

Българска академия на науките  
Институт по астрономия  
с Национална астрономическа обсерватория

Фотометрично изследване на звезди от тип  
FU Orionis и EX Lupi

Стоянка Петрова Пенева

Дисертационен труд  
за присъждане на образователната и научна степен “доктор”

Научна специалност:  
01.04.02 Астрофизика и звездна астрономия

Научен ръководител:  
доц. д-р Евгени Семков

София, 2012 г.

# Съдържание

1. Увод	4
1.1 Звезди преди Главната последователност на диаграмата на Херцшпрунг – Ръсел	5
1.1.1 Звезди от тип T Tauri	5
1.1.2 Звезди на Хербиг от спектрални класове Ae/Be с емисионни линии в спектъра	10
1.2 Фотометрична променливост на звездите преди Главната последователност	11
1.2.1 Променливи звезди от тип FU Orionis и EX Lupi	14
1.2.2 Променливи звезди от тип UX Orionis	21
2. Цели и структура на дисертационния труд	24
3. Наблюдения	25
3.1 Калибриране на вторични <i>BVRI</i> стандартни звезди около изследваните обекти	25
3.2 CCD наблюдения	38
3.3 Фотографски наблюдения	38
4. Резултати от наблюденията на обектите и анализ на получените резултати	41
4.1 V733 Cep	41
4.2 V1735 Cyg	53
4.3 Parsamian 21	62
4.4 GM Cep	66
4.5 Новооткрити променливи звезди	75
5. Заключение и научни приноси	85
6. Публикации и цитати	86
6.1 Публикации, на които се основава дисертационният труд	86
6.2 Други публикации	87
Библиография	

# **Благодарности**

Изследванията в дисертационния труд са реализирани с финансовата подкрепа на Национален фонд „Научни изследвания” по договори ДО 02-85, ДО 02-273 и ДО 02-362.

# 1. Увод

Допреди няколко десетилетия представата, че звездообразуването е непрекъснат процес в Нашата галактиката не е била популярна сред астрономическата общност. Според първите теории за звездообразуването всички звезди в звездните системи са се образували едновременно. Идеята, че звездообразуването в Галактиката е непрекъснат процес, който продължава и досега, за пръв път е изказана от Ambartsumian (1954) в средата на миналия век. Ambartsumian (1954) прави това заключение след като открива *звездните асоциации* и изследва процесите на тяхното разпадане. Според автора времето на живот на асоциациите би трябвало да е относително кратко (около  $10^7$  г. за *O асоциациите* и около  $10^6$  г. за *T асоциациите*), тъй като *звездните асоциации* са динамично нестабилни разширяващи се системи.

Според съвременните схващания звездите се образуват в резултат на гравитационен колапс на части от плътни молекулярни облаци. Горещите масивни звезди, както и звезди с по-малки маси се образуват в гигантските молекулярни облаци, съсредоточени в спиралните ръкави на Галактиката. В облациите с по-малка маса, разположени хаотично в диска на Галактиката, се формират само звезди с маси близки до слънчевата или по-малки. След като във фрагмент от колапсиращия облак се формира звезда в хидростатично равновесие, веществото от облака продължава да акретира върху нея. Първоначално, звездата е обкръжена от непрозрачен облак и може да се наблюдава само в далечния инфрачервен диапазон. На този етап обектът се нарича *протозвезда*. Числените симулации показват, че свиването на въртящ се облак води до формирането на звезда с околзвезден диск (Stahler 2000). Едновременно с акрецията на вещество от диска протичат процеси на загуба на маса от звездата – формират се биполярни струи, чрез които от полюсите на звездатата се изхвърля вещество. Околзвездената обвивка започва да се разрушава от интензивния звезден вятър. В центъра на протозвездата започват реакции на термоядрен синтез първо на ядра на деутерия. Звездата става видима в оптичния диапазон. Новобразуваните звезди се намират над *Главната*

*последователност* на диаграмата на Херцшпрунг-Ръсел и в зависимост от началната им маса достигат до *Главната последователност* за различни периоди от време. В този етап от еволюцията си звездите се наричат *звезди преди Главната последователност* и основен източник на лъчението им е освободената при свиването гравитационна енергия.

## **1.1 Звезди преди Главната последователност на диаграмата на Херцшпрунг-Ръсел**

Преди да започне горенето на водорода в ядрото, звездите се намират в етап на гравитационно свиване. Този процес води до увеличаване на плътността и температурата в центъра на звездата до момента, в който започнат термоядрените реакции на превръщане на водорода в хелий. В тези ранни етапи от еволюцията светимостта на звездата е относително висока. В резултат от свиването светимостта започва да намалява, достигайки минималната си стойност, когато започнат реакциите на термоядрен синтез. След това светимостта нараства отново през по-късните етапи от еволюцията на звездата след *Главната последователност*. По тази причина звездите, които са разположени *преди Главната последователност* са относително ярки, което улеснява откриването им. Досега са открити няколко хиляди звезди *преди Главната последователност* с различни маси, въпреки че времето им на живот преди *Главната последователност* е около 0.1% от времето на еволюция на *Главната последователност*. Младите звезди с маса, по-малка от  $2M_{\odot}$  се асоциират със звезди от тип *T Tauri*, а тези с маси между 2 и  $8M_{\odot}$  – със звезди на *Хербиг от спектрален клас Ae/Be*. Спектралната и фотометрична променливост е основна характеристика и на двата типа звезди, открита в самото начало на тяхното изследване.

### **1.1.1 Звезди от тип T Tauri**

Звездите от тип *T Tauri* са обособени като нов тип променливи с прототип звездата T Tau от Joy (1945) на базата на фотометрични и спектрални характеристики. Преди това тези звезди са били известни като неправилни променливи, свързани с тъмни облаци и отражателни мъглявини. Първоначално Joy (1945) класифицира като *звезди от тип T Tauri* единадесет неправилни променливи звезди (RW Aur, UY Aur, R CrA,

RU Lup, R Mon, T Tau, UX Tau, UZ Tau и XZ Tau), които се отличават със следните характеристики:

- 1) бързи и неправилни изменения в блясъка с амплитуда  $\sim 3^m$ ;
- 2) спектрален клас F5-G5 и наличие на силни емисионни линии в спектъра (особено линиите H и K на CaII). Емисионният им спектър е подобен на този на слънчевата хромосфера;
- 3) ниска светимост (звезди от V клас);
- 4) звездите са свързани с тъмни или светещи мъглявини.

Кривите на изменение на блясъка на различните обекти са много различни, а за един и същ обект те могат да се променят с времето. По тази причина класификация, основана на формата на кривата на блясъка, не е възможна. Класификацията на *променливите от тип T Tauri* по-късно е доразвита от Herbig (1962) и Bastian et al. (1983).

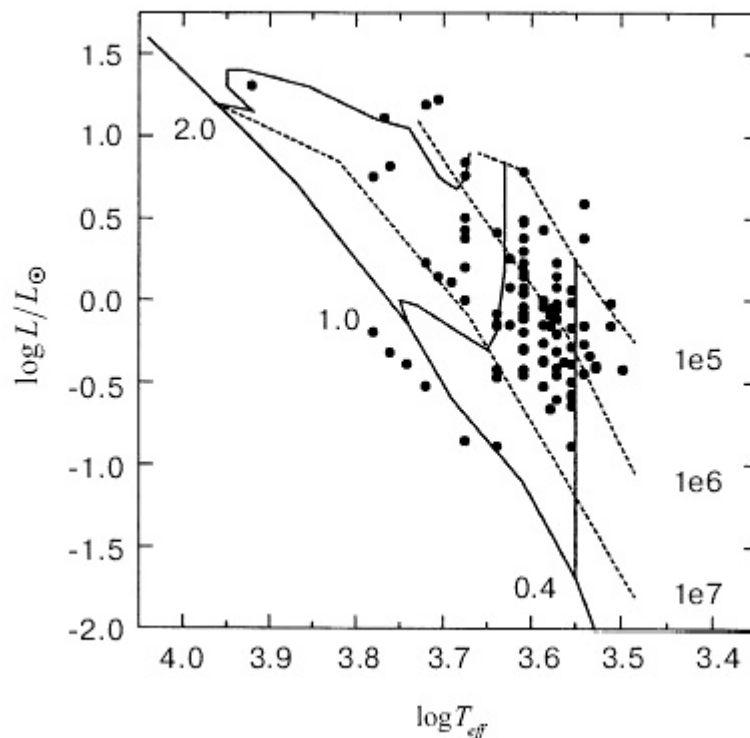
Първата значителна стъпка към обяснение на физическата природа на звездите от тип T Tauri е направена от Ambartsumyan (1947; 1952), след откриването на *звездните асоциации*. Звездите от *тип T Tauri* участват в състава както на *T асоциациите*, така и на *OB асоциациите*, следователно те също би трябвало да бъдат млади обекти с относително малка маса, които в еволюцията си още не са достигнали *Главната последователност* на *диаграмата на Херципрунг-Ръсел*. Потвърждение на това предположение е наблюдаваната от Jones and Herbig (1979) кинематична връзка между *T Tauri* звездите и молекулярните облаци, в които те са се образували.

Обзорни изследвания на наблюдателните характеристики и моделите на *T Tauri* звезди са публикувани в статиите на Appenzeller & Mundt (1989), Bertout (1989) и Petrov (2003).

Върху *диаграмата на Херципрунг-Ръсел*, *T Tauri* звездите се намират над *Главната последователност*, в областта, заета от еволюционните трекове на звезди с маса  $0.3 - 3 M_{\odot}$  и възраст от порядъка на  $10^6 - 10^7$  г. (Фиг. 1) На фигурата са показани три еволюционни трека за звезди с маси  $0.4 M_{\odot}$ ,  $1.0 M_{\odot}$  и  $2.0 M_{\odot}$  заедно с три изохрони за възрасти  $10^5$ ,  $10^6$  и  $10^7$  г. (Petrov 2003).

*T Tauri* са звезди джуджета от късните спектрални класове. Разпределението на енергията в спектрите им се различава съществено от това на *звездите от Главната последователност*. Най-значителната разлика е повишеното излъчване в синята и ултравиолетовата част на спектъра (*ултравиолетов ексцес*), където фотосферното излъчване на студена звезда би трябвало да е по-ниско (Hartigan et al. 1989). Повишено излъчване се наблюдава също в инфрачервената област на спектъра (*инфрачервен ексцес*) (Mendoza 1966, 1968). Ултравиолетовият ексцес може да се обясни с излъчване от горещ газ при температури около  $10^4$  K, а инфрачервеният ексцес – с излъчване от прахови частици с температура стотици келвини. Наблюдаваното разпределение на енергията в

непрекъснатия спектър може да се обясни като съставено от излъчването на три компонента: звездна фотосфера, горещ газ и прах (Petrov 2003). Фотосферният спектър на *звездите от тип T Tauri* варира между спектрални класове F-M, като типичният спектрален клас е K7 V (Herbig 1962). При много звезди спектралният клас, определен по различни области от спектъра е различен. В синята област той е по-ранен, отколкото в червената (Walker 1980, Appenzeller 1986). Отличителен белег на фотосферния спектър е силната линия на Li 6707 Å – един от показателите, че това са млади звездни обекти.



Фигура 1: Положение на звездите от тип T Tauri върху диаграмата на Херцшпрунг-Ръсел (Petrov 2003)

Спектралните абсорбционни линии при *звездите от тип T Tauri* не са толкова интензивни, колкото при звезди от *Главната последователност* от същия спектрален клас (ефект на воалиране на спектралните линии). Този ефект се дължи на допълнителното излъчване в непрекъснатия спектър от нефотосферен произход. Интензивността на лъчението нараства с намаляване на дължината на вълната, което е индикатор, че лъчението идва от област с висока температура. Емисионният спектър на *звездите от тип T Tauri* е подобен на този на слънчевата хромосфера. В оптичния диапазон най-интензивни са линиите  $H_{\alpha}$ , H и K на CaII, характерни за всички *T Tauri* звезди. Характерна за *звездите от тип T Tauri* е също променливостта на профилите на емисионните линии и на потоците в тях.

Промените стават за няколко денонощия, но понякога се наблюдават съществени промени в рамките на няколко часа.

При наблюдения в рентгеновия диапазон на области на звездообразуване в съзвездието Taurus, Walter (1986) открива рентгенови източници, идентифицирани с *обекти преди Главната последователност* с малка маса, които не са нито *класически T Tauri* звезди, нито еволюирали *T Tauri* звезди. Новооткритите обекти са на възрастта на *T Tau* звездите, но се различават от тях основно в липсата на околосвездна обвивка и съответно инфрачервен ексцес и емисионни линии от балмеровата серия. Според Mundt et al. (1983) причината около едни млади звездни обекти да има обширни звездни обвивки, а при други напълно да липсват такива е свързана с началните условия на звездообразуване. *Класическите T Tauri* звезди обикновено са потопени в облаци прах и газ, докато *T Tau* звездите със *слаби емисионни линии*, наблюдавани в областите на звездообразуване в Taurus – Auriga, лежат в покрайнините на тъмните облаци. В съвременната литература звездите, в чийто спектър еквивалентната ширина на линията  $H_{\alpha}$  е по-малка от  $5\text{\AA}$ , се наричат *T Tauri* звезди със *слаби емисионни линии* или „голи“ (naked) T Tauri звезди (Walter 1986), а обектите със силни емисионни линии се наричат *класически T Tauri* звезди.

Исторически, обяснението на физическите характеристики на *звездите от тип T Tauri* се променя във времето, като могат да се разграничат три основни подхода, доминиращи през различните периоди: 1) хромосферна или магнитна активност, 2) звезден вятър и 3) акреционна активност (Petrov 2003). Магнитната активност е присъща на *звездите от тип T Tauri*, но тя не би могла да обясни големите потоци в линията  $H_{\alpha}$  или широките профили на линиите от балмеровата серия при *класическите T Tauri* звезди. В началото на 90-те години на XX век вече са натрупани много наблюдателни данни, свидетелстващи, че *класическите T Tauri* звезди имат околосвездни дискове. Основното доказателство за това е инфрачервеният спектър на звездите, характеризиращ се с плоско разпределение на енергията в диапазона от 1 до 10  $\mu\text{m}$  и повишена инфрачервена светимост. Наблюдаваната разлика между *класическите T Tauri* звезди и *T Tau* звездите със *слаби линии в спектъра* могат да се обяснят с наличието на акреционни дискове при *класическите T Tau* звезди (Adams and Shu 1986).

Според Shu et al. (1987) дисковете около *звездите от тип T Tauri* са два вида: пасивни и активни. Моделът на активен диск е оптично дебел диск с голям вискозитет. Веществото в него се върти диференциално в съответствие със законите на Кеплер. Тъй като кинетичната енергия на въртене се превръща в топлинна поради триенето, дискът се нагрива и излъчва, веществото, губейки енергия, се премества на все по-ниска орбита, докато достигне повърхността на звездата. Според тази теория разпределението на енергията в спектъра на диска е функция на



параметрите на звездата и на темпа на акреция. Температурата на диска намалява с отдалечаване от звездата по степенен закон.

Моделът на пасивен диск е оптично дебел, геометрично тънък диск, който поглъща лъчението от централната звезда и го преизлъчва подобно на *абсолютно черно тяло* със съответната локална температура. В този случай светимостта на диска е:

$$L_d = 1/4 L_*$$

разпределението на температурата по радиуса на диска е:

$$T_d \sim R^{-3/4},$$

разпределението на енергията в спектъра е:

$$\nu F_\nu \sim \nu^{4/3} \sim \lambda^{-4/3}$$

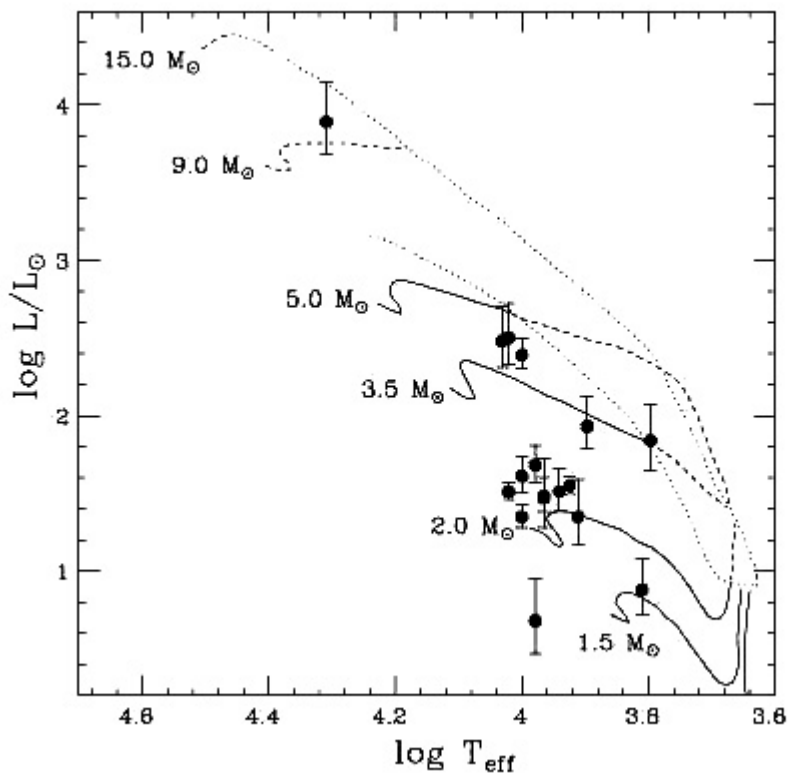
Резултатът е същият като в случая на кеплеров акреционен диск, следователно разпределението на енергията в спектъра ще бъде еднакво и в случая на пасивен и в случая на активен диск. Двата случая могат да бъдат разграничени по светимостта: в случай на пасивен диск болометричната светимост на системата „звезда + диск“ трябва да бъде приблизително равна на болометричната светимост на звезда от съответния спектрален клас, а в случая на акреционен диск светимостта на диска може да превишава тази на звездата.

Звездите с активни дискове би следвало да имат горещ граничен слой между звездата и диска в екваториалната област (Bertout et al. 1988; Basri & Bertout 1989). Авторите предлагат модел, който успешно възпроизвежда разпределението на енергията в спектъра на голям брой *класически T Tauri* звезди. Излъчването от граничния слой би могло да обясни наблюдавания ултравиолетов и инфрачервен ексцес. Моделът се състои от три компонента: звезда от късен спектрален клас, акреционен диск и граничен слой между тях. Темпът на акреция се променя между  $10^{-9} M_\odot/\text{г.}$  и  $10^{-7} M_\odot/\text{г.}$  и надвишава темпа на загуба на маса около 100 пъти.

Масите на акреционните дискове варират в повечето случаи от 0.01 до  $0.1 M_\odot$  (Osterloh & Beckwith 1995), типичният размер на дисковете е около 100 AU, а температурата на диска на разстояние 1 AU е около 100 K. Според Strom et al. (1989) времето на разпадане на диска е между  $3 \cdot 10^6$  и  $10^7$  г.

### 1.1.2 Звезди на Хербиг от спектрални класове Ae/Be

Звездите на Хербиг от спектрални класове Ae/Be за пръв път са открити от Herbig (1960) при търсене по-масивния аналог на звездите от тип *T Tauri*. Herbig (1960) прави оценка на броя звезди с маси между  $2 M_{\odot}$  и  $20 M_{\odot}$ , намиращи се в етап на гравитационно свиване в околност на Слънцето и стига до извода, че по статистически оценки, в обем от 1 крс от Слънцето и 100 рс от равнината на Галактиката, биха могли да се очакват 18 звезди в етап на гравитационно свиване, които ще се превърнат в звезди от *Главната последователност* от спектрални класове B2 и B3. Целта на изследването е да се отъждествят теоретично предполагаемите звезди с голяма маса, намиращи се в етап на гравитационно свиване, с реално наблюдаеми обекти.



Фиг. 2 Положение на звездите на Хербиг от спектрални класове Ae/Be върху диаграмата на Херцшпрунг-Ръсел (van den Ancker et al. 1998)

Herbig (1960) открива 26 звезди от спектрални класове Ae/Be, които се намират в райони на силно поглъщане и осветяват близки до тях мъглявини. Списъкът съдържа както добре познати променливи, така и новооткрити звезди с емисионни линии в спектрите си. Звездите са подбрани по следните критерии:

- 1) спектрален клас A или по-ранен с емисионни линии в спектъра

2) намират се в тъмни облаци

3) осветяват сравнително ярки мъглявини в непосредствена близост

Критериите, по които са подбрани изследваните звезди са аналогични на критериите за класификация на *T Tauri* звездите.

Предположението на Herbig (1960) е потвърдено от следващи изследвания (Thé, Perez & van den Neuval 1994). Критериите на Herbig (1960) за класифициране на *Ae/Be* звездите с емисионни линии в спектъра по-късно са допълнени от van den Ancker et al. (1997). Авторите изследват фотометричните характеристики на 44 кандидат-звезди на Herbig, подбрани по следните критерии: 1) Спектрален клас В, А или F, 2) клас светимост III-V, 3) емисионна компонента на  $H_{\alpha}$ , 4) наличие на инфрачервено излъчване, дължащо се на околзвезден прах. Чрез фотометрични данни от мисията Hipparcos, са определени астрофизичните параметри на тези звезди (разстояние, температура, маса, възраст) и е установено мястото на изследваните обекти върху *диаграмата на Херципрунг-Ръсел* (Фиг. 2). На диаграмата (van den Ancker et al. 1998) са нанесени също еволюционните трекове на звезди с маси между  $1.5 M_{\odot}$  и  $15 M_{\odot}$  и линията, след която звездите стават видими в оптичния диапазон (*birthline*). Всички звезди (без една) се намират между *Главната последователност* и линията, след която звездите стават видими. Концентрацията на звездите върху диаграмата в близост до *Главната последователност* се обяснява с по-продължителна еволюция на звездите близо до *Главната последователност*.

Разликата между двата типа звезди преди *Главната последователност* – *T Tauri* и звездите на Хербиг от спектрални класове *Ae/Be* не е само в масата, но и в техния вътрешен строеж и еволюционен статус. Преносът на енергия в *Ae/Be* звездите на Хербиг е изцяло лъчист, те нямат конвективна зона, подобно на *T Tauri* звездите (Water & Waelkens 1998).

