i = 90^\circ$ или 0.254 M $_{\odot}$ при предположение за елиптична орбита. В този случай се получават и размери на главната полуос на орбитата от 223.5 R $_{\odot}$, и отстояние при периастер от 54 R $_{\odot}$. При тези параметри на двойната система са разгледани няколко възможни варианта за характера на вторичния компонент. Като най-вероятен остава това да е горещо субджудже.

Hirata (2007) изследва поляриметричните промени при Pleione за 30 годишен период. Той намира, че ъгълът на вътрешна поляризация се мени в границите от 60^o до 130^o, което интерпретира като доказателство за пространствени изменения в обособената околосвездна обвивка поради прецесия, причинена от вторичния компонент в двойната система. Прецесионния период, който определя Hirata, е 80 години и не съвпада с нито един от известните до момента при Pleione цикли. Както отбелязва Hirata, подобни поляриметрични промени засега не са наблюдавани при никоя друга Ве звезда и може да се окажат от съществено значение за пълното разбиране на процесите в околосвездното вещество при Pleione. Tanaka et al. (2007) съобщава за “драматични” промени в спектъра и видимия блясък на Pleione в края на емисионната спектрална фаза. Макар и с доста по-слабо спектрално разделение (R=7000), по-къс обхванат период и проблемно обвързване към стандартна фотометрична система, наблюденията от работата на Tanaka et al. (2007) потвърждават резултатите от нашите изследвания (вж. текста по-долу).

Нашите изследвания на Pleione започнаха през 1988, когато при сравняване на няколко спектрограми на звездата, бяха открити драстични промени на спектъра, настъпили за по-малко от 2 години. От спектрър много близък по класификация до спектрален клас F, звездата през септември 1987 демонстрира типичен спектрър на Ве звезда. На Фиг. 3.1 са показани настъпилите промени в спектъра на Pleione в областта на линията H γ чрез сравняване на 2 спектрограми от архива на

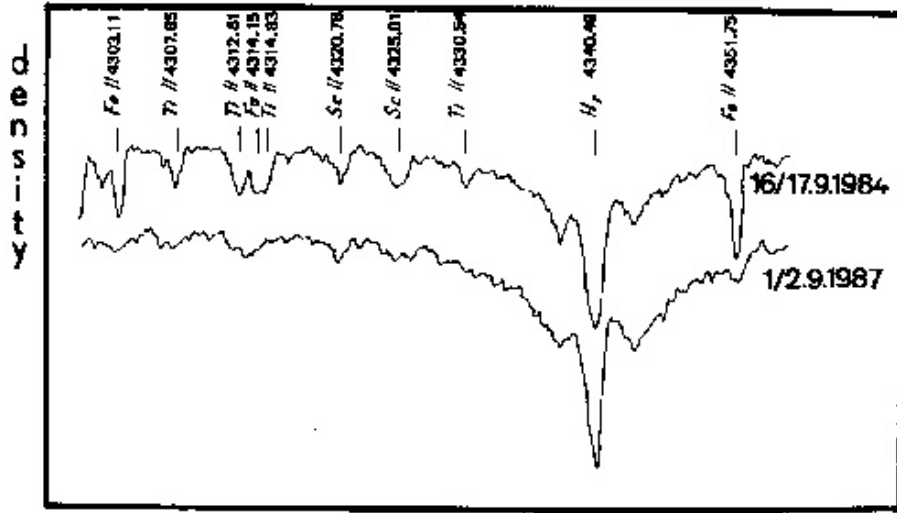
НАО “Рожен”. Може да се отбележи рязката промяна в спектъра, при която за много кратък период изчезват почти изцяло линиите на съществувалия shell-спектър със сравнително остри абсорбционни линии на еднократно йонизирани метали. Сред тях най-често представени са линиите на Fe II, Ti II, Mn II и Sc II. Резултатите от това изследване на Pleione са представени в работите Iliev et al. (1988) и Iliev & Kovachev (1990). В тези работи се прави и извода, че предстои смяна на спектралната фаза на Pleione, което много скоро се потвърди от наблюденията на различни изследователи. Така хипотезата за цикличния характер на фазовите преходи на звездата с период от около 17 години намери своето потвърждение. На базата на налични спектрални наблюдения от наблюдателния сезон 1984-1990 г. бе изследвано поведението на Балмеровата прогресия при Pleione в период на промяна на спектралната фаза. Данни за използваните спектрограми са представени в Табл. 3.1. На Фиг. 3.2 са представени промените на градиента на Балмеровата прогресия за периода 1984 - 1990г. Измерванията са правени по водородните линии, които бяха подходящи за измерване с Осцилоскопичния компаратор в НАО “Рожен”. Данните са представени в Табл. 3.1. Интересно е да се отбележи, че градиентът на Балмеровата прогресия започва да се увеличава с приближаването към края на shell-фазата още през 1986г. В началото на новата Ве-фаза, той е вече десетократно по-голям, в сравнение със стойностите, които има по време на shell-фазата. Това показва, че промените в Балмеровата прогресия са чувствителен инструмент за изследване на процесите на спектрален фазов преход при Ве звезди от класа на Pleione.

Нов етап в нашите спектрални изследвания на Pleione започна с използването на новополучената в НАО CCD камера ISTA с чип Electron 640x480, която бе монтирана в трета камера на куде-спектрографа в НАО. Тези изследвания обхващат периода 1992 - 1999 г. Този период съвпада с началото на развилата се класическа емисионна Ве фаза на звездата. Резултатите от проведените наблюдения са представени в работата Iliev (2000).

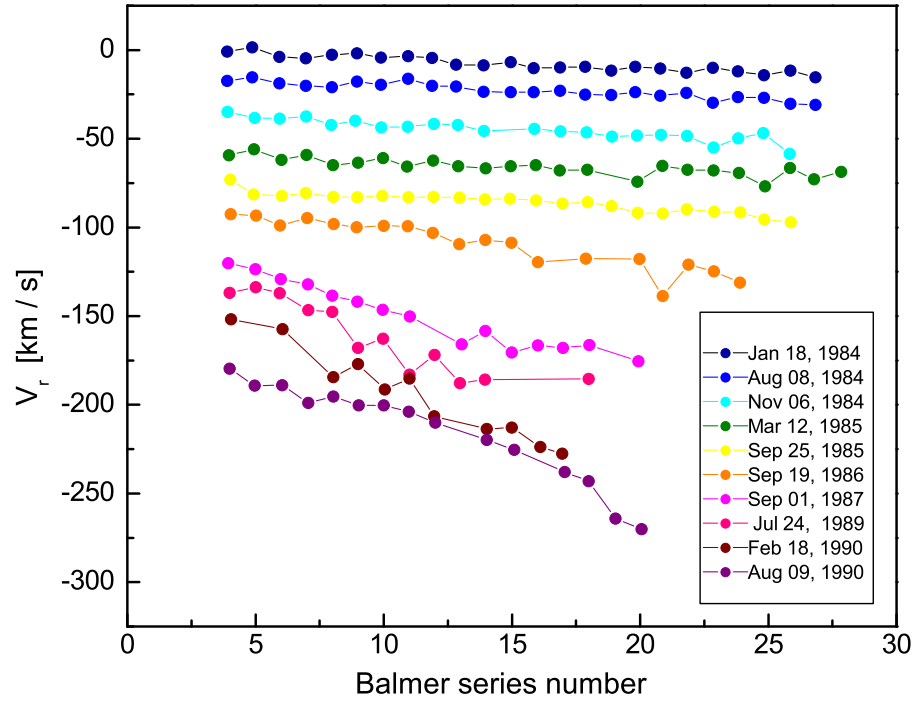
При изследванията вниманието беше съсредоточено основно върху проследяване на промените в профила на $H\alpha$, но бяха проведени и съпътстващи наблюдения в линиите $H\beta$ и Fe II 5317. Реализираната дисперсия бе $0.1 \text{ \AA px}^{-1}$, а спектралното разделение - около 24000 при $H\alpha$. Данни за наблюденията са представени в Табл. 3.2. В същата таблица са представени отношенията V/R , средната относителна интензивност на емисията и ширината на емисионния профил (FWHM) на линията $H\alpha$. Може да се отбележи, че емисията достига максимума

Таблица 3.1: Спектрални наблюдения на Pleione, използвани при определяне на промените на Балмеровата прогресия при прехода от shell-към емисионна Be-фаза. Приведени са и измерените съответни градиенти на Балмеровата прогресия. Данните са от Iliev et al. (1988) и Iliev & Kovachev (1990)

спектро- грама	JD 2440000+	sp. range [Å]	gradient H4-H20[km s ⁻¹]	rem.
2c1858	5717	3350-4900	8.59	
2c1962	5920	3450-5000	6.3	
2c2216	6008	3450-5000	13.36	
2c2375	6136	3450-5000	15.02	
2c2566	6333	3350-4900	18.75	
2c2843	6692	3400-4900	25.39	
2c2925	7039	3400-4900	55.27	
2c3082	7731	3400-4900	66.15	extrap.
2c3209	7940	3400-4900	93.21	extrap.
2c2308	8112	3400-4900	90.55	



Фигура 3.1: Спектърът на Pleione в областта на линията H γ в момент на максимално развитие на shell-фазата и след началото на прехода към Be-фаза. Отъждествени са интензивни линии на еднократно йонизирани елементи Fe, Ti и Sc. Данни от работата Iliev et al. (1988)

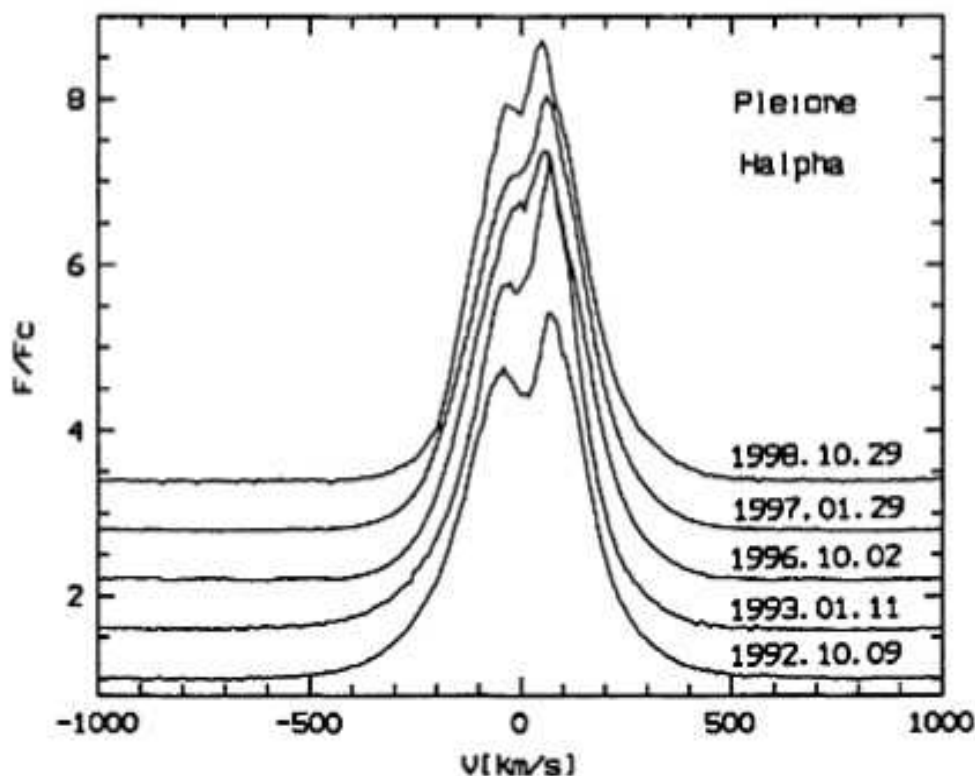


Фигура 3.2: Развитие на Балмеровата прогресия при прехода на Pleione от shell към емисионна спектрална фаза. Данните за отделните наблюдения са офсетно отместени с -20 km s^{-1} едни от други. (от работите Iliev et al. (1988) и Iliev & Kovachev (1990))

Таблица 3.2: Спектрални наблюдения на Pleione в началния етап от развитието на Ве-фазата 1990 - 2007 г. (данни от Iliev (2000))

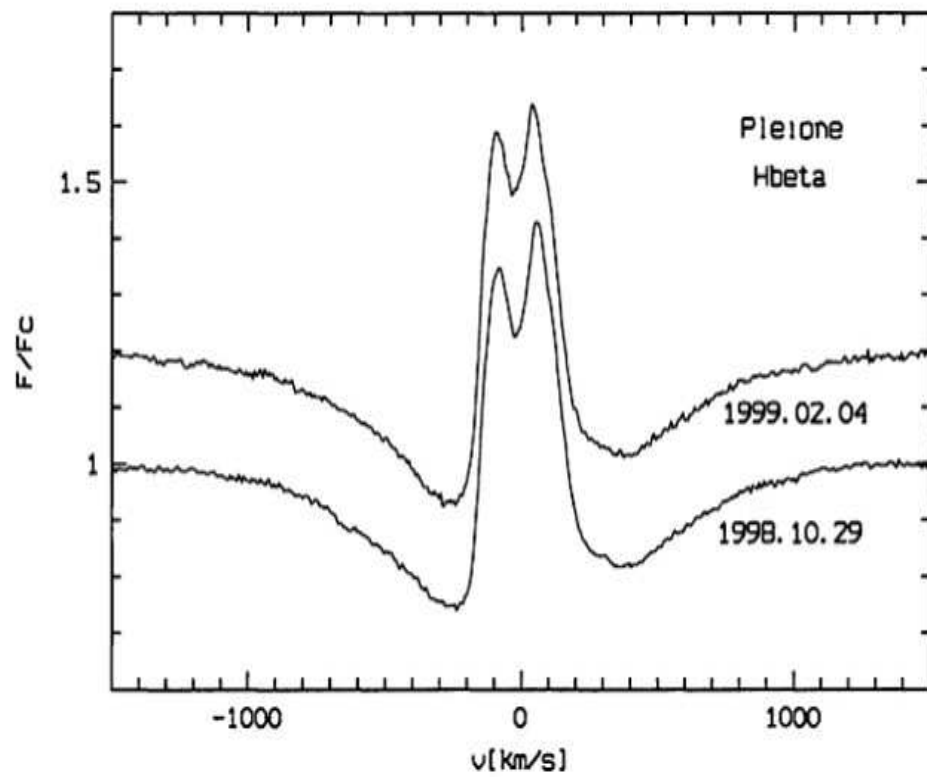
JDh(2400000+)	Sp. region	V/R	I_e/C	FWHM[Å]
48904	H α	0.820	5.43	6.55
48999	H α	0.754	6.71	5.65
50359	H α	0.873	6.44	6.2
50478	H α	0.813	6.23	5.98
51119	H α	0.863	6.24	5.88
51116	H β	0.821		
51213	H β	0.883		
51116	Fe II 5317	0.715		
51213	Fe II 5317	0.799		

на своята интензивност през 1993 г. В същото време максимална ширина на емисионния профил е отбелязана през октомври 1992 г. при значително по-слаба средна интензивност на емисията. Промените на профила на линията H α за 7-годишен период са представени на Фиг. 3.3. Отделните профили са разположени с константно отместване по Y-оста. Вижда се, че през периода отношението V/R остава постоянно < 1 . Особено силен е червеният емисионен компонент през януари 1993 г. Наблюденията от сезон 1996-1997 показват, че почти липсва централно обръщане в профила, което може да се определи като свидетелство за силно отслабване или липса на студена част в околосвездната обвивка на Pleione. След известно увеличение на общата интензивност на емисията в H α през периода 1992-1993, до края на 1998 емисията остава постоянна по интензивност. Същото важи и за еквивалентната ширина на емисията, измерена над нивото на континуума (Iliev & Kovachev (1990)). Резултатите от наблюденията показват, че Pleione не може да се причисли към никой от двата типа емисионни профили, както са дефинирани от Hanuschik et al. (1995). В различни моменти звездата показва емисионни профили, както от първи тип, така и от втори тип, според определението на Hanischik. Въпреки това, спектралното поведение на Pleione съвпада до голяма степен с разгледаното от Hummel (1998) за γ Cassiopeae и 59 Cygni, две други Ве звезди, които претърпяват преходи между нормален Ве-спектър и shell-спектър. Според Hummel формирането на еднопикова емисия, както и разликите в разстоянието между емисионните пикове на синия и червения компонент

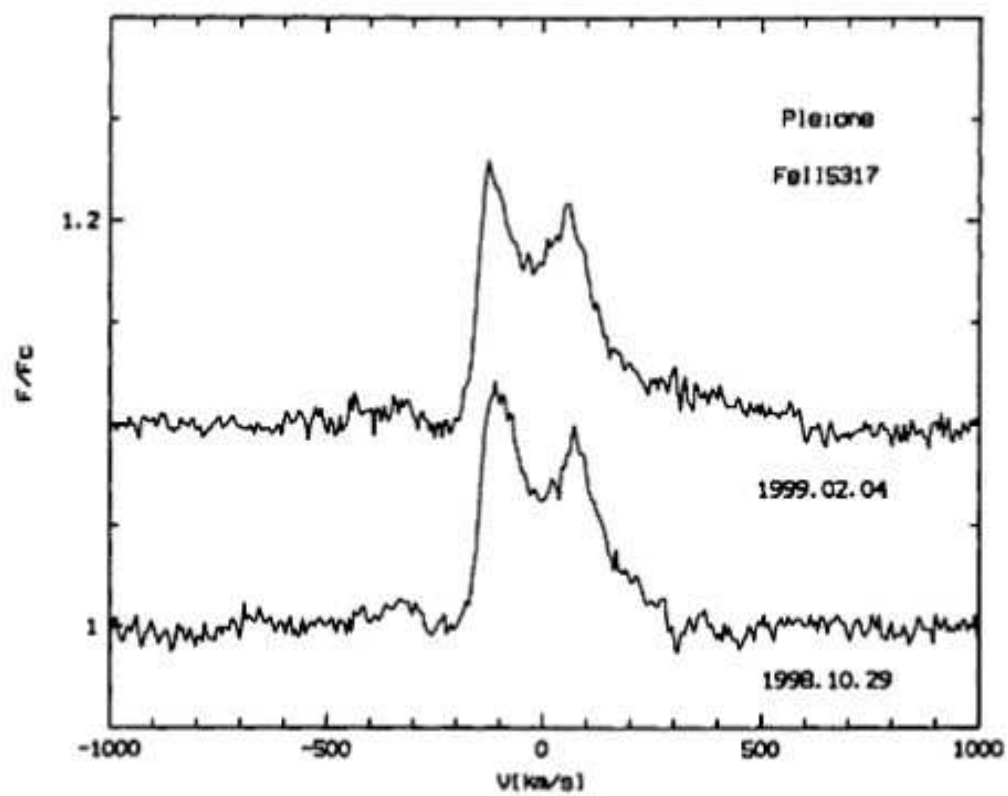


Фигура 3.3: Промени в профила на линията $H\alpha$ от спектъра на Pleione в епоха на развитие на емисионна фаза (Iliev (2000)).

при линии като Балмеровите, за случаите на висока ротационна скорост на Ве звездите, напълно може да се обяснят с промяна на радиуса на емитиращата област. На Фиг. 3.4 и Фиг. 3.5 са представени съответно профили на линиите $H\beta$ и $Fe II$ 5317 от същия период. Както може да се отбележи, при $H\beta$ отношението V/R е < 1 , също каквото е и при линията $H\alpha$. В същото време при една от най-силно представените линии на еднократно йонизираното желязо при 5317Å, отношението V/R е > 1 . Според общоприетото схващане, емисиите на силните линии на $Fe II$ се образуват в най-вътрешните части на околзвездната обвивка. Така, различните стойности на отношението V/R означава, че условията в най-вътрешната област на обвивката при Pleione (и по-специално законът за радиалното разпределение на скоростта на веществото) се отличават съществено от условията в по-външните области на обвивката.

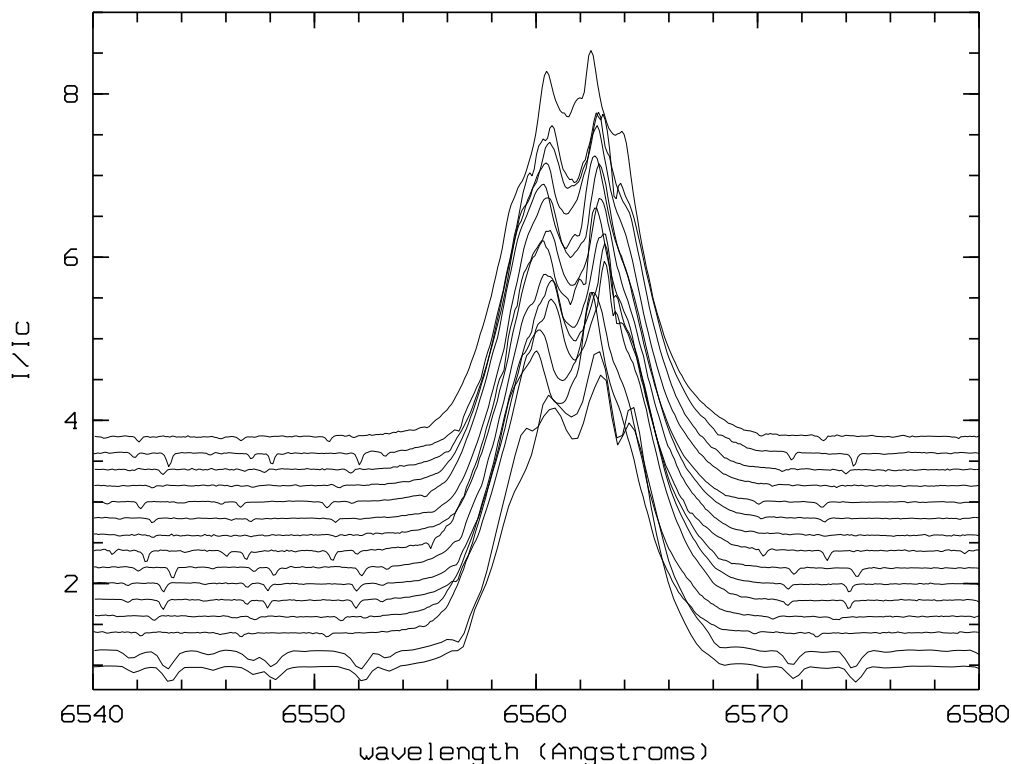


Фигура 3.4: Профили на линията $H\beta$ в епоха на развитието на Ве-фаза от Pleione (Iliev (2000)).



Фигура 3.5: Профили на линията Fe II 5317 в епоха на развитието на Ве-фаза от Pleione (Пиев (2000)).

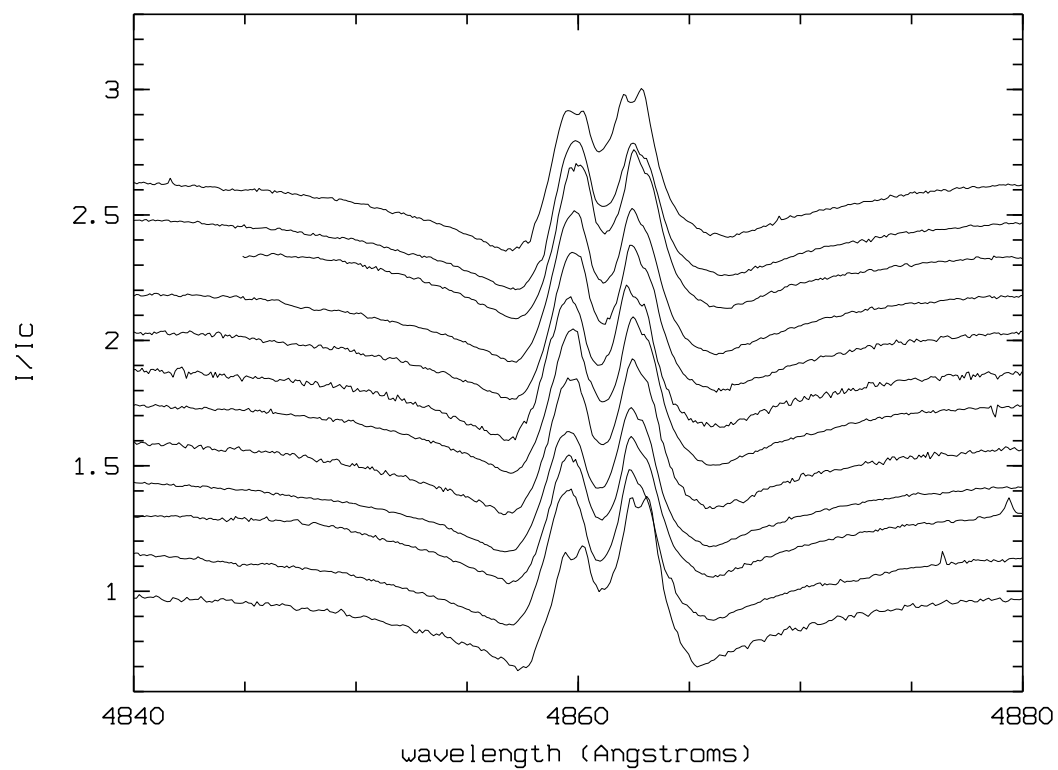
Нашето изследване на еволюцията на спектралната Ве-фаза на Pleione продължиха и във втората, заключителна част на фазата. Целта бе да се проследят по-детайлно някои параметри и процеси в обособената обвивка при отслабване на емисията и подготовката за преминаване към следваща спектрална фаза. С цел постигане на още по-добро спектрално разделение беше използвана конфигурация на куде-спектрографа, при която се достига $R=34000$ при линията $H\alpha$. Това позволява да се изследват по-добре острите централни абсорбции на емисионните профили, а също и фините детайли в самите емисионни компоненти. Резултатите от това изследване бяха публикувани в работата Iliev et al. (2007), в която бяха използвани и наблюдения от куде-спектрографа на 2 м телескоп на обсерваторията Perek в Ondřejov, Чешката република. Данни за тези наблюдения са представени в Табл. 3.3. На Фиг. 3.6 е представено развитието на профилите на линията $H\alpha$ през периода 2002 - 2005 г. Този период обхваща заключителната част от развитието на спектралната Ве-фаза при Pleione. Профилите на линията са разделени чрез константно отместване по оста Y . Може да се отбележи, че въпреки настъпилото отслабване на общата интензивност на емисията, отношението V/R остава < 1 , каквото е и през първата половина от Ве-фазата. Това съществено отличава Pleione от болшинството Ве звезди, при които промените в отношението V/R са най-честата проява на активност. Макар и да се променя като стойност в известни граници, синият и червеният емисионни компоненти остават приблизително равни. Промяната на интензивността на V и R компонентите, както и на остатъчната интензивност на централната абсорбция, са отразени на Фиг. 3.8, а данните са от Табл. 3.3. Както може да се отбележи, паралелно с отслабване на интензивността на емисията се наблюдава обща тенденция на увеличаване на отношението V/R . Постепенното отслабването на емисията е придружено с някои флукутации, вероятно причинени от активност от малък мащаб и с по-късо характерно време в обвивката на Pleione (Iliev et al. (2007)). Дълбочината на острите абсорбционни ядра на профилите на $H\alpha$ също се увеличава, което може да се разглежда като предвестник на приближаваща нова спектрална фаза. На Фиг. 3.7 са представени профилите на линията $H\beta$ за същия период. Доброто спектрално разделение на нашите наблюдения позволява да се наблюдават детайли от спектралните профили, които остават незабелязани при наблюдения с по-малко разделение. На някои от профилите са регистрирани двупикови емисионни компоненти, най-изявени при спектъра от 11.03.2003. Подобно раздвояване на емисионните пикове е наблюдавано извънредно рядко



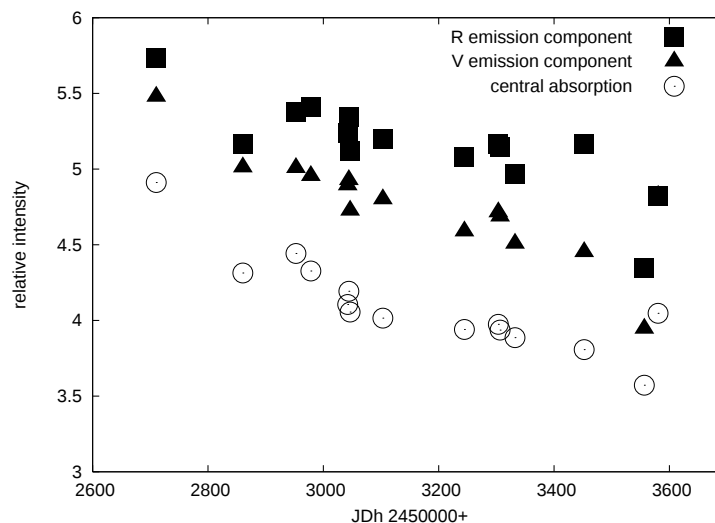
Фигура 3.6: Вариации на линията $H\alpha$ от спектъра на Pleione по време на постепенното отслабване на емисионната фаза (Iliev et al. (2007)).

при Ве звездите. Такова е регистрирано единствено при звездата 88 Her (Koubský, (2007)). Към момента не съществува възприета теория за обяснение на подобно явление. Емисията в $H\beta$ остава почти постоянна по интензивност през целия период на наблюденията с отношение $V/R < 1$.

На Фиг. 3.9 са представени изчислените стойности на радиусите на емитиращите в $H\alpha$ и $H\beta$ области от околозвездната обвивка. Използвана е зависимостта, изведена в работата на S.S. Huang (1972). Резултатите определено показват, че развитието спектралната Ве-фаза при Pleione е свързано с увеличаване на размерите на емитиращата обвивка. Може да се отбележи, че през първата третина на емисионната фаза при Pleione, размерите на емитиращата в $H\alpha$ област от околозвездната обвивка увеличава своите размери достигайки стойности от 45 звездни радиуса през 1993 г. до над 63 звездни радиуса през 1998 г. Размерите на тази обвивка достигат своя максимум в периода 1995 - 1996 г. За съжаление профилите на линията $H\alpha$ са от 1-тип според класифика-



Фигура 3.7: Вариации на линията $H\beta$ по време на постепенното отслабване на емисионната фаза на Pleione (Iliev et al. (2007)).