## 1.2 Фотометрична променливост на звездите преди Главната последователност

Herbst et al. (1994) дефинират три типа фотометрична променливост, които се наблюдават при звездите преди *Главната последователност*:

*Тип I: Ротационни модуляции на блясъка, причинени от студени магнитни петна*

През 90-те години на XX в. за пръв път се измерва магнитното поле на някои *T Tauri* звезди, посредством различни методи, основани на ефекта

на Зеeman. Магнитните полета на повърхността на звездите са около 1-2 kG. Най-силното доказателство за съществуването им са студените петна по повърхността на звездата, които се проявяват с ротационни модуляции на блясъка и цвета и. Периодичните промени в блясъка се наблюдават при всички млади звезди с маси, близки до слънчевата, но най-лесно се разпознават при *T Tauri* звездите със слаби линии в спектъра. Прототип на този тип променливи е звездата V410 Tau. Петната покриват до 40% от звездната повърхност и са с около 1000 K по-студени от околната фотосфера. Въртенето на звезда със студени петна по повърхността и е единственият източник на променливост на *T Tauri* звездите със слаби емисионни линии и би могло да обясни промените във *V*, *R* и *I* филтри. Максималните амплитудите на изменение на блясъка, в резултат на този тип променливост, са до 0.8<sup>m</sup> във *V* и до 0.5<sup>m</sup> в *I*.

*Тип II и IIr: Променливост, дължаща се на комбинация от студени и горещи петна*

Променливостта от *II тип* е периодична или непериодична. Периодичната е означена като *Тип IIr*. Тези два типа променливост са характерни само за класическите *T Tauri* звезди и могат да се интерпретират като промяна на конфигурацията от горещи и студени петна върху повърхността на звездата. Горещите петна се дължат на акреция на вещество от околозвездния диск и биха могли да обяснят „воалирането” на линиите в спектъра на класическите *T Tauri* звезди. Горещите петна имат по-кратко време на живот от студените, но могат да предизвикат фотометрична променливост с амплитуди по-голями отколкото при *Тип I* (особено в *B* и *V* цветове), тъй като в зоните на акреция температурата достига  $7 \cdot 10^3 - 10^4$  K. Геометрията и разпределението на горещите петна по звездната повърхност не са изяснени, но според теоретичните модели около 1% от повърхността на звездата е заета от горещи петна. Типичен пример за променлива от този тип е BP Tau. Според Herbst et al. (2007) високоамплитудните промени в блясъка на класическите *T Tauri* звезди са причинени от акреция на вещество от околозвездния диск, насочвана от магнитното поле на звездата. В този случай темпът на акреция е силно променлив и зоните на акреция са разположени хаотично по звездната повърхност. Измененията в блясъка са неправилни с амплитуди достигащи 1.5<sup>m</sup> (*V*) за няколко денонощия.

*Тип III: Променлива екстинкция от околозвезден прах*

Този тип променливост се наблюдава главно при звездите на Хербиг от спектрални класове Ae/Be, но се среща и при *T Tauri* звезди от ранни спектрални класове (F и G), като RY Tau и RY Lupi. Звездите, показващи такава променливост се наричат още *променливи от тип UX Orionis*. Промените в блясъка се характеризират с големи амплитуди ( $\Delta V = 1 - 3^m$ ),

като в спектъра не се наблюдава ефектът на „воалиране“ на спектралните линии, нито промени в ефективната температура. През по-голямата част от времето променливите от този тип се намират в състояние с повишен блясък, когато в определени периоди от време блясъкът им отслабва с няколко звездни величини. Фактът, че степента на линейна поляризация на звездното лъчение нараства, когато блясъкът на звездата спада, е основен аргумент в полза на предположението, че спадането на звездния блясък е причинено от променлива екстинкция.

Приносът на изброените механизми за фотометрична променливост на отделнатите млади звезди зависи от тяхната маса, както схематично е показано в Табл. 1. Магнитната активност най-ясно се проявява при звездите с най-малка маса, напълно конвективните червени джуджета, познати като *избухващи звезди от тип UV Ceti*. Околост звездните прахови дискове се проявяват най-добре при звездите с най-голяма маса – *звездите на Хербиг от спектрален клас Ae/Be*. И трите типа променливост се наблюдават при *звездите от тип T Tauri*, но променливостта, свързана с акреция на вещество от диска, се наблюдава само при *класическите T Tauri звезди*.

Таблица 1: Основни механизми на променливост на звездите преди Главната последователност (Petrov 2003)

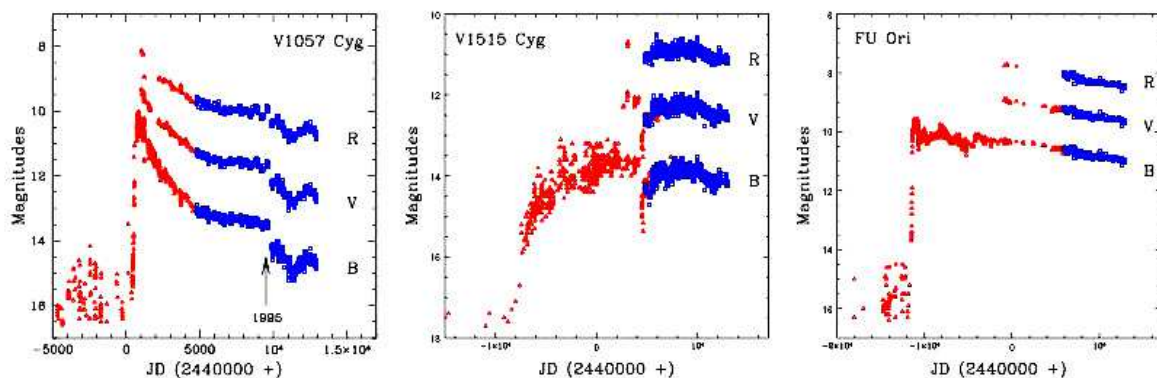
Главен механизъм на променливост	Ae/Be звезди на Хербиг $2 \cdot 5 M_{\odot}$	Звезди от тип T Tauri $0.3 - 3 M_{\odot}$	Звезди от тип UV Ceti $0.1 - 0.3 M_{\odot}$
Магнитна активност	-	XXX	XXX
Акреция на вещество	XXX	XXX	-
Затъмнение от прахови облаци	XXX	XXX	-

## 1.2.1 Променливи от тип FU Orionis и EX Lupi

Съществуват две рядко наблюдавани явления на променливост при звездите *преди Главната последователност*, за които са характерни значителни повишения на блясъка (избухвания). Те са наречени *фуори* (Ambartsumyan 1971) и *ексори* (Herbig 1989), като имат за прототип съответно звездите FU Orionis и EX Lupi. И двата типа променливост е характерна за звездите от *T Tauri* тип, около които съществуват масивни околозвездни дискове.

През 1936 г. звездата FU Ori, намираща се в тъмната мъглявина Barnard 35, покачва блясъка си с около  $6^m$  (Wachman 1939) и за няколко десетилетия остава единствен познат обект от този тип. Звездата е детайлно изследвана в работата на Herbig (1966), който предполага, че това е млад звезден обект.

През 1970 г. друг обект, LkH $\alpha$  = V1057 Cyg, намиращ се в областта NGC 7000, покачва блясъка си с около  $5^m$  (Welin 1971). До този момент звездата е позната като неправилна променлива. Спектрите, получени преди и след избухването, показват, че спектърът се променя значително от типичен емисионен спектър на *T Tauri* звезда към спектър от клас A в синия диапазон и F-G0 в червения диапазон, характеризиращ се с P Cygni профил на H $\alpha$  и линиите на Na и силна линия на Li I 6707 Å (Herbig & Harlan 1971)



Фигура 4: Криви на блясъка на трите най-детайлно изследвани фуора: V1057 Cyg, V1515 Cyg и FU Ori (Clarke et al. 2005). Със сини квадрати са означени данните, получени от авторите, а с червени триъгълници – данни от литературата, цитирана в статията.

Терминът *фуор* за пръв път е въведен от Ambartsumyan (1971), който изследва основните наблюдателни характеристики на FU Ori и V1057 Cyg

и стига до извода, че избухването като *фуор* би трябвало да е нормален етап от еволюцията на звездата. Herbig (1977) обобщава основните характеристики на младите променливи звезди от *min FU Orionis*, след като стават известни три представителя на този тип: FU Ori, V1057 Cyg и V1515 Cyg. Само за тези три обекта са построени най-детайлните криви на блясъка (Фиг. 4), получени от началото на избухването (Clarke et al. 2005). Процесът на повишаване на блясъка протича различно при различните обекти. За FU Ori и V1057 Cyg това става за около една година, а при V1515 Cyg – за около двадесет години. Тези разлики в кривите по време на повишаване на блясъка Clarke et al. (2005) обясняват с разлики в механизма на избухване. Кривите на блясъка след избухването също са различни за различните обекти. Докато блясъкът на FU Ori спада сравнително бавно след избухването (повече от 70 години), блясъкът на V1057 Cyg спада бързо през първите десет години и сравнително по-бавно през следващия период до 1995 г., когато се наблюдава кратък минимум. През годините след минимума, звездата показва засилена фотометрична променливост. Кривата на блясъка на V1515 Cyg през целия период след избухването се характеризира също с значителна фотометрична променливост, комбинирана с плавно спадане на блясъка.

Основните характеристики на *фуорите*, обобщени от Reipurth (1990), Bell et al. 1995, Clarke et al. 2005 и Reipurth & Aspin (2010) са:

- 1) покачване на блясъка с около 4-5 звездни величини в оптичния диапазон за няколко месеца или години, последвано от по-бавно спадане, продължаващо няколко десетилетия
- 2) *Фуорите* са млади обекти. Намират се в райони на активно звездообразуване и са свързани с отражателни мъглявини. В спектъра им често се наблюдава силна абсорбционна линия на Li I 6707 Å, характерна за младите звезди.
- 3) Спектралният клас на *фуорите* се променя с дължината на вълната. Оптичният спектър е типичен за F-G свръхгигант ( $T_{\text{eff}} \approx 7200 - 6500$  K). Инфрачервеният спектър се характеризира със силни ивици на CO и съответства на спектъра на свръхгигант от спектрален клас K-M.
- 4) Оптичният спектър на *фуорите* се характеризира с широки абсорбционни линии от балмеровата серия (особено H $\alpha$ ) и Na I 5890/5896 Å с ясно изразен P Cygni профил. Профилите на много от абсорбционните линии в оптичния и инфрачервения спектър се характеризират с двоен минимум и показват високи скорости на въртене – индикация за наличието на въртящ се диск.

5) Разпределението на енергията в спектъра на всички *фуори* се характеризира със силен инфрачервен ексцес. При много от тях наблюдавания ексцес може да се моделира с акреционен диск. При други обекти, наблюдаваният инфрачервения ексцес е много по-голям от предсказания в модела и свидетелства за наличието на обширна околосвездна обвивка от прах.

б) Предшественици на *фуорите* са звезди джуджета с малка променливост, най-вероятно Т Tauri звезди. Само V1057 Cyg има спектър, получен преди избухването, който има характеристиките на Т Tauri звезда.

Според Reipurth & Aspin (2010), на базата на спектрални характеристики и регистрирано избухване като *променливи от тип FU Orionis* са класифицирани десет обекта. Обектите са посочени в Табл. 2. Освен изброените в Табл. 2, съществува друга група обекти, които притежават спектралните характеристики на *фуорите*, но тяхното избухване не е наблюдавано, най-вероятно защото се е случило, преди да бъдат направени големите астрономически обзори на небето. Списък с тези обекти, наречени *фуороподобни* (Reipurth et al. 2002, Greene et al. 2008), е даден в Табл.3.

Според най-разпространения модел на избухването на *фуорите* повишаването на блясъка им се дължи на ускорена акреция на вещество от околосвезден диск върху звездната фотосфера (Hartman & Kenyon 1985; 1996). По време на избухването светимостта на диска надвишава тази на централната звезда между 100 и 1000 пъти. На Фиг. 5 е представена обобщена схема на типичен *обект от тип FU Orionis* (Hartman & Kenyon 1996). Младата звезда от тип Т Tauri е заобиколена от акреционен диск, темпът на акреция е  $\sim 10^{-7} M_{\odot}/\text{г}$ . Тази относително бавна акреция е прекъсвана от внезапни смущения във вътрешната част на диска, при които темпът на акреция достига  $\sim 10^{-4} M_{\odot}/\text{г}$ . Дискът става достатъчно горещ и излъчва по-голямата част от енергията си в оптичния диапазон. За избухване с продължителност от порядъка на 100 години върху звездата акретира вещество с маса по-голяма от  $0.01 M_{\odot}$ . По време на избухването се генерира звезден вятър със скорост  $\geq 300 \text{ km/s}$  и темп на загуба на маса  $10^{-1}-10^{-2}$  от темпа на акреция. Съществуват предположения, че протозвездната обвивка продължава да пада върху диска, осигурявайки му необходимото му количество вещество за повторно избухване.



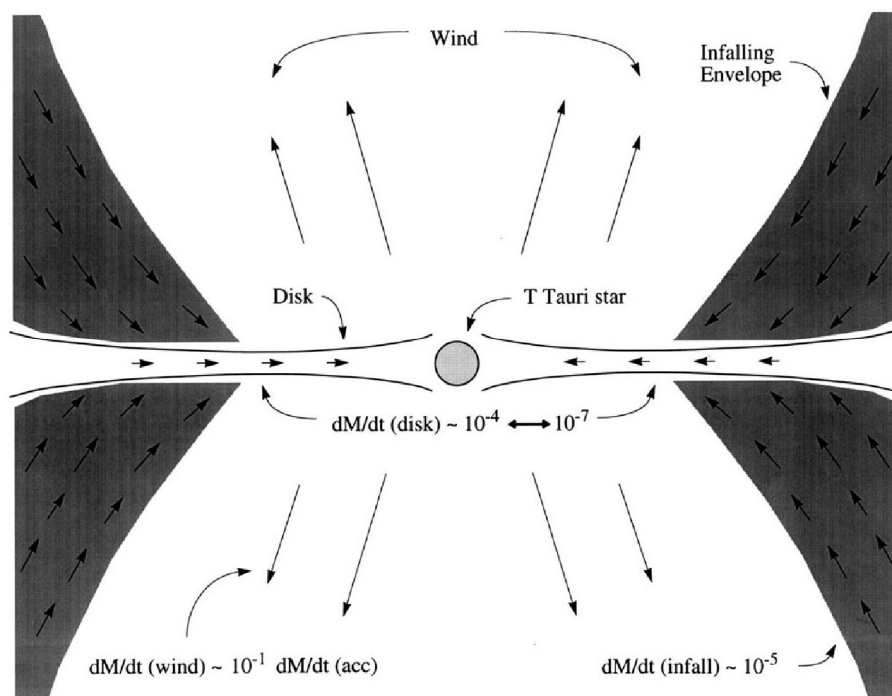
Таблица 2: Обекти от тип FU Orionis, при които е регистрирано избухване (Reipurth & Aspin 2010)

Обект	$\alpha_{2000}$	$\delta_{2000}$	Дата на избухване
V883 Ori	05:38:18.1	-07:02:26	<1888 г.
FU Ori	05:45:22.4	+09:04:12	1936 г.
V1647 Ori	05:46:13.1	-00:06:05	2003 г.
V346 Nor	16:32:32.1	-44:55:31	~1980 г.
V1515 Cyg	20:23:48.0	+42:12:26	~1950 г.
HH 381 IRS	20:58:21.4	+52:29:27	1952 - 1989 г.
V1057 Cyg	20:58:53.7	+44:15:29	1969 г.
HH 629 IRS	21:00:25.4	+52:30:16	1999 г.
V1735 Cyg	21:47:20.7	+47:32:04	1952 - 1965 г.
V733 Cep	22:53:33.3	+62:32:24	1953 - 1984 г.

Таблица 3: Фуороподобни обекти, при които не е регистрирано избухване (Reipurth & Aspin 2010).

Обект	$\alpha_{2000}$	$\delta_{2000}$
RNO 1b/c	00:36:46.3	+63:28:54
PP 13S	04:10:41.1	+38:07:53
L1551 IRS5	04:31:34.2	+18:08:05
Haro 5a/6a IRS	05:35:26.6	-05:03:56
NGC 2071 MM3	05:47:36.6	+00:20:06
AR 6a/b	06:40:59.3	+09:35:52
Z Cma	07:03:43.2	-11:33:06
BBW 76	07:50:35.5	-33:06:24
Parsamian 21	19:29:00.7	+09:38:39
HH 354 IRS	22:06:50.5	+59:02:47

Моделът на акреционния диск може успешно да обясни много от наблюдателните характеристики на *фуорите*, които ги разграничават от другите *обекти преди Главната последователност*. Например: промяната на спектралния клас с дължината на вълната, двойните минимума на абсорбционните спектрални линии и наблюдаваната разлика в доплеровото разширение на линиите в оптичния и в инфрачервения диапазон. Съгласно този модел светимостта на диска е много по-голяма от тази на централната звезда и неговите характеристики определят спектъра във всички спектрални диапазони.



Фигура 5: Обобщена схема на обект от тип FU Orionis (Hartman & Kenyon 1996)

Съществуват няколко хипотези за обясняване на механизмите, предизвикващи избухванията на *фуорите*. Те могат да се обобщят основно в три групи (Reipurth & Aspin 2010). Първата група предполага съществуването на регулаторен механизъм, който контролира преминаването на газа през вътрешния диск (Hartman & Kenyon 1996). Дискът се захранва с газ от обвивката, но не е сигурно, че може да го пренесе навътре към повърхността на звездата със същия темп, с който се стича газ от обвивката. Така дискът се препълва с вещество, което води до избухване. Втората група се основава на предположението, че енергията генерирана във вискозен диск би трябвало да се балансира чрез излъчване, за да се поддържа топлинно равновесие. Ако в резултат на някакво смущение непрозрачността на газа започне да нараства бързо с температурата, това ще доведе до избухване. Третият механизъм предполага наличието на звезда компаньон с ексцентрична орбита, която смущава диска в периастръра.

Въпреки че предложеният от Hartman & Kenyon (1996) модел е в състояние да обясни много от наблюдателните характеристики на *фуорите*, съществуват и някои несъответствия. Ако преди избухването *фуорите* са били *T Tauri* звезди с акреционни дискове, тогава *фуорите* би трябвало да се наблюдават в области, богати на *T Tauri* звезди, а такава закономерност не е установена (Herbig et al. 2003). За разлика от

класическите *T Tauri* звезди, при *фуорите* не са наблюдавани джетове, които са индикатори за наличие на акреционни дискове. Друг модел, обясняващ избухването на *фуорите* е предложен от Larson (1980) и разработен от Herbig (1989), Petrov & Herbig (1992), Herbig et al (2003) и Petrov & Herbig (2008). При този модел бързовъртящата се млада звезда приема форма, подобна на бар, при което се нагриват външните слоеве на звездата и нараства светимостта и.

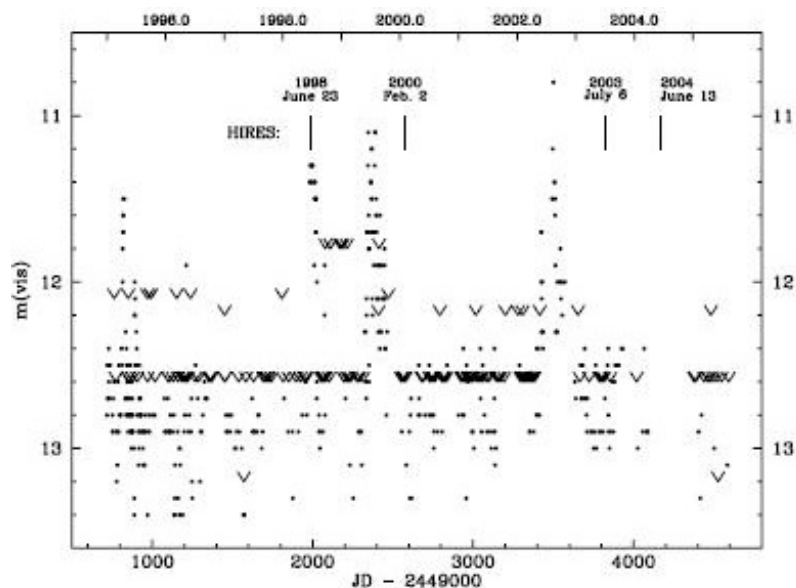
Базирайки се на броя на известните *фуори* и на броя звезди от *T Tauri* тип в близките асоциации, които биха могли да избухнат като *фуори*, Herbig (1977) стига до извода, че избухванията като *фуори* би трябвало да се повтарят по няколко пъти в хода на еволюцията на всяка *T Tauri* звезда. Предполагайки интервал от 10 000 години между избухванията и продължителност на еволюцията в етап на *T Tauri* звезда  $\sim 10^6$  г., Herbig (1977) заключава, че избухванията би трябвало да са повече от 100.

Резултатът на Herbig (1977), че избухванията се повтарят, е потвърден от Hartman and Kenyon (1985). Авторите предполагат, че всяка новообразувана звезда е способна да избухне като *фуор*. Като се знае възрастта на Галактиката ( $12 \times 10^9$  г.) и се предположи постоянен темп на звездообразуване, може да се получи сегашният темп на звездообразуване за звезди с различна маса. За звезди с маса в интервала  $1-2.5M_{\odot}$ , броят звезди, образувани за една година в околност на Слънцето от 1 крс е 0.0022. Като вземат предвид броя избухвания към 1985 г., авторите получават, че честотата на избухване е 0.1/г. Тогава всяка новообразувана звезда с маса в посочения интервал би трябвало да избухне 45 пъти.

Характеристиките на другия тип звезди *преди Главната последователност - ексорите*, за които са характерни избухвания с голяма амплитуда не са толкова ясно определени, колкото тези на *фуорите*. *Ексорите* имат за прототип звездата EX Lupi. EX Lupi е *T Tauri* звезда, която през по-голямата част от времето показва промени в блясъка си с малка амплитуда около някакво средно ниво, прекъсвани от периоди на рязко покачване на блясъка. На Фиг. 6 е представена крива на блясъка на EX Lupi, получена по визуални наблюдения в периода 1995-2005 г. (Herbig 2007)

*Ексорите* са обекти с по-ниска светимост от *фуорите*, избухванията им са с амплитуди до  $5^m$ , продължават по няколко месеца или година и в много случаи се повтарят.