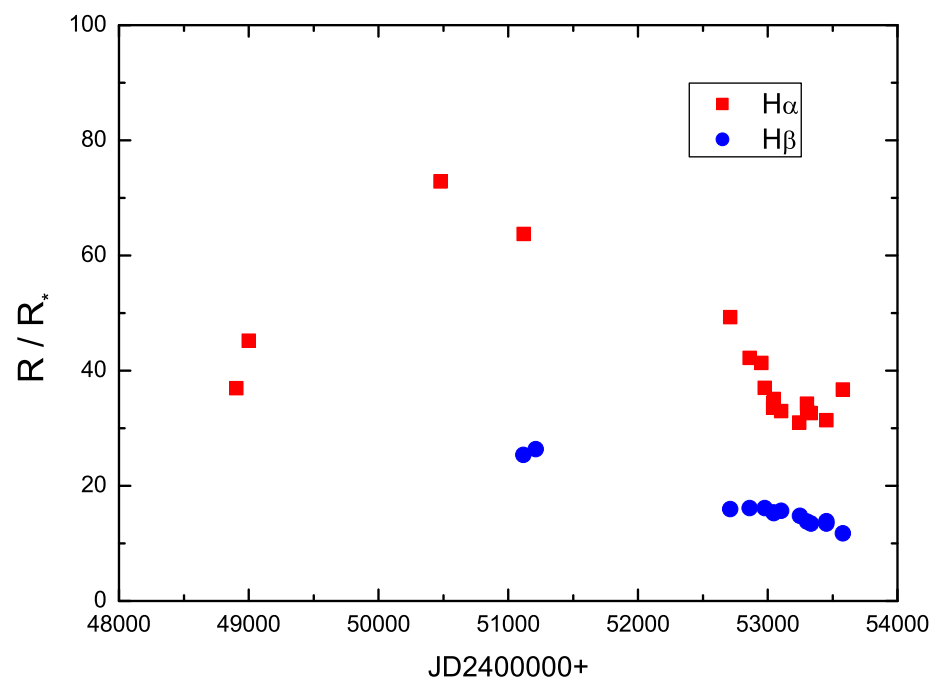


Фигура 3.8: Промени на интензивността на емисионните компоненти и централното абсорбционно ядро от профила на линията $H\alpha$ в спектъра на Pleione.

сионната схема на Hanuschik et al. (1995), което не позволява с голяма достоверност да се приложи методиката за оценка на размерите на емитиращата област на S. S. Huang. Както се вижда от фиг. 3.9 за периода от 2002 до 2005 г. радиусът на емитиращата в $H\alpha$ обвивка намалява от 49 до 32 звездни радиуса. Минимумът на размерите на емитиращата обвивка се достига към зимата на 2005 г. В същото време радиусът на емитиращата в $H\beta$ обвивка намалява от 26.3 до 13.46 звездни радиуса. Сравнението на нашите резултати с резултатите от измерванията на Balereau et al. (2000) показват, че радиусите на емитиращата в $H\beta$ околозвездна обвивка са еднакви в началото и края на спектралната Ве-фаза. Както и при $H\alpha$, може да се направи извод, че максималните размери на емитиращата обвивка се достигат не в средата, а около първата третина на емисионната фаза.

3.3 Ве звезди със стабилни обвивки

Още първите изследователи на Ве звездите обръщат внимание на няколко представители на този клас звезди, характеризиращи се с относителна стабилност и липса на прояви на значителни промени. Gulliver (1981) дефинира подклас от Ве-shell звезди, които нарича “stable shell



Фигура 3.9: Развитие на размерите на емитиращите области от обособената околозвездна обвивка на Pleione в хода на последната спектрална Ве-фаза.

Таблица 3.3: Спектрални наблюдения на Pleione в края на развитието на Ве-фазата 1990-2007 г. (по Iliev et al. (2007))

JDh(2450000+)	Sp. region	V/R	Observatory
2710.2434	H α	0.955	Rozhen
2860.5294	H α	0.971	Rozhen
2952.5580	H α	0.932	Rozhen
2978.2978	H α	0.915	Rozhen
3042.2747	H α	0.935	Rozhen
3044.2962	H α	0.920	Rozhen
3046.3602	H α	0.926	Rozhen
3103.2589	H α	0.924	Rozhen
3244.5836	H α	0.903	Rozhen
3303.4705	H α	0.914	Rozhen
3306.4552	H α	0.913	Rozhen
3332.2934	H α	0.910	Rozhen
3452.2426	H α	0.863	Rozhen
3556.5066	H α	0.909	Ondrj.
3580.5066	H α	0.995	Ondrj.
2710.2828	H β	0.848	Rozhen
2860.5488	H β	0.944	Rozhen
2978.3295	H β	0.948	Rozhen
3043.3049	H β	0.925	Rozhen
3046.2379	H β	0.948	Rozhen
3103.2801	H β	0.964	Rozhen
3248.5972	H β	0.969	Rozhen
3303.3886	H β	0.975	Rozhen
3333.3414	H β	0.990	Rozhen
3452.2878	H β	0.961	Rozhen
3453.2466	H β	1.004	Rozhen
3580.5793	H β	0.937	Ondrj.

stars”. Последният термин е уместно да се преведе като Ве звезди със стабилни обвивки. В групата звезди, определени от Gulliver като stable shell stars, влизат звездите HD 179343, HD 192954, HD 193183 и HD 195325. Няколко други звезди са заподозряни, че притежават подобни характеристики. Gulliver определя няколко по-основни характеристики на звездите от дефинираната от него група звезди. На първо място те всички са със спектрални подкласове в интервала B6-B9. При всички тях не се наблюдават промени на радиалните скорости и не са представени Балмерови прогресии за продължителен период от време. При всички представители на групата, според Gulliver, не се наблюдават промени в интензивността на shell-спектъра. Въпреки индивидуалните различия в интензивността на shell-спектъра при звездите от групата, всички shell линии са като правило симетрични и много остри. По данни на Gulliver, средната стойност на HWHM (half width at half measure) за тези линии е около 15 km s^{-1} . Според същия автор, тези характеристики на Ве звездите със стабилни обвивки имат своето обяснение в процесите, които формират обвивките при Ве звездите. Ве звездите със стабилни обвивки логично се използват за примери при изграждане на теоретични модели на обособените околозвездни обвивки. Така например Marlborough (1976) сумира направените опити теоретично да се определи структурата на тези обвивки и го прилага върху HD 193182 и 1 Del. За тези две звезди се получава доста добро съвпадение с наблюдателните данни. Така Marlborough получава за обвивката на HD 193182 плътност от $N_e = 2.3 \times 10^{12} \text{ cm}^{-3}$ при $r = 4R_*$. Pollitsch (1981) построява модел на въртяща се околозвездна обвивка, с който моделира емисионния профил на линията $H\alpha$ при HD 193182. Той получава доста по-ниски оценки на плътността на емитиращата обвивка от 10^9 cm^{-3} .

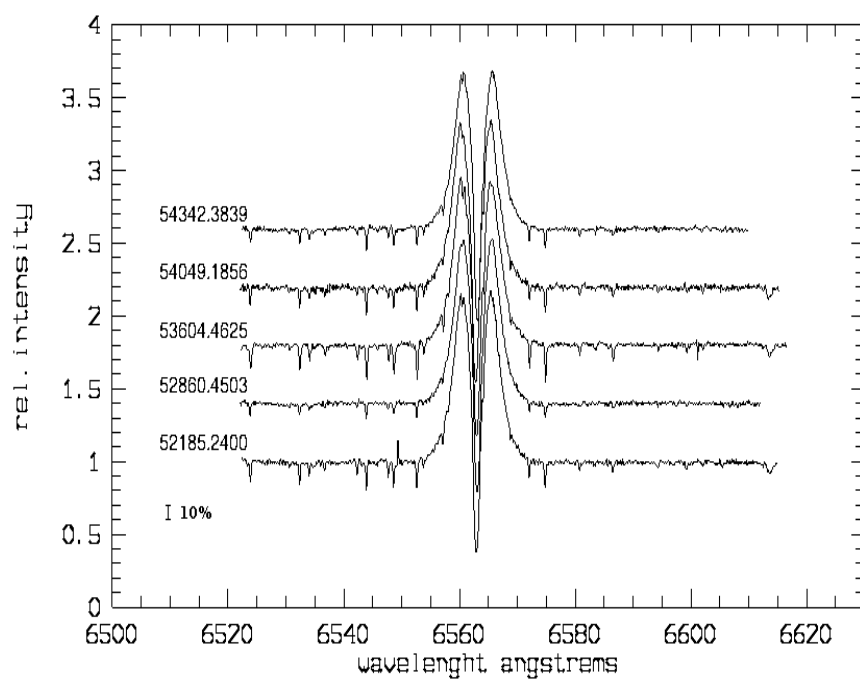
3.3.1 HD 179343

Звездата HD 179343 (BD+02°3815, HIP 94331) е посочена като типичен пример за shell-звезда още от Merrill & Burwell (1949, MWC978). Herman et al. (1959) определят спектралния клас на звездата на B8IV. Sletteback (1966) класифицира звездата като B6. Той определя и скоростта на въртене на HD 179343 на 350 km s^{-1} . Звездата е включена в General Catalogue of Variable Stars, където е означена като NSV 11799 и е указана минимална амплитуда на промяна на блясъка в интервал от $6^m.91$ до $7^m.0$. HD 179343 е известна като визуално двойна звезда. Като такава за първи път е била наблюдавана от Фридрих Георг Вилхелм Струве (Struve (1837)). По-късни измервания оценяват разстоянието

между А и В компонентите на визуалната двойка на около 0.44^{sec} . В каталога на Dommanget & Nys (2000) величините на индивидуалните компоненти са оценени като $V_A = 7.2$ и $V_B = 8.0$.

Gulliver (1981) разглежда звездата като член на дефинираната от него група на Ве звезди със стабилни обвивки. Той прави и по-детайлно описание на спектъра на звездата на базата на събрания от него наблюдателен материал. По спектрограми с висока дисперсия от трите най-големи североамерикански обсерватории, Gulliver изследва състоянието на спектъра на звездата за период от 28 години. Чрез сравняване на спектрите, някои от които са дигитализирани, той намира, че интензивността на shell-линиите остава непроменена по време на изследвания период. Gulliver отбелязва, че shell-спектърът на HD 179343 по интензивност е най-слаб в сравнение с другите три звезди от групата на Ве звездите със стабилни обвивки, тъй като най-силните металични линии имат остатъчна интензивност в абсорбционните ядра до 0.65. Авторът отбелязва, че shell-линиите са с асиметрична форма и много малки стойности на HWHM, което се утвърждава като характерен признак на звездите от цялата група звезди със стабилни обвивки. Gulliver определя HWHM за линиите на обвивката от едва $16-17 \text{ km s}^{-1}$. Той определя спектралния клас на HD 179343 като B7-B8 чрез сравнение на хелиеви линии в интервала $4000\text{\AA} - 4500\text{\AA}$. Gulliver отбелязва също така приликата между емисионните профили на $H\beta$ при HD 179343 и известната с цикличните си промени Ве звезда Pleione, както и необичайно интензивните shell-линии на Ca H и K. По отношение на линиите от Балмеровата серия на водорода същият автор отбелязва, че високите линии от серията са с остри абсорбционни ядра и се отделят до H 30.

Получаването на качествени спектрални наблюдения на HD 179343 беше затруднено от ниската деклинация на звездата и нейната ниска яркост. Нашите наблюдения на тази звезда във видимата спектрална област бяха съсредоточени в периода 2001 - 2007 г. Те бяха извършени с куде-спектрографа на НАО Рожен при идентични условия с тези на Pleione и останалите звезди от групата на Ве звездите със стабилни обвивки. Данни от наблюденията са публикувани в работата Iliev & Kubát (2010) и са представени в Табл. 3.4. Основното внимание бе насочено за изследване на промените в емисионния профил на линията $H\alpha$. Набор от тези профили е представен на Фиг. 3.10. Профилите са отместени по Y-оста с нарастване на времето. От фигурата и от данните от Табл. 3.4 може да се отбележи, че отношението V/R е <1 през 2001 и 2003 г., но е >1 през 2005 г. През 2006 и 2007 г. отношението е ≈ 1 . Измерени се и малки вариации на интензивността на централната



Фигура 3.10: Профили на линията $H\alpha$ на звездата HD 179343. Означени са JD+2400000 на наблюденията. (от Iliev & Kubát (2010))

Таблица 3.4: Спектрални наблюдения на HD 179343. Отразени са промените на отношението V/R за разгледаните спектрални линии, както и оценки на размерите на емитиращите области от обособената околостарезна обвивка на звездата.

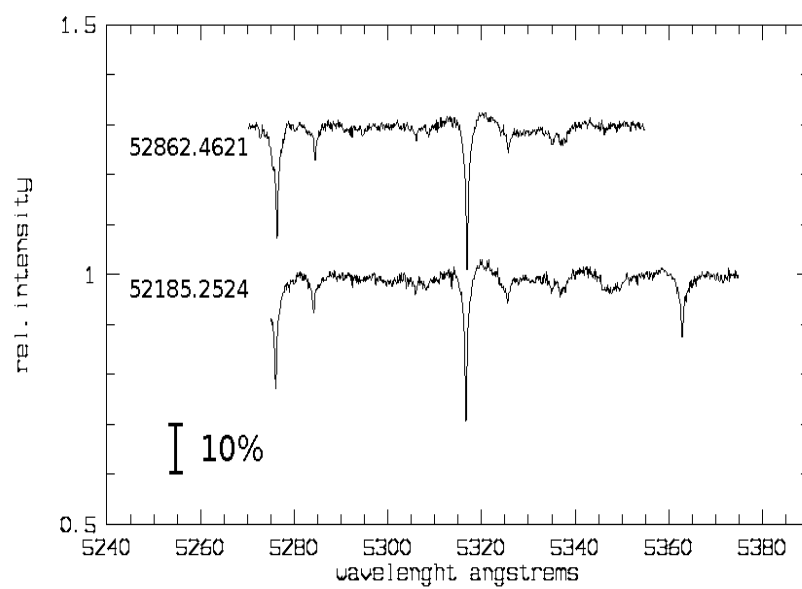
JD 2400000+	V/R H α	mean intensity H α	R/R $_*$ H α	V/R Fe II 5317	R/R $_*$ Fe II 5317
52185.2400	0.989	2.1640	8.67		
52185.2524				0.988	3.14
52860.4503	0.994	2.1216	10.18		
52862.4621				0.988	3.23
53604.4625	1.011	2.1518	9.77		
54049.1856	0.990	2.1580	8.67		
54342.3839	1.000	2.0910	9.38		

абсорбция на профила, която е най дълбока при наблюденията от 2003 г. Двете наблюдения на емисионния профил на линията Fe II 5317Å са от 2002 и 2003 г. (Фиг. 3.11). Те не показват промяна на отношението V/R, като и при двете наблюдения е <1. Следва да се отбележи, че при наблюденията от 2003 г. емисията в линиите на H α и на Fe II 5317Å показват V/R отношения с различен знак. Направена бе оценка на средната интензивност на емисионните компоненти при H α . Както се вижда от данните в Табл. 3.4, бе намерено, че тя варира с около 0.07 по относителна интензивност, което е доста над средната точност на измерванията от 0.01. Също в Табл. 3.4 са приведени оценки за размерите на емитиращите в съответните линии области от околостарезната обвивка. За H α те са средно 9.33 R $_*$, а за Fe II 5317 - 3.18 R $_*$. За периода на наблюденията не бяха отбелязани съществени промени на размерите на емитиращите области от обвивката.

3.3.2 1 Delphini

Звездата 1 Delphini (HD 195325) е включена в General Catalogue of Variable Stars, където е означена като NSV 13114. Посочена е фотометрична променливост с в граници от 5^m.92 до 6^m.08.

1 Delphini е наблюдавана спектрално още при първата вълна на изследвания на Ве звездите в началото на XX век. Harper (1937), по наблюдения от 1929 година, съобщава за наличие на множество емисионни линии в спектъра на звездата. Наличие на емисионни линии в спектъра на звездата се съобщава и от Bidelman (1949). Същият автор



Фигура 3.11: Профили на линията Fe II 5317 на звездата HD 179343. Означени са JD+2400000 на наблюденията. (от Iliev & Kubát (2010))

подчертава, че силните shell-линии на металните атоми се образуват в околосвездна обвивка. Bidelman намира, че звездата е близка визуално двойна система, като първичният компонент има shell-спектър, а вторичният компонент вероятно има незначителен принос към сумарния спектър. Merrill & Burwell (1949) включват 1 Delphini в техния Mount Wilson Catalogue на Be звезди под номер 1019 (MWC 1019). Searle (1958) определя по 2 спектрограми с висока дисперсия доста висока скорост на въртене на звездата от 320 km s^{-1} . Същият автор определя полуширина на ниво половин максимална интензивност (HWHI) на спектралните линии на металните атоми от 14 km s^{-1} . Според Slettebak (1966) 1 Delphini има скорост на въртене $v \sin i = 200 \text{ km s}^{-1}$. Той определя, че звездата е от спектрален клас A0.

Звездата 1 Delphini е известна като визуално кратна система открита от Burnham (1873). Същият автор оценява ъгловото разстояние между двата компонента на по-малко от 1 дъгова секунда. По-късно Burnham (1874) намира и трети компонент, който отстои от основните на $16''.8$ и е значително по-слаб от компоненти A и B. В каталога на Dommanget & Nys (2000) величината на индивидуалните компоненти е оценена като $V_A = 6.1$ и $V_B = 8.1$. От друга страна Douglass et al. (2000) оценяват величините на A и B компонентите като $V_A = 6.0$ и $V_B = 7.9$. Kubát et al. (2016) с помощта на наблюдения от спектрографа Simfoni на телескопа VLT успяват да разделят спектрите на двата компонента. Изводите, които те правят са, че по-силният A-компонент е Be звезда, а по-слабият B-компонент - е неемисионна звезда от спектрален клас B. По тези причини може да се смята, че по-слабият компонент няма съществен принос в емисионния спектър на 1 Delphini.

Gulliver (1981) посочва звездата 1 Del като образец, по който да се сравняват другите Be звезди със стабилни обвивки. За изследването си той използва спектрограми със средна и висока дисперсия, получени през периода от 1956 до 1980 г. Gulliver отбелязва, че през целия период, покрит от наблюденията, не се наблюдават съществени спектрални промени. Той отбелязва също така, че shell-спектърът на звездата е малко по-слабо изразен в сравнение с този на HD 193183 например. Gulliver посочва, че shell-линиите в спектъра на звездата са симетрични и липсва изцяло широкият абсорбционен компонент. Той посочва също, че линиите на Ti II са по-широки от тези на другия най-разпространен елемент Fe II със средно около 2.0 km s^{-1} (FWHM). По отношение на ширината на металните shell-линии, Gulliver получава средни стойности от 15 km s^{-1} , което е в съгласие с резултатите в по-ранната работа на Searle (1958).

Таблица 3.5: Спектрални наблюдения на 1 Delphini, използвани в изследването . Отразени са промените на отношението V/R за разгледа-ните спектрални линии, както и оценки на размерите на емитиращите области от обособената околостъждна обвивка на звездата.

JD 2400000+	V/R H α	mean intensity H α	R/R $_*$ H α	V/R H β	R/R $_*$ H β
52182.2354				1.065	1.5246
52182.3244	0.962	1.182	2.2712		
52509.3631	0.972	1.239	2.4226		
52514.4243				1.050	1.5246
52860.5158	1.000	1.186	2.4226		
52861.5284				1.061	1.6375
53332.2594	1.118	1.129	2.2712		
53604.4397	0.970	1.246	2.3451		
54341.2862				1.0490	1.6987
54341.3691	1.043	1.168	2.4226		

Значението на изследването на стабилни звезди, представители на класа на Ве звездите, е посочено още от Marlborough & Cowley (1974). Същите автори не откриват спектрална променливост на звездата за период от 1949 до 1968. Marlborough & Cowley използват именно 1 Del като типична стабилна Ве звезда за да моделират наблюдаваните еми-сионните спектралните линии. Те сравняват спектралните профили на звездата с моделни профили, като предполагат че скоростта на ма-терията в обвивката най-общо намалява с разстоянието от звездата. Според тях, най-добро съвпадение на наблюдаваните спектрални про-фили с моделираните, се получава при средна плътност на материята в обвивката от $2.4 \times 10^{12} \text{ cm}^{-3}$ и при темп на изтичане на маса от цент-ралната звезда от $1.5 \times 10^{-8} M_{\odot}$. По-късно Millar & Marlborough (1999) и Millar et al. (2000) правят по-сложни модели и успяват доста добре да възпроизведат наблюдаваните спектрални профили на линията H α при 1 Del. Някои индикации за наличие на променливост в спектъра на 1 Del се съобщават от Abt (2008). Той отбелязва променливост в ли-ниите на Ti II , но за съжаление наблюденията му са само 2 и са на границата на точността за измервания на слаби shell-линии.

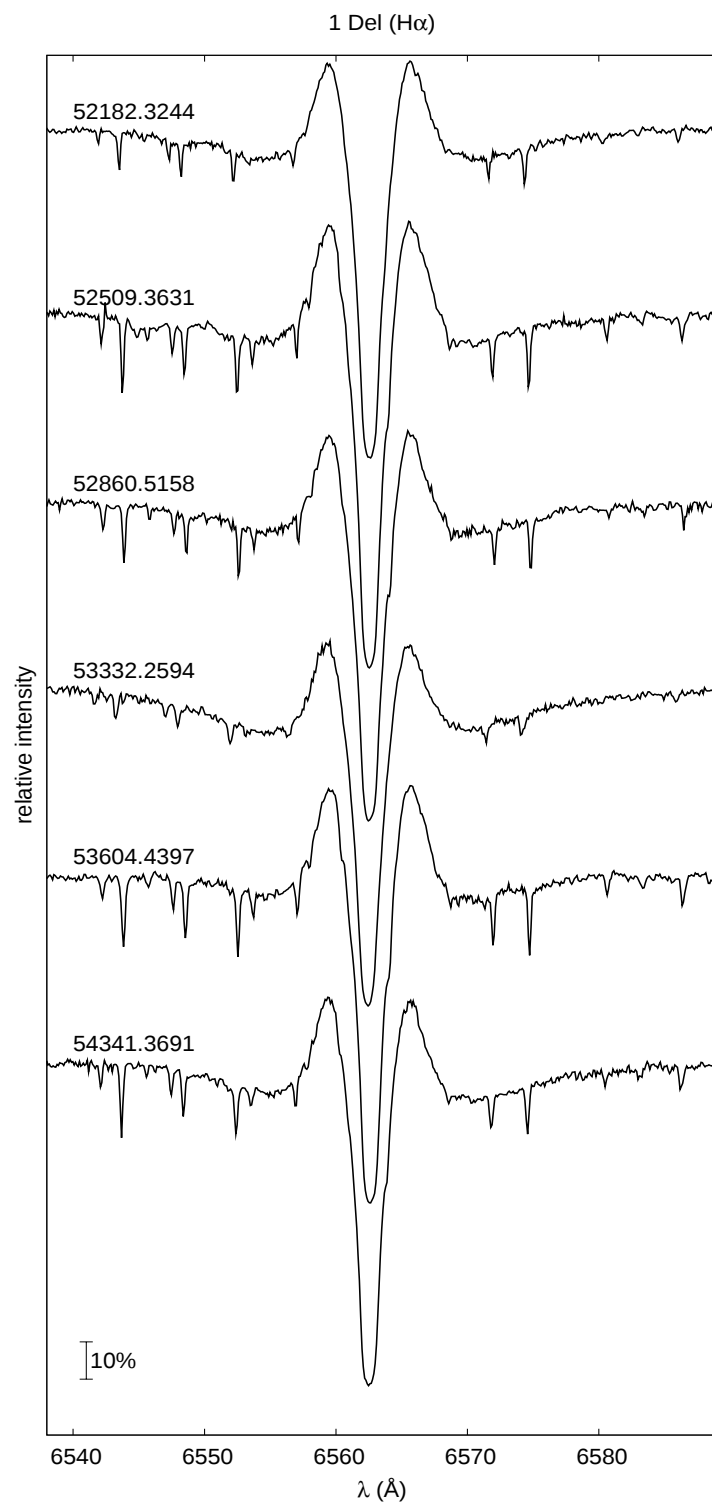
За разлика от предишните изследователи, нашите изследвания на спектъра на 1 Del бяха съсредоточени основно върху линиите на во-дорода във видимата спектрална област. Данни за наблюденията са

представени в Табл. 3.5 Наблюденията покриват общ период от над 10 години. На Фиг. 3.12 са представени избрани профили на линията $H\alpha$ от спектъра на 1 Del. От фигурата и от данните от Табл. 3.5 се вижда, че интензивността на емисията варира в рамките на 1.129 до 1.246 над нивото на континуума. Най-силна емисията е била през 2002 г. и 2005 г., а най-слаба е през ноември 2004 г. През периода на наблюденията отношението на интензивностите на синия и червения емисионни компоненти (V/R) се е променяла от <1 към >1 и обратно. При наблюденията през септември 2001 г. и през август 2005 г. са регистрирани отношения V/R от 0.962 и 0.970 респективно, докато през ноември 2004 г. е регистрирано отношение $V/R = 1.118$. Дълбочината на централното абсорбционно ядро на линията $H\alpha$ също претърпява промени. Най-голяма дълбочината е през август 2002 г., когато достига ниво от 0.06 спрямо ректифицирания континуум. Най-слаба е абсорбцията през ноември 2004 г. при ниво от 0.2 от континуума. Трябва да се отбележи, че като цяло по-силните емисионни компоненти на $H\alpha$ се наблюдават едновременно с по-силна централна абсорбция. Наблюдаваните вариации на интензивността на отделните компоненти на спектралните профили надвишават 3 до 5 пъти точността на отделните измервания. През периода на наблюденията не беше отбелязана значима вариация на позиционното разделение на емисионните компоненти. Оценките на емитиращите обвивки, приведени в Табл. 3.5, показват средна стойност от $2.3592 R_*$ за $H\alpha$ обвивката и $1.5964 R_*$ за $H\beta$ обвивката. Може да се направи заключение, че действително околосвездната обвивка при 1 Del е доста стабилна. Същевременно трябва да се отбележи, че това е и обвивката с най-малки размери, сравнена с направените оценки за други Ве звезди.

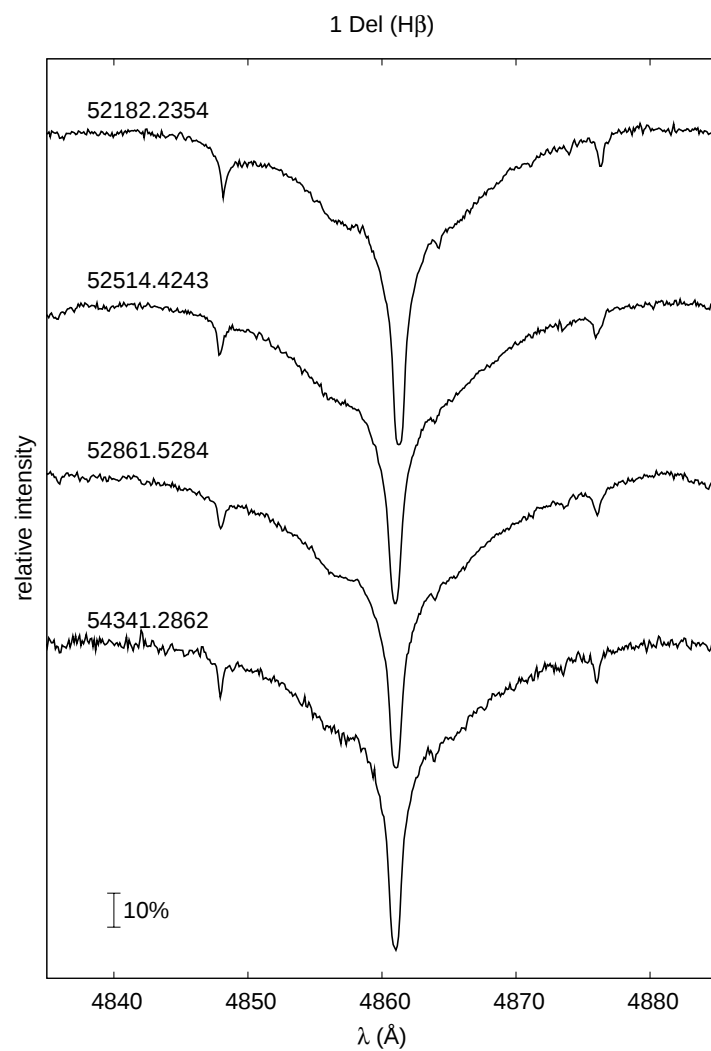
На Фиг.3.13 са представени профили на линията $H\beta$. Макар и значително по-слаба по интензивност от емисията в $H\alpha$, емисията в $H\beta$ също проявява променливост, макар и на границата на постигнатата точност. Най-слаба емисия в тази линия е регистрирана през 2007 г. За отбелязване е, че за разлика от при $H\alpha$, отношението V/R при $H\beta$ остава винаги >1 през целия период на наблюденията. Острата централна абсорбция при $H\beta$ също показва променливост, като най-силно централно обръщане е отбелязано през 2001г.

3.4 EW Lacertae и V923 Aquilae

Звездата EW Lacertae бе включена в нашето изследване като представител на Ве звездите, представящи също така извънредно силен shell-



Фигура 3.12: Профили на линията $H\alpha$ на звездата 1 Delphini. Означени са JD+2400000 на наблюденията.



Фигура 3.13: Профили на линията $H\beta$ на звездата 1 Delphini. Означени са JD+2400000 на наблюденията.