Първото класифициране на променливи звезди като *ексори* е направено от Herbig (1989). Той класифицира като *ексори* девет звезди, за които са регистрирани избухвания с голяма амплитуда и които в максимума на блясъка имат спектър, характерен за звездите от тип *T Tauri*.



Фигура 6: Крива на блясъка на EX Lupi за периода 1995 – 2005 г. (Herbig 2007)

Поради малкото количество наблюдателни данни, получени за *ексорите*, характеристиките на типа променливи се определя най-вече от характеристиките на самата EX Lupi. Herbig (2007) изследва фотометричните и спектроскопични данни за EX Lupi, събрани в периода 1995-2005 г., през който звездата е претърпяла четири избухвания, и стига до извода, че избухванията се дължат на неравномерно стичане на маса. Доказателствата за това са воалирането на абсорбционния спектър от клас M0, обърнат P Cigni профил – абсорбционни компоненти на емисионните линии, отместени на до +340 km/s и силна променливост в структурата на емисионните линии.

Таблица 6: Класически ексори (Reipurth & Aspin 2010)

Обект	$\alpha_{2000}$	$\delta_{2000}$
N1118 Ori	05:34:44.8	-05:33:42
NY Ori	05:35:35.8	-05:12:21
V1143 Ori	05:38:03.9	-04:16:43
EX Lupi	16:03:05.5	-40:18:25

Reipurth & Aspin (2010) класифицират като *класически ексори* четири звезди от оригиналния списък на Хербиг, чиито характеристики описват най-добре обектите от тип *ексори* (Табл. 6)

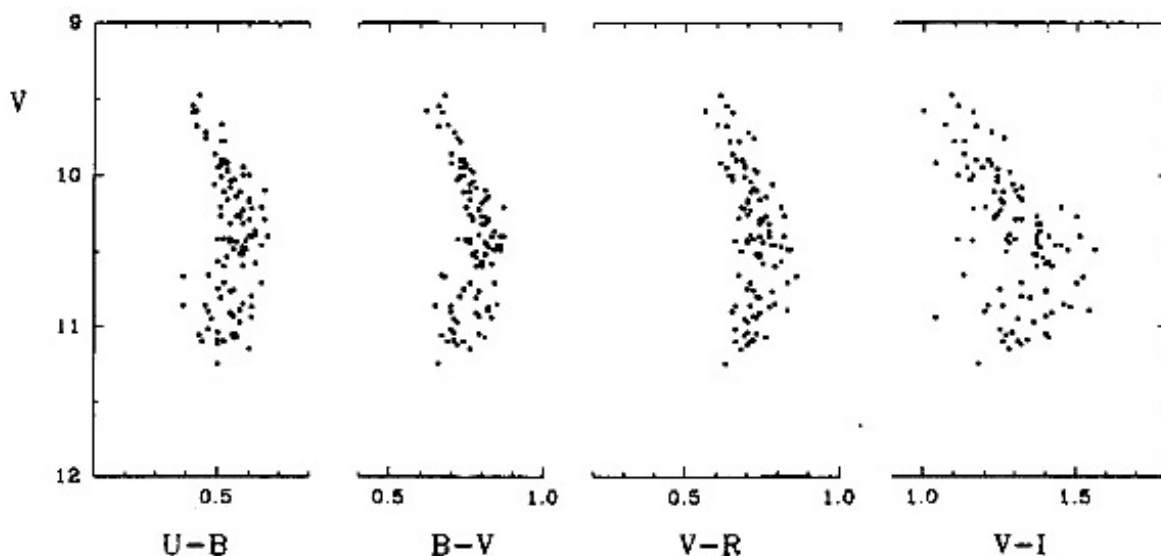
## 1.2.2 Променливи звезди от тип UX Orionis

В Общия каталог на променливите звезди (GCVS) *звездите на Хербиг от спектрални класове Ae/Be* са класифицирани като променливи звезди свързани с мъглявини. 25% от *звездите на Хербиг от спектрални класове Ae/Be* се характеризират с промени в блясъка с големи амплитуди – до  $3^m$  (V) (Bibo & Thé 1991). Това са обекти от спектрален клас A0 или по-късен. Приликата във формата на кривата на блясъка в минимума с тази на затъмнителните двойни звезди е причина състоянието на минимален блясък на тези звезди да се нарича минимум от *тип Алгол*. Прототип на тази група *звезди преди Главната последователност*, наречени *уксори*, е звездата UX Orionis. През по-голямата част от времето *уксорите* се намират в състояние с относително висок блясък, когато постепенно блясъкът им спада с  $(1-3)^m$  (V) за няколко денонощия или седмици. Фотометрична активност е различна при различните звезди и се променя с времето (Zaitseva 1986).

Съществува и друга група звезди на Хербиг от спектрален клас по-ранен от A0, за които са характерни изменения в блясъка с малки амплитуди  $\sim 0.1^m$  (Bibo & Thé 1991). Връзката между температурата на звездата и степента на фотометрична променливост, открита от Finkenzeller & Mundt (1984) е потвърдена от van den Ancker et al. (1998). Изследването показва, че амплитуди на изменение на блясъка, по-големи от  $0.5^m$ , са характерни само за звезди от спектрален клас A0 или по-късен, а 65% от всички изследвани от тях *звезди на Хербиг от спектрален клас Ae/Be* показват фотометрична променливост с амплитуди, по-големи от  $0.05^m$ . Наблюдаваната зависимост между спектралния клас на звездата и амплитудата на изменение на нейния блясък (van den Ancker et al. 1998) се обяснява с т. нар. „еволюционен ефект”. Звездите с по-малка маса стават видими в оптичния диапазон в етапа на гравитационно свиване, преди звездата да достигне *Главната последователност с нулева възраст (ZAMS)*, докато по-масивните звезди стават видими, след като достигнат *ZAMS*.

Най-общоприетото обяснение за фотометричната променливост на *уксорите* е, че дълбоките минимума в блясъка им се дължат на затъмнения от оптично дебели прахови облаци (Thé 1994). Според този модел протяжната звездна атмосфера има дискообразна структура, като праховите частици са разположени във външния студен край на диска, а дискът е разположен ребром спрямо наблюдателя. В подкрепа на този модел е инфрачервеният ексцес, регистриран в максимума на блясъка на *Ae/Be звездите на Хербиг*, който може да се обясни с топлинно лъчение от прахови частици, поглъщащи светлината от звездата (Thé 1994). Първото

предположение, че минимумите в блясъка от *тип Алгол* се дължат на наличието на протопланетарен диск около звездата е направено от Wenzel (1971). По време на минимумите в блясъка нараства степента на линейна поляризация на лъчението (Grinin et al. 1991; Grinin 1994). Наблюдаваният ефект е обяснен с наличието на околозвезден прах, който разсейва лъчението от звездата. Разсейването от прахови частици е един от основните източници на поляризация на излъчването от младите звезди. В съгласие с разглеждания модел е и друг наблюдаван ефект: в дълбоките минимуми на блясъка се наблюдава промяна на посоката на изменение на цвета на звездата върху диаграмите цвят – величина (“обръщане” на цвета или “посиняване” на звездата) (Zaitseva 1986, Herbst 1986, Grinin et al. 1991). С отслабване на блясъка, първоначално звездата става по-червена, но в определен момент, близо до минимума, почервяването спира и цветовете индекси започват да намаляват. В мнимума на блясъка цветът на звездата става все по-син (Фиг.3). Тази особеност в промяната на цвета би могла да се обясни с предположението, че звездата има допълнителен източник на енергия в синия диапазон, който е толкова слаб, че приносът му става забележим, когато общият блясък на звездата отслабне. Според Grinin (1986) източник на такова синьо лъчение може да бъде излъчването от самата звезда, разсеяно от околозвездния прах. Разсеяната от праха светлина се наблюдава само в дълбоките минимуми, когато звездата е почти напълно покрита от непрозрачни облаци прах, пресичащи зрителния лъч. Друг модел за обяснение на фотометричната променливост на *уксорите* с т. нар. „самозатъмняващ се диск” е дадено от Dullemond et al. (2003).



Фигура 3: Диаграми цвят – величина на звездата от тип Ae/Be звезди на Хербиг CQ Tau (Grinin 1992)

Herbst & Shevchenko (1999) изготвят фотометричен каталог на 230 *звезди на Хербиг* от спектрален клас *Ae/Be* и подобни на тях обекти. Тяхното изследване потвърждава, че променливостта с голями амплитуди е присъща на звездите от спектрален клас, по-късен от V8. Търсенето за периодичност в изменението на блясъка с период до 30 денонощия дава отрицателен резултат. Авторите стигат до извода, че променливостта на *Ae/Be* *звездите на Хербиг* не е свързана нито с устойчиви студени петна, нито с горещи петна по повърхността на звездата, които се дължат съответно на силни магнитни полета или акреция, насочвана от магнитното поле. Herbst & Shevchenko (1999) обобщават два типа променливост, чието съвместно действие определя формите на кривите на блясъка на *уксорите*:

- 1) неправилна променливост (понякога квазипериодична) с продължителност няколко денонощия около средно ниво на блясъка;
- 2) внезапни резки спадания на блясъка с големи амплитуди, които се наблюдават по-често, когато звездата е в състояние с относително нисък блясък.

Според авторите моделът, обясняващ променливостта на *уксорите* чрез променлива екстинкция от околосвездни прахови облаци, не може да се приложи върху целия клас променливи и затова те предлагат допълнителен механизъм на променливост – променлива акреция. Променливата акреция предизвиква изменения на температурата и плътността във вътрешната част на диска, които водят до променливост в оптичния диапазон.

## 2. Цели и структура на дисертационния труд

Основната цел на настоящия дисертационен труд е да се изследва връзката между фотометричната променливост на *звездите от тип FU Orionis* и *EX Lupi* и процесите на взаимодействие на *звездите преди Главната последователност* с околозвездната среда и околозвездните дискове. За целта е извършен фотометричен мониторинг на четири подбрани *звезди преди Главната последователност* на *диаграмата на Херцшпрунг – Ръсел*: V733 Cep, V 1735 Cyg, Parsamian 21 и GM Cep. Построени са *BVRI* кривите на блясъка на обектите за дълъг период от време, като данните от съвременните CCD наблюдения са допълнени с данни от архивните фотографски плаки и са анализирани фотометричните характеристики на изследваните обекти.

Дисертационният труд е структуриран в шест глави. Първата глава е увод, в който са описани основните характеристики и типове променливост на *звездите преди Главната последователност*. Във втората глава са описани целите и структурата на дисертационния труд. В третата глава са представени използваните телескопи и CCD камери, процедурите за калибриране на вторични стандартни звезди и апертурна фотометрия. Резултатите от наблюденията и анализа на получените резултати за всеки обект са дадени в четвърта глава, а заключенията и научните приноси са формулирани в пета глава. Шеста глава съдържа списък с публикациите, на които се основава дисертационния труд, както и другите публикации на автора.



## 3. Наблюдения

### 3.1 Калибриране на вторични *BVRI* стандартни звезди около изследваните обекти

За да се преобразуват инструменталните звездни величини в стандартни, в полето на всеки от изследваните обекти са калибрирани 15-16 вторични стандартни звезди във фотометрична система Johnson-Cousins. Използването на стандартни звезди в полетата около изследваните обекти е с голямо значение за точното измерване на звездните величини на обектите. Изследваните обекти се намират в области на активно звездообразуване, където голяма част от звездите са променливи. Калибровката на вторичните стандартни звезди е направена по проведени наблюдения през голям брой нощи. Така се намалява вероятността променливи звезди с малки амплитуди да попаднат между звездите, подбрани за стандарти и се повишава точността на измерените *BVRI* звездни величини на вторичните стандартни звезди.

Калибровката е извършена по наблюдения с 1.3-м РК телескоп на обсерваторията Скинакас (Гърция) в течение на шестнадесет фотометрични нощи в периода 2004 – 2009 г., като са използвани стандартни звездни площадки от Landolt (1992). Landolt (1992) правят *UBVRI* фотоелектрични наблюдения в Johnson-Kron-Cousins фотометрична система на 526 звезди, разположени в ивица около небесния екватор. Блясъкът на звездите, разделени в 298 подгрупи, е прецизно измерен, с което се осигурява стандартна широкоивична фотометрична система по цялото небе за телескопи със среден или голям размер от двете полукълба. Всяка звезда е измерена средно 29 пъти в течение на 19 нощи. По-голямата част от измерените звезди имат звездни величини в интервала  $11.5 < V < 16.0$  и цветове в интервала  $-0.3 < (B - V) < +2.3$ .

Списък на използваните стандартни площадки от Landolt (1992) е даден в Табл. 7. В таблицата са нанесени: име и координати на стандартната площадка, броят на звездите в нея, максималната и минималната стойност на *V* звездната величина, както и максималната и минималната стойност на цветовия индекс (*V - I*).

Наблюденията на стандартните площадки са правени в началото, средата и края на ноща. Всяка нощ са наблюдавани между 40 и 50 звезди с различен цвят, намиращи се на различна въздушна маса. Извършена е

апертурна звездна фотометрия на стандартните площадки с пакета DAOPHOT в IDL. Получени са инструменталните звездни величини на стандартните звезди с добра точност.

Връзката между стандартните *BVRI* звездни величини, инструменталните *bvri* звездни величини и въздушната маса  $X = 1/\cos Z$  се задава от следните уравнения:

$$B = b + k_1.(b - v) + k_2.X_b + k_3 \quad (1)$$

$$V = v + l_1.(v - i) + l_2.X_v + l_3 \quad (2)$$

$$R = r + m_1.(v - r) + m_2.X_r + m_3 \quad (3)$$

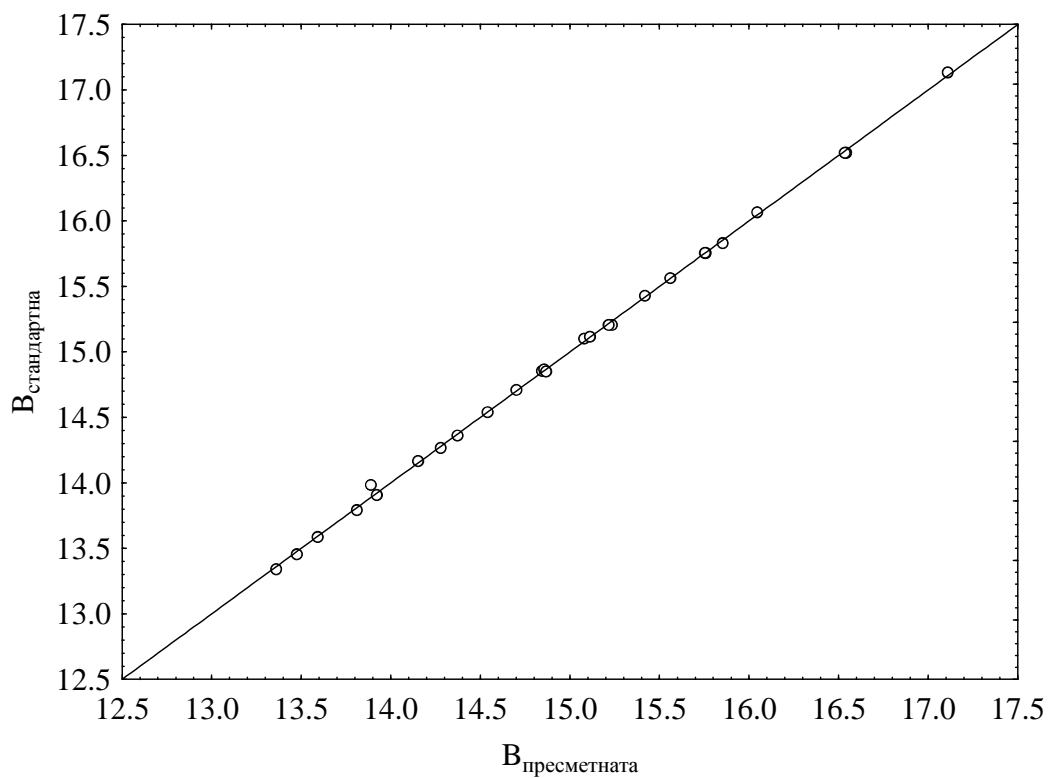
$$I = i + n_1.(v - i) + n_2.X_i + n_3 \quad (4)$$

Таблица 7: Използвани стандартни площадки от Landolt (1992)

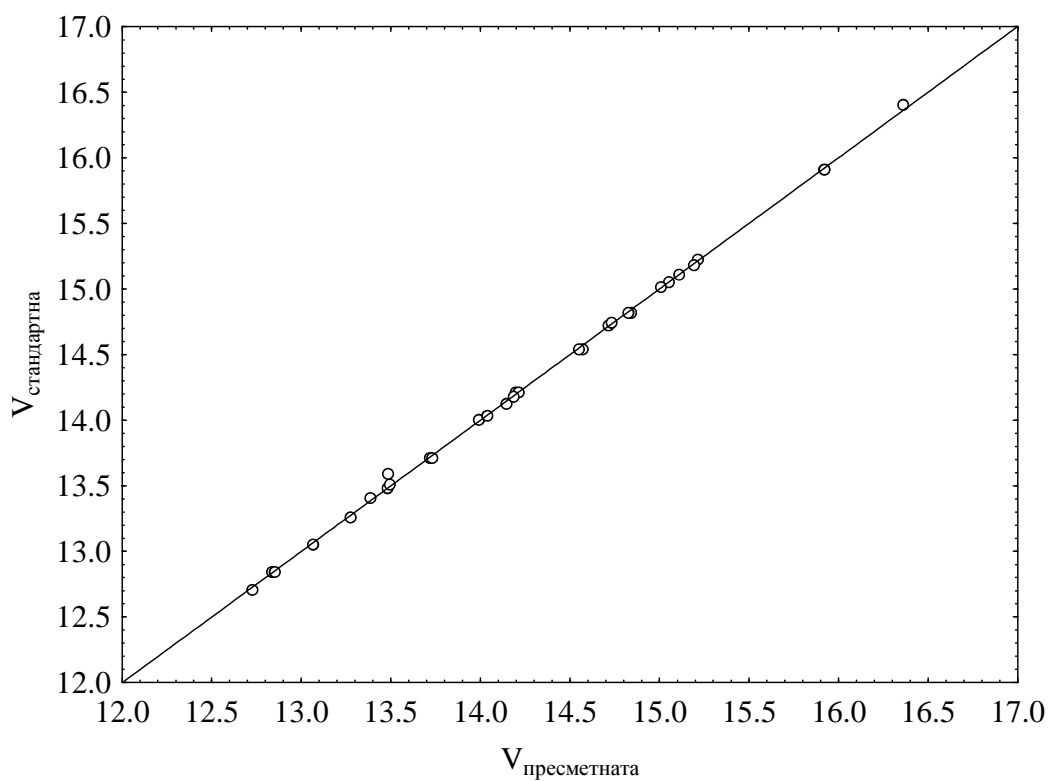
Име	$\alpha_{2000}$ hh:mm:ss	$\delta_{2000}$ dd:mm:ss	Брой звезди	$V_{\max}$	$V_{\min}$	$(V-I)_{\max}$	$(V-I)_{\min}$
PG0231+051	02:33:41	05:18:40	6	12.772	16.105	1.951	-0.534
SA 95	03:53:40	-00:01:13	6	13.574	15.606	1.227	-0.300
PG1323-086	13:25:39	-08:49:16	5	12.080	14.003	0.833	-0.127
PG1525-071	15:28:11	-07:16:27	4	13.350	16.403	1.104	-0.168
PG1528+062	15:30:50	06:00:56	3	11.989	15.553	0.824	-0.296
PG1530+057	15:33:11	05:32:27	3	12.842	14.211	0.886	0.199
PG1633+099	16:35:24	09:47:50	5	12.969	15.256	1.138	-0.212
PG1657+078	16:59:32	07:43:31	5	14.033	15.225	1.113	-0.100
SA 110	18:43:10	00:27:40	8	11.312	14.022	2.625	0.652
SA 112	20:42:26	00:07:43	3	9.905	12.095	1.217	0.547
MARK A	20:43:59	-10:47:42	4	13.258	15.911	1.098	-0.241
PG2213-006	22:16:28	-00:21:15	4	12.706	15.109	0.830	-0.203
PG2331+055	23:33:49	05:46:49	3	13.051	15.182	0.935	-0.044

$B$ ,  $V$ ,  $R$  и  $I$  са стойностите на стандартните звездни величини от Landolt (1992), а с  $X$  са означени стойностите на въздушната маса на която се намират площадките в момента на наблюдение. Коефициентите  $k_{1,2,3}$ ,  $l_{1,2,3}$ ,  $m_{1,2,3}$  и  $n_{1,2,3}$  са определени по метода на най-малките квадрати. Стойностите на коефициентите за всяка нощ, през която са наблюдавани стандартни площадки, са дадени в Табл. 7. На Фиг. 7 и 8 е представено съпоставяне между стандартните *BVRI* звездни величини по Landolt (1992) и преизчислените стандартни звездни величини с коефициентите,

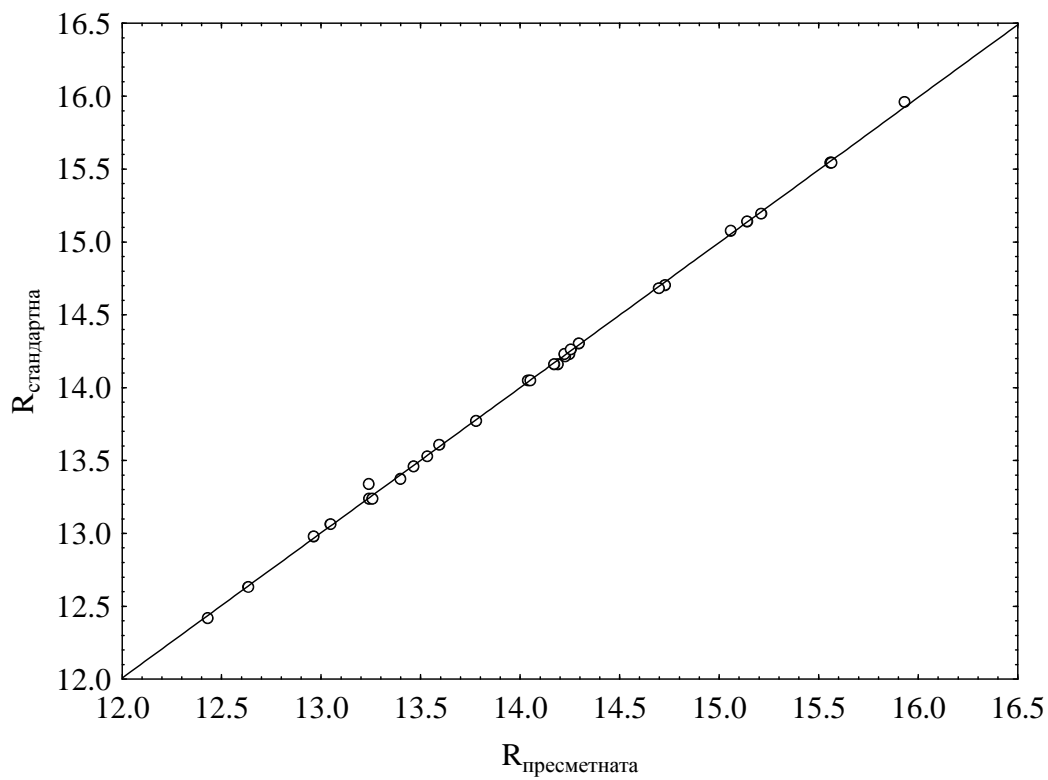
получени от уравнения (1) – (4) за две произволни нощи: 05.07.2008 г. и 01.07.2009 г.



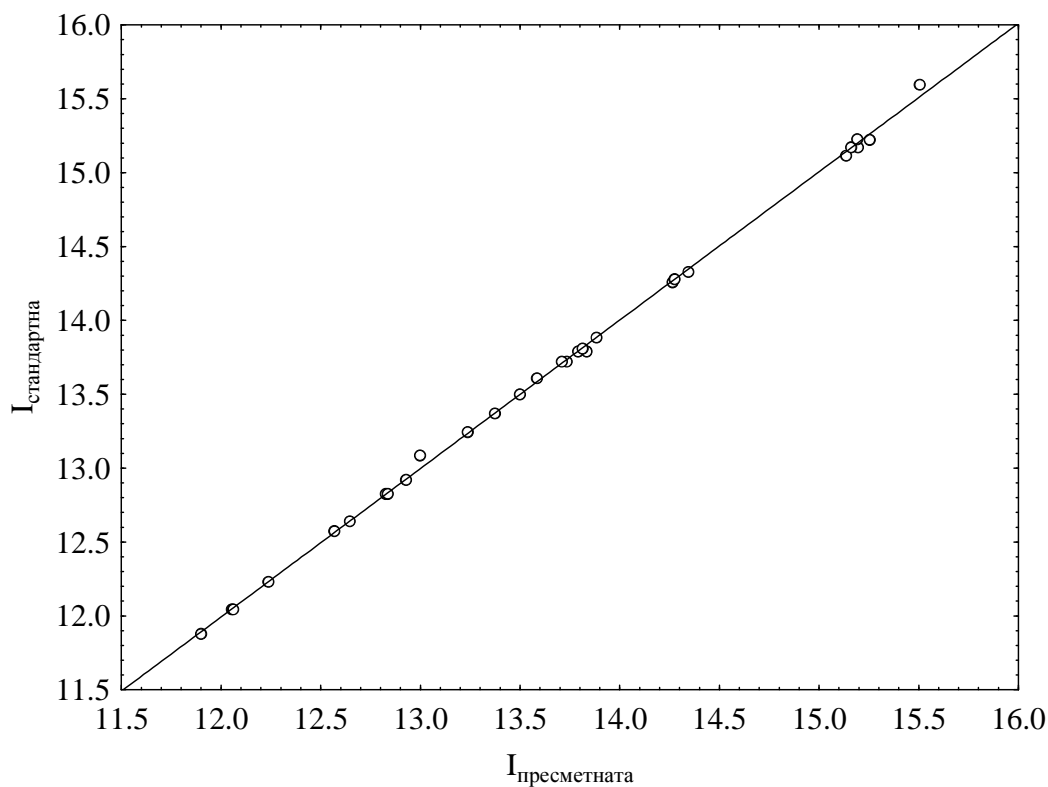
Фигура 7а)



Фигура 7б)

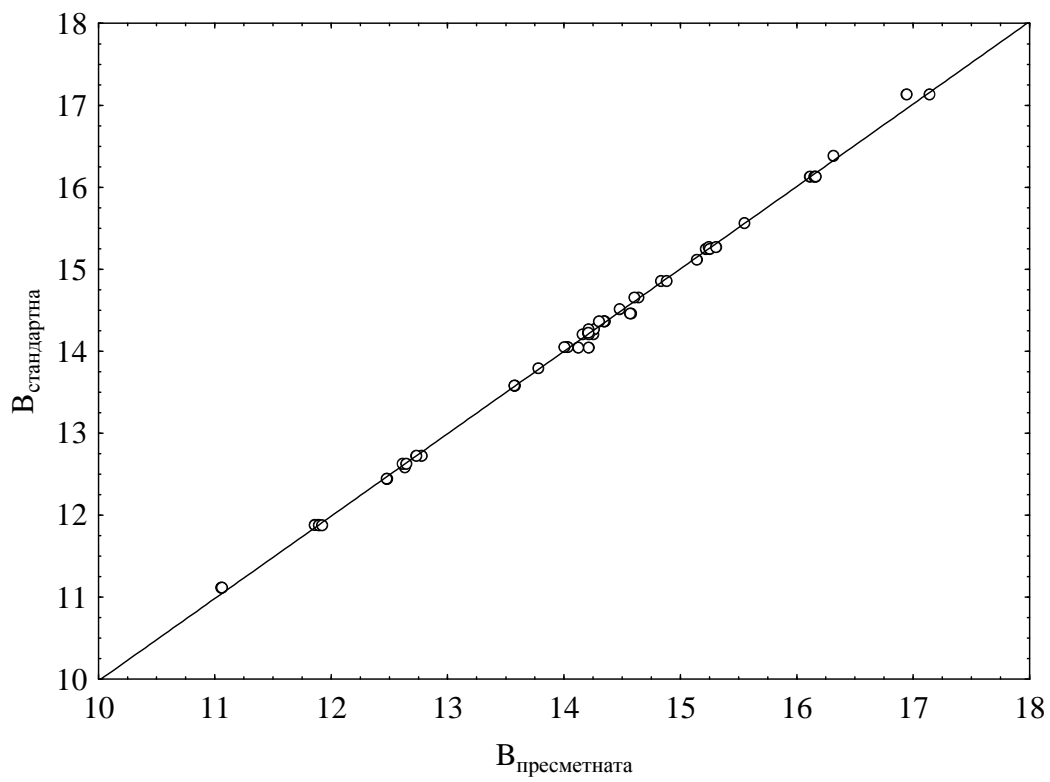


Фигура 7в)

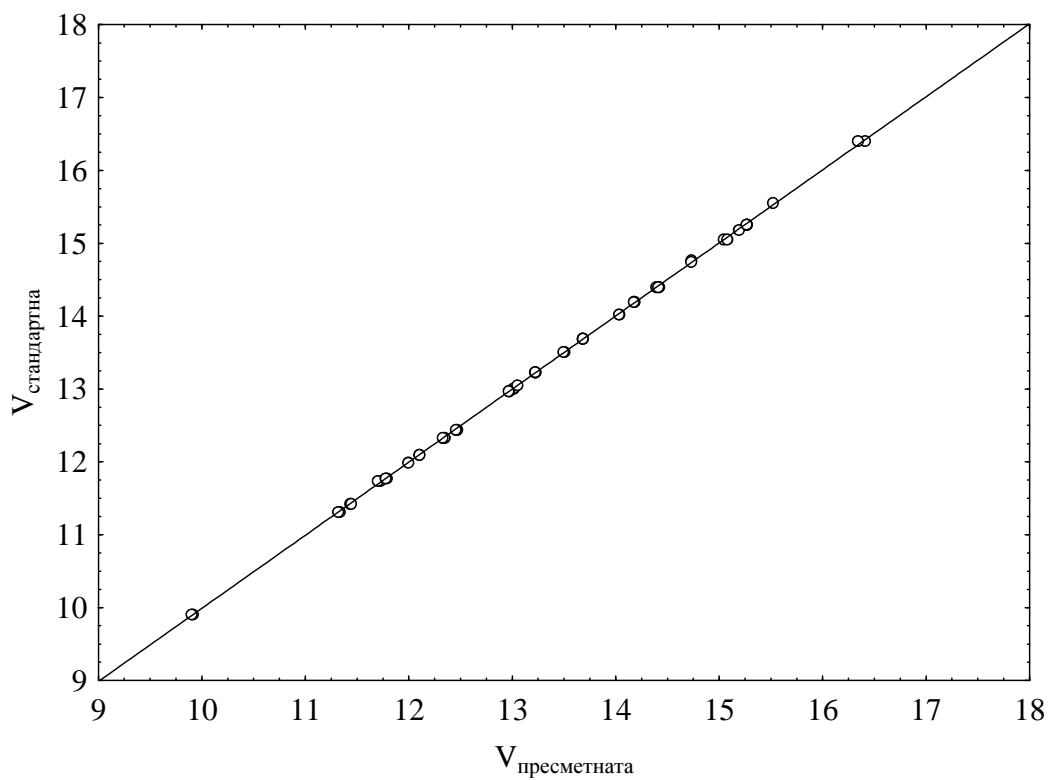


Фигура 7г)

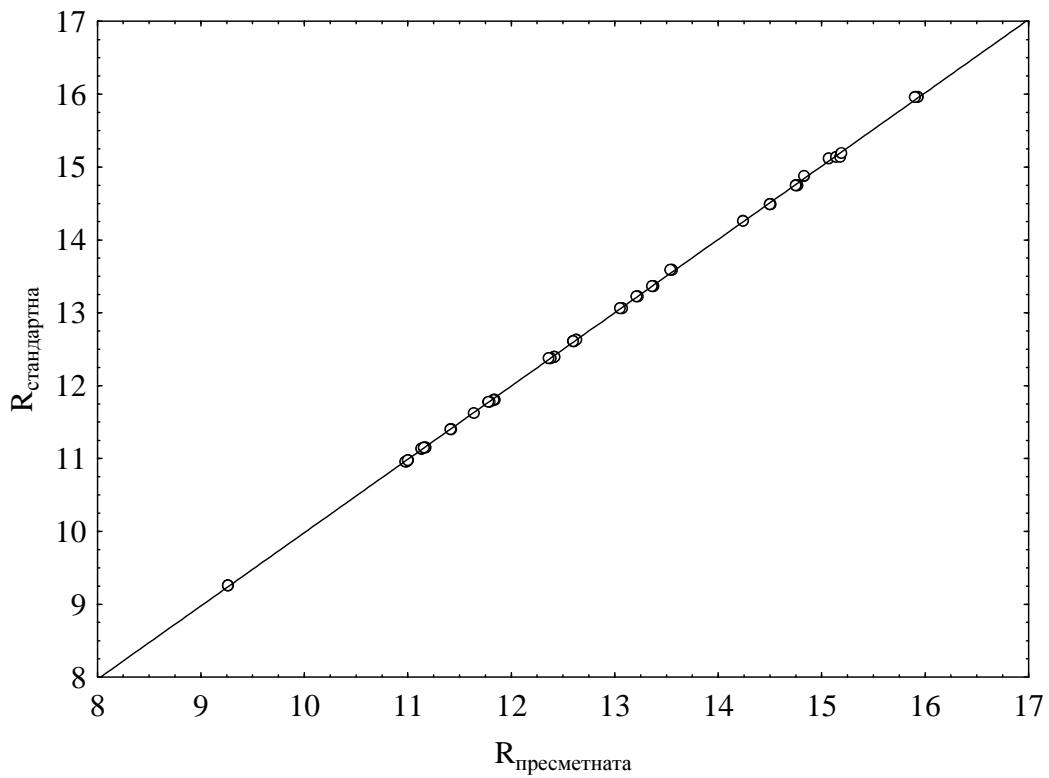
Фигура 7: Съпоставяне между стандартните *BVRi* звездни величини по Landolt (1992) и преизчислените стандартни звездни величини за 05.07.2008



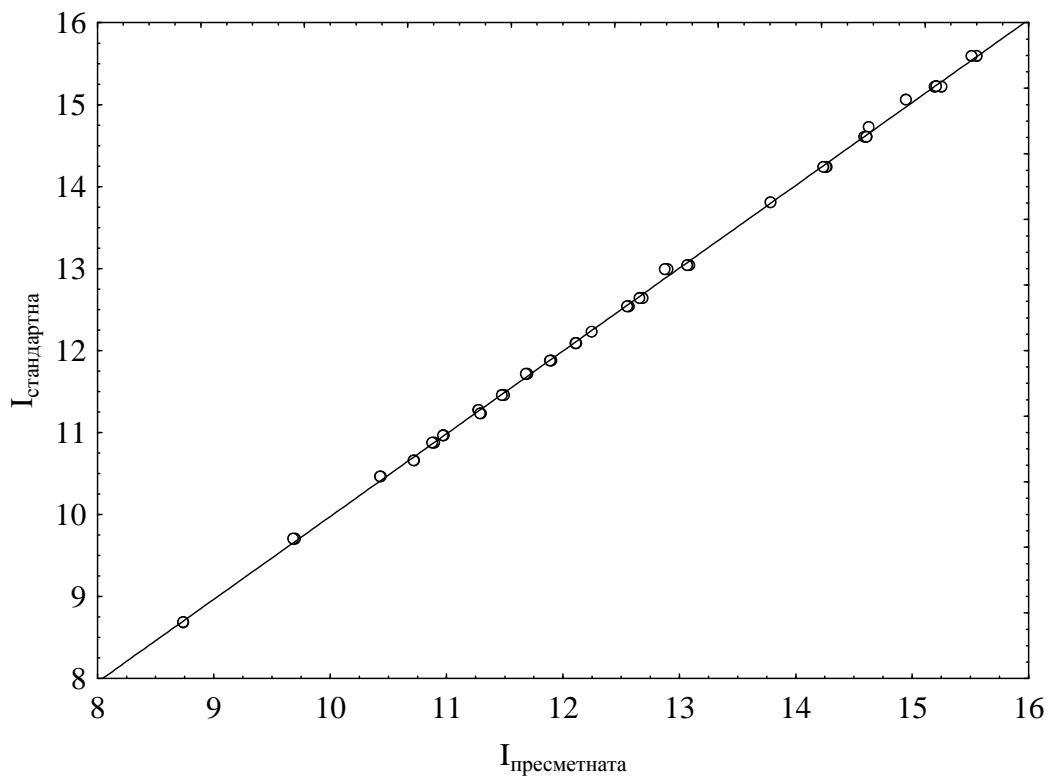
Фигура 8а)



Фигура 8б)



Фигура 8в)



Фигура 8г)

Фигура 8: Съпоставяне между стандартните *BVRI* звездни величини по Landolt (1992) и преизчислените стандартни звездни величини за 01.07.2009 г.

Таблица 7: Стойности на коефициентите на връзка между стандартните *BVRI* и инструменталните *bvri* звездни величини

Дата	$k_1$	$k_2$	$k_3$	$l_1$	$l_2$	$l_3$	$m_1$	$m_2$	$m_3$	$n_1$	$n_2$	$n_3$	CCD
2007 06 26	0.114	-0.528	1.303	-0.054	-0.391	1.395	-0.086	-0.321	1.465	0.042	-0.316	0.931	Photometrics
2007 07 03	0.139	-0.397	1.213	-0.056	-0.258	1.384	-0.109	-0.166	1.465	0.036	-1.103	0.855	Photometrics
2007 07 23	0.190	-0.713	2.642	-0.050	-0.139	2.431	-0.130	-0.097	2.462	0.024	-0.074	1.759	ANDOR
2007 07 24	0.241	-0.458	2.185	-0.051	-0.322	2.585	-0.151	-0.236	2.580	0.026	-0.261	1.937	ANDOR
2008 06 28	0.222	-0.312	2.125	-0.052	-0.175	2.437	-0.125	-0.128	2.440	0.033	-0.087	1.673	ANDOR
2008 06 29	0.192	-0.373	2.191	-0.064	-0.317	2.587	-0.162	-0.243	2.573	0.058	-0.281	1.863	ANDOR
2008 07 05	0.181	-0.282	2.053	-0.061	-0.196	2.406	-0.133	-0.148	2.427	0.025	-0.092	1.644	ANDOR
2008 07 06	0.213	-0.359	2.105	-0.067	-0.257	2.471	-0.171	-0.192	2.486	-	-	-	ANDOR
2008 07 24	0.215	-0.304	2.112	-0.030	-0.132	2.359	-0.103	-0.223	2.538	0.032	-0.101	1.665	ANDOR
2008 07 25	0.151	-0.317	2.198	-0.057	-0.193	2.455	-0.102	-0.095	2.392	0.042	-0.080	1.642	ANDOR
2009 07 01	0.235	-0.271	1.996	-0.057	-0.140	2.407	-0.135	-0.104	2.483	0.022	-0.077	1.761	ANDOR
2009 07 31	0.211	-0.521	2.092	-0.066	-0.304	2.361	-0.154	-0.236	2.395	-0.004	-0.178	1.600	ANDOR

В полето около V733 Сер са калибрирани петнадесет *BVRI* стандартни звезди по наблюдения, проведени в течение на дванадесет нощи в периода юни 2007 – юли 2009 г. Звездните величини на стандартните звезди са в интервала от  $15.05^m$  до  $19.70^m$  (*V*), а цветовите индекси (*B – V*) се променят от  $1.49^m$  до  $3.03^m$ . Карта на областта около V733 Сер и стандартните звезди в нея е представена на Фиг. 9. Изображението е получено с 1.3-м телескоп на обсерваторията Скинакас във филтър R. Полето е с размери  $8.5' \times 8.5'$ , като посока север е нагоре, а изток – наляво. Табл. 8 съдържа координатите и *BVRI* звездните величини на стандартните звезди, както и съответните средноквадратични грешки.

Три от звездите в списъка (C, G и N) са измерени също от Pozzo et al. (2003). Сравнението на измерените от нас звездни величини с представените в статията от Pozzo et al. (2003) показва голямо съответствие във филтри V и I, а във филтър B разликата е до  $0.2^m$ .

В полето около V1735 Cyg са калибрирани шестнадесет вторични *BVRI* стандартни звезди в течение на четиринадесет ясни нощи през 2004, 2005, 2007 и 2008 г. На Фиг. 10 е представена карта на областта, в която се намира V1735 Cyg и вторичните звездни стандарти около нея. Стандартните звезди са означени с букви от A до P в низходящ ред на звездната им величина във филтър V. Представеното поле е с размери  $10 \times 10'$ , V1735 Cyg намира в центъра на полето, посока север е нагоре, а изток – на ляво. Табл. 9 съдържа координатите, *BVRI* звездните величини на стандартните звезди и съответните средноквадратични грешки. Звездните величини на стандартните звезди са в интервала от  $15.08^m$  до  $20.19^m$  (*V*), а цветовите индекси (*B – V*) се променят от  $0.85^m$  до  $1.98^m$ .

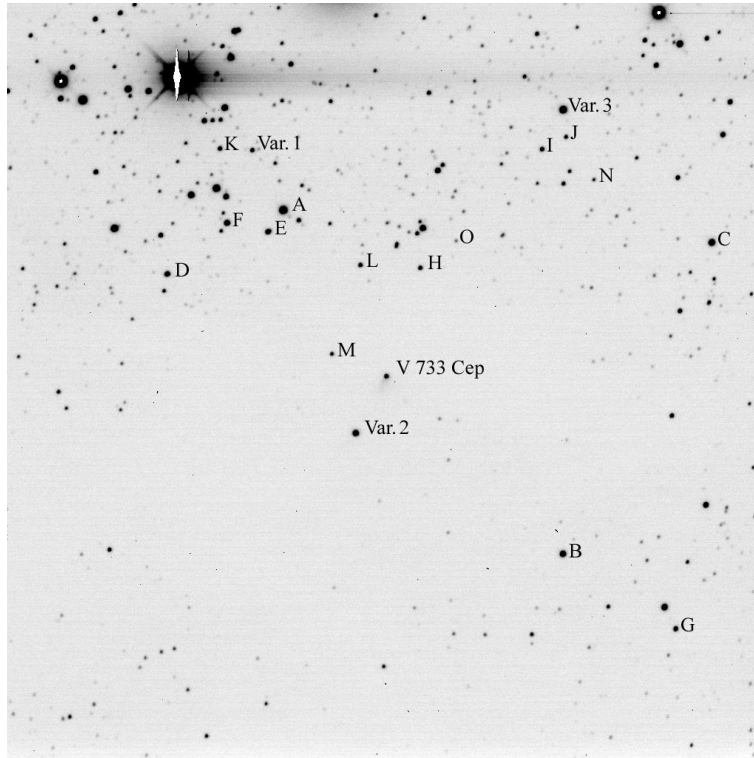
В полето около Parsamian 21 са калибрирани шестнадесет вторични *BVRI* стандартни звезди в течение на девет фотометрични нощи в периода юни 2007 – юли 2009 г. На Фиг. 11 е представена карта на областта около Parsamian 21 и на стандартните звезди в нея. Представеното поле е с размери  $8' \times 8'$ , като центърът му съвпада с Parsamian 21. Табл. 10 съдържа координатите, звездните величини на стандартните звезди и съответните средноквадратични грешки. Звездните величини на стандартните звезди са в интервала от  $14.42^m$  до  $18.31^m$  (*V*), а цветовите индекси (*B – V*) се променят от  $0.91^m$  до  $2.33^m$ . Списъкът от вторични *BVRI* стандартни звезди съдържа както по-сини, така и по-червени звезди от Parsamian 21, които са означени с букви от A до P в низходящ ред на блясъка им във филтър V.