спектр. V923 Aquilae беше включена като представител на важната група от Be звезди, които доказано са членове на двойни звездни системи.

3.4.1 EW Lacertae

Звездата EW Lacertae (HD 217050, HIP113327) е известна в продължение на десетилетия като типична Be/shell звезда (вж. напр. Mon et al. (2013)). За първи път емисионни линии в нейния спектр са отбелязани по наблюдения от 1913 г. от Frost (1919). Впоследствие Struve (1944) по същия наблюдателен материал отбелязва и наличието на остри абсорбционни линии от shell-тип. Интересно е да се отбележи, че при спектрални наблюдения на звездата преди 1913 г. въобще не се отбелязва наличие на емисионни линии, а през периода 1921-1929 г. в спектъра на звездата не се наблюдават shell-линии (Hubert et al. 1987). Тези факти посочват наличието на специфично развитие на Be-феномена при EW Lac, което я прави уникален обект между останалите Be звезди. Звездата е включена в General Catalogue of Variable Stars. Посоченият интервал на промяна на блясъка в границите от $5^m.48$ до $5^m.22$. Още първите изследователи на звездата отбелязват и слаби промени на радиалните скорости на различни спектрални линии.

Uesugi & Fukuda (1970) определят ротационната скорост на EW Lac на 350 km s^{-1} . В работата на Kogure (1975) подробно са описани характеристиките на емисионния и абсорбционния спектри на звездата. Kogure & Suzuki (1984) и Suzuki & Kogure (1986) изследват промените във V/R отношението на емисионните линии за продължителен период от време. Hadrava et al. (1978) съобщават за наличие на значителни спектрални промени. По две спектрограми, получени в рамките на 5 месеца са описани изменения на отношението V/R, на Балмеровата прогресия и радиалните скорости на shell-линиите. Poesckert (1980) прави подробен анализ на спектъра на EW Lacertae, основан на 12 спектрограми от 120 см телескоп на Dominion Astrophysical Observatory. 11 от спектрограмите обаче са получени в две близки нощи, което не позволява проследяването на дълговременни спектрални промени. Сините спектрограми са получена върху очувствена Kodak IIIaJ емулсия, което позволява постигането на забележително високи спектрално разделение и отношение сигнал/шум.

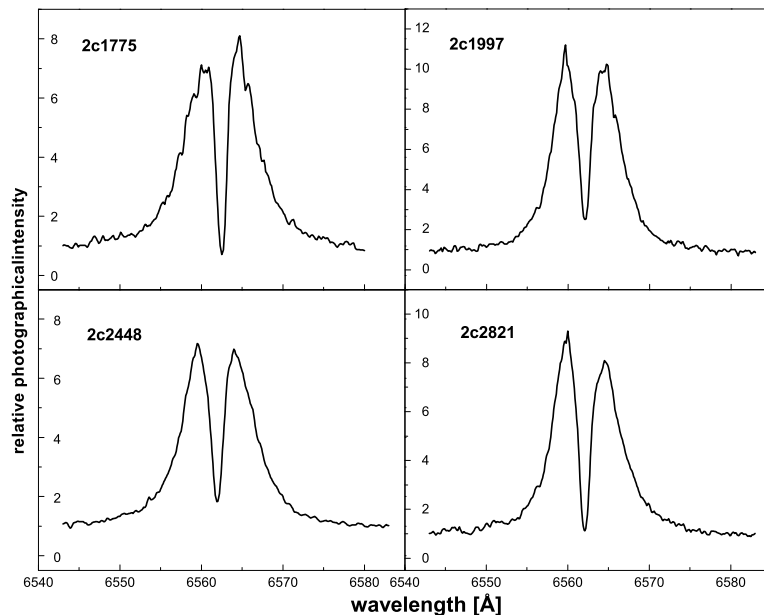
Hubert et al. (1987) разглеждат спектралното поведение на звездата по фотографски спектрални наблюдения от над двадесет годишен период. Те отделят две основни състояния на звездата. Описаното от авторите състояние със сравнително стабилна обвивка в значителна

степен повтаря спектралните характеристики на звездите от дефинираната от Gulliver група на Ве звезди със стабилни обвивки. Наблюдаваните промени в интензивността и V/R отношението на различните спектрални линии са с малки мащаби и на границата на точността. От друга страна периодът на спектрална променливост при EW Lacertae носи редица характерни белези, които отличават звездата в рамките на Ве звездите като цяло. За първи път Hubert et al. (1987) отбелязват отместване по време на спектралните промени във високите и на тези в по-ниските членове на Балмеровата серия. Така например при промените в радиалните скорости при H20 и тези на абсорбционното ядро на $H\beta$ това отместване достига 450 дни. Отбелязано е също отместване по време на V/R промените в линиите $H\beta$, $H\gamma$ и $H\delta$. Hubert et al. (1987) отбелязват, че при EW Lac се наблюдава синхронизиране на наблюдаваната асиметрия на силните линии от Балмеровата серия с промените в радиалните скорости. Подобна синхронизация се наблюдава и за линиите на shell-спектъра на звездата. Авторите коментират, че като цяло наблюдаваните спектрални прояви на активност на EW Lac могат да се обяснят с обвивка, състояща се от два компонента: студена, концентрирана към екваториалната равнина и оптически плътна част и дифузна, по-гореща и разпростираща се към полярните области част.

Според Mon et al. (2013) EW Lacertae в последните няколко десетилетия се намира в етап на квазициклични V/R вариации с характерно време от около 7 години. По-изразени промени са били наблюдавани през периодите 1976-86 г. и около 2010 г. Същите автори отбелязват, че най-продължителни са наблюдаваните вариации в линията $H\alpha$, докато периодите на активност в другите Балмерови линии се отличават с по-малка продължителност и отместване във времето. В същата работа се правят оценки и на промените в оптическата плътност и електронната плътност на материята на околосвездната обвивка, която е позиционирана пред централната звезда. Според авторите оптическата плътност е най-голяма в епохата на изразена променливост около 1979 г. Промените в електронната плътност съвпадат по време с наблюдаваните V/R промени, като поради това могат да се използват за индикатор на протичащите в обвивката процеси. Mon et al. (2013) посочват EW Lacertae като пример за Ве-shell звезда, която показва цикличност на спектралните V/R промени. В същата работа се привеждат оценки от позиционни измервания на емисионните компоненти. За периода обхванат от тяхните наблюдения, не се наблюдават вариации на разделението между емисионните пикове, което показва стабилни размери на околосвездната обвивка.

Нашите спектрални наблюдения на EW Lacertae бяха проведени с куде-спектрографа на 2м РКК телескоп на НАО Рожен и обхващат периода от 16.09.1983 до 5.10.1990 г. Наблюденията бяха осъществени с втора камера на спектрографа. В синята област те покриват интервала от 3500 до 4900 Å и бяха осъществени върху емулсии Kodak IIaO при дисперсия от 9 Åmm⁻¹. Наблюденията в червената спектрална област покриват интервала от 4800 до 6800 Å върху емулсии Kodak 103aO. За постигане на по-висока ефективност спектрограмите от подходящи партии бяха хиперсенсibiliзирани по специално разработена методика за повишаване на чувствителността на астрономическите фотографски емулсии чрез студено третиране с водород (вж. Zichova et al. (1988)). Обработката на наблюдателния материал бе извършена основно със софтуерния пакет SPEFO. Позиционните измервания бяха извършени частично с помощта на Осцилоскопичния Компаратор в НАО Рожен и частично по софтуерен способ. Постигнатото средно отклонение за отделните плаки не надвишаваше 0.1 Å. Фотометричната калибровка на всички плаки бе съобразена със средното ниво на континуума на звездния спектър с цел осигуряване на максимална точност за максимален брой спектрални линии. Тъй като емисията на EW Lac в линията H α се оказа доста силна през целия период на наблюденията, то калибрирането на фотометричната плътност на почернение бе извършвано чрез екстраполация. Това не оказва влияние върху точността на позиционните измервания на детайлите на ректифицираните спектрални профили, но за съжаление внася определена неточност при определяне на интензивността на емисията специално в линията H α .

Данни за използваните в нашето изследване спектрални наблюдения на EW Lacertae са систематизирани в таблица 3.6. Нашите наблюдения на звездата обхващат края на периода на V/R активност, както е отбелязан от Mon et al. (2013), и началото на последвалия спокоен период. Измерените отношения V/R на линиите H α , H β и H γ за различните плаки са представени в таблицата. Както се вижда от данните в таблицата, Фиг. 3.14 и Фиг. 3.15, отношението V/R на тези линиите действително се променя значително. Въпреки това могат да се проследят определени закономерности. Преди всичко, за разлика от групата на Ве звездите със стабилни обвивки, не се забелязва разлика в знака на отношението при линиите H α и H β , или когато V-компонентът е по-силен при H α , то той е по-силен и при H β . Това вероятно се дължи на по-голяма плътност на веществото в емитиращите области на околосвезданата обвивка. На Фиг. 3.16 са представени измененията на Балмеровата прогресия за EW Lac. Може да се отбележи, че по време



Фигура 3.14: Избрани профили на линията $H\alpha$ на звездата EW Lacertae. Представените наблюдения обхващат период на активни V/R промени.

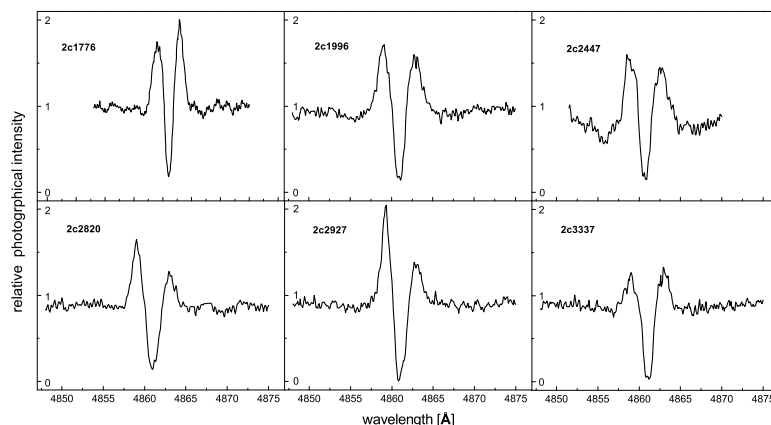
на активните V/R промени (по Mon et al. (2013)) и Балмеровата прогресия претърпява значителни промени, както по величина на градиента, така и по знак. Наблюдението след този активен период отразява почти пълната липса на Балмерова прогресия.

3.4.2 V923 Aquilae

Звездата V923 Aquilae (HD 183656, HIP95929) е включена в General Catalogue of Variable Stars, като е посочена фотометрична променливост с амплитуда на промяна на блясъка в границите от $5^m.98$ до $6^m.18$. Като източник на фотометричната променливост са посочени наблюденията от ИСЗ Hipparcos. В същия каталог звездата е посочена и като спектрално променлива с период, посочен в работата на Koubsky et al. (1989). Harper (1937) отбелязва shell-спектъра на звездата, като подчертава, че освен острите абсорбционни ядра на Балмеровите линии, такива са представени и в линиите на Fe II. Същият автор отбелязва

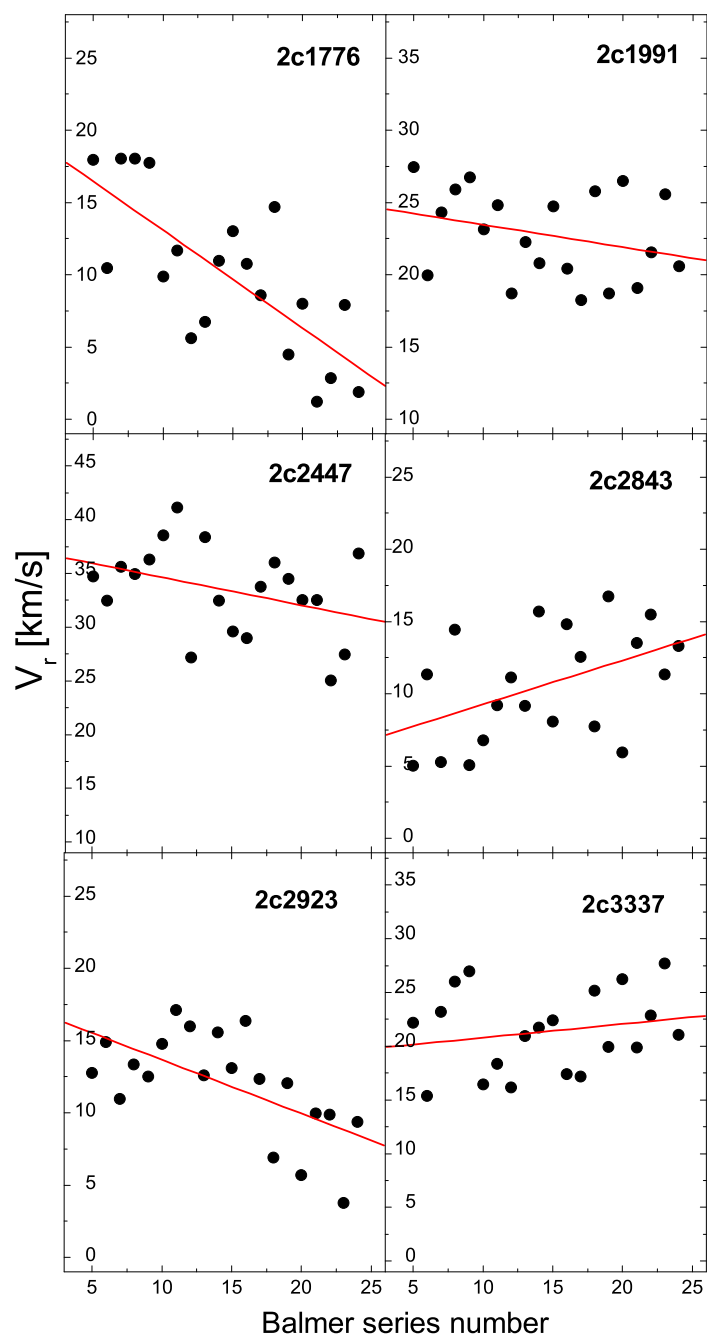
Таблица 3.6: Спектрални наблюдения на EW Lacertae и измерените параметри, касаещи еволюцията на околосвездната ѝ обвивка

спектрограма	JD 2440000+	V/R $H\alpha$	V/R $H\beta$	V/R $H\gamma$
2c1728	5594		0.976	1.0516
2c1730	5594	0.9783		
2c1733	5594		0.914	1.0620
2c1734	5594	0.9520		
2c1737	5594		0.8907	0.9871
2c1738	5594	0.9953		
2c1762	5608		0.8859	0.9781
2c1764	5608	0.9479		
2c1775	5625	0.8770		
2c1776	5625		0.8732	1.0477
2c1780	5625		0.9116	0.9548
2c1781	5625	0.8903		
2c1987	5947		1.123	1.0488
2c1988	5947	0.9920		
2c1990	5947	1.1980		
2c1991	5947		1.07	0.9797
2c1992	5947	0.9710		
2c1996	5948		1.1267	1.0284
2c1997	5948	1.1574		
2c2447	6239		1.0851	1.0926
2c2448	6239	1.0260		
2c2820	6686		1.2849	1.1502
2c2821	6686	1.2682		
2c2843	6695		1.2772	1.0768
2c2923	7039		1.3847	1.1217
2c2927	7040		1.4715	1.159
2c3337	8170		0.9493	0.9789



Фигура 3.15: Избрани профили на линията $H\beta$ на звездата EW Lacertae. Представените наблюдения обхващат, както периода на активни V/R промени, така и началото на последвалия период на относителна стабилност.

променлива радиална скорост на звездата. Bidelman (1950) посочва освен интензивния shell-спектър на V923 Aql, също така двойната емисия в линиите $H\alpha$ и $H\beta$. Той отбелязва, че отношението V/R на емисионните компоненти е < 1 . Jaschek et al. (1981) причисляват V923 Aql към III група според тяхната класификация на Be звездите. Към тази група спадат Be звезди с емисии само в линиите $H\alpha$ и $H\beta$ и остри абсорбционни ядра във всички останали спектрални линии. Всъщност, съгласно спектралния си подклас B5-6, V923 Aql се оказва една от най-ранните, и следователно най-горещите, известни shell-звезди. Rachkovskaya (1969), по наблюдения от 1965-1966 г., прави опит за класически спектрален анализ на V923 Aquilae и заключава, че звездата е водородно слаба. Vojkhanskaja (1976) намира, че звездата претърпява циклични спектрални промени. Тя оценява характерното време на тези промени на няколко десетилетия. Ringuelet & Sahade (1981) изследват подробно спектъра на V923 Aquilae. Техните наблюдения обхващат период, когато радиалната скорост на звездата има положителна стойности. Те определят, че ефективната температура на звездата T_{eff} е 15000 K, а класът светимост е V. Освен острите линии на shell-спектъра, Ringuelet и Sahade отбелязват несиметрични широки абсорбционни профили на



Фигура 3.16: Промени на Балмеровата прогресия при EW Lacertae при прехода от “активна” към “спокойна” фаза.

фотосферните линии на водорода и хелия. Върху Балмеровите линии с $n < 8$ се отбелязват насложени абсорбционни детайли. Rovira et al. (1984) сравняват спектъра на звездата във визуалната област с този в близкия ултравиолетов диапазон по наблюдения от спътника IUE. Те описват влиянието на околосвездната обвивка върху shell-линиите от Балмеровата серия на водорода, както и наличието на емисия в линиите $H\alpha$, $H\beta$ и $H\gamma$. Същите автори правят извод за наличие на преходна зона с повишена температура в околосвездната обвивка. Denizman (1994) провежда изследване на налични наблюдения в различни спектрални диапазони. Той отбелязва, че емисионните профили на линиите $H\alpha$ и $H\beta$ проявяват промени в отношенията V/R , E/C , както и сложна многокомпонентна структура. На тази основа Denizman прави извод, че има достатъчно свидетелства, че околосвездната обвивка на V923 Aql е с многокомпонентна структура. На базата на предположения за състоянието на веществото в околосвездната обвивка и за достигнатото динамично равновесие, Denizman прави опит за оценка на неговата плътност. За средната електронна плътност той получава стойности в интервала $1.09 \cdot 10^{11}$ - $1.94 \cdot 10^{11}$.

Koubský et al. (1989) правят подробно изследване на звездата. Авторите успяват да съберат спектрални наблюдения от 12 астрономически обсерватории по света, между които и НАО "Рожен", които обхващат интервал от 60 години. При направения анализ на над 140 измервания на радиалните скорости на V923 Aql се установява наличието на няколко типа променливост. Те се различават, както по амплитуда, така и по тяхното характерно време. Анализът на измерените радиални скорости показва, че те се променят в интервал от -60 до $+20 \text{ km s}^{-1}$ и квазицикъл от 5.75 години. Големият брой измервания позволява да се коригира предложеният от Merrill (1952) период от 6.5 години. Според Koubský et al. (1989) тези дълговременни промени са с изменяща се от цикъл към цикъл амплитуда, което затруднява извънредно анализа им. След коригиране на дългопериодичната вариация на радиалните скорости, Koubský et al. (1989) успяват да установят периодична вариация с амплитуда 10 km s^{-1} и период от 214.756^d . При тези начални условия, при предположение за масата на първичния компонент от $3.8 M_{\odot}$ и за различни инклинации са направени оценки на основните параметри на двойната система. За масата на вторичния компонент се получават стойности между 0.456 и $0.533 M_{\odot}$, а разстоянието между компонентите се оценява средно на $245 R_{\odot}$. Предполага се, че вторичният компонент е WR звезда, гореща хелиева звезда или червен гигант, запълнил своята повърхност на Roche.

Наблюдателният материал за нашето настояще изследване на звездата V923 Aquilae се състои от 8 спектрограми с висока дисперсия, получени в НАО Рожен през периода 1987 - 1991 г. Данните за него са представени в Табл. 3.7. Спектрограмите са от втора камера на роженския куде-спектрограф и покриват синия спектрален диапазон от 3400 до 4850 Å. Използвани са и резултати, публикувани в работата на Koubský et al. (1989).

Една от характерните спектрални особености на V923 Aquilae, която се отбелязва от различни автори, е променливата асиметрия на линиите в нейния shell-спектър. Най-често тази асиметрия се дефинира като отношението на дължината на синьото крило на абсорбционния профил, измерено на определено ниво на интензивност, към червеното крило. Ние си поставихме за цел, на базата на наличния наблюдателен материал, да изследваме дали съществува връзка на тази асиметрия с орбиталната фаза. За дискриминатор за извършване на измерванията на крилата на линиите от Балмеровата серия на водорода бе избрано ниво от 90% от локалния спектрален континуум. Резултатите от това изследване са представени в работата на Iliev (1994). Както се вижда от Фиг. 3.17, наблюдавана е изявена променливост на асиметрията на линиите на обвивката, свързана с орбиталната фаза на спектрално двойната система, описана от Koubský et al. (1989). В Табл. 3.7 са представени данни за отношението V/R на емисионните компоненти на линията $H\beta$. Може да се отбележи, че този параметър също се променя свързано с орбиталната фаза на двойната система. При фази около $\varphi = 0$, V/R е < 1 , докато при фази около $\varphi = 0.5$, V/R е > 1 . Тази синхронизирана с орбиталната фаза променливост може да намери обяснение при предположение за елиптична пръстенообразна форма на околос звездната обвивка, за наличие на едноръкавна пулсация или чрез друг алтернативни модели на обвивката, които включват относително придвижване на големи маси от околос звездната материя по лъча на зрение.

Arias et al. (2004) изследват отново наличните ултравиолетови спектри от спътника IUE в комбинация с високодисперсни спектри, получени в последващи наблюдения за V923 Aquilae. В резултат на изследване на дългопериодични промени в линиите на Fe II, Mg II и $H\alpha$, авторите правят извод, че не е представено масивно изтичане на вещество от атмосферата на централната звезда. Поради тази причина състоянието на веществото в обвивката може да се апроксимира със статични модели. Това позволява да се направят оценки на размерите на областите от околос звездната обвивка, формиращи shell-линиите на Fe II в UV спектъра на звездата. Така авторите успяват да оценят, че тези размери се

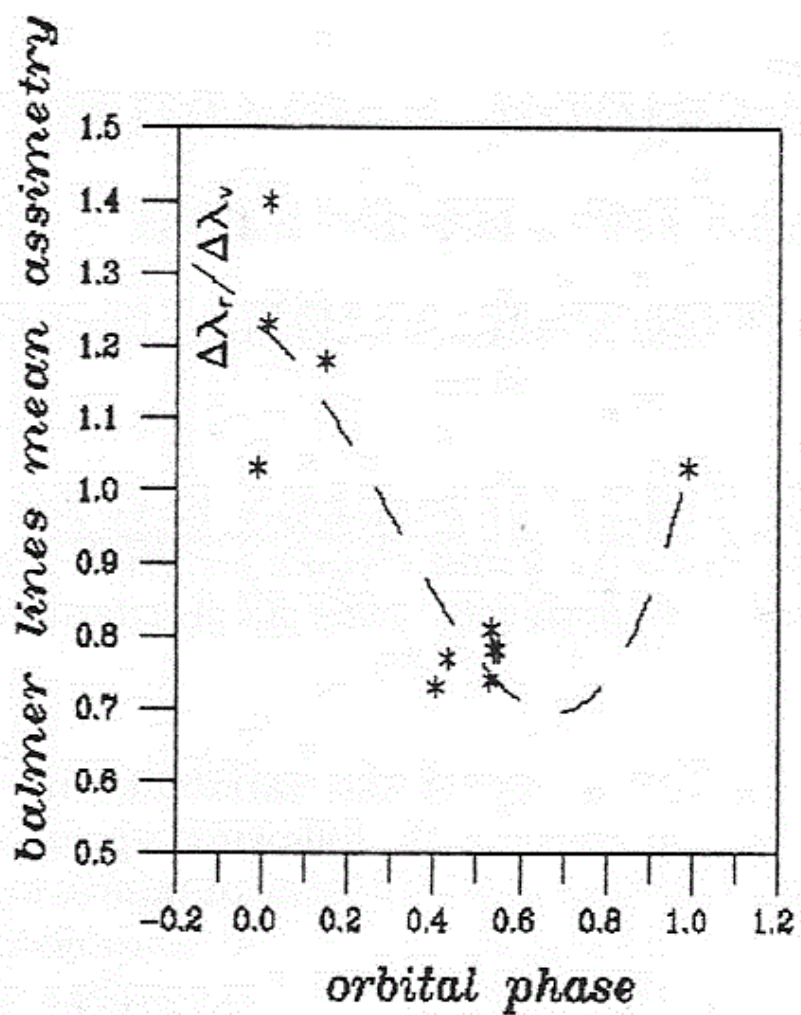
Таблица 3.7: Спектрални наблюдения на V923 Aquilae и промени на отношението V/R, отразяващо промени в околостездната ѝ обвивка. Фазите са съгласно ефемеридата на спектралната двойна система от Koubsky et al. (1989)

спектрограма	JD 2440000+	phase	V/R H β
2c2896	7011	0.4029	1.4715
2c2921	7038	0.5286	1.4715
2c2922	7039	0.5333	1.3847
2c2926	7040	0.5379	1.4715
2c2929	7042	0.5472	1.4715
2c3381	8430	0.0108	0.9493
2c3383	8431	0.0155	0.9493
2c3387	8459	0.1457	0.9493

променят синхронно с орбиталната фаза на V923 Aquilae в интервал от 2.1 до 4.4 R $_{\star}$.

Доброто качество на роженските спектрограми позволи да бъде извършено пълно отъждествяване на shell-спектъра на звездата. Поспециално внимание бе отделено на изследването на линиите на еднократно йонизираното желязо, които са най-обилно представени в спектъра на звездата. За три от мултиплетите на Fe II в спектъра на V923 Aquilae бяха отъждествени достатъчно линии, които да позволят по-детайлното им изследване. От мултиплет 27 бяха отъждествени 6 линии, от мултиплет 37 - също 6 линии, а от мултиплет 38 - 7 линии. Данните за линиите от тези мултиплети са сумирани в Табл. 3.8.

На Фиг. 3.18 са представени данните за измерените остатъчни интензивности на линиите от тези три мултиплета в зависимост от орбиталната фаза на спектрално-двойната система. Фазата е определена съгласно ефемеридата в работата Koubský et al. (1989). По ординатната ос са отбелязани табличните стойности на коефициента на Айнщайн A_{ij} за съответния преход, които се използват за представяне на индивидуалните линии в съответните мултиплети. Тези коефициенти са еднозначно свързани със силите на осцилаторите, g-факторите на Landé и други параметри, определящи еднозначно атомните преходи, съответни на наблюдаваните линии. A_{ij} коефициентите се определят от зависимостта:



Фигура 3.17: Промени на асиметрията на Балмеровите shell-линии в спектъра на V923 Aquilae в зависимост от орбиталната фаза (Iliev (1994)).

Таблица 3.8: Таблични спектрални данни за най-добре представените мултиплети на Fe II в спектъра на V923 Aquilae

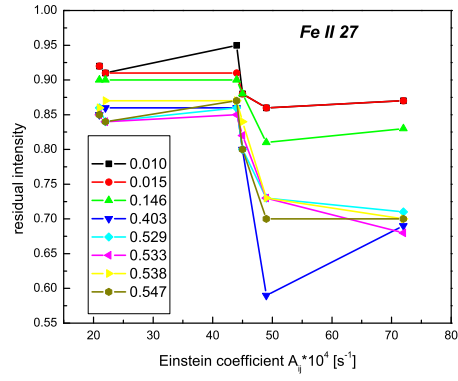
Fe II 27		Fe II 37		Fe II 38	
λ [Å]	$A_{ij}10^4$	λ [Å]	$A_{ij}10^4$	λ [Å]	$A_{ij}10^4$
4173.45	44	4489.19	6	4508.28	70
4233.17	72	4515.34	70	4522.63	84
4303.17	22	4520.23	10	4541.25	9
4351.76	49	4534.17	2.3	4549.47	100
4385.38	45	4555.89	23	4576.33	6.4
4416.82	49	4629.34	17	4583.83	72
				4620.51	2.5

$$A_{ij} = \frac{8\pi^2\nu^2 e^2}{\epsilon_0 m_e c^3} \frac{g_i}{g_j} f_{ij}$$

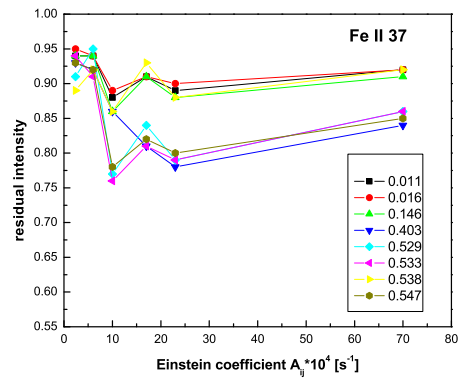
Тук f_{ij} е силата на осцилатора, а g_i и g_j са съответните g-фактори.

Както може да се отбележи, някои от линиите в изследваните мултиплети на Fe II променят чувствително интензивността си, като се групират в съответствие с фазата на двойната звездна система. Като правило това са по-силните спектрални линии. Линиите с различни стойности на коефициента A_{ij} показват различна чувствителност към наблюдаваните промени в околос звездната обвивка. Може да се направи изводът, че параметрите, свързани с интензивността на формираните shell-линии, като например плътността на веществото в околос звездната обвивка, количеството на материя поглъщаща светлината от централната звезда и др., показват промени, които са във връзка с орбиталното движение на звездите в двойната система. Тъй като енергетически преходите за линиите в един и същи мултиплет при Fe II се различават незначително, наблюдаваните промени в остатъчната дълбочина на различните линии в зависимост от орбиталната фаза говори за установяване на дълготрайна структура на околос звездната обвивка с нетермален характер (Doazan (1982)). Косвено това се потвърждава и от данните на различните изследователи на V923 Aql, които описват сходните характеристики на звездата в продължение на десетилетия.

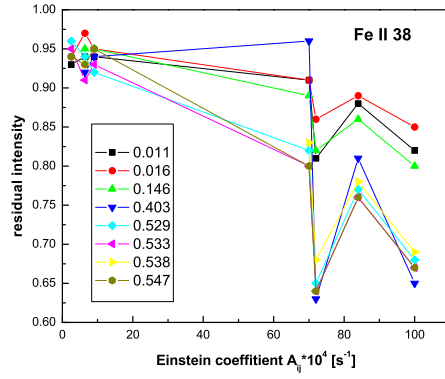
Една важна характеристика на Ве звездите, която носи информация за протичащите промени в околос звездната обвивка, е Балмеровата прогресия. За първи път Merrill (1952) описва наличието на такава прогресия при V923 Aquilae. Той отбелязва, че прогресията е негативна,



a.



b.



c.

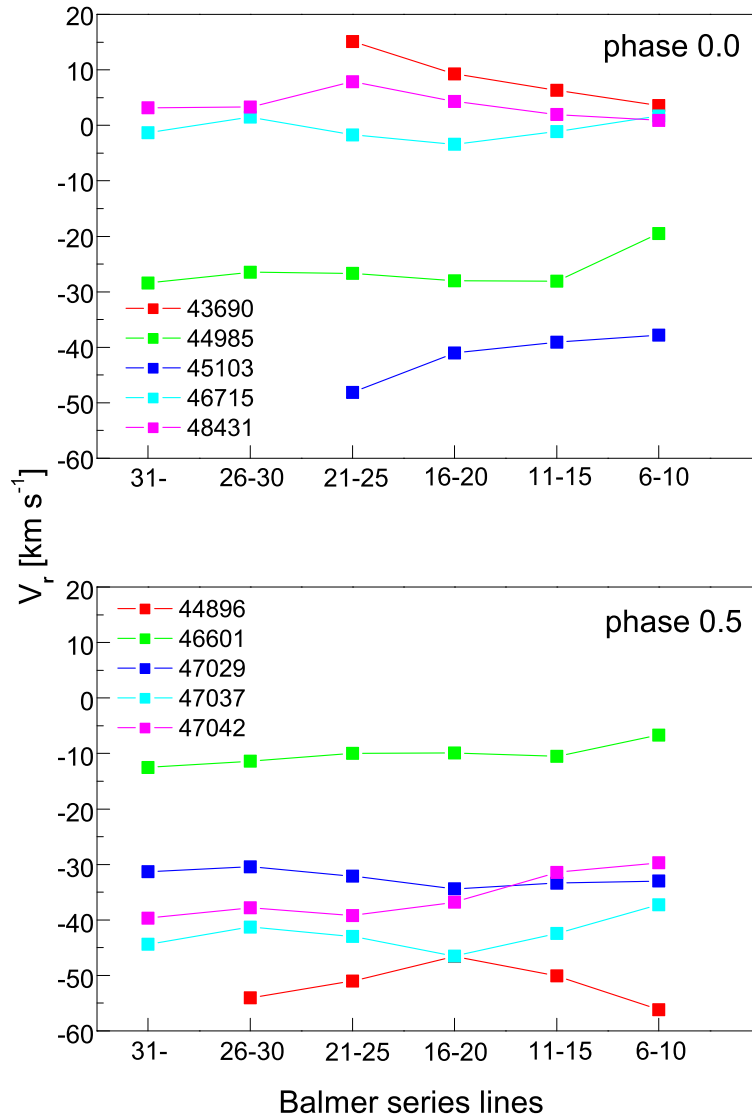
Фигура 3.18: Промени в интензивността на линиите от различни мултиплети на Fe II в shell-спектъра на V923 Aquilae в зависимост от орбиталната фаза.

когато средната радиална скорост на звездата е негативна и обратно, тя е позитивна, когато средната скорост е алгебрично по-висока. Наличният наблюдателен материал, както и публикуваните данни в работата на Koubsky et al. (1989), позволява да се изследват промените в Балмеровата прогресия при V923 Aquilae. В нашето изследване си поставихме за цел да проследим тези промени за по-голям период от време и да проверим наличието на обвързаност на тези промени с орбиталната фаза на двойната система. На Фиг. 3.19 са представени резултати от измерването на Балмеровата прогресия по спектрограми от Рожен и Ondřejov, групирани около орбитални фази 0 и 0.5.

Използваните данни от изследването на Koubský et al. (1989) са представени във формата, възприет в изследването Merrill. Подбрани са резултатите от наблюдения, които покриват представително голям период от време. Може да се направи извод, че промените на градиента на Балмеровата прогресия при V923 Aquilae не са свързани пряко с орбиталната фаза на звездата, а по-скоро са в зависимост от развитието на дългопериодичната циклична промяна на радиалната скорост. От представените резултати се вижда, че Балмеровата прогресия може да приема различни стойности при едни и същи орбитални фази. Следва да се отбележи обаче, че отрицателни стойности прогресията има само при отрицателни средни радиални скорости на звездата, докато при положителни средни стойности прогресията е с почти нулев градиент. Очевидно наблюдаваните промени на балмеровата прогресия са свързани с механизми на възникване, които са различни от тези, в основата на промените в асиметрията на shell-линиите и на промените при мултиплетите на Fe II.

3.5 Заключение

Изследването на характерните прояви на активност в спектрите на Ве звездите във визуалната спектрална област има определящо значение за разбиране на Ве-феномена. Освен, че исторически те са първите наблюдавани характеристики на Ве звездите, и в настоящия момент тази активност е най-мащабното и информативно проявление на Ве-феномена. Все повече факти говорят, че само проследяването на развитието с течение на значителен период от времето на различните прояви на активност при Ве звездите може да донесе ключ за цялостното разбиране на комплексните процеси, протичащи при Ве звездите. Разнообразните нови детайли, които се установяват при задълбочено изследване на протичащите процеси, добавят съществена нова информация



Фигура 3.19: Промени на градиента на Балмеровата прогресия в спектъра на V923 Aquilae в зависимост от спектралната орбитална фаза и дългопериодичната циклична промяна на средната радиална скорост. Моментите са означени като JD 2400000+. Скоростите на линиите от Балмеровата серия са усреднени по начина, възприет в работата Koubský et al. (1989).

за еволюцията на Ве звездите, както и за развитието на различни компоненти от околозвездна обвивка.

За настоящето изследване бяха избрани обекти, които са характерни представители на различни класове от голямата група на Ве звездите.

Ве/shell звездата Pleione е известна със цикличните преходи между различни спектрални фази, свързани с коренна промяна на характеристиките на нейния спектър. За нея бе изследвана трансформацията на спектрална shell-фаза към емисионна Ве-фаза. Беше отбелязана промяната и последвалото изчезване на shell-линиите в периода 1987 - 1988 г., който бележи края на shell-епизода на звездата. Бяха определени моментите на преход между отделните спектрални фази съгласно различни признаци. Установено бе, че началните моменти, определени по различни признаци, приети от различните автори, не винаги съвпадат. Същевременно беше проследена и промяната на Балмеровия декремент, който се утвърждава като важна спектрална характеристика, отразяваща развитието на процесите в околозвездната обвивка при Ве звездите. На следващ етап, с прилагане на CCD наблюдения с високо спектрално разделение, беше проследено развитието на емисионната Ве-фаза на Pleione. За първи път беше проследено постепенното развитие на емисионната фаза по няколко различни параметри. Беше установено, че общата интензивност на емисионните линии от Балмеровата серия на водорода не се променя скокообразно с навлизането в нова спектрална фаза. Общата интензивност на емисията се променя постепенно с течение на спектралната фаза и достига своя максимум още през 1993 г. или само 4 години след края на shell-фазата. развитието на размерите на емитиращите области в линиите $H\alpha$ и $H\beta$ също се извършва постепенно, и те достигат своя максимум през 1997 г. Наблюденията с висока резолюция позволиха за първи път при Pleione да бъдат наблюдавани раздвоявания на върховете на емисионните компоненти в определени моменти от еволюцията на обособената околозвездна обвивка. Тези нови факти за развитието на емисионната спектрална фаза на Pleione ще допринесат съществено при всеки опит за пълно моделиране на процесите, протичащи в околозвездната обвивка на звездата.

Променливостта на Ве звездите е тяхно основно характерно качество, както е било отбелязвано от изследователите още от най-ранните етапи на тяхното изучаване. В тази връзка извънреден интерес представлява групата от Ве звезди със стабилни и устойчиви обвивки, които не показват значителни промени в продължение на дълги периоди от време. Тази група е дефинирана и първоначално изследвана от Gulliver

(1981). Спектралните наблюдения във видимата област с високо разделение на звезди от групата на Ве звездите със стабилни обвивки, доведе до установяване на нови и съществени факти за тези звезди. В настоящето изследване са включени 2 от най-интересните звезди от тази група: 1 Delphini и HD 179343.

По наблюдения, получени основно на роженския куде-спектрограф, бе установено, че и при двете звезди се наблюдават промени, както във V/R отношението на профилите на най-силните емисионни профили, така и в общото ниво на интензивност на емисията. За 1 Del за периода на нашите наблюдения бяха регистрирани промени в интензивността на синия и червения компоненти на емисионните профили, а също и в дълбочината на централното абсорбционно ядро. Средната интензивност на емисионните компоненти на линията $H\alpha$ се променя в интервал от 0.117 по остатъчна интензивност. Установената променливост е с малка амплитуда, но която все пак надхвърля съществено нивото на достигната точност. За първи път е установено, че при протичащите промени V/R отношението при най-силната емисионна линия $H\alpha$ често се различава по знак със същото отношение при $H\beta$. Направените оценки на размерите на емитиращите обвивки варират много слабо за периода на наблюденията и са $2.3592 R_*$ за $H\alpha$ обвивката и $1.5964 R_*$ за $H\beta$ обвивката. Това са най-малките измерени стойности за размери на емитиращите обвивки сред известните за всички Ве звезди. Същото спектрално поведение беше установено и за HD 179343. За периода на наблюденията бяха отбелязани промени в знака отношението V/R . Средната интензивност на емисията в линията $H\alpha$ също отбелязва слаби промени, като вариациите не надхвърлят 0.073 в остатъчна интензивност. Може да се направи изводът, че изследваните звезди със стабилни обвивки всъщност се оказват променливи с малка амплитуда на вариациите.

Наблюдаваните спектрални промени при двете най-типични Ве звезди със стабилни обвивки показват, че тези звезди не се различават толкова драстично от останалите Ве звезди, както е предполагал Gulliver (1982). Характерът на тези промени по-скоро доближава звездите от тази група до основната част от Ве звездите. Въпреки наблюдаваните промени в профилите на най-интензивните спектрални линии $H\alpha$ и $H\beta$, основните спектрални характеристики на изследваните звезди, като обилното присъствие на shell-линии и общата интензивност на емисионните и абсорбционни компоненти, остават непроменени в продължения на десетилетия. Установената времева скала на наблюдаваните промени, както и техният мащаб, отмества към по-високи стойности

временната граница за протичане на стабилни дълготрайни процеси в околостелните обвивки на Ве звездите като цяло.

В настоящето изследване включихме още две характерни звезди, представители на важни подгрупи от Ве звездите. В проявите на Ве-феномена, които се наблюдават при тях, са преплетени съществени за разбирането на общата еволюция на Ве звездите процеси и взаимодействия. Звездата EW Lacertae е известна Ве/shell звезда, която едновременно проявява много силна емисия на линиите от Балмеровата серия на водорода, съчетана с много интензивни линии на студената околостелна обвивка. По своите характеристики звездата е много близка до групата на Ве звездите със стабилни обвивки. В същото време някои автори отбелязват наличието на квазициклически спектрални промени и по-специално на отношението V/R . Наблюденията, обхванати от настоящето изследване, съвпадат с края на период на спектрална активност на звездата и началото на спокоен период. Също както и при Ве звездите със стабилни обвивки, при EW Lac в течение на времето се наблюдава промяна на отношението V/R на най-силните водородни линии $H\alpha$ и $H\beta$. За разлика от stable-shell звездите обаче, при двете линии V/R отношенията никога не се различават по знак, което вероятно се дължи на значително по-висока плътност на веществото в обвивката. За първи път за звездата бяха проследени промените в Балмеровата прогресия. Бе установено, че през периода на V/R активност (Mon et al., 2013) се наблюдават значителни промени в Балмеровата прогресия, както по знак, така и по градиент.

Звездата V923 Aquilae е известна Ве звезда с интензивен shell-спектр. Същевременно тя е и компонент от двойна звездна система. Изследването на промените в спектъра на тази звезда допринасят съществено за установяване на влиянието на взаимодействието между компонентите на двойната система върху развитието на характеристиките на Ве-феномена, в частност на спектралните прояви на обособената околостелната обвивка. За първи път за тази звезда бе установена корелация на промените в асиметрията на абсорбционните профили с орбиталната фаза на двойната система. Също така за първи път бяха установени промени в рамките на линиите от един и същ мултиплет на еднократно йонизираното желязо, които са чувствителни към орбиталната фаза на двойната система. За продължителен период от време бяха проследени промените в Балмеровата прогресия на V923 Aql. От обобщените данни може да се направи изводът, че градиентът на Балмеровата прогресия при тази звезда не е свързан с орбиталната фаза на двойната система, а е по-скоро във връзка с дълговременните цикли,

отразени в промяната на радиалните скорости измерени за звездата.

Глава 4

Спектрална активност на Ве звездите в близката инфрачервена спектрална област

4.1 Ве звездите в инфрачервената спектрална област

Макар и не толкова изявени, както са тези във видимия спектрален диапазон, промените в спектъра на Ве звездите в близката инфрачервена област заслужено привличат вниманието на изследователите. Наблюдаваната активност допълва картината, основана на данни от видимата област със съществени нови детайли и информация за различни области от обособените околозвездни обвивки.

Първите спектрални наблюдения на Ве звезди в близката инфрачервена област са представени от Merrill & Wilson (1934). Опит за по-системно и широкообхватно изследване прави Hiltner (1947). Той отделя особено внимание на Ве и Ве-shell звездите, като определя като особено важни проявите на емисия в линиите на неутралния кислород O I 7770 Å и O I 8446 Å и на калциевия триплет Ca II 8498 Å, Ca II 8542 Å и Ca II 8662 Å.

Поради големия интерес към изследването на Ве звездите и проявите на Ве-феномена, през втората половина на XX век започват техни наблюдения в практически всички достъпни на астрономията спектрални диапазони. Поради своята сравнителна достъпност, изследванията провеждани в инфрачервената област заемат основно място. Един

добър обзор на първите данни за линейния спектър на тази област дава Johnson (1977). Специални програми са проведени в обсерваториите Haute Provence и Asiago. Те са фокусирани върху пекулярни линии отвъд границата от $10000\text{\AA}$, като Paschen 6, HeI $10830\text{\AA}$ и HeI $10921\text{\AA}$, CI мултиплета при $10690\text{\AA}$ и др.

Според Houziaux & Andrillat (1982), при Be звездите в инфрачервената област между 1.5 и $4.7\text{ }\mu\text{m}$ доминиращи са линиите на неутралния водород от серията на Бракет (Brackett). Те отбелязват, че различните Be звезди показват значителни различия в поведението на линиите. Например Be звездата γ Cas, известна с изключително интензивните водородни емисии във видимата област, показва всички достъпни линии на серията на Бракет също в емисия. В същото време друга Be звезда ζ Tau, която демонстрира интензивен shell-спектър във видимата област, има само линията Br α в емисия. Налага се изводът, че именно в IR област може най-добре да се различат групите на Be звездите и shell-звездите и да се изследват моментите на фазови преходи между тях. Освен линиите от серията на Бракет, Smith et al. (1979) отбелязват, че в емисия се наблюдават и линиите от сериите на Пфунд (Pfund) и Хъмпфри (Humphrey). Те обръщат внимание, че типичната ширина на линиите около $4\text{ }\mu\text{m}$ е $\simeq 130\text{ km s}^{-1}$, което е доста по-малко от наблюдаваното за същите звезди във видимата област ($\simeq 300\text{ km s}^{-1}$). Същите автори правят извода, че инфрачервените спектрални линии се образуват в оптично плътни, горещи области в обвивката в близост до централната звезда. Абсорбционните линии във видимата област, по които обикновено се определя скоростта на въртене на Be звездите, се образуват в по-студените външни части на звездната атмосфера.

Една от най-интересните линии в IR област при Be звездите е OI $8446\text{ \AA}$. Смята се, че тя се наблюдава в емисия поради флуоресцентен механизъм захранван от Ly β фотони (Houziaux & Andrillat, 1982). Неизяснен остава фактът, че не се наблюдава пряка връзка с каскадния предшественик на $11287\text{ \AA}$ и интензивността на свързаните преходи на UV триплета при $1302\text{ \AA}$. Важни резултати за структурата на обособените обвивки при Be звездите са получени от изследване на инфрачервения непрекъснат спектър (напр. Garrison, (1978)). На първо място се отбелязва наличието на силен ексцес на излъчването в тази област, както и на неочаквано малкия Балмеров скок в сравнение с нормални звезди от аналогичен спектрален клас. Whittet & Breda (1980) извършват първото сравнително пълно инфрачервено фотометрично изследване на голяма група южни B и Be звезди. Те изследват блясъка във филтри J, H, K и L на разширената фотометрична система на Johnson

(1.2 до $3.5 \mu\text{m}$). Намерените от тях цветни индекси показват значително отклонение и то най-вече при shell-звездите. Най-чувствителен се оказва индекса (V-K), който средно е доста по-голям от (B-V). Последният от своя страна, също е по-голям от наблюдаваните средни стойности при нормални неемисионни В звезди. Whittet & Breda показват също, че инфрачервеният ексцес на излъчването е свързан със стойностите на скоростта на въртене при съответните Ве звезди.

Scargle et al. (1978) се опитват чрез наблюдение на инфрачервения непрекъснат спектър на γ Cas да получат данни за веществото в обособената околозвездна обвивка. Авторите успяват да отделят излъчването на обвивката от това на звездата. За случая на γ Cas те намират, че инфрачервеният ексцес се дължи главно на свободно-свободни и свободно свързани преходи в газа на обвивката, който се намира при $T_S = 18000\text{K}$ и има оптическа плътност $\tau(1 \mu\text{m}) = 0.5$. Моделите на околозвездния диск, които най-добре описват резултатите от наблюденията предполагат електронна плътност на газа $\text{Ne} = 10^{12} \text{ cm}^{-3}$ и размери от $2 \cdot 10^{12} \text{ cm}$. Авторите смятат, че обвивката активно преразпределя енергията излъчвана от централната звезда. В IR диапазон тя добавя собствено излъчване, но другаде поглъща от излъчването. В някои области на спектъра общият ефект може да се уравни и там обвивката остава невидима за наблюдателя.

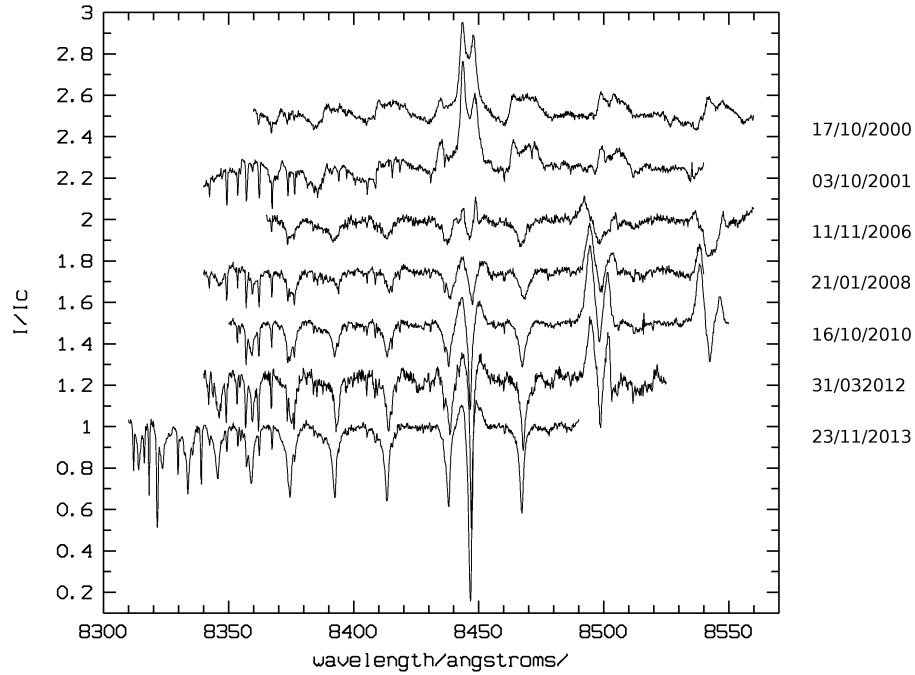
В по-нови работи Daugherty et al. (1993, 1994) изследват разпределението на енергията в спектъра на голяма група Ве звезди, като използват Женевската фотометрична система плюс системата от филтри JHKL на ESO. Авторите се опитват да оценят някои геометрични и физически характеристики на веществото в околозвездните обвивки. Те изследват ефекта от различни възможни градиенти на закона за разпределение на плътността ($\rho(r) \sim r^{-n}$, $n=2, 2.5, 3, \dots, 5$) за звезди наблюдавани откъм полюса (pole-on) или откъм екватора (edge-on). Сравнението на наблюденията показва, че този прост модел може да опише задоволително инфрачервения излишък на излъчване при Ве звездите при положение, че се приеме градиент $n > 3$. Тези стойности добре се съгласуват и с наблюденията в милиметровия радиодиапазон. Важна информация за геометрията на дисковете около Ве звездите може да бъде получена от сравнението на емисията (най-вече в $\text{H}\alpha$) във видимата област с инфрачервения ексцес. Взаимната връзка между тези две прояви на Ве-феномена е била забелязана за първи път от Dachs et al., (1988). Други автори, като Kastner & Mazzali (1989) и van Kerkwijk et al. (1995), използват различни модели за да се изчисли теоретично зависимостта между IR ексцес и излъчването в най-силната линия в

оптическият диапазон - H α . Резултатите показват, че дисковият модел на Waters дава твърде силна H α емисия, докато алтернативният модел води до занижаване на стойността и. За съжаление нито един от моделите не успява да даде адекватно разпределението на плътността и полето на скоростите в обвивката.

Много изследователи на Ве звездите обръщат внимание на техния инфрачервен ексцес. Chokshi & Cohen (1987) определят IR ексцес за голяма група ярки Ве звезди по наблюдения от сателита IRAS и средноивична фотометрия в близката IR област. Те установяват корелация между светимостта на Ве звездите в H α и определеният от тях IR ексцес. Chokshi & Cohen свързват получените данни за IR ексцес с континуума, формиран от свободно-свободните и свободно-свързаните преходи в околосвездните обвивки, както и на H α рекомбинацията. Същите автори не намират корелация между светимостите в H α и IR области и скоростите на въртене на Ве звездите. Dougherty, Taylor & Clark (1991) представят резултати от изследването на IR ексцес в областта между 1 μ m и 5 μ m при над 100 ярки Ве звезди. Те намират доказателства, че наблюдаваният ексцес при някои Ве звезди надхвърля очакваното само от свободно-свободни и свободно-свързани преходи. Според тях това се дължи или на емисия от прахови частици в околосвездната обвивка, или на абсорбция на студен околосвезден материал.

4.2 Pleione

Наблюдателната програма на настоящето изследване в областта на близката инфрачервена спектрална област беше съсредоточена върху звезди с интензивни shell-спектри и обхващаше Pleione и звездите със стабилни обвивки HD179343, HD192954, HD193182 и HD195325. Pleione и представителите на групата на Ве звездите със стабилни обвивки представляват взаимно допълващи се типове на Ве звезди. Докато за Pleione е известно, че претърпява дълбоки промени на своя спектър и интегрален блясък, то звездите със стабилни обвивки се отличават с продължаващо с десетилетия състояние на липса на дълбоки промени. Наблюденията са извършени с куде-спектрографа на 2м РКК телескоп в НАО Рожен. Използувана беше решетка Bausch & Lomb с 632 ln mm⁻¹. Използваната конфигурация на спектрографа дава дисперсия от 0.204 Å/px или 8.28 Åmm⁻¹. Основна цел на наблюденията беше областта около линията O I 8446 Å, която се оказа чувствителен индикатор на процесите на активност при Ве звездите. При възможност беше наблюдавана и областта на инфрачервения Ca II триплет.

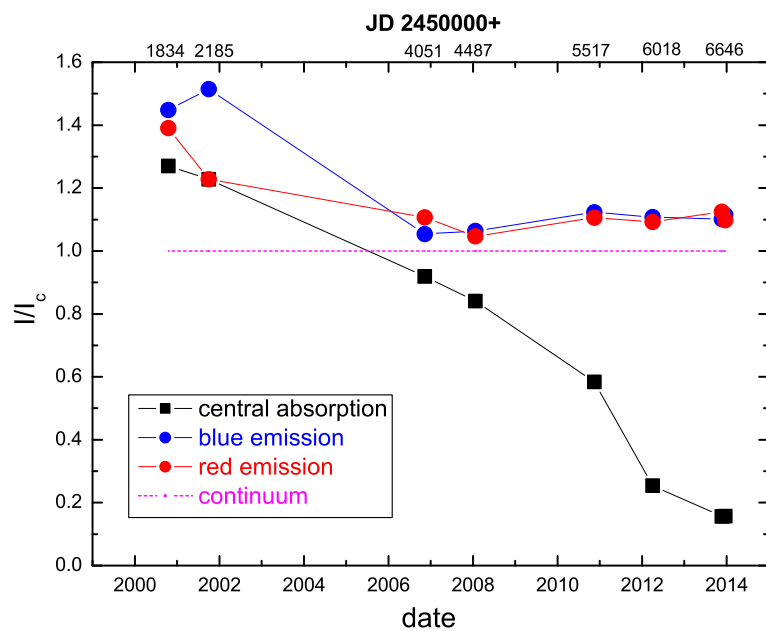


Фигура 4.1: Набор от спектри на Pleione в близката IR област. Наблюденията са от периода на спектрален фазов преход.

Основните резултати са представени в Iliev (2015).

Както може да се види от Фиг. 4.1, спектрът на Pleione в областта на O I 8446 Å се променя драстично по време на претърпяния последен преход между емисионна и shell спектрални фази. По време на Ве-фазата в емисия е представена не само линията на кислорода, но и линиите от Пашеновата серия на водорода чак до Pa 17 и Pa 18. При това емисиите в Пашеновите линии са толкова силни, че запълват изцяло абсорбционния фотосферен компонент. В случая трябва да се отбележи, че по същото време от линиите на Балмеровата серия на водорода само най-интензивната линия H α запълва изцяло абсорбционния си компонент. При всички останали линии от Балмеровата серия емисията не е достатъчно мощна, за да запълни фотосферния абсорбционен компонент (Iliev et al. (2007)).

В течение на прехода на Pleione между спектралните фази, емисионните компоненти на O I 8446 постепенно отслабват и през периода 2006 - 2008 достигат нива от около 1.04 (Fig. 4.2). Трябва да се от-



Фигура 4.2: Промени на компонентите на емисионния профил на спектралната линия O I 8446 на Pleione. Промените са оценени спрямо ректифицираното ниво на континуума в областта на спектралната линия.

бележи, че през този период се сменя и отношението V/R . След това емисията отново се усилва, но с по-бавни темпове. Моментът на най-слаба емисия в линията O I 8446 съвпада приблизително с момента на най-слабата емисия в $H\alpha$. През целия период на наблюдения централната абсорбция на линията постепенно се усилва. След ноември 2006 тя вече е под нивото на континуума. Преминаването на остриите shell-ядра на емисионните линии при Ве звездите под нивото на непрекъснатия спектър в съответната област се смята за общоприет признак за преминаване към спектрална shell-фаза. Развитието на линията O I 8446 предхожда по време подобното развитие на емисията в $H\alpha$. В случая това може да се разглежда като първи предвестник за преминаването на Pleione към спектрална shell-фаза.

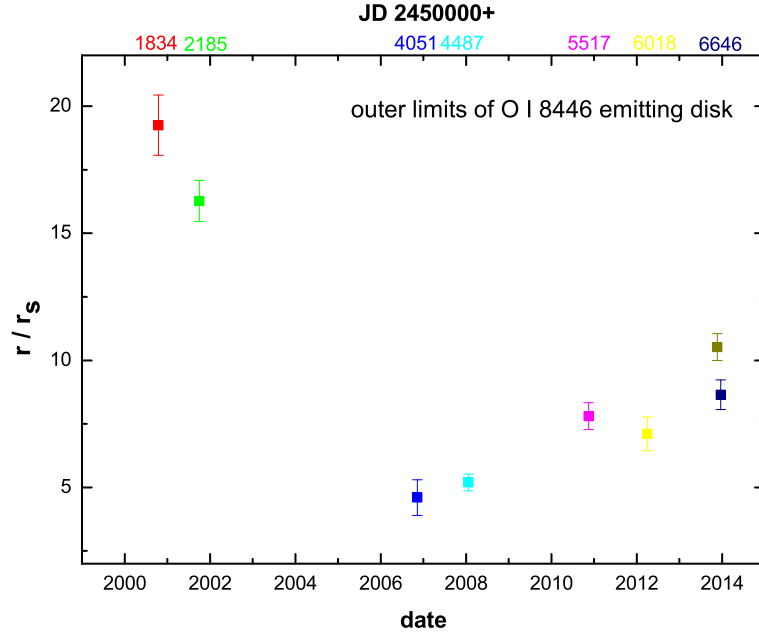
Интерес заслужава също така поведението на линиите инфрачервения триплет на Ca II. Докато до 2006 г. те са доста слаби и потъват в емисиите на близките Пашеновите линии, то след 2008 г. тези линии значително се усилват и надхвърлят нивата на наблюдаваните преди това Пашенови емисии. Такова развитие се наблюдава за първи път при смяна на спектралната фаза на Pleione.