В полето около GM Сер са калибрирани шестнадесет *BVRI* стандартни звезди. Калибровката е направена в течение на осем ясни нощи през 2008 и 2009 г. Карта на областта около GM Сер и стандартните звезди в нея е представена на Фиг. 12. Стандартните звезди са означени с букви от A до P в низходящ ред на блясъка им във филтър V. Представеното поле е с размери  $6' \times 6'$ , като GM Сер в центъра. Координатите и измерените *BVRI* звездни величини на стандартните звезди, заедно със съответните



средноквадратични грешки са дадени в Табл. 11. Звездните величини на стандартните звезди са в интервала от  $11.77^m$  до  $17.16^m$  ( $V$ ), а цветовите индекси ( $B - V$ ) се променят от  $0.57^m$  до  $2.28^m$ .

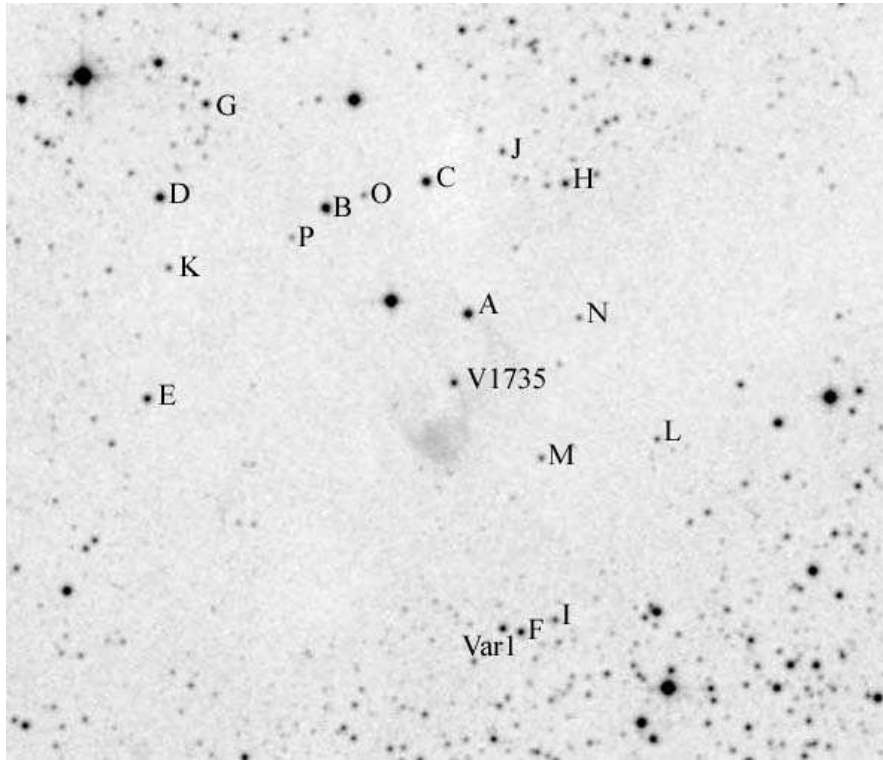
Xiao et al. (2010) също са калибрирали вторични стандарни звезди в полето около GM Cep. Те измерват  $BVR$  звездните величини на седем звезди с помощта на 35-см Шмит-Касагрн телескоп на обсерваторията Sonoita. Четири от звездите в техния списък – G, A, D и B отговарят съответно на звездите B, C, D и G от нашия списък стандартни звезди, посочен в Табл. 11. Измерените от нас звездни величини са приблизително равни на измерените от Xiao et al. (2010). Разликите в повечето случаи не превишават стойностите на грешките на измерванията и са по-малки от  $0.04^m$ .



Фигура 9: Карта на областта около V733 Cep

Таблица 8: *BVRI* звездни величини на стандартните звезди в полето около V733 Cep

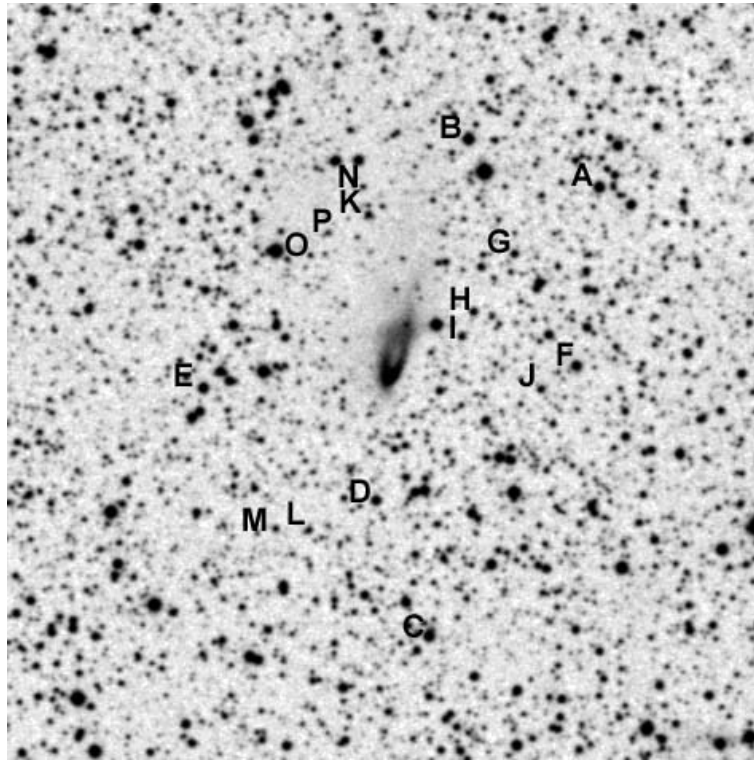
Звезда	$\alpha$ 2000	$\delta$ 2000	$V$	$\sigma_V$	$I$	$\sigma_I$	$R$	$\sigma_R$	$B$	$\sigma_B$
A	22:53:42.9	62:34:15.7	15.05	0.04	12.57	0.04	13.78	0.03	17.16	0.05
B	22:53:15.7	62:30:22.7	16.08	0.03	14.28	0.03	15.12	0.03	17.57	0.04
C	22:53:00.9	62:33:56.2	16.75	0.03	12.60	0.08	14.61	0.04	19.96	0.12
D	22:53:54.8	62:33:34.5	17.08	0.03	14.44	0.04	15.75	0.04	19.24	0.09
E	22:53:44.9	62:34:03.9	17.09	0.03	14.36	0.04	15.73	0.04	19.23	0.08
F	22:53:48.5	62:34:09.5	17.51	0.05	12.63	0.07	15.17	0.06	20.54	0.18
G	22:53:04.5	62:29:31.4	17.72	0.04	14.63	0.04	16.15	0.03	20.22	0.18
H	22:53:29.8	62:33:39.1	17.74	0.04	15.54	0.03	16.65	0.05	19.50	0.10
I	22:53:17.8	62:35:01.1	17.81	0.05	15.00	0.04	16.44	0.04	19.94	0.05
J	22:53:15.3	62:35:08.8	17.95	0.06	16.04	0.04	17.01	0.04	19.50	0.09
K	22:53:49.8	62:34:59.0	18.10	0.08	14.95	0.06	16.61	0.05	20.39	0.20
L	22:53:35.7	62:33:41.2	18.14	0.05	14.98	0.04	16.54	0.04	20.63	0.25
M	22:53:38.4	62:32:39.9	18.33	0.05	15.74	0.04	17.14	0.04	20.16	0.11
N	22:53:12.5	62:34:39.5	18.62	0.05	16.71	0.05	17.67	0.03	20.17	0.09
O	22:53:26.2	62:33:57.3	19.70	0.13	16.68	0.06	18.19	0.07	-	-



Фигура 10: Карта на областта около V1735 Cyg

Таблица 9: *BVRI* звездни величини на стандартните звезди в полето около V1735 Cyg

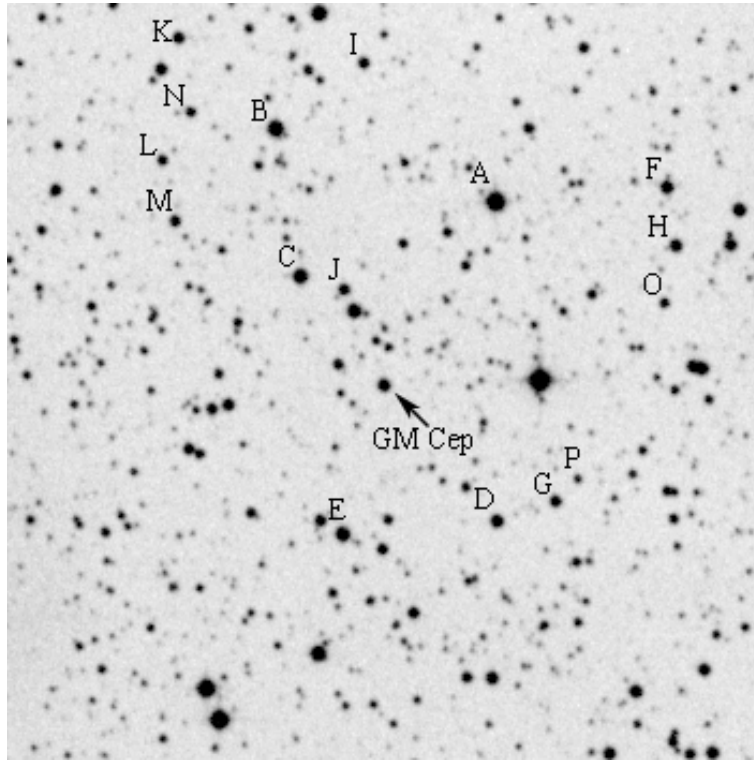
Звезда	$\alpha$ 2000	$\delta$ 2000	$V$	$\sigma_V$	$I$	$\sigma_I$	$R$	$\sigma_R$	$B$	$\sigma_B$
A	21:47:19.6	47:32:50.7	15.08	0.02	14.12	0.01	14.58	0.02	15.93	0.02
B	21:47:28.8	47:34:07.0	15.09	0.02	13.56	0.04	14.28	0.03	16.32	0.02
C	21:47:22.1	47:34:21.8	15.12	0.02	14.12	0.06	14.59	0.02	16.04	0.02
D	21:47:40.0	47:34:17.4	15.60	0.02	13.84	0.04	14.70	0.03	16.97	0.03
E	21:47:41.3	47:31:59.6	16.30	0.02	14.98	0.03	15.63	0.02	17.42	0.03
F	21:47:16.6	47:29:12.6	16.57	0.02	14.86	0.04	15.74	0.03	17.93	0.02
G	21:47:36.7	47:35:19.2	17.12	0.03	14.60	0.07	15.90	0.04	18.98	0.05
H	21:47:12.6	47:34:16.8	17.35	0.02	14.79	0.07	16.09	0.04	19.34	0.07
I	21:47:14.3	47:29:20.6	17.99	0.03	15.99	0.06	17.04	0.05	19.50	0.04
J	21:47:16.8	47:34:41.1	18.28	0.03	15.45	0.08	16.96	0.04	20.09	0.11
K	21:47:39.5	47:33:29.3	18.38	0.05	16.34	0.06	17.37	0.03	19.95	0.05
L	21:47:07.1	47:31:20.2	18.42	0.05	15.74	0.07	17.38	0.05	20.13	0.10
M	21:47:14.8	47:31:09.3	18.49	0.04	16.46	0.09	17.45	0.03	20.04	0.11
N	21:47:12.0	47:32:44.8	18.71	0.03	16.49	0.08	17.71	0.06	20.30	0.09
O	21:47:26.2	47:34:13.3	18.84	0.05	16.63	0.11	17.79	0.04	20.40	0.15
P	21:47:31.4	47:33:47.0	20.19	0.12	16.41	0.12	18.40	0.08	-	-



Фигура 11: Карта на областта около Parsamian 21

Таблица 10: *BVRI* звездни величини на стандартните звезди в полето около Parsamian 21

Звезда	$\alpha$ 2000	$\delta$ 2000	$V$	$\sigma_V$	$I$	$\sigma_I$	$R$	$\sigma_R$	$B$	$\sigma_B$
A	19:28:51.9	09:40:45.3	14.42	0.02	13.21	0.02	13.84	0.03	15.41	0.05
B	19:28:57.5	09:41:15.3	14.47	0.03	12.57	0.03	13.50	0.04	16.23	0.06
C	19:28:59.2	09:36:00.8	14.97	0.04	12.42	0.04	13.68	0.04	17.16	0.02
D	19:29:01.4	09:37:26.4	15.14	0.02	14.07	0.02	14.61	0.03	16.05	0.04
E	19:29:08.8	09:38:37.7	15.40	0.04	12.51	0.04	14.01	0.05	17.73	0.04
F	19:28:52.8	09:38:51.3	15.45	0.04	13.17	0.04	14.27	0.04	17.45	0.05
G	19:28:55.5	09:40:02.8	16.33	0.03	14.83	0.04	15.60	0.03	17.55	0.04
H	19:28:57.3	09:39:25.5	16.54	0.04	14.56	0.04	15.52	0.05	18.24	0.08
I	19:28:57.8	09:39:10.3	16.70	0.05	15.16	0.03	15.92	0.04	18.04	0.18
J	19:28:54.3	09:38:37.2	16.93	0.04	14.82	0.02	15.84	0.05	18.70	0.21
K	19:29:01.7	09:40:26.8	16.94	0.03	14.68	0.04	15.78	0.04	18.91	0.11
L	19:29:04.3	09:37:07.1	17.43	0.03	15.30	0.04	16.37	0.05	19.25	0.07
M	19:29:05.7	09:37:08.1	17.56	0.06	15.39	0.04	16.46	0.05	19.47	0.30
N	19:29:02.0	09:40:44.9	17.75	0.04	16.27	0.06	17.05	0.06	18.89	0.09
O	19:29:04.2	09:40:01.5	17.94	0.06	16.54	0.06	17.16	0.07	19.35	0.15
P	19:29:03.5	09:40:15.6	18.31	0.04	16.23	0.10	17.25	0.04	20.07	0.22



Фигура 12: Карта на областта около GM Cep

Таблица 11: *BVRI* звездни величини на стандартните звезди в полето около GM Cep

Звезда	$\alpha$ 2000	$\delta$ 2000	$V$	$\sigma_V$	$I$	$\sigma_I$	$R$	$\sigma_R$	$B$	$\sigma_B$
A	21:38:11.1	57:32:50.9	11.77	0.02	11.06	0.01	11.40	0.01	12.39	0.02
B	21:38:24.2	57:33:23.6	12.84	0.02	12.15	0.02	12.53	0.02	13.40	0.03
C	21:38:22.4	57:32:13.6	14.25	0.03	11.73	0.08	13.01	0.04	16.32	0.02
D	21:38:10.3	57:30:19.5	14.37	0.01	13.19	0.02	13.78	0.02	15.35	0.02
E	21:38:19.4	57:30:10.6	14.39	0.04	11.62	0.09	13.00	0.04	16.67	0.03
F	21:38:00.9	57:33:00.8	14.97	0.03	12.50	0.08	13.71	0.03	17.04	0.04
G	21:38:06.9	57:30:30.0	14.98	0.02	13.77	0.03	14.37	0.02	16.03	0.03
H	21:38:00.3	57:32:33.2	15.07	0.03	12.94	0.06	13.99	0.03	16.86	0.03
I	21:38:19.0	57:33:55.5	15.08	0.02	14.12	0.03	14.63	0.02	15.82	0.03
J	21:38:19.7	57:32:07.5	15.23	0.02	14.07	0.02	14.64	0.02	16.20	0.03
K	21:38:30.1	57:34:04.8	15.37	0.03	13.44	0.06	14.40	0.02	17.03	0.03
L	21:38:30.7	57:33:05.9	15.53	0.02	14.50	0.04	15.03	0.02	16.38	0.02
M	21:38:29.9	57:32:37.7	15.57	0.02	13.99	0.04	14.69	0.02	16.87	0.04
N	21:38:29.2	57:33:29.5	15.70	0.02	14.50	0.04	15.12	0.03	16.69	0.03
O	21:38:00.9	57:32:05.7	15.93	0.02	14.60	0.04	15.28	0.02	17.03	0.03
P	21:38:05.6	57:30:40.7	17.16	0.05	15.10	0.09	16.10	0.02	18.93	0.12

## 3.2 CCD наблюдения

CCD наблюденията на изследваните обекти са получени в две обсерватории с три телескопа: 2-м Ричи-Кретиен-Куде телескоп и 50/70/172-см Шмит телескоп на Националната астрономическа обсерватория Рожен и 1.3-м Ричи-Кретиен телескоп на обсерваторията Скинакас (Гърция), като са използвани седем различни CCD камери. Техническите параметри на камерите са представени в Табл. 12. При наблюденията са използвани са стандартни Jonson-Cousins  $BVR_cI_c$  филтри. Като правило, при всяко наблюдение са получавани по два кадъра във всеки филтър, което улеснява откриването на дефектни пиксели на камерата и следи от космически частици. Плоски полета във всеки филтър са получавани всяка ясна нощ във вечерния полумрак. Всички изображения, получени с камерите VersArray, Photometrics и ANDOR са коригирани за плоско поле и шум на четене (bias), а тези получени с камерите SBIG и FLI са коригирани за плоско поле и ток на тъмно. Извършена е апертурна звездна фотометрия на изследваните обекти с пакета DAOPHOT в IDL, като са използвани вторичните  $BVRI$  стандартни звезди в полето на всеки обект. Наблюденията на даден обект, направени с различни телескопи и CCD камери са измерени с една и съща апертюра. По този начин се осигурява максимална съвместимост на фотометричните данни, получени с различни инструменти.

## 3.3 Фотографски наблюдения

Построяването на кривите на блясъка на звездите от тип FU Orionis за дълги периоди от време е от съществено значение за изясняване на механизма на тяхното избухване. Единствена възможност за проследяване на фотометричната променливост на обектите преди *Главната последователност* във времето предоставят архивните фотографски плаки. За два от изследваните обекти – V733 Ser и V1735 Cyg е направено търсене в Базата данни от широкоъгълни астрономически наблюдения (Tsvetkov et al. 1997). Базата данни от широкоъгълни астрономически наблюдения съдържа (1) каталог на всички известни архиви от широкоъгълни плаки ( $\geq 1^\circ$ ) и (2) общ каталог на широкоъгълните фотографски плаки. Направеното търсене е ограничено до телескопи с апертюра  $\geq 40$  см.

Върху оцифрованите изображения на фотографските плаки е извършена апертурна звездна фотометрия с пакета DAOPHOT в IDL, като

са използвани калибрираните вторични стандартни звезди в полето на всеки от изследваните обекти. Тъй като фотографските плаки са нелинейни приемници на лъчение, при измерване на звездната величина на изследваните обекти са използвани стандартни звезди със сходен блясък и цвят. Фотографската и CCD фотометрията са извършени с една и съща апертура за всеки отделен обект, за да се могат да се съвместят получените резултати при построяване на кривите на блясъка.

За построяване на кривите на блясъка на изследваните обекти са използвани също фотографските наблюдения, получени с Шмит телескопа на обсерваторията Паломар, достъпни чрез сайта на Space Telescope Science Institute. Фотографските плаки от двата обзора са сканирани с помощта на PDS микроденситометър, като е използван мащаб 1.7 "/px за плаките от POSS и обзора Quick-V и 1.0 "/px за плаките от POSS-II.

Таблица 12: Технически параметри на използваните CCD камери

Telescope	CCD type	Chip Size [pixels]	Pixel size [ $\mu\text{m}$ ]	Field [arc min]	Gain [ $e^-/\text{ADU}$ ]	RON [ADU/rms]
2 m RCC	VersArray 1300B	1340 x 1300	20 x 20	5.76 x 5.59	1.00	2.8
2 m RCC	Photometrics AT200	1024 x 1024	24 x 24	5.60 x 5.60	4.93	3.9
1.3 m RC	Photometrics CH360	1024 x 1024	24 x 24	8.50 x 8.50	5.30	2.6
1.3 m RC	ANDOR DZ436-BV	2048 x 2048	13.5 x 13.5	9.60 x 9.60	2.69	5.3
50/70 cm Schmidt	SBIG ST-8	1530 x 1020	9 x 9	28.00 x 18.70	2.30	6.2
50/70 cm Schmidt	SBIG STL-11000M	4008 x 2672	9 x 9	72.10 x 48.06	0.84	13.0
50/70 cm Schmidt	FLI PL 16803	4096 x 4096	9 x 9	73.66 x 73.66	1.00	9.0



## 4. Резултати от наблюденията на обектите и анализ на получените резултати

### 4.1 V733 Сер

Звездата V733 Сер с координати  $\alpha = 22^{\text{h}} 53^{\text{m}} 33.3^{\text{s}}$ ,  $\delta = +62^{\circ} 32' 23''$  се намира в тъмния облак L1216, близо до асоциацията Serpens OB3. Променливостта на V733 Сер е открита от шведския астроном Роджър Пърсън през 2004 г. (Persson 2004). Пърсън сравнява червените плаки от Първия и Втория паломарски обзор и установява, че на плаката от втория обзор (3 Септ. 1991) звездата е от  $15.7^{\text{m}}$ , а на плаката от първия обзор (31 Окт. 1953) обектът е под пределната звездна величина, оценена на  $20.5 - 21.0^{\text{m}}$  от различни автори. Звездата се вижда също на паломарската Quick-V плака от 1984 г. През октомври 2004 г. е получено наблюдение на V733 Сер с 2.2-м телескоп на обсерваторията Мауна Кеа, Хавайски острови. Блясъкът на звездата, измерен по това наблюдение е  $R = 17.3^{\text{m}}$  (Reipurth et al., 2007). Сравнявайки тази стойност с получената от Пърсън през 2004 год., Reipurth et al. (2007) правят заключение, че блясъкът на звездата е намалял с  $1.6^{\text{m}}$  ( $R$ ) за период от 13 години (от 1991 до 2004 год.) Авторите предполагат, че избухването е станало в периода 1953 – 1984 год. и откриват особености в оптичния и близкия инфрачервен спектър на звездата, сходни с тези в спектъра на самата FU Orionis.