На Фиг. 4.3 е представено развитието на размерите на излъчващата в линията O I 8446 обвивка. Оценките са правени според изводите в работата на Huang (1973) и приложени от Hanuschik (1986, 1987) и Balerreanu et al. (1995) и др. за класически Ве звезди. Външните размери на емитиращата в O I 8446 обвивка на Pleione намаляват от 17-18 звездни радиуса през 2000-2001 г. до около 5 звездни радиуса през 2007-2008 г.. След тази повратна точка емитиращата обвивка започва да нараства с по-бавни темпове.

4.3 Ве звезди със стабилни обвивки

Спектралните наблюдения в близката инфрачервена област на звездите от групата на Ве-звездите със стабилни обвивки бяха направени при същите условия, както и тези на звездата Pleione. За съжаление, тъй като звездите от тази група са значително по-слаби от Pleione, получаването на качествен наблюдателен материал беше затруднено. Въпреки това, за всички звезди от групата бяха получени спектри в областта на линията O I 8446. За някои от звездите (HD179343, HD 192954) това са първи наблюдения в близката инфрачервена спектрална област.

При HD179343, HD 192954 и HD 193182 линията O I 8446 е в емисия и има сходни по характеристики профили. И при трите звезди отношението V/R е > 1 . При HD195325 (1 Del) профилът на O I 8446, както



Фигура 4.3: Развитието на околозвездния газов диск на Pleione. Размерите на емитиращата обвивка са изчислени от емисионните компоненти на линията O I 8446Å. Представени са и оценките за стандартното отклонение на индивидуалните измервания.

Таблица 4.1: Размери на емитиращите области в линията O I 8446Å на околозвездните обвивки на Ве звездите със стабилни обвивки

star	R_e/R_*
HD 179343	6.53
HD 192954	7.85
HD 193182	5.33
HD 195325	-

и на близките пашенови линии, е в абсорбция. Това подчертава обособеността на 1 Del от останалите звезди от групата и поставя въпроса доколко групата на Ве звездите със стабилни обвивки, както е дефинирана от Gulliver (1981), е хомогенна. В таблица 4.1 са представени оценките за размерите на емитиращите в О I 8446 области на околосвездните обвивки.

Както се вижда от приведените резултати, размерите на емитиращите в близката инфрачервена област обвивки на 3 от Ве-звездите със стабилни обвивки, са близки по стойност. Те са подобни с регистрираните минимални стойности за размерите на емитиращата обвивка на Pleione. Последното може да бъде разгледано като аргумент в полза на твърдението, че сравнителната стабилност на обвивките при звездите от тази група се достига при минимални размери на околосвездната обвивка.

4.4 Заключение

Наблюденията на Ве звездите в близката инфрачервена област ($\lambda < 10000\text{\AA}$) дават ценна допълнителна информация за различни области от обособените им околосвездни обвивки. Наблюдаваните линии в тази спектрална област се образуват в най-плътните и горещи области на обвивките в близост до централната звезда.

Спектралните наблюдения на Pleione в близката инфрачервена област по време на прехода от спектрална Ве към shell-фаза, показаха значителни различия в сравнение с наблюдаваното във видимия спектрален регион. По време на максимума на Ве-фазата линиите от Пашеновата серия на водорода бяха в емисия до Pa 17. Тази емисия бе толкова интензивна, че всички наблюдавани линии запълваха изцяло фотосферните абсорбционни компоненти на профилите. В същия период само най-интензивната линия от Балмеровата серия H α запълва изцяло абсорбционния си профил. След започване отслабването на емисионната фаза (около 2004 г.), наблюдаваните линии от серията на Пашен са само в абсорбция.

Спектралната линия О I 8446 $\text{\AA}$ се оказва чувствителен инструмент за изследване на промените, протичащи в обособените околосвездни обвивки на Ве звездите. При Pleione измерените промени в размерите на емитиращата в О I 8446 $\text{\AA}$ обвивка следваха същия тренд, както и при измерените линии във видимата област. Емитиращата обвивка от 17-18 R_* през периода 2001 - 2002 г. се свива до 5 R_* през 2007 г. С развитието на новата спектрална фаза размерите на обособената обвивка плавно

се увеличават. След началото на новата спектрална фаза отношението V/R при линията $O\text{I } 8446 \text{ \AA}$ сменя своя знак и става <1 .

Линията $O\text{I } 8446 \text{ \AA}$ е представена в емисия при три от звездите със стабилни обвивки: HD 179343, HD 192954 и HD 193182. При 1 Delphini линията е в абсорбция. Направените оценки за размерите на емитиращата в $O\text{I } 8446 \text{ \AA}$ обвивка са съответно: $6.53R_*$, $7.85R_*$ и $5.33R_*$. Тези оценки са близки по стойност до оценката на емитиращата област при Pleione. Логично тези стойности могат да се разглеждат като граничните минимални размери, при които се осъществяват условия за стабилна обособена обвивка при Ве звездите.

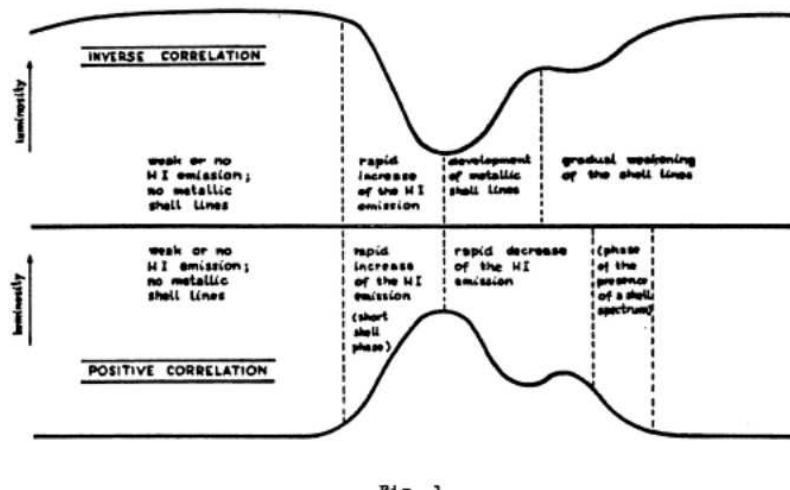
Глава 5

Прояви на фотометрична активност при Ве звездите

5.1 Фотометрична променливост при Ве звездите

Както отбелязва Hutchings (1976), повечето от Ве звездите проявяват фотометрична променливост, особено по време на определената от него shell-активност. Той подчертава, че фотометричната променливост на Ве звездите е с характерни времена от няколко минути до години и десетилетия. Ferrer & Jaschek (1971) намират, че 60% от известните Ве звезди са променливи във филтър V и индекс $(B-V)$, а 35% са променливи в индекса $(U-B)$. Поради точността на фотометричните измервания по това време, те се ограничават до промени $\gtrsim 0.^m07$ във V и $\gtrsim 0.^m05$ в $(B-V)$. С увеличаване точността на провежданите фотометрични наблюдения, много автори оправдано смятат, че процентът на фотометрично променливите Ве звезди е доста по-висок от определения от Ferrer & Jaschek.

Harmanec (1983) посочва наличието на два основни типа корелации между фотометричните и спектралните промени при Ве звездите. Позитивната корелация между интензивността на водородните емисионни линии и блясъка на звездите се изразява в това, че колкото по силна е емисията, толкова по-голям е блясъкът на съответната звезда. Примери за такава позитивна корелация са γ Cas (Doazan et al. (1983, 1984)), π Aqr (Nordt & Oloffson (1977)), μ Cen (Dachs (1982)), 59 Cyg и др. Както намира Dachs (1982), в същите случаи съществува и положителна корелация между блясъка в инфрачервената област и силата на водородната емисия. Harmanec (1983) също така отбелязва, че при



Фигура 5.1: Характеристики на позитивната и негативната корелации между интензивността на емисионните спектрални линии и блясъка на Ве звездите и развитието им с времето. (по: Harmanec (1983))

положителната корелация при Ве звездите, увеличаването на блясъка във филтър V е свързано с почервяване на (B-V) и посиняване на (U-B) индексите. На двуцветната (U-B)/(B-V) диаграма звездата променя своя фотометричен клас светимост без да променя фотометричния си спектрален клас. Според статистически изследвания (напр. Nordt & Oloffson (1977), Hirata (1982) и др.) позитивният тип корелация е най-често срещан сред Ве звездите.

По-рядко разпространена сред Ве звездите е негативната корелация между интензивността на водородните емисионни линии и блясъка на звездите. При нея с развитието на емисията на водородните линии се намалява блясъкът на звездата. Такива са например 28 Tau (Sharov Lyuty (1976), Hirata & Kogure (1977)), 88 Her (Harmanec et al. (1978), Doazan et al. (1982)), V1294 Aql (Horn et al. (1982)). Ве звездите от тази група показват съвсем различно поведение и на цветовите индекси. Намаляването на блясъка във V е придружено от почервяване на индексите B-V) и (U-B). На двуцветната диаграма (U-B)/(B-V), както отбелязва Harmanec (1983) звездите се придвижват по Главната последователност и променят фотометричния си спектрален клас, но не променят фотометричния си клас светимост.

На Фиг. 5.1 схематично са представени характеристиките на пози-

тивната и негативната корелации между интензивността на емисионните спектрални линии и блясъка на Ве звездите.

Според Нарманес, двата типа корелация много добре могат да се обяснят като следствие на променената плътност на дискообразната околосвездна обвивка, поради различния ъгъл на зрение, под който се вижда. Когато такава обвивка се вижда по направление към екватора, тогава тази обвивка ще закрива, при увеличаването на размерите си, част от звездния диск и ще предизвиква отслабване на блясъка. Точно това се наблюдава при Ве звездите с обратна корелация. Тъй като тази обвивка е с по-ниска температура от атмосферата на централната звезда, тя ще симулира спектър на звезда от значително по-късен спектрален клас. Нарманес посочва и причината Ве звезди с позитивна корелация да се наблюдават по-често от такива с негативна корелация. Тъй като околосвездните обвивки са доста концентрирани към екваториалната равнина, то интервалът от ъгли под който могат да се наблюдават е доста по-тесен от ъглите под които може да се наблюдава дискът на централната звезда без да е закрит от по-плътна околосвездна обвивка.

Съществуването на корелация между промените в поляризацията на светлината от Ве звездите и претърпяваните от тях промени на блясъка и спектралната фаза е отбелязано от доста автори. Например Nordt & Oloffson (1977) отбелязват такава промяна при Ве звездата π Aqr. Нарастване на поляризацията, което е предшествовало формирането на нова обвивка, е отбелязано при ω And от Poeckert et al. (1979) и Hayes (1982). От друга страна намаляване на поляризацията обикновено предшества отслабване на линиите на обвивката. При γ Cas намаляването на поляризацията е било последвано с двумесечно закъснение и от отслабване на емисионните линии.

С повишаването на точността на провежданите фотометрични наблюдения бяха реализирани няколко големи проекти за наземна фотометрия на Ве звездите. Така например като част от Long Term Photometric Variable Project на ESO са наблюдавани 15 Ве звезди. За 6 годишен период от наблюдения за 4 от програмните звезди Sterken et al. (1996) намерат периодични промени на блясъка с период над 1^d . Много обширен проект за фотометрични наблюдения на Ве звезди е реализиран в обсерваторията Hvar в Хърватия. В стандартна фотометрична система UBV са наблюдавани са над 70 Ве звезди, като са изследвани главно за дълго и средно периодични промени (вж. напр. Pavlovski et al., 1997). Те намират, че почти всички ранни Ве звезди са фотометрично променливи, а за много от променливите успяват да

открит периоди. Според Balona (2000) откритите периодичности на промяна на блясъка на Ве звездите добре се съгласуват с ротационните периоди на звездите, което може да се разглежда като аргумент за съществуването на коротационна фотосферна активност.

Развитието на астрономическите изследвания от спътникови платформи даде нов импулс в изследванията на Ве звездите, в частност и в областта на фотометрията. Така например Hubert & Floquet (1998) изследват наличните фотометрични измервания за 273 Ве звезди, извършени от астрометричния спътник Hipparcos. За 13 от звездите те намират мултипериодичност, а за много други от програмните звезди намират периоди, различни от откритите по-рано. Baade (2000) и Aerts (2000) интерпретират наличието на мултипериодичност на фотометричните промени при Ве звездите като един от аргументите за наличието на нерадиални пулсации при тях.

Към настоящия момент фотометричните изследвания на Ве звезди са насочени към използване на обзори като 2MASS, APOGEE и KELT (вж. напр. Worner (2015)).

5.2 EW Lacertae

EW Lac е била наблюдавана фотометрично от няколко изследователи, но определянето на строга монопериодичност се е оказало невъзможно. Walker (1953) пръв отбелязва фотометричните промени на звездата. Той смята, че те имат квази-периодичен характер и определя, че периодът е в интервала $0.^d73$ - $0.^d8$. Lester (1975) наблюдава звездата през 1972 в продължение на 12 нощи и определя приблизителен период от $0.^d7$. Въпреки че наблюденията му са в инструментална, а не в стандартна фотометрична система, той все пак посочва, че амплитудата на вариациите е от $0.^m08$. Наличието на мултипериодичност за EW Lac е предположено от Pavlovsky et al. (1993) и други автори. Трябва да се отбележи, че към момента фотометрична мултипериодичност с наземни средства за наблюдение е отбелязана при много малко Ве звезди.

Фотометричните наблюдения на EW Lac бяха проведени в рамките на координирана наблюдателна кампания. Наблюденията бяха проведени с едноканалния електрофотометър на 60 см телескоп в НАО “Рожен” в стандартна UBВ фотометрична система и режим броене на фотони през 6 нощи в периода 1982-1983. Данни за наблюденията са дадени в Табл. 5.1.

Като звезди за сравнение бяха използвани HD 216092 и HD 215870. Постигнатата точност на индивидуалните измервания в трите филтъ-

Таблица 5.1: Фотометрични наблюдения на EW Lac

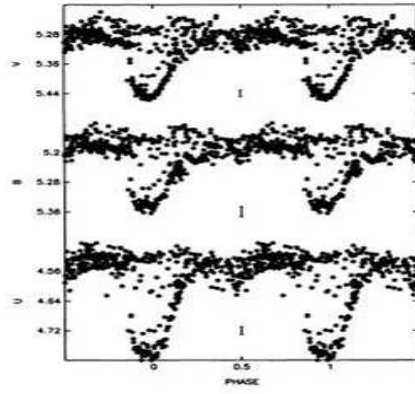
JD date	V	B	U	observatory
2445240	5.017	4.935	4.583	R
2445241	5.006	4.924	4.570	R
2445594	5.017	4.935	4.583	R
2445608	5.006	4.924	4.570	R
2445624	5.017	4.935	4.583	R
2445625	5.006	4.924	4.570	R

ра е средно $0.^m005$, а в някои случаи достига $0.^m0015$. Резултатите от наблюдателната кампания бяха публикувани в работите Iliev et al. (1984) и Stagg et al. (1988). Обработката беше извършена със специално създаден от автора софтуер ELPHOT, за който обработката на наблюдателните данни за EW Lac беше работен тест. Резултатите от обработката показаха добро съвпадение с получаваните резултати от други обсерватории и възможност за пълноценно сравняване на провежданите наблюдения.

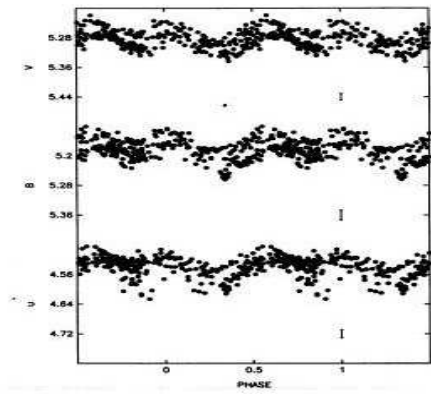
На трите панела на Фиг. 5.2 са показани кривите на блясъка на EW Lac изчислени с 3 от статистически най-значимите периоди (Stagg et al. (1988)). Трябва особено да се отбележи наличието на променлива амплитуда, особено ясно изразено при кривата на блясъка с $p=0.^d716$. Променливата амплитуда на промените на блясъка е отбелязвана също от Pavlovsky et al. (1993) и цитираните от него автори.

На Фиг. 5.3 на двуцветната диаграма U-B / B-V са представени средније измерени за нощ цветни индекси на EW Lac по Роженския ред от наблюдения. Вижда се, че за периода на наблюденията звездата променя фотометричния си клас светимост и от областта на Главната последователност през 1982г. се премества в областта на гигантите през 1983г. За близки по време наблюдения звездата следва антикорелационно поведение (по Narmanes) и сменя фотометрично определения спектрален клас, но не и класа светимост.

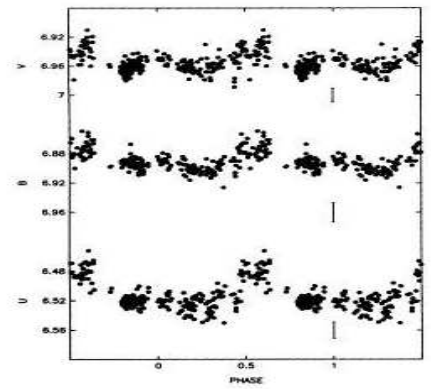
В рамките на настоящето изследване проведохме по-подробен анализ на хомогенния ред от Роженски фотометрични наблюдения през 1983 г., състоящ се от над 180 индивидуални измервания. Чрез фурие-анализ на данните бе потвърдено наличието на честотите от работата на Stagg. et al. (1988). Резултатите са показани на Фиг. 5.4. Освен това бяха отделени и други честоти с добро ниво на достоверност, като например 2.2248 s d^{-1} , което е много близка стойност до наблюдаваната от Pavlovsky et al. (1993). На Фиг 5.5 е показан Роженският ред



a.

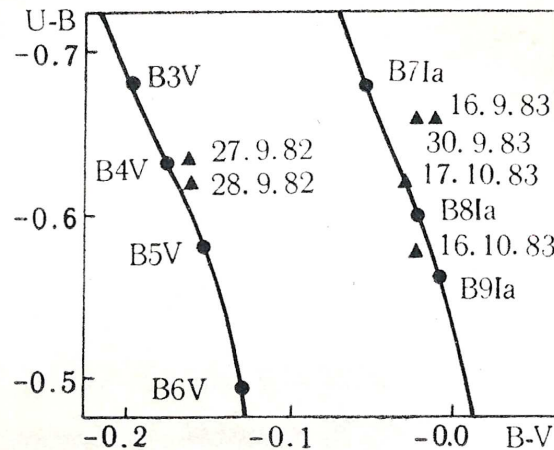


b.



c.

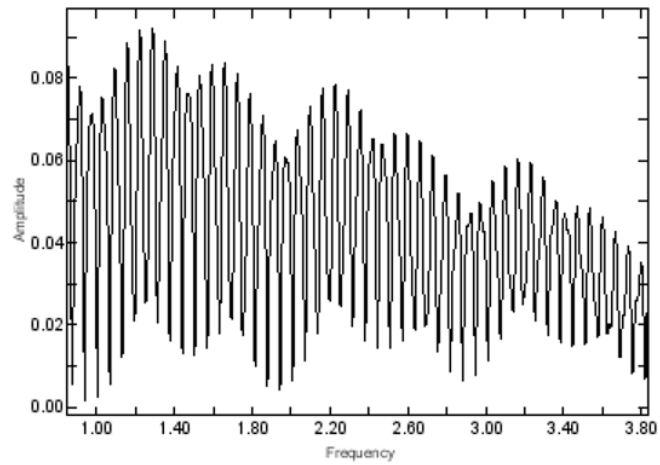
Фигура 5.2: Криви на блясъка на EW Lac съответно фазиран: за а. - с $p=0.^d716$; за б. - с $p=0.^d7228$; за с. - с $p=3.^d448$. (Stagg et al., (1988)).



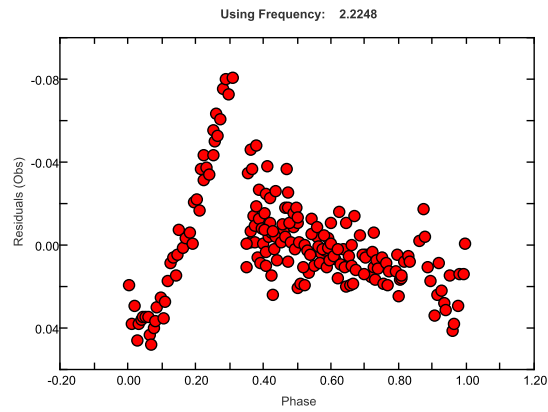
Фигура 5.3: Промени в разположението на EW Lac на двуцветната диаграма U-B / B-V за периода на наблюденията. (Iliev et al., (1984)).

от наблюдения във фотометричен филтър V, фазирани при честота 2.2248 s d^{-1} . Недостатъчният брой на нашите наблюдения не позволява покритие на пълни цикли с характерти времена, като отбелязаните от Walker и Lester. Въпреки това наблюдаваните промени са добре изразени и в някои от нощите са с амплитуда от $0.^m17$, т.е. доста по-голяма от наблюдаваната от Lester.

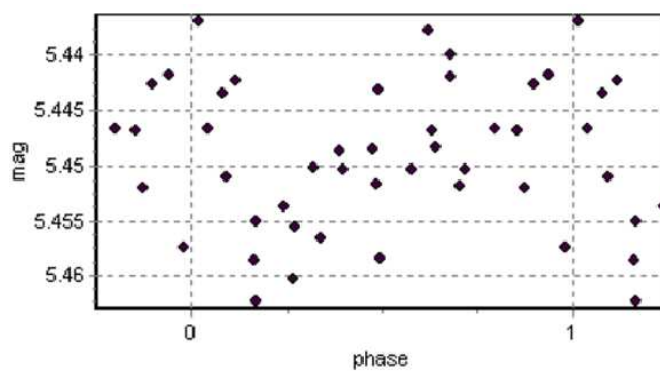
Трябва да се отбележи, че по Роженски наблюдения за първи път за звездата бе наблюдавана и цикличност с характерно време, по-малко от 1^h . Тази късопериодична променливост беше особено ясно изразена при наблюденията от JD 2445624 (Iliev et al., 1984), когато EW Lac се намираше в локален фотометричен минимум. Направеният периодограмен анализ показва индикация за наличие на период около $0.^d016174$. Данните във филтър V от тази наблюдателна нощ, фазирани с период $23.^{min}49317$ и коригирани за вариацията с честота 2.2248 са показани на Фиг 5.6. Амплитудата на късопериодичната вариация е $0.^m014$, което надхвърля значително индивидуалната точност на единично измерване във фотометричен филтър V.



Фигура 5.4: Резултати от фурье-анализ на хомогенния ред от Роженски наблюдения на Ве звездата EW Lac във фотометричен филтър V.



Фигура 5.5: Роженски наблюдения във филтър V на EW Lac фазирани при честота 2.2248.



Фигура 5.6: Резултати от мултипериодичен анализ на фотометричните наблюдения на EW Lac от JD 2445624. Наблюденията съвпадат с локален фотометричен минимум на звездата. Извадена е вариацията с честота 2.2248 s d^{-1} . Фазирането е с период $23.^{min}49317$.

5.3 Pleione

Фотометричните наблюдения на звездата Pleione бяха извършени в НАО “Рожен” и АО Белоградчик на идентичните 60 см телескопи. Използвани бяха еднакви схеми за наблюдение. За осигуряване на по-добра точност броят на интеграциите във всеки фотометричен филтър на наблюденията в АО Белоградчик бе съответно по-голям от този при провеждане на наблюденията в НАО. Данни за фотометричните наблюдения на Pleione са дадени в Табл. 4.2.

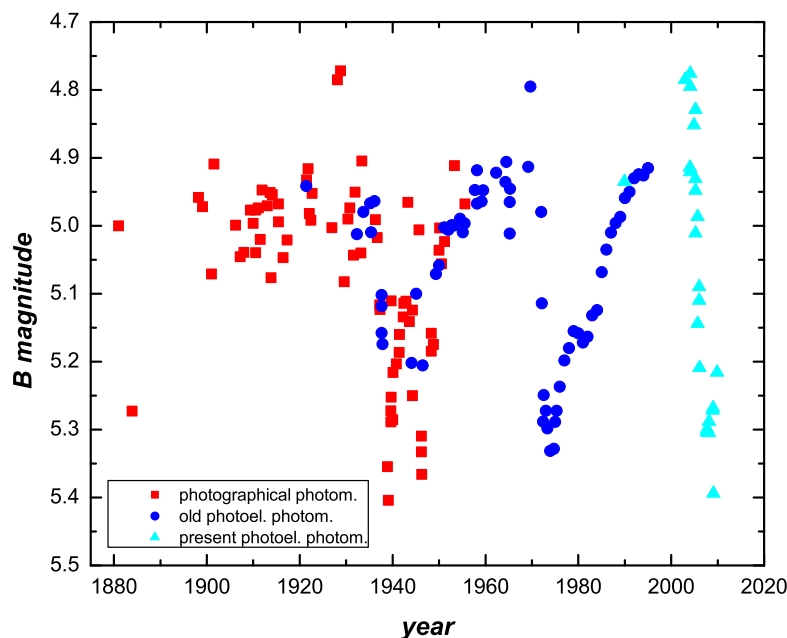
Като звезди за сравнение са използвани 5 звезди: 16Tau, 18Tau, 19Tau, 21Tau и 22Tau. Фотометрични данни за тези звезди са взети от оригиналната работа на Johnson & Morgan (1953) както и от каталога на Reed (2003). В рамките на постигната точност на измерванията не бяха установени разлики в крайните резултати при използване на различни стандарти. Тези звезди са използвани и от други изследователи (напр. Norr & Witzmann 1980), Van Leeuwen et al. (1982), Boehme (1984, 1985, 1986, 1988)). Най-дълъг ред от еднородни електрофотометрични наблюдения на Pleione е извършен от Sharov & Lyutyi (напр. Sharov & Lyutyi (1976, 1988, 1992, 1997)). За съжаление като звезда за сравнение те използват 27 Tau (Atlas), която е повече от две величини по-ярка от Pleione и се смята за двойна звезда.

Нашите фотометрични наблюдения на Pleione обхващат периода между 1989 и 2009 г. Те са концентрирани основно след 2000 г., с оглед проследяване на фотометричните промени свързани с очаквания спектрален фазов преход. Наблюдението от декември 1989 г. предостави отлична възможност за свързване с фотометричния ред от наблюдения, направени от Sharov & Lyutyi (1997). Това може да се забележи и от Фиг. 5.7, където са представени данните от предишни фотографски и електрофотометрични наблюдения (според Sharov & Lyutyi (1988, 1997)), където наблюденията ни от 1989г. добре съвпада с наблюденията на други изследователи.

Ве звездата Pleione е известна преди всичко с цикличните преходи между различни спектрални фази. Преход от емисионна спектрална фаза към shell-фаза е наблюдаван 1972-1973 г.. Този преход е последван от фазова промяна shell-Be през 1988 (напр. Iliev et al. 1988, Ballereau et al. (1994)). Много изследователи очакваха нов фазов преход на Pleione към shell-спектър да се случи след 2006г. (напр. Sharov & Lyutyi (1997)). Първи Doazan et al. (1988) коментират, че наблюдаваните преходи към спектрални shell-фази обикновено се предхождат от рязко намаляване на блясъка на звездата във видимия спектрален диапазон. Наистина, въпреки голямия разброс на наблюдаваните стойности, такова намале-

Таблица 5.2: Фотометрични наблюдения на Pleione

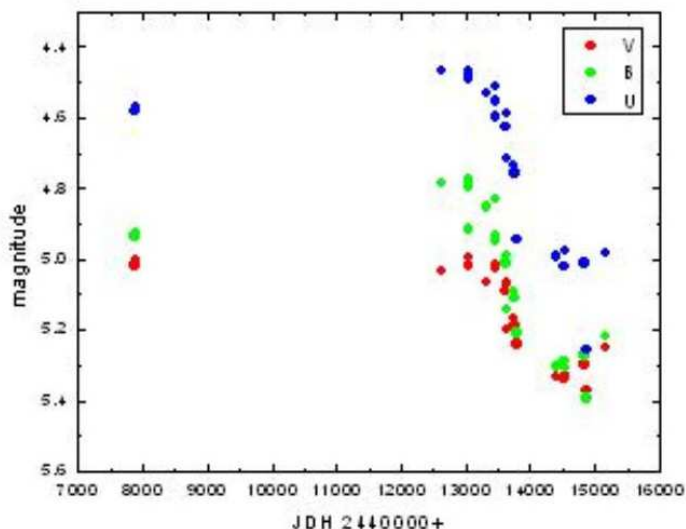
JD date	V	B	U	observatory
2447880	5.017	4.935	4.583	R
2447881	5.006	4.924	4.570	R
2453031	5.018	4.914	4.472	B
2453035	5.015	4.921	4.468	B
2453043	4.995	4.795	4.486	R
2453046	5.013	4.776	4.489	R
2453330	5.068	4.852	4.532	R
2453465	5.023	4.931	4.553	R
2453466	5.026	4.948	4.597	B
2453621	5.092	5.011	4.626	B
2453623	5.069	4.987	4.588	B
2453629	5.198	5.144	4.716	B
2453748	5.169	5.090	4.732	B
2453749	5.186	5.110	4.756	B
2453785	5.241	5.209	4.944	B
2454388	5.333	5.304	4.991	R
2454389	5.332	5.299	4.987	B
2454391	5.332	5.302	4.994	B
2454519	5.335	5.288	5.022	B
2454535	5.326	5.305	4.978	B
2454831	5.300	5.272	5.011	B
2454832	5.298	5.268	5.014	B
2454868	5.372	5.394	5.258	B
2455158	5.249	5.216	4.982	B



Фигура 5.7: Дълговременни фотометрични промени на Pleione във филтър В. Данни от Sharov & Lyutyi (1988, 1997) и настоящето изследване.