Нашите фотометрични *BVRI* наблюдения на обекта са получени в периода февруари 2007 – юни 2011 г. Резултатите са представени в Табл. 13, като по колоните са нанесени календарната и юлианската дата на наблюденията, измерените *BVRI* звездни величини, използваните CCD камери и телескопи. Инструменталните грешки при CCD фотометрията са от порядъка на  $0.01 - 0.02^{\text{m}}$  в *I* и *R*,  $0.03 - 0.05^{\text{m}}$  за *V* и  $0.05 - 0.11^{\text{m}}$  в *B* филтри. *BVRI* кривите на блясъка на V733 Сер, построени по наши наблюдения са представени на Фиг. 13.

Таблица 13: BVRI CCD фотометрични наблюдения на V733 Cep

Дата	J.D. (24...)	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R<sub>c</sub></i>	<i>I<sub>c</sub></i>	CCD	Телескоп
2007 02 25	54157.212	-	18.19	16.35	14.06	ST-8	ШМИТ
2007 04 10	54200.582	-	18.19	16.04	14.07	VersArray	2-м
2007 06 27	54278.519	21.08	18.41	16.41	14.17	Phot.	1.3-м
2007 07 04	54285.525	21.08	18.34	16.33	14.11	Phot.	1.3-м
2007 07 23	54305.494	20.75	18.22	16.25	14.02	ANDOR	1.3-м
2007 07 25	54306.512	20.81	18.27	16.27	14.04	ANDOR	1.3-м
2007 08 14	54327.401	-	18.18	16.02	14.07	VersArray	2-м
2007 08 15	54328.402	-	18.22	16.04	14.09	VersArray	2-м
2007 08 17	54330.461	21.01	18.19	16.09	14.10	VersArray	2-м
2007 11 06	54411.217	-	18.24	16.12	14.17	VersArray	2-м
2008 02 12	54509.235	-	18.38	16.25	14.29	ST 11000	ШМИТ
2008 02 29	54526.220	-	18.09	16.13	14.19	ST 11001	ШМИТ
2007 06 15	54632.579	-	18.30	16.45	14.21	ANDOR	1.3-м
2008 06 20	54638.418	-	18.58	16.49	14.24	ANDOR	1.3-м
2008 06 29	54646.524	21.16	18.48	16.48	14.17	ANDOR	1.3-м
2008 06 30	54647.503	21.17	18.50	16.51	14.22	ANDOR	1.3-м
2008 07 05	54653.461	21.00	18.42	16.44	14.15	ANDOR	1.3-м
2008 07 06	54654.494	20.99	18.43	16.44	14.17	ANDOR	1.3-м
2008 07 08	54656.441	-	18.50	16.52	14.26	ANDOR	1.3-м
2008 07 11	54658.570	-	18.50	16.50	14.20	ANDOR	1.3-м
2008 07 13	54660.588	-	-	-	14.27	ANDOR	1.3-м
2008 07 14	54661.470	21.30	18.73	16.67	14.28	ANDOR	1.3-м
2008 07 24	54672.495	-	18.54	16.55	14.21	ANDOR	1.3-м
2008 07 24	54673.530	21.61	18.59	16.54	14.23	ANDOR	1.3-м
2008 08 02	54680.556	-	18.39	16.40	14.15	ANDOR	1.3-м
2008 08 27	54706.432	-	18.24	16.21	14.25	ST 11000	ШМИТ
2008 08 28	54707.449	-	18.31	16.26	14.28	ST 11000	ШМИТ
2008 10 21	54761.291	-	18.34	16.35	14.22	ST 11000	ШМИТ
2008 10 23	54763.273	-	18.43	16.37	14.18	ST 11000	ШМИТ
2008 11 20	54791.280	-	-	16.46	14.32	ST 11000	ШМИТ
2009 01 10	54842.239	-	-	16.43	14.27	ST 11000	ШМИТ
2009 01 12	54844.218	-	-	16.55	14.31	ST 11000	ШМИТ
2009 03 27	54917.552	-	-	16.77	14.52	ST 11000	ШМИТ
2009 04 16	54938.742	-	-	17.10	14.93	ST 11000	ШМИТ

Таблица 13: Продължение

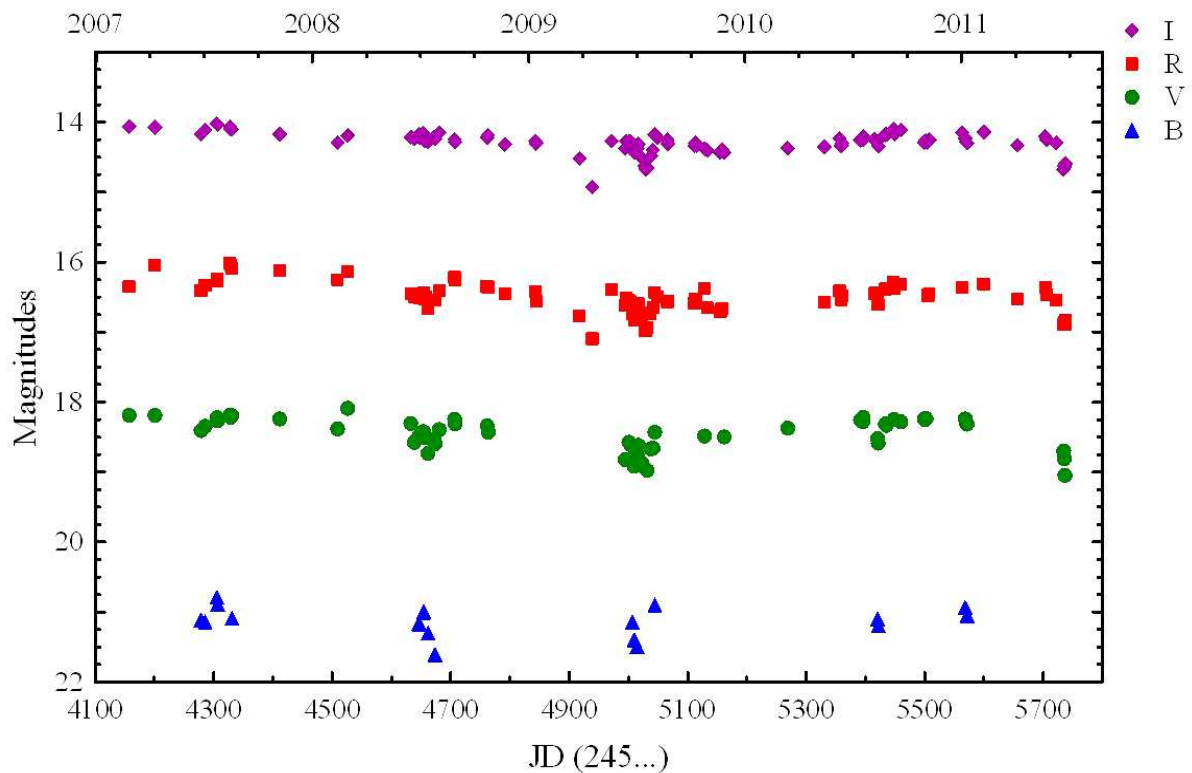
Дата	J.D. (24...) <i>B</i>	<i>V</i>	$R_c$	$I_c$	CCD	Телескоп
2009 05 19	54971.445 -	-	16.39	14.27	ST 11000	ШМИТ
2009 06 12	54994.560 -	18.82	16.62	14.37	ANDOR	1.3-м
2009 06 14	54996.570 -	-	16.52	14.27	ANDOR	1.3-м
2009 06 18	55000.564 -	18.57	16.55	14.28	ANDOR	1.3-м
2009 06 21	55003.575 -	18.61	16.57	14.27	ANDOR	1.3-м
2009 06 24	55006.567 21.14	18.80	16.74	14.37	ANDOR	1.3-м
2009 06 27	55009.540 21.40	18.92	16.83	14.44	ANDOR	1.3-м
2009 07 02	55014.543 21.49	18.77	16.69	14.37	ANDOR	1.3-м
2009 07 04	55016.545 -	18.62	16.59	14.32	ANDOR	1.3-м
2009 07 10	55022.560 -	18.87	16.81	14.52	ANDOR	1.3-м
2009 07 15	55027.543 -	-	16.97	14.62	PL 16803	ШМИТ
2009 07 16	55028.515 -	-	16.98	14.66	PL 16803	ШМИТ
2009 07 17	55029.535 -	-	16.98	14.67	PL 16803	ШМИТ
2009 07 19	55031.584 -	18.98	16.94	14.66	ANDOR	1.3-м
2009 07 25	55037.560 -	18.67	16.73	14.49	ANDOR	1.3-м
2009 07 28	55041.358 -	18.66	16.65	14.40	ANDOR	1.3-м
2009 08 01	55044.511 20.90	18.43	16.43	14.18	ANDOR	1.3-м
2009 08 05	55048.580 -	-	16.50	14.22	ANDOR	1.3-м
2009 08 21	55065.403 -	-	16.56	14.26	PL 16803	ШМИТ
2009 08 22	55066.306 -	-	16.56	14.31	PL 16803	ШМИТ
2009 10 06	55111.455 -	-	16.59	14.34	PL 16803	ШМИТ
2009 10 00	55112.447 -	-	16.55	14.30	PL 16803	ШМИТ
2009 10 08	55113.416 -	-	16.52	14.30	PL 16803	ШМИТ
2009 10 09	55114.314 -	-	16.58	14.33	PL 16803	ШМИТ
2009 10 23	55128.291 -	18.49	16.37	14.38	VersArray	2-м
2009 10 28	55133.221 -	-	16.66	14.40	PL 16803	ШМИТ
2009 11 19	55155.226 -	-	16.71	14.43	PL 16803	ШМИТ
2009 11 20	55156.305 -	-	16.69	14.41	PL 16803	ШМИТ
2009 11 21	55157.340 -	-	16.66	14.39	PL 16803	ШМИТ
2009 11 25	55161.305 -	18.50	16.40	14.44	VersArray	2-м
2010 03 13	55268.621 -	18.37	-	14.37	VersArray	2-м
2010 05 13	55330.477 -	-	16.57	14.35	PL 16803	ШМИТ
2010 06 08	55356.464 -	-	16.41	14.23	PL 16803	ШМИТ
2010 06 10	55358.513 -	-	16.53	14.34	PL 16803	ШМИТ
2010 06 11	55359.544 -	-	16.54	14.33	PL 16803	ШМИТ

Таблица 13: Продължение

Дата	J.D. (24...)	$B$	$V$	$R_c$	$I_c$	CCD	Телескоп
2010 06 12	55360.495	-	-	16.49	14.31	PL 16803	Шмит
2010 07 13	55391.373	-	18.26	-	14.26	VersArray	2-м
2010 07 17	55395.364	-	18.28	-	14.26	VersArray	2-м
2010 07 18	55396.473	-	18.22	-	14.20	VersArray	2-м
2010 08 06	55415.498	-	-	16.45	14.24	PL 16803	Шмит
2010 08 07	55416.458	-	-	16.45	14.26	PL 16803	Шмит
2010 08 11	55420.450	21.10	18.52	16.53	14.27	ANDOR	1.3-м
2010 08 12	55421.468	21.20	18.59	16.61	14.34	ANDOR	1.3-м
2010 08 24	55433.510	-	18.31	16.38	14.18	ANDOR	1.3-м
2010 08 25	55434.431	-	-	16.37	14.17	ANDOR	1.3-м
2010 08 26	55435.447	-	18.33	16.37	14.18	ANDOR	1.3-м
2010 09 07	55447.569	-	-	16.28	14.10	PL 16803	Шмит
2010 09 08	55448.489	-	18.25	16.32	14.15	PL 16803	Шмит
2010 09 09	55449.520	-	-	16.38	14.17	PL 16803	Шмит
2010 09 19	55459.545	-	18.28	16.32	14.11	ANDOR	1.3-м
2010 10 29	55499.419	-	18.24	-	14.29	VersArray	2-м
2010 10 30	55500.401	-	18.25	-	14.28	VersArray	2-м
2010 10 31	55501.317	-	18.23	-	14.27	VersArray	2-м
2010 11 01	55502.391	-	18.24	-	14.27	VersArray	2-м
2010 11 03	55504.427	-	-	16.48	14.29	PL 16803	Шмит
2010 11 04	55505.351	-	-	16.46	14.27	PL 16803	Шмит
2010 11 05	55506.371	-	-	16.47	14.26	PL 16803	Шмит
2010 11 06	55507.440	-	-	16.46	14.25	PL 16803	Шмит
2011 01 01	55563.266	-	-	16.36	14.15	PL 16803	Шмит
2011 01 06	55568.281	20.94	18.24	-	14.23	VersArray	2-м
2011 01 08	55570.234	-	18.29	-	14.28	VersArray	2-м
2011 01 09	55571.300	21.05	18.31	-	14.30	VersArray	2-м
2011 02 06	55599.247	-	-	16.31	14.14	PL 16803	Шмит
2011 02 07	55600.220	-	-	16.31	14.14	PL 16803	Шмит
2011 04 04	55656.536	-	-	16.53	14.33	PL 16803	Шмит
2011 05 21	55703.411	-	-	16.37	14.20	PL 16803	Шмит
2011 05 23	55705.450	-	-	16.47	14.25	PL 16803	Шмит
2011 06 09	55722.454	-	-	16.54	14.30	PL 16803	Шмит
2011 06 21	55734.523	-	18.70	16.90	14.67	PL 16803	Шмит

Таблица 13: Продължение

Дата	J.D. (24...)	$B$	$V$	$R_c$	$I_c$	CCD	Телескоп
2011 06 22	55735.520	-	18.81	16.86	14.63	PL 16803	Шмит
2011 06 23	55736.527	-	19.05	16.89	14.64	PL 16803	Шмит
2011 06 24	55737.514	-	-	16.83	14.59	PL 16803	Шмит



Фигура 13: *BVRI* криви на V733 Сер за периода февруари 2007 – юни 2011

Направено е търсене за архивни фотографски наблюдения на V733 Сер в архивите на обсерваториите по света, използвайки Базата данни от широкоъгълни астрономически наблюдения (БДШАН) (Tsvetkov et al. 1997). Резултатите от проучването на каталозите са дадени в Табл. 14. Намерени са 192 фотографски плаки в архивите от пет телескопа. Фотометрирани са и две плаки, получени с 80/120-см Шмит телескоп и 123-см телескоп рефлектор на Института по астрофизика „Макс-Планк“, Хайделберг в обсерваторията Калар Алто (каталозите от тези телескопи все още не са включени в базата данни). Използвани са също оцифрованите изображения на плаките от Шмит телескопа на обсерваторията Паломар, достъпни чрез уеб-сайта на Space Telescope Science Institute.

За изработката на старите плаки, намерени в архивите на 61-см и 41-см рефлектори в обсерваторията Харвард са използвани нискочувствителни емулсии, затова пределната им звездна величина е много ниска, въпреки дългите експозиции. Според нашите CCD наблюдения, максималният блясък на звездата е  $20^m$  (B). Блясъкът на обекта е малко над пределната звездна величина на синята плака от Втория паломарски обзор и затова не очакваме да бъде видим върху *B/pg*, получени с телескопи с по-малка апертура. Плаките от обсерваторията

Калар Алто са сканирани в Института по астрофизика „Макс – Планк”, Хайделберг с разделителна способност 2540 dpi, която съответства на

Таблица 14: Архивни фотографски плаки на областта около V733 Сер, намерени в БДШАН

Обсерватория	Апертура на телескопа	Оптична система на телескопа	Брой плаки	Спектрален диапазон	Период
Харвард	61	Рефрактор	5	<i>pg</i>	1894-1895
Харвард	41	Рефрактор	60	<i>pg</i>	1921-1942
Паломар	122	Шмит	9	<i>pgBVRI</i>	1953-1993
Азиаго	67	Шмит	40	<i>BVRI</i>	1971-1978
Кисо	105	Шмит	78	<i>BVRI</i>	1976-1987
Общо			192		1894-1993

размер на пиксела 10x10  $\mu\text{m}$ . Върху оцифрованите изображения на плаките от Шмит телескопа на обсерваторията Паломар е направена апертурна фотометрия с пакета DAOPHOT в IDL, като са използвани *BVRI* звездните величини на стандартните звезди в полето около обекта.

Плаките, получени със Шмит телескопа на обсерваторията Азиаго за изследвани визуално с микроскоп „Карл Цайс”, работещ с различни увеличения (Munari et al. 2001). Блясъкът на променливата е оценен чрез сравнение с вторичните стандарти в полето.

Резултатите от измерването на блясъка на променливата V733 Сер по архивни фотографски плаки са представени в Табл. 15. На Фиг. 14 са представени *BVRI* кривите на блясъка, построени по всички налични наблюдения на променливата. Със запълнени триъгълници са означени нашите CCD наблюдения, със запълнени ромбове – фотографските наблюдения от Шмит телескопа в Азиаго, с кръгове – фотографските данни по Шмит телескопа в Паломар, с празни ромбове – фотографски данни от обсерваторията Калар Алто и с празен триъгълник – CCD наблюдение от 2.2-м телескоп в Мауна Кеа. Със стрелка е означена пределната звездна величина на червената плака от Първия паломарски обзор.

Направеното фотометрично изследване потвърждава, че V733 Сер е обект от *тип FU Orionis*. Документирано е избухване и покачване на блясъка в оптичния диапазон в периода 1971 – 1993 г. През този период покачването на блясъка протича много бавно, като за 22 години блясъкът на звездата нараства с 2.1<sup>m</sup> (*I*). Засега е невъзможно да се определи началото на избухването, поради липсата на наблюдателни данни в

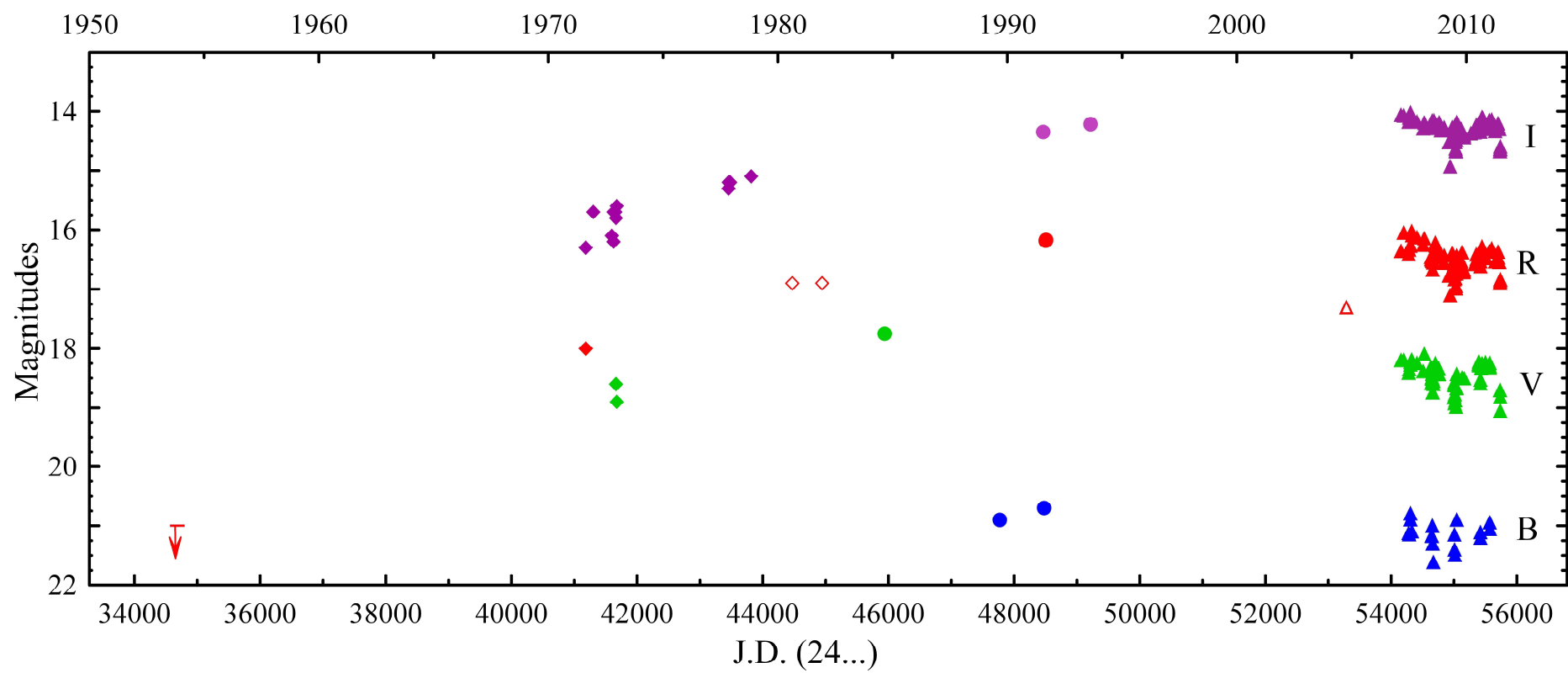
Таблица 15: Фотометрични данни от фотографските наблюдения на V733 Сер

Обсерватория	Плака No	Спектра- лен диапазон	Дата	JD (24...)	Звездна величина
Паломар	874E	<i>R</i>	1953 10 31	34681.597	>20.5
Паломар	874O	<i>pg</i>	1953 10 31	34681.632	>21.0
Азиаго	4577	<i>B</i>	1971 08 16	41180.420	>19.5
Азиаго	4578	<i>R</i>	1971 08 16	41180.447	18.0±0.1
Азиаго	4579	<i>I</i>	1971 08 16	41180.473	16.3±0.1
Азиаго	4669	<i>B</i>	1971 09 21	41216.503	>19.5
Азиаго	4670	<i>I</i>	1971 09 21	41216.530	>15.7
Азиаго	4709	<i>B</i>	1971 10 15	41240.351	>17.7
Азиаго	4710	<i>I</i>	1971 10 15	41240.382	>15.7
Азиаго	4810	<i>B</i>	1971 10 21	41246.338	>19.5
Азиаго	811	<i>I</i>	1971 10 21	41246.366	>15.5
Азиаго	4989	<i>B</i>	1971 10 26	41251.519	>17.7
Азиаго	5011	<i>I</i>	1971 12 07	41293.212	>15.5
Азиаго	5012	<i>B</i>	1971 12 07	41293.236	>17.7
Азиаго	5064	<i>I</i>	1971 12 12	41298.214	>14.3
Азиаго	5065	<i>B</i>	1971 12 12	41298.241	>17.7
Азиаго	5096	<i>I</i>	1971 12 15	41301.224	15.7±0.1
Азиаго	5097	<i>B</i>	1971 12 15	41301.251	>17.7
Азиаго	5656	<i>B</i>	1972 10 05	41596.458	>19.5
Азиаго	5657	<i>I</i>	1972 10 05	41596.480	16.1±0.1
Азиаго	5748	<i>I</i>	1972 11 02	41624.351	16.2±0.1
Азиаго	5749	<i>B</i>	1972 11 02	41624.372	>19.5
Азиаго	5808	<i>I</i>	1972 11 06	41628.338	15.7±0.1
Азиаго	5809	<i>B</i>	1972 11 06	41628.359	>19.5
Азиаго	5934	<i>I</i>	1972 11 29	41651.220	15.7±0.1
Азиаго	5935	<i>B</i>	1972 11 29	41651.242	>19.5
Азиаго	5980	<i>I</i>	1972 12 11	41663.316	15.8±0.1
Азиаго	5982	<i>V</i>	1972 12 11	41663.389	18.6±0.1
Азиаго	6025	<i>I</i>	1972 12 24	41676.211	15.6±0.1
Азиаго	6026	<i>V</i>	1972 12 24	41676.231	18.9±0.1
Азиаго	9284	<i>B</i>	1877 11 07	43455.433	>17.7
Азиаго	9285	<i>I</i>	1977 11 07	43455.458	15.3±0.1