ние на блясъка е регистрирано при последния преход през 1972-1973 г. (Fig. 5.8). От друга страна, Taranova et al. (2008) съобщават за плавно намаление на блясъка на звездата в инфрачервените J и L фотометрични филтри след 2000 г.. Това отслабване на блясъка обаче не е пряко свързано с протичащата смяна на спектралната фаза във видимия спектрален диапазон, за което най-представителни остават фотометричните наблюдения във филтри V, B и U.

Нашите наблюдения до началото на 2004 г. показват, че блясъкът на Pleione в различните филтри се задържа на нива съвпадащи с наблюденията на други автори за спокойните периоди на звездата. За отбелязване е, че слабо увеличение на блясъка на Pleione се отбелязва точно преди започване на процеса на рязко отслабване. Във филтър V блясъкът на звездата достига $5^m.002$, а в B - $4^m.77$. Подобно поведе-

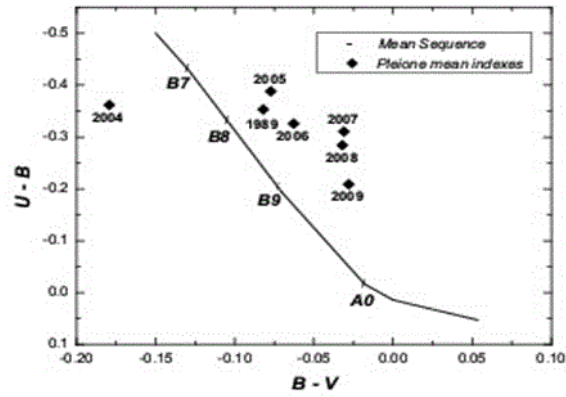


Фигура 5.8: Фотометрични промени на Pleione 1989-2009 г.

ние може да се отбележи и за предишния Be-shell преход през 1972 г., (Фиг. 5.7). Макар това да не е коментирано от други автори, изглежда е характерен белег на фотометричното поведение на звездата при еднотипни преходи между спектрални фази. Наблюденията на блясъка на Pleione след 2004 г. показват процес на бързо намаляване на блясъка, подобен на наблюдавания през 1972-1973. Както може да се види от Фиг. 5.8, това намаление на блясъка в достига $0^m.3$ във V, $0^m.45$ в B и $0^m.55$ в U филтър. Започналото намаление на блясъка след 2004 съвпада със започналото отслабване на емисията на водородните линии в спектъра на Pleione (Iliev et al. (2007)).

Минималните стойности се достигат през 2009 г., като блясъкът във V достига $5^m.372$, а в B - $5^m.394$. Наблюденията ни позволяват да се определи моментът на достигане на минимум в блясъка на Pleione, а именно около JD 2454940 (18.04.2009 г.). Недостатъчният брой на нашите наблюдения за съжаление не позволява да се отбележи евентуална разлика в моментите на достигане на минимален блясък в различните филтри на системата UVV.

На Фиг. 5.9 са отразени промените на средногодишните стойности на цветните индекси B-V и B-V на Pleione за отделните наблюдателни сезони. Вижда се, че звездата се позиционира над Главната последователност на двуцветната диаграма с изключение на наблюдателния

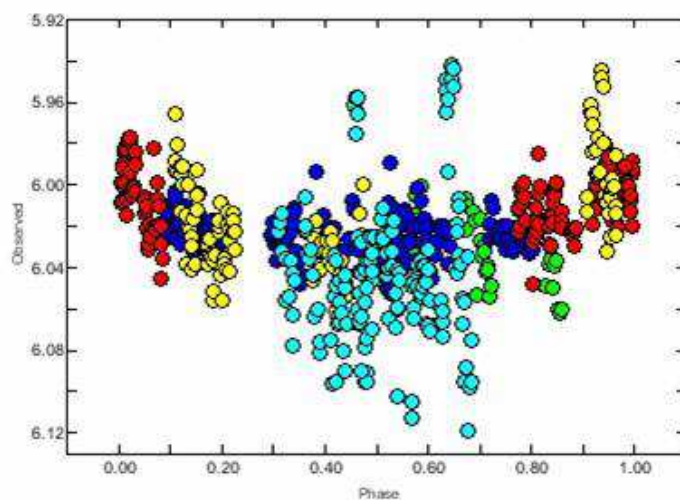


Фигура 5.9: Фотометричните промени на Pleione за периода 1989 - 2009 г., отразени върху двуцветната диаграма B-V / U-B.

сезон от 2004 г. В този момент Pleione се позиционира под Главната последователност, което е индикация за настъпилите сериозни промени в непрекъснатия спектър на звездата. Интересно съвпадение е, че от този момент започва и общото отслабване на блясъка на звездата. По същото време звездата се намира в период на отслабване на емисиите в Балмеровите линии в крайния етап от развитието на спектралната Ве-фаза.

5.4 1 Delphini

Фотометричните наблюдения на звездата 1 Delphini бяха извършени в рамките на координираната кампания за наблюдения на Ве звезди през периода 1988-2005. Използвани бяха 600/2400/7500 Zeiss касегренови телескопи на Националната Астрономическа Обсерватория Рожен и Астрономическата обсерватория Белоградчик и еднотипните едноканални електрофотометри. Като звезда за сравнение беше използвана HD196544, а HD195922 беше използвана като check star. При наблюденията не бяха отбелязани значими отклонения в блясъка на звездата за сравнение. Всички наблюдения бяха проведени в стандартна UBV фотометрична система с помощта на специално създадената програма ELPHOT. Измерването във всеки от фотометричните филтри беше съставено от еднотипни интеграции, като броят на тези интеграции се определяше индивидуално и съобразено с атмосферните условия в момента на наблюдение с цел постигане на по-добро отношение

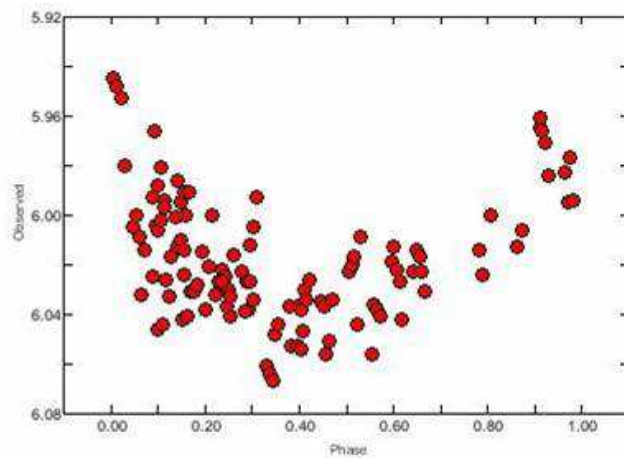


Фигура 5.10: Всички наблюдения на 1 Del във филтър V фазирани с период $0^d.831414$. Различните цветове на точките съответстват на различни наблюдателни сезони.

сигнал-шум. Средната точност на единично измерване във филтър V бе $0^m.0035$ за наблюденията от Рожен и $0^m.0048$ за наблюденията от Белоградчик. Нашите наблюдения обхващат 616 индивидуални измервания във всеки един от трите филтъра на стандартната UVV фотометрична система.

Звездата 1 Del е наблюдавана електрофотометрично за първи път от Searle (1958). Той намира, че блясъкът на звездата във филтър V е $5^m.94$, цветният индекс B-V е $-0^m.02$, а U-B е $-0^m.10$. Haupt & Schroll (1974) също извършват електрофотометрични наблюдения на звездата, но не намират променливост. По-късно Nicolet (1978) дава стойности $V=6^m.08$, $B-V=-0^m.03$ и $U-B=-0^m.11$.

Нашите оценки на блясъка на 1 Del, усреднени по наблюдателни сезони, добре съвпадат с направените оценки на други автори, напр. с дадените от Nicolet (1978). Наблюденията ни обаче показват и наличие на променливост на блясъка на 1 Del, които са най-изразени във филтър V. Извършеният фурие-анализ на данните показва наличие на периодичност с период $P=0^d.831414$ и амплитуда от около $0^m.1$. Общата крива на блясъка, фазирана с този период е представена на Фиг. 5.10. Амплитудата на промените надхвърля значително точността на индивидуалните измервания. Трябва да се отбележи, че намереният период се отличава значително от ротационния период $P_{rot}=0^d.58583$, който е



Фигура 5.11: Наблюдения на 1 Del във филтър V през 2002. Данните са фазиращи с период $0^d.161778$.

определен според дадената в работата на Roger et al. (2002) скорост на въртене на звездата. Големият разброс на общата крива на блясъка на 1 Del може да намери своето обяснение с наличието на периодични вариации на блясъка на звездата, които са с различни характеристики за различните наблюдателни сезони. На Фиг. 5.11 е представен пример за това. Отделно проведен анализ на наблюденията от 2002 г. показва, че те добре се описват от цикличност с период от $0^d.161778$ и амплитуда от 85 mmag.

Оценката на фотометричното поведение на 1 Del показва, че и при тази Ве звезда се наблюдава изразена мултипериодичност на фотометричните промени. Както и в случая на EW Lac, по-късо периодичните вариации са същевременно по-неутрайни и по-бързо затихват или се инициират. Характерните времена на затихване и инициране на тези вариации могат да се оценят, че са в интервала от няколко десетки до няколкостотин дни. По-дълговременните вариации са и по-устойчиви. Характерните времена на тяхното съществуване могат да се оценят на няколкостотин дни до няколко години.

5.5 Заключение

Фотометричната променливост на Ве звездите е тяхно основно качество. Звездите, включени в настоящето изследване не правят изключе-

ние. Анализът на фотометричните наблюдения на EW Lac потвърди наличието на периодичност с период $p=0.^d716$, определена в работата на Stagg et al (1988). Само на основа на хомогенния ред от роженски наблюдения бе намерена периодичност с честота 2.2248, което е близко до наблюдаваното от Pavlovsky et al. (1993). По наблюдения от JD 2445624, когато звездата се намира в локален минимум на блясъка, за първи път бе открита периодичност с период $23.^{min}49317$ и амплитуда $0^m.014$. Всички отбелязани цикличности са с променлива амплитуда. На двуцветната диаграма U-B / B-V в рамките на едногодишен период звездата променя фотометричния си клас светимост и от областта на Главната последователност се премества в областта на гигантите. По такъв начин EW Lac показва антикорелационен тип поведение според определението на Narmanec (1983).

Фотометричните наблюдения на Ве звездата Pleione позволиха за първи път да се проследи по-детайлно фотометричното поведение на звездата при прехода от една спектрална фаза в друга. Започналото през 2004г. постепенно намаление на блясъка на звездата следва отслабването на емисията в линиите от балмеровата серия на водорода. В различните фотометрични филтри достига стойности от $0^m.3$ във V, $0^m.45$ в B и $0^m.55$ в U филтър. Трябва да се отбележи наличието на краткотрайно увеличение на интегралния блясък на звездата точно преди постепенното отслабване да започне. В същия момент звездата се позиционира по изключение под Главната последователност на двуцветната диаграма B-V / U-B. Pleione достига минимални стойности на блясъка си през април 2009 г., което може да се определи като фотометричния момент на смяна на фазите при звездата.

При анализа на фотометричните наблюдения на Ве звездата със стабилна обвивка 1 Del също бе открита мултипериодичност при промяна на блясъка. Анализът на цялата база от над 600 индивидуални наблюдения показва наличие на периодичност с характерно време от $0^d.831414$ и амплитуда $0^m.1$. Анализът на данните по наблюдателни сезони позволи за наблюдателния сезон от 2002 г. да се отдели цикличност с характерно време $0^d.161778$ и амплитуда от $0^m.085$. Както и при EW Lac, откритите циклични промени на блясъка са с променлива амплитуда, като вероятно се инициират и затихват с характерни времена от няколко часа до няколко десетки денонощия.

Глава 6

Заключителна дискусия на основните резултати и приноси

6.1 Обща дискусия

Ве звездите са клас от ранни, недегенерирани, бързовъртящи се звезди, обкръжени от околосвездна обвивка с дискообразна форма. При тях се проявяват сложен комплекс от взаимосвързани и взаимнообусловени процеси, които се реализират, както върху централната звезда, така и в обособената около нея обвивка. Към момента не съществува общоприета теория, обясняваща изчерпателно целия комплекс от наблюдаваните прояви на активност при Ве звездите и те все още представляват един нерешен проблем за съвременната астрофизика.

Прегледът на натрупаните познания за Ве звездите, за техните основни наблюдателни прояви и характеристики, показва, че развитието им следва закономерностите на развитието на всяка научно-емпирична теория. В частност, те добре се вписват в развитата от Томас Кун гносеологична матрица, обхващаща структурата на научните революции. Направеният анализ показва, че развитието на основните идеи и понятийни конструкции в областта на изследването на Ве звездите се намира на предпарадигмален етап. Оттук следва важността от провеждането на изследвания за установяване на нови факти и взаимната им обусловеност при увеличаваща се прецизност на използваните методи. Такава е и основната цел на настоящето изследване. В него чрез спектрални и фотометрични наблюдения на избрани типични представители от групата на Ве звездите са добавени нови факти, които имат своето съществено значение за изясняване на проявите на Ве-феномена като цяло.

6.2 Основни резултати и приноси

Спектралните изследвания на Ве звездите във визуалната област исторически са първите, които довеждат до отделянето тези звезди в специфична група. Наблюдаваните в тази спектрална област характеристики имат определящо значение за разбирането на Ве-феномена. Характерните прояви на активност в тази спектрална област са и понастоящем най-информативното и разнообразно проявление на Ве-феномена. Все повече факти говорят, че проследяването на развитието с течение на значителен период от време на различните прояви на активност е ключов фактор за цялостното разбиране на комплексните процеси, протичащи при Ве звездите. Разнообразните нови детайли, които се установяват при задълбочено изследване на протичащите процеси, добавят съществена нова информация за еволюцията на Ве звездите, както и за развитието на различни компоненти от околозвездна обвивка.

За настоящето изследване бяха избрани обекти, които са характерни представители на различни класове от голямата група на Ве звездите, които представят различни типове на активност във визуалната спектрална област.

Ве/shell звездата Pleione е известна с преходите между различни спектрални фази. Тези преходи са свързани с коренна промяна на характеристиките на нейния спектър. В рамките на направеното изследване бе установено:

1. За звездата за първи път бе отбелязана промяната на градиента на Балмеровата прогресия при отслабването на shell-спектъра в периода 1987 - 1988 г., и преминаването към емисионна фаза.
2. Чрез прилагане на CCD наблюдения с високо спектрално разделение, беше проследено развитието на емисионната Ве-фаза на Pleione. За първи път беше отбелязано постепенното развитие на емисионната фаза. Беше установено, че общата интензивност на емисионните линии от Балмеровата серия на водорода не се променя скокообразно с навлизането в нова спектрална фаза. Общата интензивност на емисията се увеличава постепенно при развитието на емисионната спектралната фаза и достига своя максимум през 1993 г., или само 4 години след края на предходната shell-фаза.
3. Установено бе, че развитието на размерите на емитиращите области в линиите $H\alpha$ и $H\beta$ също се извършва постепенно, и достига своя максимум през 1997 г.

4. Наблюденията с висока резолюция позволиха за първи път при Pleione да бъдат наблюдавани раздвоявания на върховете на емисионните компоненти в определени моменти от еволюцията на обособената околосвездна обвивка.
5. В настоящето изследване за първи път за Pleione бяха определени моментите на преход между отделните спектрални фази съгласно различни признаци: интензивност на емисиите във видимия и близкия IR спектрални региони, размери на емитиращите области от обвивката, фотометрични промени. Установено бе, че началните моменти, определени по различни признаци, приети от различни автори, не винаги съвпадат.

В настоящето изследване бяха включени звездите 1 Delphini и HD 179343, които принадлежат към групата на звездите със стабилни обвивки. Спектралните наблюдения с високо разделение доведоха до установяване на нови и съществени факти за тези звезди:

1. За 1 Del за периода на нашите наблюдения бяха наблюдавани промени в интензивността на синия и червения компоненти на емисионните профили, а също и в дълбочината на централното абсорбционно ядро. Средната интензивност на емисионните компоненти на линията $H\alpha$ се променя в интервал от 0.117 по остатъчна интензивност.
2. За първи път е установено, че при протичащите промени V/R , отношението при най-силната емисионна линия $H\alpha$ често се различава по знак спрямо същото отношение при $H\beta$.
3. Направените оценки на размерите на емитиращите обвивки варират много слабо за периода на наблюденията и са $2.3592 R_*$ за $H\alpha$ обвивката и $1.5964 R_*$ за $H\beta$ обвивката. Това са най-малките измерени стойности за размери на емитиращите обвивки сред известните за всички Ве звезди.
4. При HD 179343, за периода на наблюденията също бяха отбелязани промени в знака отношението V/R . Средната интензивност на емисията в линията $H\alpha$ също отбелязва слаби промени, като вариациите не надхвърлят 0.073 в остатъчна интензивност. Оценките за размерите на емитиращата област от околосвездната обвивка също варират слабо без да се отбелязва какъвто и да е тренд.

5. На базата на изложените факти може да се направи изводът, че изследваните звезди със стабилни обвивки всъщност се оказват променливи с малка амплитуда на вариациите. Наблюдаваните спектрални промени при двете най-типични Ве звезди със стабилни обвивки показват, че тези звезди не се различават толкова драстично от останалите Ве звезди, както е предполагал Gulliver (1982). Характерът на тези промени по-скоро доближава звездите от тази група до основната част от Ве звездите.

В изследването бяха включени и представители на различни характерни типове Ве звезди. Получени бяха следните по-важни резултати:

1. За типичната shell звезда EW Lacertae бе установена промяна на отношението V/R на най-силните водородни емисионни линии $H\alpha$ и $H\beta$. При тези две линии V/R отношенията никога не се различават по знак.
2. За първи път за звездата EW Lac бе бяха проследени промените в Балмеровата прогресия. Бе установено, че през периода на V/R активност се наблюдават значителни промени в Балмеровата прогресия както по знак, така и по градиент. След този период на V/R активност се отбелязва почти пълната липса на Балмерова прогресия. Звездата може да се разглежда като междинен случай между Ве звездите със стабилни обвивки и Ве звездите, претърпяващи преходи между различни спектрални фази.
3. За Ве звездата V923 Aquilae, която е член на двойна система с период от 214.756^d, за първи път бе установена промяна на асиметрията на shell-линиите, свързана с орбиталната фаза.
4. Също така за първи път за звездата V 923 Aql бяха установени промени в рамките на линиите от един и същ мултиплет на еднократно йонизираното желязо, които са чувствителни към орбиталната фаза на двойната система. Бе отбелязано, че в рамките на един и същ мултиплет различните линии проявяват различна чувствителност спрямо орбиталната фаза.
5. За V923 Aquilae за първи път бяха изследвани дълговременните промени на Балмеровата прогресия, за които не бе установено наличие на корелация с орбиталната фаза.

Ве звездите са изследвани сравнително слабо в областта на близката инфрачервена област. Наблюденията с високо спектрално разделение

са по-трудно осъществими, но дават ценна информация за различни области от обособените околозвездни обвивки. Като правило наблюдаваните линии в тази спектрална област се образуват в най-плътните и горещи области на обвивките в близост до централната звезда. В резултат на проведените изследвания се достигна до следните по-важни резултати:

1. За първи път за Ве звездата Pleione са проведени спектрални наблюдения с високо спектрални разделение в близката инфрачервена област по време на прехода от спектрална Ве към shell-фаза. Тези наблюдения показаха значителни различия в сравнение с наблюдаваното във видимия спектрален регион. По време на Ве-фазата линиите от Пашеновата серия на водорода са в емисия до Pa 18. Тази емисия е толкова интензивна, че всички наблюдавани линии запълват изцяло фотосферните абсорбционни компоненти на профилите. В същия период само най-интензивната линия от Балмеровата серия H α запълва изцяло абсорционния си профил. След започване на отслабването на емисионната фаза (около 2004 г.), наблюдаваните линии от серията на Пашен са само в абсорбция.
2. За Pleione за първи път бе описано поведението на спектралната линия O I 8446 Å по време на развитието на спектралната емисионна фаза и прехода към нова фаза. За първи път бяха оценени размерите на емитиращата в тази линия обвивка. Като цяло те следваха същия тренд, както и измерените размери по линии във видимата област. Емитиращата обвивка от 17-18 R $_{\ast}$ през периода 2001 - 2002 г. се свива до 5 R $_{\ast}$ през 2007 г. С развитието на новата спектрална фаза размерите на обособената обвивка плавно се увеличават. След началото на новата спектрална фаза отношението V/R при линията O I 8446 Å сменя своя знак и става <1.
3. За първи път бе изследвана линията O I 8446 Å при Ве звездите със стабилни обвивки. Тази линия е представена в емисия при три звезди от тази група: HD 179343, HD 192954 и HD 193182. При 1 Delphini линията е в абсорбция. Направените оценки за размерите на емитиращата в O I 8446 Å обвивка са съответно: 6.53R $_{\ast}$, 7.85R $_{\ast}$ и 5.33R $_{\ast}$. Тези оценки са близки по стойност до оценката на емитиращата област при Pleione. Логично тези стойности могат да се разглеждат като граничните минимални размери, при които се осъществяват условия за стабилна обособена обвивка при Ве звездите.

Фотометричната променливост на Ве звездите е тяхно основно качество. Звездите, включени в настоящето изследване, проявяват широк спектър от типични за Ве звездите прояви на фотометрична активност. Тяхното изследване допълва с нови съществени факти общата картина получена на основа на спектралните наблюдения. Основните резултати от изследването на фотометричната активност на избраните типични Ве звезди могат да се обобщят както следва:

1. Анализът на фотометричните наблюдения на EW Lac, основан на хомогенния ред от Роженски наблюдения, потвърди наличието на периодичност с период $p=0.^d716$, определена в работата на Stagg et al (1988). Проведеният разширен анализ на тези наблюдения показва също така периодичност с честота 2.2248, което е близко до наблюдаваното от Pavlovsky et al. (1993). Отделно, по наблюдения от JD 2445624, когато звездата се намира в локален минимум на блясъка, за първи път бе открита периодичност с период $23.^{min}49317$ и амплитуда $0^m.014$. По такъв начин звездата показва типична картина на мултипериодичност на вариациите на блясъка. На двуцветната диаграма (U-B)/(B-V) в рамките на едногодишен период звездата променя фотометричния си клас светимост и от областта на Главната последователност се премества в областта на гигантите. По такъв начин EW Lac показва антикорелационен тип поведение според определението на Harmanec (1983).
2. Фотометричните наблюдения на Ве звездата Pleione позволиха за първи път да се проследи по-детайлно фотометричното поведение на звездата при прехода от една спектрална фаза в друга. Започналото през 2004г. постепенно намаление на блясъка на звездата следва отслабването на емисията в линиите от Балмеровата серия на водорода. В различните фотометрични филтри достига стойности от $0^m.3$ във V, $0^m.45$ в B и $0^m.55$ в U филтър. Трябва да се отбележи наличието на краткотрайно увеличение на интегралния блясък на звездата точно преди постепенното отслабване да започне. В същия момент звездата се позиционира по изключение под Главната последователност на двуцветната диаграма B-V / U-B. Pleione достига минимални стойности на блясъка си през април 2009 г., което може да се определи като фотометричния момент на смяна на фазите при звездата.
3. При анализа на фотометричните наблюдения на Ве звездата със стабилна обвивка 1 Del също бе открита мултипериодичност при

промяна на блясъка. Анализът на цялата база от над 600 индивидуални наблюдения показва наличие на периодичност с характерно време от $0^d.831414$ и амплитуда $0^m.1$. Анализът на данните по наблюдателни сезони позволи за наблюдателния сезон от 2002 г. да се отдели цикличност с характерно време $0^d.161778$ и амплитуда от $0^m.085$. Както и при EW Lac, откритите циклични промени на блясъка са с променлива амплитуда, като вероятно се инициират и затихват с характерни времена от няколко часа до няколко десетки денонощия.

4. Всички отбелязани мултипериодични промени на блясъка при EW Lac и 1 Del са с променлива амплитуда. Циклите на възникване и затихване могат да траят от няколко часа (в случая на EW Lac) до няколко месеца.

Публикации, на които се основава дисертационният труд

1. Three-colour UBV photometry of Be/shell star EW Lac; L. Iliev, B.Z. Kovachev and N.A. Tomov, 1984, *Compt. Rend. Bulg. Acad. Sci.*, vol. 37, No.8, p.983.
2. A Photometric Campaign of the Be Stars α And, KX And, KY And, LQ And and EW Lac; E. Stagg, H. Bozic, A. Fullerton, W. Gao, Z.H.Guo, J. Horn, P. Harmanec, L. Huang, L. Iliev, P. Koubsky, J. Percy, J. Ziznovsky, 1988, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*, vol. 234, pp. 1021-1049.
3. Properties and Nature of Be-stars. Radial Velocity Variations of the Shell-Star V923 Aql in the Past Sixty Years; P. Koubsky, A.F.Gulliver, P. Harmanec, D. Ballereau, J. Chauville, T. Graf, L. Iliev, J. Horn, W. Lyons, 1989, *Bull Astron. Inst. Czechosl.*, vol. 40, pp. 31-41.; .
4. Pleione again without shell; L. Iliev, M. Ruusalepp, B. Kovachev, 1988, *Commis. 27 IAU Inf. Bull. Var. Stars*, No. 3204, .
5. Changes of the shell spectrum of Pleione - phase of shell dissipation; L. Iliev and B. Kovachev, 1990, in *Evolution of Stars: The Photospheric Connection*, IAU Symp. 145, August 27-31, 1990, Varna, Bulgaria; eds. G. Michaud and A. Tutukov; .
6. Period Dependent Variations of the Shell Spectrum of V923 Aql; Iliev, L., 1994, in *IAU Symp. 162 Pulsation, Rotation and Mass Loss in Early Type Stars*, 4-8 Oct. 1993, Antibes, Juan-les-Pins, France, eds. L. Balona, H.F. Henrichs and J.M. Le Contel, p.374.
7. Spectral Changes of Pleione - Start of a New Cycle?; L. Iliev, 2000, in *processings of IAU Coll. 175 The Be-phenomenon in early type stars*, Alicante, Spain, 28 June - 2 July, 1999, eds. M.A. Smith, H.F. Henrichs and J. Fabregat, pp.566-569.

8. Spectral behavior of "stable" shell star HD179343, Iliev, L., Kubát J., 2010, Romanian Astronomical Journal, 2010, vol.20 Supplement, p.33-37. Proceedings of the International workshop: Recent Insights into our Universe, Bucharest, Romania, October 28-29, 2009, eds. V. Mioc, N. Popescu, C. Dumitrache.
9. Properties and nature of Be stars, 27. Orbital and recent long-term variations of the Pleiades Be star Pleione = BU Tauri; Nemravová, J., Harmanec, P., Kubát, J., Koubský, P., Iliev, L., Yang, S., Ribeiro, J., Šlechta, M., Kotková, L., Wolf, M., Škoda, P.; 2010, A&A, v.516, p.80.
10. Recent Development of the Current Be-Phase of Pleione; Iliev, L., Koubský, P., Kubát, J., Kawka, A. 2007, , in Active OB-Stars: Laboratories for Stellar and Circumstellar Physics, Eds. S. Stefl, S. P. Owocki, and A.T. Okazaki, ASP Conf. Ser. Vol. 361, p.440.
11. Spectral changes in the stable shell star 1 Del; Iliev, L. & Kubát. J., 2013, Bul. Astron. J., vol. 19, pp. 1-6.
12. Near IR spectral observations of selected Be and shell stars; Iliev, L., 2015, Bul. Astron. J., vol. 22, p.37.

Доклади на национални и международни форуми, свързани с дисертационния труд

1. Shell Dissipation Phase of BU Tau, 1988, III Национална школа по астрофизика, 27 – 31 юли, 1988, гр. Смолян; L. Iliev, M. Ruusalepp, B. Kovachev.
2. Models of the Be-star shells – attempt for solving Be-phenomenon enigma, 1990, IV Национална школа по астрофизика, 3-7 септември, гр. Белоградчик, L. Iliev.
3. Spectral changes of Pleione in recent 8 years, 1990, XII European Regional Astronomical Meeting, October 8-11, 1990, Davos, Switzerland; L. Iliev and B. Kovachev.
4. A Spectral Study of Be/shell Star EW Lac; Iliev, L.H. & Borisova, A.P., 1998, JENAM, Prague, September 9-12, Abstracts, P-4.
5. Spectral changes of Pleione at the end of its Be-phase, L. Iliev, 2003, JENAM 2003, Budapest, 25-30 August, Abstracts, p.79
6. Spectral changes in the stable shell star 1 Del, Iliev, L. & Kubat. J., Annual conference of UAB, 2009, poster paper
7. Photometrical behavior of the Be/shell star 1 Del, Iliev, L., 2009, 6th SREAC Meeting: "Astrophysics and Astrodynamics in Balkan Countries in the International Year of Astronomy Belgrade, Serbia, September 28-30, 2009

8. Recent photometrical variations of Be-shell star Pleione"; Iliev, L., 2010, 5-th Annual Conference of UAB, May 10-12, 2010, Shumen University, poster paper.
9. Spectral activity of the stable-shell star LZ Delphini, 2012, L. Iliev, VII Annual Conference of UAB, 8-11 June 2012, Dimitrovgrad, poster and oral presentation
10. Be Stars Enigma: Research, Results, Perspectives, 2011, L. Iliev, International Conference "Rozhen National Astronomical Observatory: Thirty Years Eyes on the Sky Smolyan, 26-29 Sept. 2011..
11. Spectral variability of the stable-shell stars – the example of HD193182. 2013, Iliev, L., Second National Congress of Physical Sciences, Section 8 – Astronomy and Astrophysics, 25-28 September, 2013, Sofia.

Други публикации, свързани с дисертационния труд

1. 96 Herculis: a remarkable early type multiple system, 1985, Commis 27 IAU Inf. Bull. Var. Stars, No.1985; P. Koubský, J. Horn, C.T. Bolton, R. Lions, L. Iliev, Hrv. Bozic, B. Kovachev, K. Pavlovsky.
2. Temperature influence on hydrogen hypersensitized Kodak IIA-O and 103a-O plates, 1988, in Astrophotography, processings of the IAU Workshop, ; Jena, DDR, april 21-24, 1987, ed. S. Marx, Springer Verlag; O. Zichova, J. Zicha, V. Tsintsarov, L. Iliev and Ts. Georgiev.
3. 59 Cygni - photometrical behaviour after the active period, 1991, Astrophysical Investigations, vol. 6, pp. 47-55, L. Iliev, L. Kovachev, N. Tomov.
4. Spectroscopic and photometric investigations of MAIA candidate stars, G. Scholz, H. Lehmann, G. Hildebrandt, K. Panov and L. Iliev; Astron. & Astrophys., 1998, v.337, pp. 447-459
5. Properties and nature of Be stars: 21. The long-term and orbital variations of V832 Cyg, P.Harmanec, H.Bozic, J.R. Percy, S. Yang, D. Ruzdjak, D. Sudar, M. Wolf, L. Iliev, L.Huang, C. Buil, P. Eenens, 2002, Astron. & Astrophys., vol.387, p.580.
6. B-stars toward the anticenter of the Milky Way, Goranova, Y., Tsv. Georgiev, L. Iliev, N. Tomov, T. Valchev, 2002, Publications of the Astronomical Observatory of Belgrade, No73, pp. 153-157, in Proceedings of the Third Bulgarian-Serbian Astronomical Meeting, 13-15 May 2002, Gjoletchitsa, Bulgaria.
7. The radial velocities and physical parameters of HD553, R. Duemmler, I. Khr. Iliev and L. Iliev, 2002, Astron. & Astrophys., vol.395, pp. 885-890.

8. New spectral aims in the research of Be Stars, L.Iliev, 2005, Aerospace Research in Bulgaria, vol. 20 p 258-264, Proceedings of the Balkan Astronomical Meeting, 14-18 June, 2004, Rozhen, Bulgaria
9. Eclipsing binary system V376 And; observations and solutions, A. Dumitrescu, M. Suran, L. Iliev, V. Tudose, 2005, Aerospace Research in Bulgaria, 2005, vol. 20, p.238-243. Proceedings of the Balkan Astronomical Meeting, 14-18 June, 2004, Rozhen, Bulgaria
10. Multi-Facility Study of the Algol-Type Binary delta Librae, Budding. E., Bakis, V., Erdem, A., Demircan, O., Iliev, L., Iliev, I., Slee, O.B. 2005, Astrophys. And Space Sci., vol. 296, Issue 1-4, pp.371-389, Processings of Litomisl Meeting, pp. 371-389.
11. Spectral evidences of circumstellar material in eclipsing bynary TX UMa, Iliev, L., 2009, International conference: Binaries - key to comprehension of the Universe, Brno, Czech Republic, June 8-12, 2009.
12. Spectroscopic analysis of the B/Be visual binary HR 1847, 2010, J. Kubát, S.M. Saad, A. Kawka, M.I. Nouh, L. Iliev, K. Uytterhoeven, D. Korchaková, P. Hadrava, P. Škoda, V. Votruba, M. Dovciak, M. Šlechta, Astron. & Astrophys., 2010, v.520, A103
13. Spectroscopic Study of the Extremely Fast Rotating Star 44 Geminorum, 2012, L. Iliev, A. Kawka, S.Vennes, J. Kubát, G. Borisov, P. Nemeth, M. Kraus, Bul. Astr. J., vol. 18-1, p.20-27.
14. Spectroscopy of close visual binary components of the stable shell star 1 Delphini; Kubát, J.; Kubátová, B.; Doležalova, B.; Iliev, L.; Šlechta, M., 2016, Astron. & Astrophys., vol. 587, p. 22.

Забелязани цитати на публикациите, свързани с дисертационния труд

1. Gamen, R.; Arias, J. I.; Barbá, R. H.; Morrell, N. I.; Walborn, N. R.; Sota, A.; Maáz Apellániz, J.; Alfaro, E. J., A&A, 2012, vol. 546, A92, на работата: Properties and nature of Be stars. 27. Orbital and recent long-term variations of the Pleiades Be star Pleione = BU Tauri, на работата: Nemravová, J., Harmanec, P., Kubát, J., Koubský, P., Iliev, L., Yang, S., Ribeiro, J., Šlechta, M., Kotková, L., Wolf, M., Škoda, P., 2010, Astronomy and Astrophysics, Volume 516, pp.80.
2. Touhami, Y., Gies, D. R., Schaefer, G. H., McAlister, H. A., Ridgway, S. T., Richardson, N. D., Matson, R.; Grundstrom, E. D., ten Brummelaar, T. A., Goldfinger, P. J., Strurmann, L., Strurmann, J., Turner, N.H., Farrington, C. ; 2013, Astrophys. J., vol. 768, p. 128, на работата: Nemravová, J., Harmanec, P., Kubát, J., Koubský, P., Iliev, L., Yang, S., Ribeiro, J., Šlechta, M., Kotková, L., Wolf, M., Škoda, P., 2010, Astronomy and Astrophysics, Volume 516, p.80.
3. Rivinius, Thomas; Carciofi, Alex C.; Martayan, Christophe; Astrophys. & Astron. Rev., 2013, vol. 21, p. 69, на работата: Nemravová, J., Harmanec, P., Kubát, J., Koubský, P., Iliev, L., Yang, S., Ribeiro, J., Šlechta, M., Kotková, L., Wolf, M., Škoda, P., 2010, Astronomy and Astrophysics, Volume 516, pp.80.
4. Renzetti, G., 2013, J. Astrophys. & Astron., vol. 34, issue 4, pp.341-348, // на работата: Nemravová, J., Harmanec, P., Kubát, J., Koubský, P., Iliev, L., Yang, S., Ribeiro, J., Šlechta, M., Kotková, L., Wolf, M., Škoda, P., 2010, Astronomy and Astrophysics, Volume 516, p.80.
5. Silaj, J.; Jones, C. E.; Sigut, T. A. A.; Tycner, C Silaj, J.; Jones, C. E.; Sigut, T. A. A.; Tycner, C, 2014, Astrophys. J., vol. 795, id: 82 , pp.

- 12, DOI: 10.1088/0004-637X/795/1/82, // на работата: Nemravová, J., Harmanec, P., Kubát, J., Koubský, P., Iliev, L., Yang, S., Ribeiro, J., Šlechta, M., Kotková, L., Wolf, M., Škoda, P., 2010, *Astronomy and Astrophysics*, Volume 516, p.80.
6. Granada, A.; Arias, M. L.; Cidale, 2010, L. S., *The Astronomical Journal*, Volume 139, Issue 5, pp. 1983-1992, на работата: Koubsky, P., Harmanec, P., Gulliver, A. F., Ballereau, D., Chauville, J., Graf, T., Horn, J., Iliev, L., Lyons, R.W., 1989, *BAIC*, vol. 40, p. 31-41.
7. Menchenkova, E.V., *Astronomische Nachrichten*, 1993, vol. 314, No.6 p. 417, на работата: Iliev, L. et al, *Commis. 27 IAU Inf. Bull. Var. Stars*, 1988, No.3204, pp 1-4.
8. Luthardt, R., Menchenukova, E.V., *A&A*, 2014, vol. 284, No1, pp.118-124. на работата: Iliev, L. et al., 1988, *IBVS No 3204*.
9. Шаров, А.С. Лютый, В.М., Есипов, В.Ф.; 1994, *Письма в Астрономический Журнал*, том 20, No 8, стр. 565-566, на работата: Iliev, L. et al., 1988, *IBVS No 3204*.
10. Hirata, R.; 1995, *PASJp*, vol. 47, pp.195-218, на работата: Iliev, L. et al., 1988. *IBVS No 3204*.
11. Katahira, J., R. Hirata, M. Ito, M. Katoh, D. Ballereau and J. Chauville; 1996, *PASJp*, vol.48, pp. 317-334, на работата: Iliev, L. et al., 1988. *IBVS No 3204*.
12. Hiller, Mary E.; Osborn, Wayne; Terrell, Dirk, 2004, *PASP*, vol.116, pp.337-344., на работата: Iliev, L. et al., 1988. *IBVS No 3204*.
13. Ballereau, D. and Chauville, , *Astron. & Astrophys.*, 1990, vol. 214, pp. 285-294, на работата: Stagg, C. R.; Bozic, H.; Fullerton, A. W.; Gao, W. S.; Guo, Z. H.; Harmanec, P.; Horn, J.; Huang, L.; Iliev, L. H.; Koubsky, P. et al., *Mon. Not. Roy. Astro. Soc.*, 1988, vol. 234, pp.1021-1049.
14. Balona, L.A.; *Mon. Not. R. astr. Soc*, 1990, vol. 245, pp.92-100., на работата: Stagg, C. R.; Bozic, H.; Fullerton, A. W.; Gao, W. S.; Guo, Z. H.; Harmanec, P.; Horn, J.; Huang, L.; Iliev, L. H.; Koubsky, P. et al., *Mon. Not. Roy. Astro. Soc.*, 1988, vol. 234, pp.1021-1049.
15. Floquet, M. et al., *Astron. & Astrophys.*, 1992, vol. 264, No.1, p.177, на работата: Stagg, C. R.; Bozic, H.; Fullerton, A. W.; Gao, W. S.;

- Guo, Z. H.; Harmanec, P.; Horn, J.; Huang, L.; Iliev, L. H.; Koubsky, P. et al., *Mon. Not. Roy. Astro. Soc.*, 1988, vol. 234, pp.1021-1049.
16. Percy, J., 1994, *Exper. Astron.*, vol. 5, No 1-2, pp.133-135, на работата: Stagg, C. R.; Bozic, H.; Fullerton, A. W.; Gao, W. S.; Guo, Z. H.; Harmanec, P.; Horn, J.; Huang, L.; Iliev, L. H.; Koubsky, P. et al., *Mon. Not. Roy. Astro. Soc.*, 1988, vol. 234, pp.1021-1049.
 17. A.M. Hubert and M. Floquet, 1998, *A&A*, vol. 335, pp.565-572, на работата: Stagg, C. R.; Bozic, H.; Fullerton, A. W.; Gao, W. S.; Guo, Z. H.; Harmanec, P.; Horn, J.; Huang, L.; Iliev, L. H.; Koubsky, P. et al., *Mon. Not. Roy. Astro. Soc.*, 1988, vol. 234, pp.1021-1049..
 18. Pavlovsky, K., Z. Ruzic, M. Pavlovich, J.H. Jeong, I.-S. Nha,, *Astropys. & Space Sci.*, 1993, vol. 200, p. 201, на работата: Stagg, C. R.; Bozic, H.; Fullerton, A. W.; Gao, W. S.; Guo, Z. H.; Harmanec, P.; Horn, J.; Huang, L.; Iliev, L. H.; Koubsky, P. et al., *Mon. Not. Roy. Astro. Soc.*, 1988, vol. 234, pp.1021-1049.
 19. Taylor A.R., Dougherty S.M., Waters L.F.M., Bjorkman K.S., 1990, *A&A*, v. 231, p.453., на работата: Stagg, C. R.; Bozic, H.; Fullerton, A. W.; Gao, W. S.; Guo, Z. H.; Harmanec, P.; Horn, J.; Huang, L.; Iliev, L. H.; Koubsky, P. et al., *Mon. Not. Roy. Astro. Soc.*, 1988, vol. 234, pp.1021-1049.
 20. Balona, L.A.; in "Confrontation between stellar pulsation and evolution Proceedings of the Conference, Bologna, Italy, May 28-31, 1990, (A91-28876, 10-90), San Francisco CA, Astronomical Society of thenPacific, 1990, p. 245-256, на работата: Stagg, C. R.; Bozic, H.; Fullerton, A. W.; Gao, W. S.; Guo, Z. H.; Harmanec, P.; Horn, J.; Huang, L.; Iliev, L. H.; Koubsky, P. et al., *Mon. Not. Roy. Astro. Soc.*, 1988, vol. 234, pp.1021-1049.
 21. Sareyan J.P., Gonzales-Bedolla, Chauville J., Morel, P.J., Alvares, M.; 1992, *A&A*, v.257, p.576., на работата: Stagg, G.R., L. Iliev et al., 1988, *Mon. Not. of R.A.S.*, vol. 234, pp. 1021-1049.
 22. Catalano F.A., Renson P., Leone F.; 1993, *A&ASS*, v.98, p.269., на работата: Stagg, C. R.; Bozic, H.; Fullerton, A. W.; Gao, W. S.; Guo, Z. H.; Harmanec, P.; Horn, J.; Huang, L.; Iliev, L. H.; Koubsky, P. et al., *Mon. Not. Roy. Astro. Soc.*, 1988, vol. 234, pp.1021-1049.
 23. Balona L.A.; 1995. *MNRAS*, v.277, p.1547. на работата: Stagg, C. R.; Bozic, H.; Fullerton, A. W.; Gao, W. S.; Guo, Z. H.; Harmanec,

- P.; Horn, J.; Huang, L.; Iliev, L. H.; Koubsky, P. et al., Mon. Not. Roy. Astro. Soc., 1988, vol. 234, pp.1021-1049.
24. Halbedel E.M.; 1996, PASP, v.108, p.833., на работата: Stagg, C. R.; Bozic, H.; Fullerton, A. W.; Gao, W. S.; Guo, Z. H.; Harmanec, P.; Horn, J.; Huang, L.; Iliev, L. H.; Koubsky, P. et al., Mon. Not. Roy. Astro. Soc., 1988, vol. 234, pp.1021-1049.
 25. Hubert, A. M.; Floquet, M. 1998, A&A, vol. 335, p. 565, на работата: Stagg, C. R.; Bozic, H.; Fullerton, A. W.; Gao, W. S.; Guo, Z. H.; Harmanec, P.; Horn, J.; Huang, L.; Iliev, L. H.; Koubsky, P. et al., Mon. Not. Roy. Astro. Soc., 1988, vol. 234, pp.1021-1049.
 26. Floquet, M.; Hubert, A. M.; Hirata, R.; McDavid, D.; Zorec, J.; Gies, D.; Hahula, M.; Janot-Pacheco, E.; Kambe, E.; Leister, N. V.; and 3 coauthors, 2000, A&A, vol. 362, p. 1020, "Stellar and circumstellar activity in the Be star EW Lacertae from the 1993 multi-site campaign на работата: Stagg, C. R.; Bozic, H.; Fullerton, A. W.; Gao, W. S.; Guo, Z. H.; Harmanec, P.; Horn, J.; Huang, L.; Iliev, L. H.; Koubsky, P. et al., Mon. Not. Roy. Astro. Soc., 1988, vol. 234, pp.1021-1049.
 27. Carrier, F., Burki, G., Burnet, M., 2002, A&A, vol.385, p.488, на работата: Stagg, C. R.; Bozic, H.; Fullerton, A. W.; Gao, W. S.; Guo, Z. H.; Harmanec, P.; Horn, J.; Huang, L.; Iliev, L. H.; Koubsky, P. et al., Mon. Not. Roy. Astro. Soc., 1988, vol. 234, pp.1021-1049.
 28. Mon, Masahiro; Suzuki, Masakazu; Moritani, Yuki; Kogure, Tomokazu, 2013, Publications of the Astronomical Society of Japan, Vol.65, No.4, Article No.77, 18 pp, на работата: Stagg, C. R.; Bozic, H.; Fullerton, A. W.; Gao, W. S.; Guo, Z. H.; Harmanec, P.; Horn, J.; Huang, L.; Iliev, L. H.; Koubsky, P. et al., Mon. Not. Roy. Astro. Soc., 1988, vol. 234, pp.1021-1049.
 29. Arias, M.L., Cidale, L.S., Ringuelet, A.E. 2004, A&A, v.417, p.679-688, на работата: Iliev, L., 1994, in Pulsation; rotation; and mass loss in early-type stars: proceedings of the 162nd symposium of the International Astronomical Union held in Antibes; Juan-les-Pins; France; October 5-8; 1993. Edited by Luis A. Balona, Huib F. Henrichs, and Jean Michel Contel. International Astronomical Union Symposium no. 162; Kluwer Academic Publishers; Dordrecht, p.374
 30. Katahira, J., Inoue, K., Kawabata, Y., Kawabata, T., 2012, Be Star Newsletter, vol. 40, pp. 48-51, на работата: L. Iliev, 2000, in

processings of IAU Coll. 175 "The Be-phenomenon in early type stars Alicante, Spain, 28 June - 2 July, 1999, eds. M.A. Smith, H.F. Henrichs and J. Fabregat,

Благодарности

Благодаря на колегите от Института по Астрономия и Националната Астрономическа Обсерватория Рожен, както и на колегите от Астрономическата Обсерватория Perek на Астрономическия Институт на Академията на Науките на Чешката Република, с които работих в плодотворно научно взаимодействие.

Благодаря на научния си консултант доц. д-р Васил Попов за всеотдайната подкрепа и полезните съвети.

Изследванията в тази дисертация са частично реализирани в рамките на Договор BG051PO001-3.3.06-047 “Повишаване на професионалните умения в теорията и практиката на астрономията чрез многопрофилно и интерактивно обучение” , осъществяван с финансовата подкрепа на Оперативна програма РЧР.

Настоящото изследване използва базата от данни SIMBAD, която се оперира от института CDS, Strasbourg, France. В изследването бяха използвани много опции от проекта International Virtual Observatory.

Abstract

We reviewed and summarized the development of present day knowledge about Be stars by means of general gnoseologic theory. On the basis of T. Kuhn (1962) conception about the structure of scientific revolutions it could be concluded that our temporal knowledge about Be phenomenon is at preparadigmatic stage of development. As a consequence of this conclusion logically follows the increasing importance of establishing new factological limits and enhancement of accuracy of our knowledge about typical individual Be stars and about Be phenomenon as a whole.

Following this general aim we performed spectroscopical and photometrical study of a sample of typical representatives of the group of Be stars.

We present results from high resolution spectroscopical monitoring in the visual spectral range of Pleione, a Be star well known for its cyclic transitions between different spectral phases.

- From our early spectral observations of Pleione it was found that Balmer decrement in the spectrum of the star changed significantly just before the shell phase end at 1987 - 1988.
- Overall strength of the emission was found to vary gradually during the Be-phase reaching its maximum in January 2003. After that the strength of the emission gradually decreased with the course of the phase.
- We were able to trace gradual decrease of the dimensions of the emitting regions in Pleione's envelope. In the course of last Be phase of the star, dimensions of emitting in $H\alpha$ region of the envelope decreased from $63R_*$ in 1998 to $32R_*$ in 2005, while for $H\beta$ emitting region dimensions decreased from $26.3R_*$ in 2002 to $13.46R_*$ in the winter of 2005.
- High resolution spectral observation obtained at Rozhen coude-spectrograph allowed to register double peak emission at V

and R components in the profile of $H\alpha$. This was observed for the first time for Pleione.

- Our high resolution spectral observations of 2 stable shell stars, HD 179343 and 1 Delphini, proved that they are in fact small scale spectral variables. It was found that the overall emission strength in $H\alpha$ and $H\beta$ lines varies by several percents. V/R ratio of $H\alpha$ and $H\beta$ also was found to vary from >1 to <1 and vice versa. It was proved that at some moments V/R ratio for $H\alpha$ and $H\beta$ lines has different sign.

Two other typical Be stars were included in the present study.

- EWLacertae is known for its strong shell-type spectrum. Our observations proved that V/R ratios in the $H\alpha$ and $H\beta$ lines have always the same sign in contrast with the stars from group of stable shell stars. For the first time for that star changes in the Balmer progression were revealed in the period of V/R activity (Mon et al., 2013). Balmer progression changed both in sign and value of gradient.
- V923 Aquilae is example of Be star which was proved as a member of binary system (Koubský et al. 1988). Period dependent change of the asymmetry of shell spectrum lines was found for the first time for the star. Orbital phase connected variations of the line strength of most populated multiplets of Fe II 27, Fe II 36 and Fe II 37 were also discovered. It was shown as well that Balmer decrement variations in the spectrum of V923 Aql are probably not connected with the orbital phase of the binary.

High resolution spectral observations in the near IR region ($\lambda < 10000 \text{ \AA}$) could provide valuable additional information concerning different regions of circumstellar envelopes of Be stars.

- Spectral observations of Pleione in near IR region during transition between Be and shell phases reveal considerable differences with results from observations in visual region. During last stages of Be phase of Pleione, all observable lines from the Paschen series of hydrogen were in emission up to P16 and P17. No photospheric absorption component of these lines was present. After the Be phase end (approximately 2004) all observable lines of Paschen series were in pure absorption.
- Spectral line of OI 8446 $\text{\AA}$ prove to be a sensitive instrument for studies of the Be stars circumstellar envelope changes. For Pleione estimations of dimensions of emitting in OI 8446 region in its envelope were

carried out. The outer radii of this region was found to decrease from $18 R_*$ in period 2001 - 2002 to $5 R_*$ in 2007. After Pleione's entering a new spectral phase, dimensions of emitting region gradually decreased.

- OI8446 Å spectral line was present in emission in 3 of 4 stars defined by Gulliver (1982) as Stable Shell Stars. In the spectrum of 1 Delphini this line was in pure absorption. Estimation of dimensions of emitting in OI 8446 circumstellar envelopes of HD 179343, HD 192954 and HD 193182 resulted respectively to: $6.55 R_*$, $7.85 R_*$ and $5.33 R_*$. These values are close to the estimation of Pleione's emitting region at the moment of its minima during its phase transition.

Photometrical behavior of some of the stars of our target list was studied in more detail.

- For the Be star Pleione for the first time photometrical behavior during the last Be phase was traced.
- It was found that during this Be phase maximal levels of Pleione's brightness were reached in period January-February 2004.
- Values reached were $5^m.002$ in Johnson V filter, $4^m.77$ in Johnson B filter and $4^m.46$ in Johnson U filter.
- After reaching maximum Pleione's brightness gradually declined by $0^m.3$ in V, $0^m.45$ in B and $0^m.55$ in U filter. Minimal brightness Pleione reached around JD 2454940 (April 18, 2009).

Analysis of Rozhen homogenous set of photometrical observations of Be/shell star EW Lacertae proved that the star underwent multiperiodic variability.

- Evidences for cyclic variability with periods found by Stagg et al. (1988) were confirmed.
- Evidence for additional cyclic variability with characteristic frequency 2.2248 was found.
- During the local photometrical minimum at JD 2445624 small scale variations were found with characteristic time of $23^{min}.49317$ and amplitude of $0^m.014$.

Analysis of the photometrical behavior of stable shell star 1 Delphini was based on set of more than 610 individual observations.

- By means of Fourier analysis it was found that there are evidences for cyclic periodicity with characteristic time of $0^d.831414$ and amplitude of $0^m.1$.
- Separate analysis of the data from different observing seasons gave evidence about cyclic periodicity in year 2002 season with characteristic time of $0^d.161778$ and amplitude of $0^m.085$.
- As in case of EW Lac, also for 1 Del all multiperiodic variability were found to be with variable amplitude.

Библиография

- [1] Abt, H. A.; 2008, *ApJS*, **174**, p. 499.
- [2] Aerts, C.; 2000, in: The Be Phenomenon in Early-Type Stars, IAU Coll. 175, eds. M. Smith and H. Henrichs, p. 192.
- [3] Andrillat, Y.; 1983, *A&ASuppl.*, **53**, p.319.
- [4] Andrillat, Y., Jaschek, M., Jaschek, C.; 1988, *A&ASS*, **72**, No 1, p.129.
- [5] Andrillat, Y., Jaschek, M., Jaschek, C.; 1994, *A&ASS*, **103**, p.135.
- [6] Antonello, E.; Fracassini, M.; Pasinetti, L. E.; Pastori, L.; 1982, *Ap&SS*, **83**, Issue 1-2, p.381.
- [7] Arias, M. L., Cidale, L. S., Ringuelet, A. E.; 2004, *A&A*, **417**, p. 679.
- [8] Baade, D.; 2000, in: The Be Phenomenon in Early-Type Stars, IAU Coll. 175, eds. M. Smith and H. Henrichs IAU Coll. 175, p. 178.
- [9] Ballereau, D., Chauville, J., Zorec, J.; 1995, *Ap&SS*, **224**, Issue 1-2, p.427.
- [10] Ballereau, D.; Chauville, J.; Mekkas, A.; 1988, *A&AS*, **75**, p.139.
- [11] Ballereau, D.; Chauville, J.; Zorec, J.; Morrell, N., 2000, in processings of IAU Coll. 175 The Be-phenomenon in early type stars, Alicante, Spain, 28 June - 2 July, 1999, eds. M.A. Smith, H.F. Henrichs and J. Fabregat, pp.562-565.
- [12] Ballereau, D., Chauville, J., Zorec, J.; 1994, in Pulsation; rotation; and mass loss in early-type stars; IAU Symp. 162, Juan-les-Pins; France; October 5-8; 1993, eds. L. A. Balona, H. F. Henrichs, and J. M. Le Contel, Kluwer Academic Publishers, p.263.
- [13] Ballereau, D., Chauville, J., Zorec, J.; 1994, **IBVS**, No 4095.

- [14] Ballereau, D.; 1980, *A&ASuppl.*, **41**, Sept. 1980, p.305.
- [15] Balona, L.; 2000, in: The Be Phenomenon in Early-Type Stars, IAU Coll. 175, eds. M. Smith and H. Henrichs IAU Coll. 175, p. 1.
- [16] Bidelman, W. P., 1976, in: Be and Shell Stars; IAU Symp. 70, Massachusetts, U.S.A., 15-18 September 1975, ed. A. Slettebak, , D. Reidel Publishing Co., 1976, p. 123.
- [17] Bidelman, W.P.; 1950, *Pub. Astr. Soc. Pas.*, **62**, p.48.
- [18] Bidelman, W. P. ; 1949, *PASP*, **61**, p. 32.
- [19] Biesbroeck, van G.; 1960, Yerkes Publ. IX, p. II.
- [20] Bjorkman, J.; 1997, in Stellar atmospheres; theory and observations, Lecture notes of physics, eds. de Greve, J., Blomme, R., Hensberge, H.; Springer, Berlin, vol. 497, p. 239
- [21] Bjorkman, J.E. & Cassinelli, J.P.; 1993, *ApJ*, **409**, p.429.
- [22] Boehme, D., 1988, **IBVS** No 3222.
- [23] Boehme, D., 1986, **IBVS** No 2893.
- [24] Boehme, D., 1985, **IBVS** No 2723.
- [25] Boehme, D., 1984, **IBVS** No 2507.
- [26] Bogdanovski, R.; 2006, *Bulg. Astron. J.*, **8**, p.117.
- [27] Burd, S.; 1954, *PASP*, **66**, p.208.
- [28] Burnham, S. W.; 1873, *MNRAS*, **33**, p. 351.
- [29] Burnham, S. W.; 1874, *MNRAS*, **35**, p. 31.
- [30] Catanzaro, G.; 2013, *A&A*, **550**, p.79.
- [31] Chauville, J., Zorec, J., Ballereau, D., Morrell, N., Cidale, L., Garcia, A.; 2001, *A&A*, **378**, 861.
- [32] Chokshi, A. & Cohen, M.; 1987, *AJ*, **94**, p.123.
- [33] Dachs, J., 1986, in processings of IAU Coll. 92, Physics of Be Stars, Boulder, Colorado, USA, 18-22 August, 1986, eds. A. Slettebak and T. Snow, Cambridge University Press, p.149.

- [34] Dachs, J.; Kiehling, R.; Engels, D.; 1988, *A&A*, **194**, p.167.
- [35] Dachs, J.; 1982, in: *Be Stars*; IAU Symp. 98, Munich, FRG, eds. M. Jaschek and H.-G. Groth, D. Reidel Publishing Co., p. 19.
- [36] Dachs, J., Hanuschik, R., Kaiser, D., Rohe, D.; 1986, *A&A*, **159**, p.276.
- [37] Dachs, J., Eichendorf, W., Schleicher, H., Schmidt-Kaler, T., Stift, M., Tug, H.; 1981, *A&ASuppl.*, **43**, p.427.
- [38] Denizman, L., Ak, T., Koktay, T., Saygac, T., Kocer, D.; 1994, *ApSS*, **222**, No1-2, p. 191.
- [39] Delplace, A.-M. & Hubert, M.; 1973, *C. R. Acad. Sci. Paris*, **277**, Série B, 575.
- [40] Doazan, V., Harmanec, P., Koubsky, P., Krpata, J., Zdarsky, F.; 1982, *A&AS*, **50**, p. 481.
- [41] Doazan, V., Franco, M., Sedmak, G., Stalio, R., Rusconi, L.; 1984, *A&AS*, **55**, p. 1.
- [42] Doazan, V., Franco, M., Sedmak, G., Stalio, R., Rusconi, L.; 1983, *A&A*, **128**, p. 171.
- [43] Doazan, V., Thomas, R.N., Bourdonneau, B., 1988, *A&A*, **205**, L11-L14.
- [44] Domiciano de Souza, A.; Kervella, P.; Jankov, S.; Abe, L.; Vakili, F.; di Folco, E.; Paresce, F.: 2003, *A&A*, **407**, 47.
- [45] Dommangeat, J. & Nys, O.; 2000, *A&A*, **363**, p.991.
- [46] Dougherty, S. M., Taylor, A. R., Clark, T. A.; 1991, *AJ*, **102**, p.1753.
- [47] Dougherty, S. M.; Cramer, N.; van Kerkwijk, M. H.; Taylor, A. R.; Waters, L. B. F. M.; 1993, *A&A*, **273**, p.503.
- [48] Dougherty, S. M.; Waters, L. B. F. M.; Burki, G.; Cote, J.; Cramer, N.; van Kerkwijk, M. H.; Taylor, A. R.; 1994, *A&A*, **290**, p.609.
- [49] Douglass, G. G., Mason, B. D., Rafferty, T. J., Holdenried, E. R., Germain, M. E.; 2000, *Astron. J.*, **119**, p. 3071.
- [50] Fernie, J.D.; 1991, **IBVS** No 3558.