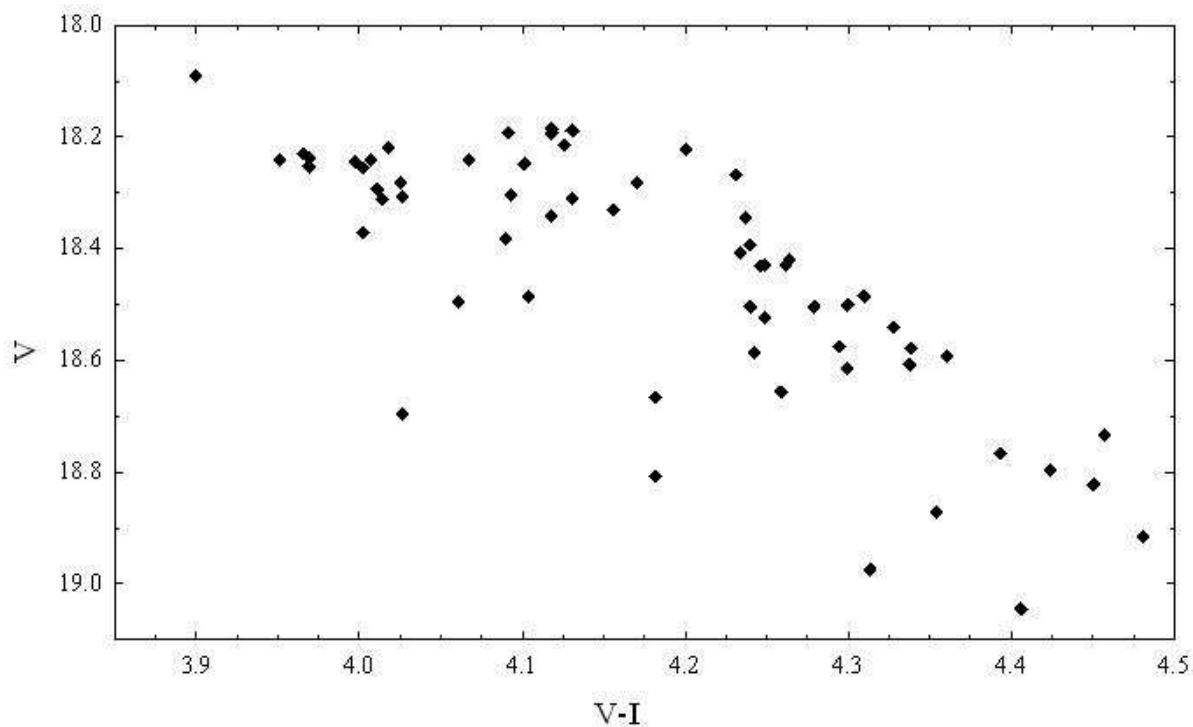


Таблица 15: Продължение

Обсерватория	Плака No	Спектра- лен диапазон	Дата	JD (24...)	Звездна величина
Азиаго	9296	<i>I</i>	1977 11 10	43458.349	15.2±0.1
Азиаго	9325	<i>I</i>	1977 11 16	43464.379	15.2±0.1
Азиаго	9348	<i>B</i>	1977 12 02	43480.381	>17.7
Азиаго	9349	<i>I</i>	1977 12 02	43480.406	15.2±0.1
Азиаго	9374	<i>B</i>	1977 12 14	43492.356	>17.7
Азиаго	713	<i>B</i>	1978 11 01	43814.347	>19.5
Азиаго	9714	<i>I</i>	1979 11 01	43814.374	15.1±0.1
Азиаго	9795	<i>V</i>	1978 11 24	43837.360	>18.6
Азиаго	9796	<i>B</i>	1978 11 24	43837.377	>17.7
Калар Алто	A1111	<i>R</i>	1980 08 18	44469.518	16.9±0.1
Калар Алто	E1521	<i>R</i>	1981 12 05	44944.323	16.9±0.1
Паломар	889V	<i>V</i>	1984 08 27	45939.859	17.75±0.1
Паломар	2671	<i>B</i>	1989 09 02	47771.776	20.9±0.2
Паломар	4103	<i>I</i>	1991 07 23	48460.918	14.35±0.05
Паломар	4146	<i>B</i>	1991 08 08	48476.875	20.7±0.1
Паломар	4183	<i>R</i>	1991 09 03	48502.787	16.18±0.05
Паломар	4191	<i>R</i>	1991 09 06	48505.802	16.17±0.04
Паломар	5364	<i>I</i>	1993 08 16	49215.805	14.22±0.06



Фигура 14: *BVRI* криви на блясъка на V733 Сер, построени по всички налични наблюдения



Фигура 15: Диаграма цвят – величина на V733 Сер, построена по CCD наблюдения в периода февруари 2007 – юни 2011

периода 1953 – 1971 г. Кривата на блясъка на V733 Сер в периода на покачването му е сходна с тази на друг *фуор* – V1515 Cyg, но при V733 Сер покачването на блясъка става по-бавно. Звездата вероятно достига максимума на блясъка си в периода 1993 – 2004 г., но за този период няма публикувани фотометрични наблюдения. Амплитудата на регистрираното избухване надвишава  $4.5^m$  ( $R$ ).

Друг важен резултат от фотометричното изследване е, че заедно с блясъка на звездата се променя и нейният цветови индекс. На Фиг. 15 е представена диаграмата цвят ( $V-I$ ) – величина ( $V$ ), построена по нашите CCD наблюдения. Вижда се ясна зависимост в периода на спадане на блясъка: с отслабване на блясъка, звездата става по-червена. Според Hartmann & Kenyon (1996) подобна промяна в цвета се наблюдава при *фуори*, чиито блясък спада сравнително бързо, например V1057 Cyg. Обяснението за наблюдаваната промяна в цвета звездата е, че спектралният клас на V1057 Cyg се променя от ранен A (Herbig 1977) близо до максимума на блясъка към среден G (Herbig 2009). За *фуорите*, чиито блясък спада много бавно (V1515 Cyg) не е характерна такава еволюция на цвета (Clarke et al. 2005).

Спадането на блясъка на V733 Сер протича неравномерно, наблюдавани са краткотрайни понижения, след което блясъкът се връща на предходното си ниво. Типичен пример за такова спадане наблюдавахме

през периода юни – юли 2009 г. с амплитуда  $\Delta I = 0.4^m$  (Фиг. 13). Ново спадане на блясъка започна в края на май 2011 г. и до края на юни блясъкът на звездата отслабна с  $0.45^m$  (*I*). Променлива фотометрична активност по време на спадане на блясъка е регистрирана и при други *фуори*. През 1995 г. е наблюдавано рязко спадане на блясъка на V1515 Cyg с около  $1.5^m$  (*B*), продължило няколко месеца (Clarke et al. 2005). Смята се, че този минимум на блясъка се дължи на затъмнение от прах, изхвърлен от самата звезда (Kenyon et al. 1991). Измереният относително слаб блясък на звездата през 2004 г. ( $R = 17.3^m$ ) (Reipurth et al., 2007) може да се обясни с подобна променлива екстинкция от прахови облаци.

Фотометричните данни за V733 Ser, с които разполагаме, не са достатъчни, за да се разграничат ефектите от двете предполагаеми причини за промяна на цвета на звездата: промяна на спектралния клас и затъмнение от прах. Наблюдаваните изменения на *VRI* звездните величини на обекта по време на четиригодишния период на нашето фотометрично изследване са от порядъка на няколко десети от звездната величина. Необходими са още фотометрични и спектрални наблюдения на обекта, за да се изясни защо се променя цветът на звездата, когато блясъкът и спада.

Кривите на блясъка на обектите, класифицирани като *фуори* се различават съществено. Докато покачването на блясъка на FU Ori и V1057 Cyg продължава около една година, при V1515 Cyg това става за много по-дълго време, около 25 години. Темповете на спадане на блясъка съответно също са различни: блясъкът на V1057 Cyg се е върнал на нивото преди избухването 30 години след самото избухване. Спадането на блясъка на FU Ori и V1515 Cyg протича много по-бавно. Наличните фотометрични данни за V733 Ser не са достатъчни, за да се определи точната амплитуда на избухването и момента на достигане на максимума на блясъка. Нашето заключение е, че в етапа на покачване на блясъка, кривата на блясъка на V733 Ser е подобна на тази на V1515 Cyg, а в етапа на спадане на блясъка формата на кривата е по-сходна с тази на V1057 Cyg. V733 Ser вероятно е първият *фуор* с приблизително симетрична крива на блясъка – времето на покачване на блясъка е съизмеримо с времето на неговото спадане.

Досега само десет обекта са класифицирани като *фуори* на базата на регистрирано избухване (Reipurth 2010) и поради малкия брой известни обекти класификацията им е много трудна. В някои случаи звезди, класифицирани като *фуори* въз основа на фотометрични и спектрални характеристики, се оказват променливи от друг тип, например UX Orionis. Пример за такъв случай е променливата V1184 Tau (CV 34V). Първоначално променливата е класифицирана като *фуор*, а по-късно е установено, че е звезда от тип UX Orionis (Barsunova et al. 2006, Semkov et al. 2008). Според Grinin et al. (2009) тези два типа променливост, характерни за звезди преди Главната последователност на Диаграмата на Херцшпрунг- Ръсел, могат да се наблюдават при един и същ обект в

различни периоди от време. Събраните фотометрични данни за целия наблюдателен период ни позволяват да направим заключение, че V733 Ser е променлива от *mun FU Orionis*.

## 4.2 V1735 Cyg (Elias 1-12)

V1735 Cyg (Elias 1-12) е открита от Елиас (Elias 1978) при инфрачервен обзор на областта на звездообразуване IC 5146. През 1977 г. са направени измервания на блясъка на звездата с многоканалния спектрометър на 5-м телескоп Хейл, които дават резултат  $R = 15^m$  (Elias 1978). На червената плака от Първия паломарски обзор, получена през 1952 г., V1735 Cyg е под пределната звездна величина на плаката ( $R > 20^m$ ). Rodrigues et al. (1990) намират плака, получена на 16 октомври 1957 г. с 66-см Шмит телескоп на обсерваторията Тонанцинтла, върху която обектът не е видим. За пръв път избухването на V1735 Cyg е регистрирано върху плака, получена в обсерваторията Хейл на 5 юли 1965 г., върху която блясъкът на звездата е почти равен на този от обзора на Elias (Elias 1978). Следователно, блясъкът на звездата се е увеличил с около  $5^m$  между 1957 и 1965 г.

Инфрачервеният 2.2- $\mu\text{m}$  (K) спектър на звездата се характеризира със силни ивици на CO и на H<sub>2</sub>O, подобно на спектрите на FU Ori и V1057 Cyg (Elias 1978). Важна характеристика на оптичния спектър на V1735 Cyg е P Cigni профила на линията H $\alpha$ , подсказващ наличие на мощен звезден вятър (Bastian & Mundt 1985). При наблюдения в милиметровия диапазон на молекулярните линии <sup>12</sup>CO и <sup>13</sup>CO Levreault (1983) открива структури от молекулярен газ в околност на V1735 Cyg. Широките крила на линията <sup>12</sup>CO са показател за изтичане на вещество. V1735 Cyg е класифицирана като *фуор* на базата на наблюдаваното избухване, спектрални характеристики и наличието на молекулярни струи.

Впоследствие са публикувани само няколко фотометрични оценки на звездата (Goodrich 1987 and Levreault 1988) и кривата на блясъка около и след избухването остава неопределена. Ábrahám et al. (2004) показват, че потокът лъчение в инфрачервената K ивица на спектъра е намалял с 40% за 30 години, подобно на другите класически фуори. Въз основа на наблюдения в рентгеновия диапазон Skinner et al. (2009) правят заключение, че централният обект във V1735 Cyg е единична T Tau звезда с висока светимост и съответно с голяма маса ( $M \geq M_{\odot}$ ). Представяме резултатите от съвременните CCD наблюдения и от фотометрирането на архивните фотографски плаки с цел да построим кривата на блясъка на V1735 Cyg за дълъг период от време.

Таблица 16: *BVRI* CCD фотометрични наблюдения на V1735 Суг

Дата	J.D. (24...)	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R<sub>c</sub></i>	<i>I<sub>c</sub></i>	CCD	Телескоп
2003 03 01	52700.604	-	18.50	-	13.73	Phot.	2-м
2003 09 27	52910.346	-	18.77	16.83	13.82	ST 8	ШМИТ
2003 09 28	52911.315	-	18.95	16.79	13.82	ST 8	ШМИТ
2003 10 02	52915.420	-	18.68	16.75	13.84	ST 8	ШМИТ
2003 10 03	52916.366	-	18.63	16.82	13.83	ST 8	ШМИТ
2003 12 18	52992.204	-	-	-	13.85	ST 8	ШМИТ
2004 03 21	53086.598	-	18.34	-	13.78	Phot.	2-м
2004 07 15	53201.407	-	18.69	16.61	13.72	ST 8	ШМИТ
2004 07 16	53202.433	-	18.97	16.66	13.72	ST 8	ШМИТ
2004 08 10	53228.531	-	19.02	16.61	13.82	Phot.	1.3-м
2004 08 20	53238.367	-	19.04	16.62	13.83	Phot.	1.3-м
2004 08 22	53240.533	-	18.90	16.61	13.80	Phot.	1.3-м
2004 08 23	53241.445	-	19.06	16.63	13.84	Phot.	1.3-м
2004 09 08	53257.289	-	18.99	16.62	13.81	Phot.	1.3-м
2004 09 09	53258.282	-	19.03	16.61	13.81	Phot.	1.3-м
2004 09 20	53269.418	-	19.00	16.62	13.83	Phot.	1.3-м
2004 09 28	53277.263	-	18.95	16.61	13.82	Phot.	1.3-м
2004 09 29	53278.272	-	18.87	16.60	13.83	Phot.	1.3-м
2004 09 30	53279.309	-	18.95	16.59	13.82	Phot.	1.3-м
2004 11 18	53328.296	-	18.80	16.72	13.78	ST 8	ШМИТ
2004 11 20	53330.264	-	19.00	16.71	13.76	ST 8	ШМИТ
2004 12 08	53348.220	-	-	16.71	13.76	ST 8	ШМИТ
2004 12 09	53349.255	-	-	16.70	13.75	ST 8	ШМИТ
2004 12 10	53350.220	-	18.92	16.74	13.76	ST 8	ШМИТ
2005 03 12	53442.611	-	18.57	-	13.83	VersArray	2-м
2005 08 13	53596.445	-	19.03	16.63	13.82	Phot.	1.3-м
2005 08 22	53605.307	-	19.04	16.61	13.82	Phot.	1.3-м
2005 08 23	53606.308	-	19.00	16.60	13.80	Phot.	1.3-м
2005 08 26	53609.401	-	19.02	16.58	13.80	Phot.	1.3-м
2005 08 27	53610.395	-	19.04	16.58	13.79	Phot.	1.3-м
2005 09 14	53628.422	-	19.01	16.60	13.84	Phot.	1.3-м
2005 09 18	53632.476	-	19.11	16.65	13.85	Phot.	1.3-м
2005 09 19	53633.479	-	18.87	16.63	13.83	Phot.	1.3-м
2005 09 24	53638.463	-	18.98	16.61	13.80	Phot.	1.3-м
2005 11 03	53678.263	-	18.67	-	13.83	VersArray	2-м

Таблица 16: Продължение

Дата	J.D. (24...)	$B$	$V$	$R_c$	$I_c$	CCD	Телескоп
2005 11 25	53700.269	-	-	16.72	13.74	ST 8	ШМИТ
2006 03 27	53822.575	-	18.66	-	13.85	VersArray	2-м
2006 04 23	53849.553	-	18.82	16.74	13.79	ST 8	ШМИТ
2006 07 21	53938.431	-	18.65	-	13.85	Phot.	2-м
2006 07 22	53939.470	-	18.65	-	13.83	Phot.	2-м
2006 07 23	53940.467	-	18.64	-	13.84	Phot.	2-м
2006 08 20	53968.524	-	19.03	16.58	13.80	Phot.	1.3-м
2006 08 21	53969.480	-	19.01	16.60	13.83	Phot.	1.3-м
2006 08 30	53977.512	-	19.04	16.59	13.81	Phot.	1.3-м
2006 09 15	53993.538	-	18.99	16.61	13.85	Phot.	1.3-м
2006 09 22	54001.409	-	19.02	16.56	13.83	Phot.	1.3-м
2006 09 27	54006.402	-	19.05	16.62	13.84	Phot.	1.3-м
2006 09 30	54009.411	-	19.03	16.62	13.81	Phot.	1.3-м
2006 10 05	54014.395	-	19.07	16.61	13.80	Phot.	1.3-м
2006 11 17	54057.313	-	-	-	13.77	ST 8	ШМИТ
2006 11 18	54058.421	-	-	-	13.77	ST 8	ШМИТ
2006 11 19	54059.320	-	-	-	13.75	ST 8	ШМИТ
2006 11 20	54060.261	-	-	-	13.77	ST 8	ШМИТ
2006 12 14	54084.330	-	18.68	-	13.90	VersArray	2-м
2006 12 16	54086.306	-	-	-	13.74	ST 8	ШМИТ
2007 04 09	54200.559	-	18.75	-	13.92	VersArray	2-м
2007 06 26	54278.488	-	19.04	16.65	13.88	Phot.	1.3-м
2007 07 01	54283.423	-	19.02	16.65	13.88	Phot.	1.3-м
2007 07 03	54285.492	-	19.06	16.66	13.89	Phot.	1.3-м
2007 07 23	54305.356	-	19.08	16.65	13.86	ANDOR	1.3-м
2007 07 24	54306.352	-	19.02	16.65	13.88	ANDOR	1.3-м
2007 08 14	54327.366	-	18.58	-	13.88	VersArray	2-м
2007 08 15	54328.363	-	18.69	-	13.88	VersArray	2-м
2007 08 17	54330.329	-	18.63	-	13.90	VersArray	2-м
2007 11 08	54413.351	21.91	-	-	13.88	VersArray	2-м
2008 03 01	54526.733	21.96	-	16.18	14.02	ST 11000	ШМИТ
2008 06 20	54638.403	-	18.90	16.59	13.72	ANDOR	1.3-м
2008 06 28	54646.442	-	18.90	16.55	13.71	ANDOR	1.3-м
2008 06 29	54647.446	-	18.96	16.56	13.72	ANDOR	1.3-м
2008 07 05	54653.407	-	18.91	16.52	13.70	ANDOR	1.3-м