- [51] Ferrer, L. & Jaschek, C.; 1971, *PASP*, **83**, No 493, 346.
- [52] Frost, E.B.; 1919, *ApJ*, **49**, p. 61.
- [53] Frost, E.B.; 1906, *ApJ*, **23**, p.268.
- [54] Garrison, L.M.; 1978, *ApJ*, **224**, p.535.
- [55] Garrison, R.F.; 1973, *IAU Circ.*, No 2491.
- [56] Gehrz, R. D.; Hackwell, J. A.; Jones, T. W.: 1974, *ApJ*, **191**, 675.
- [57] Gies, D. R., McKibben, W. P.; Kelton, P. W.; Opal, C. B.; Sawyer, S.; 1990, *AJ*, **100**, p.1601.
- [58] Granes, P.; 1972, *A&A*, **19**, p. 224.
- [59] Greenstein, G.L.; 1941, *ApJ*, **93**, p.453.
- [60] Gulliver, A. F.; 1977, *ApJS*, **35**, p.441.
- [61] Gulliver, A. F.; 1981, *ApJ*, **248**, Part 1, 222,
- [62] Guo, Y.-L., 1988, *IBVS*, No3216, p.1.
- [63] Hadrava, P.; Harmanec, P.; Koubsky, P.; Krpata, J.; Zdarsky, F.; 1978, *IAU Circ.*, No. 3317.
- [64] Hanuschik, R.; 1996, *A&A*, **308**, 170.
- [65] Hanuschik, R. W.; 1986, *A&A*, **166**, No 1-2, p.185.
- [66] Hanuschik, R. W.; 1987, *A&A*, **173**, No 2, p.299.
- [67] Hanuschik, R. W.; Hummel, W.; Dietle, O.; Sutorius, E.; 1995, *A&A*, **300**, p.163.
- [68] Hanuschik, R. W., Kozok, J. R., Kaiser, D.; 1988, *A&A*, **189**, p.147.
- [69] Harmanec, P., Horn, J., Koubský, P., 1980, *Be Star Newslet.*, **2**, p.3.
- [70] Harmanec, P., Horn, J., Koubský, P., Zdarsky, F., Kriz, S., Pavlovski, K.; 1980, *Bull Astron. Inst. Czechosl.*, **31**, No 3, p. 144.
- [71] Harmanec, P.; 1982, in: Be stars; Proceedings of the IAU Symposium 98, Munich, West Germany, April 6-10, 1981, eds. M. Jaschek & H.-G. Groth, Dordrecht, D. Reidel Publishing Co., 1982, p.279.

- [72] Harmanec, P., Horn, J., Koubský,; 1982, in: Be stars; Proceedings of the IAU Symposium 98, Munich, West Germany, April 6-10, 1981, eds. M. Jaschek & H.-G. Groth, Dordrecht, D. Reidel Publishing Co., 1982, p.269.
- [73] Harmanec, P., Horn, J., Koubský,; 1983, Bright Be Star Observing Program, Release 5.
- [74] Harmanec, P.; 1983, *Hvar Observatory Bulletin* (ISSN 0351-2651), vol. 7, no. 1, p. 55.
- [75] Harper, W. E.; 1937, *Publications of Dom. Astroph. Obs. Victoria*, **7**, p. 1.
- [76] Haupt, H.F. & Schroll, A.; 1974, *A&ASuppl.*, **15**, p.311.
- [77] Hayes, D.F.; 1982, *Inf. Bull. Var. Stars*, No 2160, p.1-4.
- [78] Henrichs, H. F.; Hammerschlag-Hensberge, G.; Howarth, I. D.; Barr, P.: 1983, *ApJ*, **268**, 807.
- [79] Herman, R., Barin, M. T., Pendzel, M.; 1959, *Ann. d'Astroph.*, **22**, p. 540.
- [80] Higurashi, T. & Hirata, R.; 1978, *PASJ*, **30**, p.615.
- [81] Hiltner, W.A., Garrison, R.F., Schild, R.E.; 1969, *ApJ*, **157**, p.313.
- [82] Hirata, R.; 1982, in: Be Stars; IAU Symp. 98, Munich, FRG, eds. M. Jaschek and H.-G. Groth, D. Reidel Publishing Co., p.41
- [83] Hirata, R. & Kogure, T.; 1976, *PASJ*, **28**, p. 509.
- [84] Hirata, R. & Kogure, T.; 1977, *PASJ*, **29**, p. 477.
- [85] Hirata, R.; 2007, in *Active OB-Stars: Laboratories for Stellar and Circumstellar Physics*, Eds. S. Steff, S. P. Owocki, and A.T. Okazaki, ASP Conf. Ser. Vol. 361, p.267.
- [86] Hirata, R. & Kogure, T.; 1978, *PASJ*, **30**, p.601.
- [87] Hirata, R., Shimada, M. R., Masuda, S., Katahira, J.; 2000, in: *The Be Phenomenon in Early-Type Stars*, IAU Coll. 175, eds. M. Smith and H. Henrichs IAU Coll. 175, p.558.
- [88] Hopp U. & S. Witzigmann, 1980, **IBVS** No 1782.

- [89] Horn, J., Koubsky, P., Harmanec, P., Krpata, J., Kriz, S., Arsenijevic, J., Grygar, J., Pavlovski, K.; 1982, in: Be Stars; IAU Symp. 98, Munich, FRG, eds. M. Jaschek and H.-G. Groth, D. Reidel Publishing Co., p.315.
- [90] Houziaux, L. & Andrillat, Y.; 1982, in: Be stars; Proceedings of the Symposium, Munich, West Germany, April 6-10, 1981., eds. M. Jaschek & H.-G. Groth, Dordrecht, D. Reidel Publishing Co., 1982, p. 211-228
- [91] Huang, S.-S.; 1972, *ApJ*, **171**, p.549.
- [92] Hubert, A. M., Floquet, M., Chauville, J., Chambon, M. T.; 1987, *A&A*, **70**, p. 443.
- [93] Hubert, A.M. & Floquet, M.; 1998, *A&A*, **335**, p. 565.
- [94] Hubrig, S., Yudin, R. V., Pogodin, M., Schuller, M., Peters, G. J.; 2007, *Astron. Nachr.*, **328**, p.1133.
- [95] Hubrig, S., Schuller, M., Savanov, I., Yudin, R. V., Pogodin, M. A., Štefl, St., Rivinius, Th., Curé, M.; 2009, *Astron. Nachr.*, **330**, p.708.
- [96] Humason, M. L., Merrill, P. W.; 1921, *PASP*, **33**, No192, 112.
- [97] Humason, M. L., Merrill, P. W.; 1921, *PASP*, **33**, No195, 264.
- [98] Humason, M. L., Merrill, P. W.; 1922, *PASP*, **34**, No200, 223.
- [99] Humason, M. L., Merrill, P. W.; 1922, *PASP*, **34**, No201, 294.
- [100] Humason, M. L., Merrill, P. W.; 1922, *PASP*, **34**, No202, 351.
- [101] Hummel, W.; 1998, *A&A*, **330**, p.143.
- [102] Hutchings, J. B.; 1976, in: Be and Shell Stars; IAU Symp. 70, Massachusetts, U.S.A., 15-18 September 1975, ed. A. Slettebak, , D. Reidel Publishing Co., 1976, p. 13.
- [103] Iliev, L., Kovachev, B., Ruusalepp, M.; 1988, *IBVS*, No 3204, p.1-4.
- [104] Iliev, L., Kovachev, B., Tomov, N.; 1984, *Compt. Rend. Bulg. Acad. Sci.*, **37**, No.8, pp. 983.
- [105] Iliev, L. & Kovachev, B.; 1990, in *Evolution of Stars: The Photospheric Connection*, IAU Symp. 145, August 27-31, 1990, Varna, Bulgaria; eds. G. Michaud and A. Tutukov; pp.127-128.

- [106] Iliev, L.; 1994, in: Pulsation; rotation; and mass loss in early-type stars, IAU Symp. 162, Antibes, Juan-les-Pins, France; October 5-8; 1993. Edited by L. A. Balona, H. F. Henrichs, and J. M. Le Contel, Kluwer Academic Publishers; Dordrecht, p.374
- [107] Iliev, L., 2000, in processings of IAU Coll. 175 The Be-phenomenon in early type stars, Alicante, Spain, 28 June - 2 July, 1999, eds. M.A. Smith, H.F. Henrichs and J. Fabregat, pp.566-569.
- [108] Iliev, L., Koubský, P., Kubát, J., Kawka, A.; 2007, , in Active OB-Stars: Laboratories for Stellar and Circumstellar Physics, Eds. S. Stefl, S. P. Owocki, and A.T. Okazaki, ASP Conf. Ser. Vol. 361, p.440.
- [109] Iliev, L. & Kubát, J., 2010, *Romanian Astron. J.*, **20** Supplement, p. 33, Proceedings of the International workshop: Recent Insights into our Universe, Bucharest, Romania, October 28-29, 2009, eds. V. Mioc, N. Popescu, C. Dumitrache.
- [110] Iliev, L., Kawka, A., Vennes, S., Kubát, J., Németh, P., Borisov, G., Kraus, M.; 2012, *Bulg. Astron. J.*, **18a**, 20.
- [111] Iliev, L. & Kubát, J., 2013, *Bulg. Astron. J.*, **19**, p.1.
- [112] Iliev, L., 2015, *Bulg. Astron. J.*, **22**, p.37.
- [113] Ilyin, I. 2000, Ph.D. Thesis, University of Oulu, Finland.
- [114] Jaschek, M., Slettebak, A. & Jaschek, C. ; 1981, *Be Star Newsl.*, 4, 9.
- [115] Jaschek, M.; Jaschek, C.; Hubert-Delplace, A.-M.; Hubert, H.; 1980; *A&AS*, **42**, 103.
- [116] Jaschek, C. & Jaschek, M.; 1983, *A&A*, **117**, 357.
- [117] Jaschek, M., Jaschek, C., Andrillat, Y.; 1993, *A&ASS*, **97**, No 3, p.781.
- [118] Jones, C. E., Wiegert, P., Tycner, C., Henry, G., Cyr, R. P., Halonen, R., Muterspaugh, M. W.; 2013, *AJ*, **145**, 142.
- [119] Johnson, H.; 1977, *Rev. Mex. Astr. & Astrophys.*, **2**, p.71.
- [120] Johnson H.L.& Morgan W.W.; 1953, *ApJ*, **117**, p.313.
- [121] Kastner, J. H.; Mazzali, P. A.; 1989; *A&A*, **210**, p.295.

- [122] Katahira, J. & Hirata, R.; 1984, *PASJ*, **36**, p.577.
- [123] Katahira, J.-I., Hirata, R., Ito, M., Katoh, M., Ballereau, D., Chauville, J.; 1996, *PASJ*, **48**, p.317.
- [124] Keller, S. C., Wood, P. R., & Bessell, M. S.; 1999, *A&AS*, **134**, 489.
- [125] Kiess, M., Krogdahl, W., Bidelman, W., Hall, R.G.; 1946, *Publ. Am. Astron. Soc.*, **X**, p.227.
- [126] Kogure, T.; 1975, *Pub. Astr. Soc. Japan*, **27**, p.165.
- [127] Kogure, T. & Suzuki, M.; 1984, *Pub. Astr. Soc. Japan*, **39**, p.191.
- [128] Kogure, T.; Asada, Y.; Ichimoto, K.; Suzuki, M., 1981, *IBVS*, No 1952, p. 1.
- [129] Kogure, T.; 1969, *A&A*, **1**, p.253.
- [130] Kogure, T. & Hirata, R.; 1982, *Bull. Astron. Soc. India*, **10**, p.281.
- [131] Koubský, P., Gulliver, A., Harmanec, P., Ballereau, D., Chauville, J., Graf, T., Horn, J., Iliev, L., Lyons, R.; 1989, *Bull. Astron. Inst. Czechosl.*, **40**, p.31.
- [132] Koubský, P.; 2007, priv. com.
- [133] Kubát, J., Kubátová, B., Doležalová, B., Iliev, L., Šlechta, M.; 2016, *A&A*, **587**, 22K.
- [134] Kuhn, T., 1962, *The Structure of Scientific Revolutions*, by The University of Chicago.
- [135] Kuhn, T., 1970, *The Structure of Scientific Revolutions*, by The University of Chicago, Second edition, enlarged.
- [136] Кун, Т.; 1996, Структурата на научните революции, изд. къща “Петър Берон”.
- [137] Lamers, H.J.G.L.M., 1986, in 1986, in processings of IAU Coll. 92, Physics of Be Stars, Boulder, Colorado, USA, 18-22 August, 1986, eds. A. Slettebak and T. Snow, Cambridge University Press, p.219.
- [138] Lesh, J.R.; 1968, *ApJS*, **17**, p.371.
- [139] Lester, D.; 1975, *PASP*, **87**, p. 177.

- [140] Limber, D.N., 1969, *ApJ*, **157**, p.785.
- [141] Limber, D.N.; 1974, *ApJ*, **192**, p.429.
- [142] Limber, D.N.; 1976, in: Be and Shell Stars; IAU Symp. 70, Massachusetts, U.S.A., 15-18 September 1975, ed. A. Slettebak, , D. Reidel Publishing Co., 1976, p. 371.
- [143] Lloyd Evans, T.; 1980, *MNRAS*, **192**, 47.
- [144] Luthardt, R.; Menchenkova, E. V.; 1994, *A&A*, **284**, p.118.
- [145] Maeder, A., Grebel, E. K., & Mermilliod, J.; 1999, *A&A*, **346**, 459.
- [146] Maeder, A., Meynet, G.; 2010, *New Astron. Rev.*, **54**, 32.
- [147] Marlborough, J. M., 1987, in: Physics of Be stars; Proceedings of the Ninety-second IAU Colloquium, Boulder, CO, Aug. 18-22, 1986 (A88-39926 16-90). Cambridge and New York, Cambridge University Press, 1987, p. 316-335.
- [148] Marlborough, J. M. & Snow, T. P.; 1976, In: Be and shell stars; Proceedings of the IAU Symp. No 70, Massachusetts, USA, September 15-18, 1975, ed. A. Sletteback, Dordrecht, D. Reidel Publishing Co., 1976, p. 179-189.
- [149] Marlborough, J. M. & Gredley, P. R.; 1972, *ApJ*, **178**, p.447.
- [150] Marlborough, J.M.; 1976, in: Be and Shell Stars; IAU Symp. 70, Massachusetts, U.S.A., 15-18 September 1975, ed. A. Slettebak, , D. Reidel Publishing Co., 1976, p.335 .
- [151] Marlborough, J. M. and Cowley, A. P.; 1974, *ApJ*, **187**, p. 99.
- [152] Martayan, C.; Rivinius, T.; Baade, D.; Hubert, A.-M.; Zorec, J.; 2011, in Active OB stars: structure, evolution, mass loss, and critical limits, Proceedings of the International Astronomical Union, IAU Symposium, Volume 272, p. 242-253.
- [153] McAlister, H. A. Hartkopf, W. I. Sowell, J. R.; Dombrowski, E. G.; Franz, O. G.; 1989, *AJ*, **97**, p.510.
- [154] McConnell, D.J.; 1981, *A&ASuppl.*, **44**, p.387.
- [155] McLaughlin, D.B.; 1938, *ApJ*, **88**, p.622.

- [156] Mennickent, R. E. & Sterken, C.; 1997, *A&ASS*, **121**, No 1, p.113.
- [157] Merrill, P. W., Humason, M. L.; 1920, *PASP*, **32**, No190, 336.
- [158] Merrill, P. W.; Humason, M. L.; Burwell, C. G; 1925, *ApJ*, **61**, 389.
- [159] Merrill, P. W.; Humason, M. L.; Burwell, C. G; 1932, *ApJ*, **76**, 156.
- [160] Merrill, P. W.; Burwell, C. G. Miller, W. C.; 1942, *ApJ*, **96**, 15.
- [161] Merrill, P. W.; 1953, *PASP*, **45**, No266, 198.
- [162] Merrill, P. W.; 1953, *PASP*, **65**, No384, 113.
- [163] Merrill, P. W.; Burwell, C. G; 1933, *ApJ*, **78**, 87.
- [164] Merrill, P. W.; Burwell, C. G; 1943, *ApJ*, **98**, 153.
- [165] Merrill, P. W.; Burwell, C. G; 1949, *ApJ*, **110**, 387.
- [166] Merrill, P. W.; Burwell, C. G; 1950, *ApJ*, **112**, 72.
- [167] Merrill, P. W.; 1952, *ApJ*, **115**, p.145.
- [168] Merrill, P. W.; 1952, *ApJ*, **116**, p. 501.
- [169] Merrill, P. W. & Wilson, O. C.; 1934, *ApJ*, **80**, p.19.
- [170] Meynet, G., Georgy, C., Revaz, Y., Walder, R., Ekström, S., Maeder, A., 2010, *Rev. Mex. Astron. Astrofis.*, **38**, 113.
- [171] Millar, C. E. & Marlborough, J. M.; 1999, *ApJ*, **516**, p. 280.
- [172] Millar, C. E., C. E., Sigut, T. A. A. & Marlborough, J. M.; 2000, *MNRAS*, **319**, Issue 3, p. 465.
- [173] Mohler, O.; 1938, *ApJ*, **88**, p.623.
- [174] Mon, M., Suzuki, M., Moritani, Y., Kogure, T.; 2013, *PASJ*, **65**, p. 77.
- [175] Morgan, W.W.; White, W.A.; Tapscott, J.W.; 1973, *Astron. J.*, **78**, p.32.
- [176] Mullan, D.J., 1984, *ApJ*, **284**, p.769.
- [177] Neiner, C., Hubert, A.-M., Frémat, Y., Floquet, M., Jankov, S., Preuss, O., Henrichs, H. F., Zorec, J.; 2003, *A&A*, **409**, p.275.

- [178] Nemravová, J.; Harmanec, P.; Kubát, J.; Koubský, P.; Iliev, L.; Yang, S.; Ribeiro, J.; Šlechta, M.; Kotková, L.; Wolf, M.; Škoda, P.; 2010, *A&A*, **516**, p.80.
- [179] Nicolet, B.; 1978, *A&AS*, **34**, p.1.
- [180] North, H.L. & Olofsson S.G.; 1977, *A&A*, **56**, p. 117.
- [181] Pavlovsky, K., Ruzic, Z., Pavlovich, M., Jeong, J.H., Nha, I.-S., *Astrophys. & Space Sci.*, 1993, **200**, p. 201.
- [182] Pavlovski, K.; Harmanec, P.; Bozic, H.; Koubsky, P.; Hadrava, P.; Kriz, S.; Ruzic, Z.; Stefl, S., 1997, *A&AS*, **125**, p. 75.
- [183] Pesch, P. & Sanduleak, N.; 1983, *ApJS*, **51**, p.171.
- [184] Pesch, P. & Sanduleak, N.; 1986, *ApJS*, **60**, p.543.
- [185] Pickering, E.C.; 1889, *Astron. Naschr.*, **123**, p.95.
- [186] Poeckert, R.; 1982, in: Be stars; Proceedings of the Symposium, Munich, West Germany, April 6-10, 1981. Dordrecht, D. Reidel Publishing Co., 1982, p. 453-477.
- [187] Poeckert, R.; 1980, *Publ. Dominion Astrophys. Obs.*, **15**, p. 357.
- [188] Poeckert, R., Bastien, P, Landstreet, J.D.; 1979, *AJ*, **84**, p. 812.
- [189] Poeckert, R.& Marlborough, J.M.; 1979, *ApJ*, **233**, p.259.
- [190] Polidan, R. & Peters, G.; 1976, in: Be and Shell Stars; IAU Symp. 70, Massachusetts, U.S.A., 15-18 September 1975, ed. A. Slettebak, , D. Reidel Publishing Co., 1976, p. 59.
- [191] Pollitsch, G.F.; 1981, *A&A*, **7**, p. 175.
- [192] Porter, J & Rivinius, T.; 2003, *PASP*, **115**, No812, p.1153.
- [193] Quirrenbach, A., Buscher, D. F., Mozurkewich, D., Hummel, C. A., Armstrong, J. T.; 1994, *A&A*, **283**, L13.
- [194] Quirrenbach, A., Bjorkman, K., Bjorkman, J., Hummel, C., Buscher, D., Armstrong, J., Mozurkewich, D., Elias, N., Babler, B. L.; 1997, *ApJ*, **479**, 477.
- [195] Rachkovskaya, T.A., 1969, *Izv. Krym. Astrofiz. Obs.*, **39**, p. 96.

- [196] Reed, B.C.; 2003, *Astron. J.*, **125**, 2531-2533.
- [197] Ringuelet, A.E. & Sahade, J.: 1981, *PASP*, **93**, p. 594.
- [198] Rivinius, T., Carciofi, A. & Martayan, C.; 2013, *A&ARv*, **21**, 69.
- [199] Rivinius, T., Baade, D., Stefl, S.; 2003, *A&A*, **411**, 229.
- [200] Rivinius, Th., Štefl, St.; Baade, D.; 2006, *A&A*, **459**, p.137.
- [201] Rojer, F., Grenier, S., Baylac, M.O., Gomez, A.F., Zorec, J.; 2002, *A&A*, **393**, p.897.
- [202] Rovira, M., Fontenla, J.M., Ringuelet, A.E., Sahade, J., Kondo, Y., 1984, *A&A*, **131**, p. 9.
- [203] Saio, H.; Cameron, C.; Kuschnig, R.; Walker, G. A. H.; Matthews, J. M.; Rowe, J. F.; Lee, U.; Huber, D.; Weiss, W. W.; Guenther, D. B.; Moffat, A. F. J.; Rucinski, S. M.; Sasselov, D.; 2007, *ApJ*, **654**, 544.
- [204] Samus N.N., Durlevich O.V., Pastukhova E.N.; 2007, *Переменные Звезды*, **27**, No6.
- [205] Samus N.N., Durlevich O.V., Goranskij V.P., Kazarovets E. V., Kireeva N.N., Pastukhova E.N.; 2015, *IBVS*, **No6151**, p.1.
- [206] Sanduleak, N. & Pesch, P.; 1984, *ApJS*, **55**, p.517.
- [207] Schild, R.E.; 1976, in: Be and Shell Stars; IAU Symp. 70, Massachusetts, U.S.A., 15-18 September 1975, ed. A. Slettebak, , D. Reidel Publishing Co., 1976, p. 123.
- [208] Schild, R.E., Chaffee, F., Frogel, J., Persson, E., 1974, *ApJ*, **190**, p.73.
- [209] Schild, R.E. & Romanishin, W.; 1976, in: Be and Shell Stars; IAU Symp. 70, Massachusetts, U.S.A., 15-18 September 1975, ed. A. Slettebak, , D. Reidel Publishing Co., 1976, p. 31.
- [210] Searle, L.; 1958, *ApJ*, **128**, p. 61.
- [211] Secchi, Angelo; 1866a, *Astronomische Nachrichten*, **68**, p.63.
- [212] Secchi, Angelo; 1866b, *Comptes rendus Acad. Sciences Paris*, textbf63, p.621.

- [213] Semaan, T., Martayan, C., Frémat, Y.; Hubert, A.-M.; Soto, J. G., Neiner, C., Zorec, J.; in *Active OB stars: structure, evolution, mass loss, and critical limits*, eds. Neiner, C., Wade, G., Meynet, G., Peters, G., IAU Symp 272, p. 547.
- [214] Sharov, A.S. & Lutyti, V.M.; 1976, in IAU Symp. 70, *Be and Shell Stars*, Ed. A. Slettebak, Dordrecht, Reidel, p. 105.
- [215] Sharov, A.S. & Lyutyti, V.M.; 1988 *Soviet Astr.*(tr: A. ZHURN.) v.32, No. 3/MAY, p.303.
- [216] Sharov, A.S. & Lyutyti, V.M.; 1992 *Soviet Astr.*(tr: A. ZHURN.) v.36, No. 3/MAY, p.275.
- [217] Sharov, A.S. & Lyutyti, V.M.; 1997, *Astronomy Letters*, 23, p.113.
- [218] Silaj, J., Jones, C. E., Tycner, C., Sigut, T. A. A., Smith, A. D.; 2010, *ApJS*, **187**, p.228.
- [219] Silaj, J., Jones, C. E., Sigut, T. A. A., Tycner, C., 2014, *ApJ*, **795**, p.82.
- [220] Škoda, P.; 1996, in: *Astronomical Data Analysis Software and Systems V*, A.S.P. Conference Series, Vol. 101, 1996, George H. Jacoby and Jeannette Barnes, eds., p. 187.
- [221] Slettebak, A., 1979, *Space Science Reviews*, vol. 23, June 1979, p. 541-580.
- [222] Slettebak, A., 1981, in: *Be Stars*; IAU Symp. 98, Munich, FRG, eds. M. Jaschek and H.-G. Groth, D. Reidel Publishing Co., p. 109.
- [223] Slettebak, A., 1976, in: *Be and Shell Stars*; IAU Symp. 70, Massachusetts, U.S.A., 15-18 September 1975, ed. A. Slettebak, , D. Reidel Publishing Co., 1976, p. 123.
- [224] Slettebak, A.; 1985, *ApJSS*, **59**, 769.
- [225] Slettebak, A.; 1992, *ApJS*, **81**, No 1, 335.
- [226] Slettebak, A.; 1979, *ApJ*, **145**, p. 121.
- [227] Smith, H. A., Thronson, H. A., Larson, H. P., Fink, U.; 1979, *BAAS*, **11**, p. 682.

- [228] Snow, T.; 1981, in: Be Stars; IAU Symp. 98, Munich, FRG, eds. M. Jaschek and H.-G. Groth, D. Reidel Publishing Co., p. 509.
- [229] Stagg, E., Bozic, H., Fullerton, A., Gao, W., Guo, Z.H., Horn, J., Harmanec, P., Huang, L., Iliev, L., Koubsky, P., Percy, J., Ziznovsky J.; 1988, *MNRAS*, **234**, p. 1021.
- [230] Štefl, S., Baade, D.; Rivinius, Th.; Otero, S.; Stahl, O.; Budovičová, A.; Kaufer, A.; Maintz, M.; 2003, *A&A*, **402**, 253.
- [231] Stephenson, C.B; 1986, *ApJ*, **300**, p.779.
- [232] Sterken, C.; Vogt, N.; Mennickent, R. E.; 1996, *A&A*, **311**, p. 579.
- [233] Struve, O.; 1930, *ApJ*, **72**, 1.
- [234] Struve, O.; 1931, *ApJ*, **73**, 94.
- [235] Struve, F., G., W.; 1837, *Stellarum Duplicium et Multiplicium Mensurae Micrometricae* (Petropoli: Ex Typographia Academica).
- [236] Struve, O.; 1944, *ApJ*, **99**, p. 205.
- [237] Struve, O. & Swings, P.; 1941, *ApJ*, **93**, p.446.
- [238] Struve, O. & Swings, P.; 1943, *ApJ*, **97**, p.426.
- [239] Taranova, O., Shenavrin, V. and Nadjip, A.; 2008, *Perem. Zvezdy Prilozh.*, **8**, p.6.
- [240] Townsend, R. H. D., Owocki, S. P., Howarth, I. D; 2004, *MNRAS*, **350**, 189.
- [241] Tutukov, A.; 1990, priv. com.
- [242] Uesigi, A. & Fukuda, I.; 1970, *Contr. Inst. of Astroph. and Kwasan Obs.*, **No189**, Kyoto University.
- [243] Uesigi, A.; 1978, *Revised Catalogue of Stellar Rotational Velocities*, Kyoto University, Japan.
- [244] van Belle, G.; 2012, *Astron. Astrophys. Rev.*, **20**, 51.
- [245] van Kerkwijk, M. H.; Waters, L. B. F. M.; Marlborough, J. M.; 1994; *A&A*, **300**, p.259.
- [246] van Leeuwen, F., Meys, J.J.M., Alphenaar, P.; 1982, **IBVS** No 2173.

- [247] Vega, E.I.; 1982, *AJ*, **87**, p.794.
- [248] Vega, E. I., Rabolli, M., Feinstein, A., Muzzio, J. C; 1980, *AJ*, **85**, p.1207.
- [249] Voikhanskaya, N.F.; 1976, *Astrofizika*, **12**, p. 219.
- [250] Vojkhanskaya, N.F.; 1976, in: Be and Shell Stars; IAU Symp. 70, Massachusetts, U.S.A., 15-18 September 1975, ed. A. Slettebak, , D. Reidel Publishing Co., 1976, p.327.
- [251] Walker, G. A. H.; Kuschnig, R.; Matthews, J. M.; Reegen, P.; Kallinger, T.; Kambe, E.; Saio, H.; Harmanec, P.; Guenther, D. B.; Moffat, A. F. J.; Rucinski, S. M.; Sasselov, D.; Weiss, W. W.; Bohlender, D. A.; Bozic, H.; Hashimoto, O.; Koubský, P.; Mann, R.; Ruzdjak, D.; Škoda, P.; Šlechta, M.; Sudar, D.; Wolf, M.; Yang, S.; 2005, *ApJL*, **623**, 145.
- [252] Walker,M.F.; 1953, *ApJ*, **118**, p. 481.
- [253] Whittet, D.C.B. & Breda, I.; 1980, *MNRAS*, **192**, p.467.
- [254] Worner, W.; 2015, *AN*, **336**, p. 159.
- [255] Zichova, O.,Zicha, J., Tsintsarov, V., Iliev, L. & Georgiev, Ts.; 1987, in “Astrophotography”, processings of the IAU Workshop, ; Jena, DDR, april 21-24, 1987, ed. S. Marx, Springer Verlag.
- [256] Zorec, J.; Fremat, Y., 2005, in Semaine de l’Astrophysique Francaise, meeting held in Strasbourg, France, June 27 - July 1, 2005, Edited by F. Casoli, T. Contini, J.M. Hameury and L. Pagani. Published by EdP-Sciences, Conference Series, p. 361.
- [257] Zorec, J. & Briot, D.; 1997, *A&A*, **318**, 443.