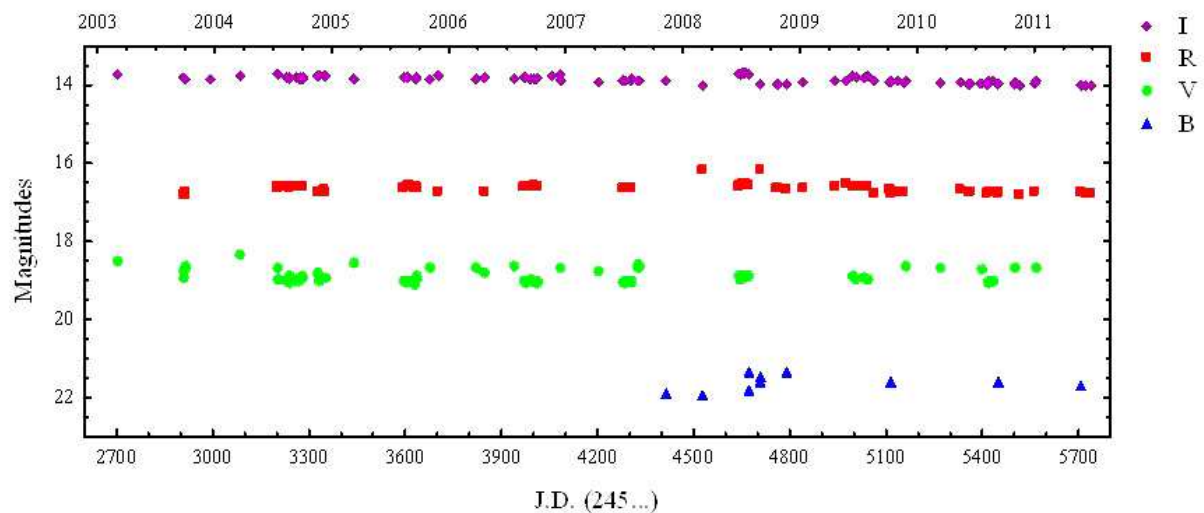
Таблица 16: Продължение

Дата	J.D. (24...)	$B$	$V$	$R_c$	$I_c$	CCD	Телескоп
2008 07 06	54654.440	-	18.94	16.54	13.70	ANDOR	1.3-м
2008 07 13	54661.446	-	18.90	16.54	13.67	ANDOR	1.3-м
2008 07 24	54672.458	21.36	18.88	16.55	13.70	ANDOR	1.3-м
2008 07 25	54673.450	21.81	18.89	16.54	13.71	ANDOR	1.3-м
2008 08 27	54706.481	21.49	-	16.16	13.97	ST 11000	ШМИТ
2008 08 28	54707.425	21.62	-	16.17	13.98	ST 11000	ШМИТ
2008 10 21	54761.325	-	-	16.64	13.96	ST 11000	ШМИТ
2008 10 23	54763.252	-	-	16.63	13.96	ST 11000	ШМИТ
2008 11 20	54791.210	21.35	-	16.67	13.96	ST 11000	ШМИТ
2009 01 12	54844.199	-	-	16.66	13.95	ST 11000	ШМИТ
2009 04 16	54938.528	-	-	16.58	13.90	ST 11000	ШМИТ
2009 05 21	54973.449	-	-	16.53	13.90	ST 11000	ШМИТ
2009 06 11	54994.532	-	18.88	16.59	13.77	ANDOR	1.3-м
2009 06 23	55006.535	-	18.96	16.60	13.79	ANDOR	1.3-м
2009 07 18	55031.545	-	18.94	16.60	13.79	ANDOR	1.3-м
2009 07 31	55044.476	-	18.96	16.60	13.77	ANDOR	1.3-м
2009 08 21	55065.424	-	-	16.76	13.87	ST 11000	ШМИТ
2009 10 06	55111.402	-	-	16.71	13.92	ST 11000	ШМИТ
2009 10 07	55112.421	-	-	16.75	13.91	ST 11000	ШМИТ
2009 10 08	55113.397	-	-	16.68	13.91	ST 11000	ШМИТ
2009 10 09	55114.292	21.61	-	16.69	13.89	ST 11000	ШМИТ
2009 10 28	55133.242	-	-	16.74	13.90	ST 11000	ШМИТ
2009 11 20	55156.284	-	-	16.74	13.93	ST 11000	ШМИТ
2009 11 21	55157.316	-	-	16.75	13.92	ST 11000	ШМИТ
2009 11 25	55161.272	-	18.64	-	13.89	VersArray	2-м
2010 03 13	55268.644	-	18.66	-	13.91	VersArray	2-м
2010 05 13	55330.497	-	-	16.70	13.94	ST 11000	ШМИТ
2010 06 08	55356.485	-	-	16.74	13.96	ST 11000	ШМИТ
2010 06 12	55360.478	-	-	16.71	13.99	ST 11000	ШМИТ
2010 07 17	55395.461	-	-	-	13.96	VersArray	2-м
2010 07 18	55396.438	-	18.74	-	13.95	VersArray	2-м
2010 08 06	55415.442	-	-	16.76	13.97	ST 11000	ШМИТ
2010 08 07	55416.412	-	-	16.73	13.98	ST 11000	ШМИТ
2010 08 11	55420.408	-	19.08	16.73	13.89	ANDOR	1.3-м
2010 08 12	55421.438	-	19.02	16.73	13.90	ANDOR	1.3-м



Таблица 16: Продължение

Дата	J.D. (24...)	$B$	$V$	$R_c$	$I_c$	CCD	Телескоп
2010 08 25	55434.403	-	19.01	16.73	13.87	ANDOR	1.3-м
2010 08 26	55435.419	-	19.02	16.73	13.90	ANDOR	1.3-м
2010 09 07	55447.551	-	-	16.73	13.98	ST 11000	Шмит
2010 09 08	55448.454	21.61	-	16.75	13.97	ST 11000	Шмит
2010 09 09	55449.494	-	-	16.72	13.99	ST 11000	Шмит
2010 10 30	55500.350	-	18.70	-	13.97	VersArray	2-м
2010 11 01	55502.353	-	18.69	-	13.94	VersArray	2-м
2010 11 04	55514.333	-	-	16.81	14.01	ST 11000	Шмит
2011 01 01	55563.227	-	-	16.72	13.99	ST 11000	Шмит
2011 01 06	55568.258	-	18.68	-	13.90	VersArray	2-м
2011 05 23	55705.432	21.68	-	16.75	14.02	ST 11000	Шмит
2011 06 09	55722.453	-	-	16.78	14.02	ST 11000	Шмит
2011 06 23	55736.476	-	-	16.77	14.03	ST 11000	Шмит
2011 06 24	55737.468	-	-	16.76	14.03	ST 11000	Шмит



Фигура 16: *BVRI* криви на блясъка на V1735 Cyg в периода март 2003 – юни 2011

CCD наблюденията на V1735 Cyg са получени в периода 2003 – 2011 г. Резултатите от фотометричното изследване са представени в Табл. 16. По колоните са нанесени: календарата датата и юлианската дата на наблюдението, измерените *BVRI* звездни величини, използваните CCD камери и телескопи. Получените по *BVRI* криви на блясъка са представени на Фиг. 16. Средните инструментални грешки са  $0.015^m$  (*I*) и  $0.019^m$  (*V*) при наблюдения със CCD камери, които се охлаждат с течен азот – Photometrics, ANDOR и Vers Array. При наблюдения със CCD камери с електронно охлаждане - ST8 и ST11000, средните инструментални грешки са съответно  $0.022^m$  (*I*) и  $0.029^m$  (*V*).

През периода 1984 – 1994 г. с Шмит телескопа на НАО Рожен са получени 82 фотографски плаки на областта IC 5146. По-голямата част от плаките са в синия спектрален диапазон, при фотографирането е използвана емулсия ORWO ZU21 и филтър В. При визуално изследване установихме, че звездата V1735 Cyg не се вижда върху тези плаки, пределните им звездни величини са около  $17.5^m$  –  $18.0^m$ . Обектът е забележим върху плаки, при които е използвана емулсия Kodak Па-D и филтър V, както и такива, получени с емулсии Kodak 103a-F и 103a-E и филтър R. Тези плаки са сканирани със скенер Epson Expression 1640 XL при разделителна способност 1600 dpi, отговаряща на размер на пиксела  $10 \times 10 \mu\text{m}$ . Върху оцифрованите изображения е направена апертурна фотометрия с помоща на пакета DAOPHOT в IDL, като са използвани вторичните *BVRI* стандарти, получени в полето около обекта. Резултатите от фотометрирането на оцифрованите плаки са представени в Табл. 17. Изследвани са също пет плаки, получени с 100/150-см Шмит телескоп на Бюраканската астрофизическа обсерватория. Обектът се вижда само върху една от плаките, като блясъкът му е  $B = (20.4 \pm 0.4)^m$ .

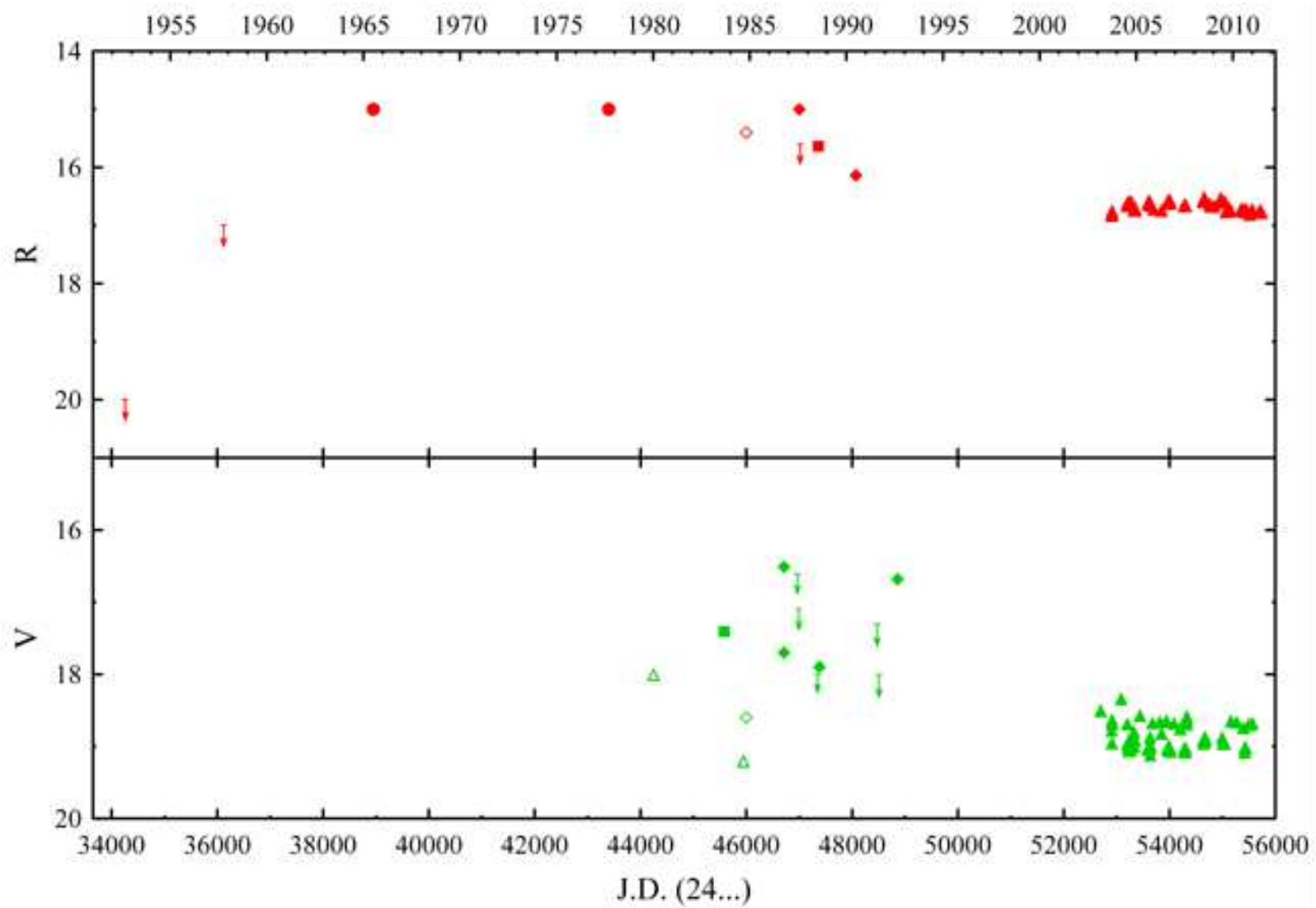
Таблица 17: Фотометрични данни от фотографски наблюдения със Шмит телескопа на НАО Рожен

Плака No	Спектра- лен диапазон	Дата	JD (244...)	Звездна величина
3761	V	1986 10 08	6712.316	16.5±0.1
3762	V	1986 10 08	6712.351	17.7±0.2
3829	V	1987 06 27	6973.500	>16.6
3836	V	1987 06 29	6976.444	>16.6
3864	V	1987 07 25	7002.361	>17.1
4462	V	1988 07 20	7362.503	>18.0
4486	V	1988 08 10	7384.471	17.9±0.3
5947	V	1991 08 10	8479.352	>17.3
6006	V	1991 09 14	8514.310	>18
6377	V	1992 08 27	8862.303	16.7±0.1
3861	R	1987 07 25	7001.514	>15.6
3873	R	1987 07 26	7003.430	15.0±0.2
5478	R	1990 06 30	8072.502	16.1±0.1

Направеният преглед на оцифрованите плаки от Паломарския Шмит телескоп, достъпни чрез уебсайта на Space Telescope Science Institute показва, че на червената и синята плака от Първия паломарски обзор, получени през 1952 г., обектът не се вижда. Измерихме блясъка на звездата върху плаките от Втория паломарски обзор и обзора Quick-V, като използвахме калибрираните вторични стандартни звезди и получихме следните стойности:  $V = 17.4^m \pm 0.1$  (05.09.1983),  $R = 15.64^m \pm 0.05$  (20.07.1988),  $B = 20.8^m \pm 0.2$  (10.07.1989),  $I = 13.77^m \pm 0.03$  (25.09.1992).

Целта на изследването е да построим крива на блясъка на V1735 Cyg за дълъг период от време и да установим фотометричните характеристики на звездата около избухването и в периода на понижаване на блясъка като съвместим данните от CCD наблюденията на обекта с данните от архивните фотографски плаки.

Яркостта на V1735 Cyg е относително по-ниска в сравнение с трите *фуора* с най-детайлни криви на блясъка. Докато FU Ori и V1057 Cyg достигат в максимума на блясъка  $8^m$  (R), а максимума на V1515 Cyg е  $11^m$  (R), максималната звездна величина на V1735 Cyg е  $R \sim 15^m$ . Разликите в блясъка са още по-големи в спектрални диапазони V и B.



Фигура 17:  $V$  и  $R$  криви на блясъка на V1735 Суг за периода 1952 – 2011 г.

На Фиг. 17 са представени  $R$  и  $V$  кривите на блясъка получени от всички наблюдения на V1735 Cyg. Със запълнени ромбове са означени фотографските наблюдения от Шмит телескопа на НАО Рожен, със запълнени триъгълници – нашите CCD наблюдения, със запълнени квадрати – фотографските данни от Паломарския Шмит телескоп, със запълнени кръгове – данните от Elias (1978), с празни триъгълници – звездните величини публикувани от Leveault (1988) и с празните ромбове – звездните величини, публикувани от Goodrich (1987). Със стрелки са означени пределните звездни величини на фотографските плаки, получени със Шмит телескопите от обсерваториите Паломар, Тонанцинтла и Рожен.

Анализът на фотометричните данни за V1735 Cyg, с които разполагаме води до някои важни заключения. Точният период от време, за който звездата покачва блясъка си, както и максималният блясък подлежат на бъдещо доуточняване. Данните от фотографските наблюдения, направени с 50/70 см Шмит телескоп на НАО Рожен показват силна променливост с амплитуда  $\Delta V = 1.2^m$ . С отчитането на публикуваните от Goodrich (1987) и Leveault (1988) оценки на блясъка на звездата, регистрираната амплитуда на променливост става още по-голяма  $\Delta V = 2.7^m$ . Последните CCD наблюдения на обекта, получени в периода 2003 – 2011 г. (Фиг. 16), показват само нискоамплитудни вариации в блясъка ( $\Delta I = 0.35^m$ ). Подобна промяна във фотометричната активност в етапа на спадане на блясъка не е наблюдавана досега при никоя звезда от *min FU Orionis*. Анализът на наблюдателните данни показва също, че блясъкът на V1735 Cyg спада много бавно, с  $1.8^m (R)$  за период от 46 години.

Кривите на блясъка на обектите, класифицирани като *фуори* са много различни по форма както в периода на повишаване на блясъка, така и в периода на спадане на блясъка. Фотометричните данни, с които разполагаме не са достатъчни, за да се определи времето за достигане на максимален блясък, но темпа на спадане на блясъка е подобен на този, наблюдаван при FU Ori и V1515 Cyg. Наблюдателните данни показват, че V1735 Cyg може да се отнесе към групата *фуори*, които остават дълго време в състояние с повишен блясък и, че продължителността на това състояние е по-голяма от предполагаемата в предишни изследвания (Herbig 1977, Reipurth 1990).

Получените досега фотометрични данни за V1735 Cyg потвърждават, че звездата е променлива от *min FU Orionis*. Силната променливост в блясъка на обекта в периода 1986 – 1992 г. може да се дължи затъмнения прах, изхвърлен от самата звезда (Grinin et al. 1991). Подобни резки понижения на блясъка за няколко месеца с амплитуда  $\Delta B = 1.5^m$  са наблюдавани и при друг *фуор* – V1515 Cyg.

### 4.3 Parsamian 21

Parsamian 21 е млад звезден обект, заобиколен от обширна отражателна мъглявина, намиращ се в малки тъмни облаци в съзвездието Aquila. Открит е върху плаки от Паломарския обзор и е включен в каталога на кометарните мъглявини (Parsamian 1965). Staude & Neckel (1992) класифицират Parsamian 21 като *фуор* на базата на спектрални характеристики в червения и далечния инфрачервен диапазон. Откриват също, че обектът е свързан с биполярни обекти на Хербиг – Аро, ориентирани по полярната ос на кометарната мъглявина. Няколко характерни особености на Parsamian 21 като формата на ярката отражателна мъглявина, поляризацията на лъчението от централния източник, асоциираните обекти на Хербиг – Аро, говорят за наличието на околзвезден диск около централната звезда (Staude & Neckel 1992). В публикацията на Kóspál et al. (2008) са представени резултати от поляриметрични и директни наблюдения в близкия инфрачервен диапазон, които потвърждават, че Parsamian 21 е обект от тип FU Orionis. Авторите стигат до заключение, че обектът не е член на млад звезден куп. Изчисленията им показват наличие на околзвездна обвивка и диск (видим ребром), които са потвърдени от разпределението на енергията в непрекъснатия спектър. Въпреки, че Parsamian 21 е бил обект на много изследвания, досега за него са публикувани много малко фотометрични данни в оптичния диапазон (Parsamian & Petrosian 1978, Neckel & Staude 1984). Тъй като не е наблюдавано избухване в оптичния диапазон, Parsamian 21 е класифициран като *фуороподобен* обект (Green et al. 2008).

*BVRI* фотометричните данни за Parsamian 21 са получени чрез CCD наблюдения в периода 2003 – 2011 г. Резултатите от наблюденията са обобщени в Табл. 18. В таблицата по колоните са нанесени календарната дата, Юлианската дата, измерените *BVRI* звездни величини, използваните CCD камери и телескопи. С цел да се минимизира ефекта от заобикалящата мъглявина, направихме апертурна фотометрия с радиус на диафрагмата 2.5", а нивото на фона е пресметнато между две концентрични окръжности с радиуси 10" и 12.5". Типичните инструментални грешки при CCD фотометрията са 0.01<sup>m</sup> – 0.02<sup>m</sup> при наблюдения във филтри *I* и *R*, 0.03<sup>m</sup> – 0.05<sup>m</sup> при наблюдения във филтър *V* и 0.05<sup>m</sup> – 0.09<sup>m</sup> при наблюдения във филтър *B*.

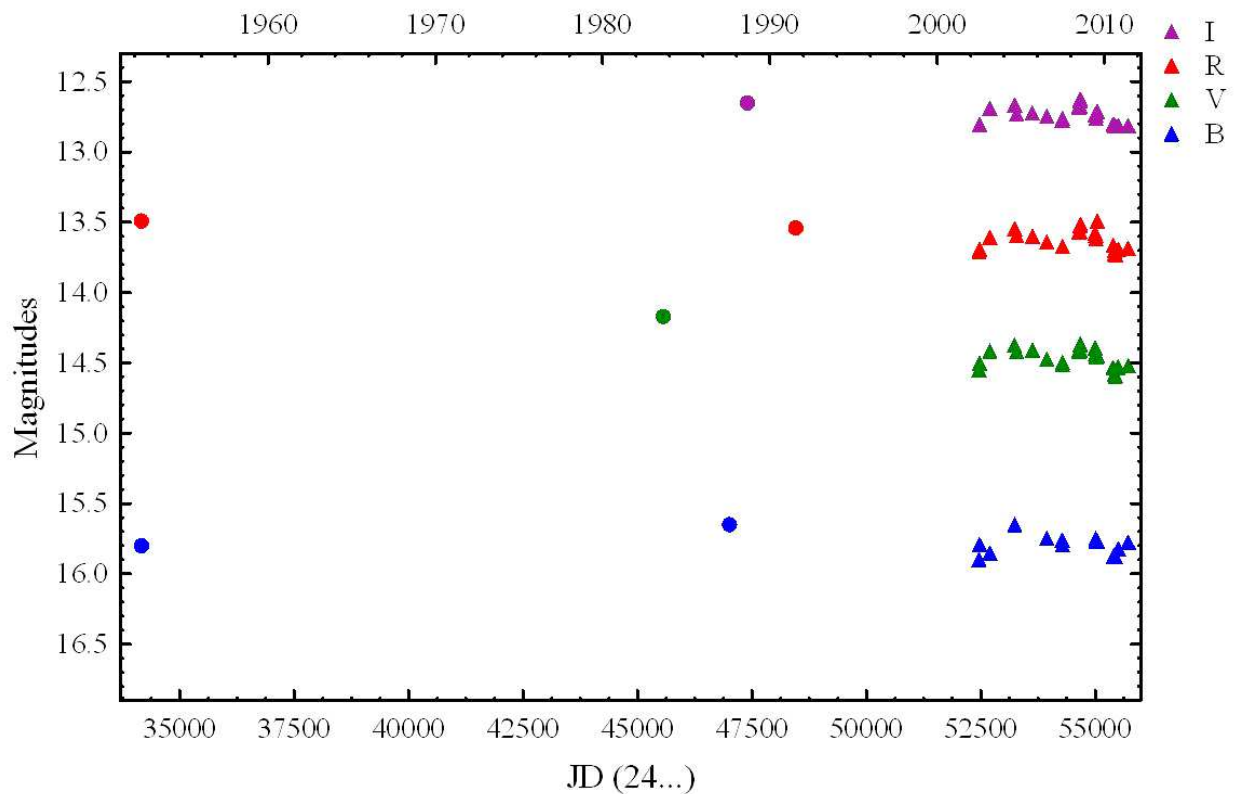
Таблица 18: CCD фотометрични наблюдения на Parsamian 21

Дата	J.D. (245...)	$B$	$V$	$R_c$	$I_c$	CCD	Телескоп
2002 07 02	2458.682	15.90	14.55	13.71	-	Phot.	1.3-м
2002 07 15	2471.632	15.79	14.50	13.70	12.81	Phot.	1.3-м
2003 02 27	2698.614	15.85	14.41	13.61	12.69	Phot.	2-м
2004 08 20	3238.411	15.65	14.38	13.55	12.67	Phot.	1.3-м
2004 09 29	3278.346	-	14.42	13.59	12.73	Phot.	1.3-м
2005 09 14	3628.379	-	14.41	13.60	12.72	Phot.	1.3-м
2006 07 21	3938.353	15.75	14.47	13.64	12.74	Phot.	2-м
2007 06 26	4278.322	15.76	14.51	-	12.78	Phot.	1.3-м
2007 07 03	4285.313	15.79	14.50	13.67	12.76	Phot.	1.3-м
2008 06 28	4646.310	-	14.42	13.57	12.68	ANDOR	1.3-м
2008 07 05	4653.313	-	14.40	13.56	12.68	ANDOR	1.3-м
2008 07 06	4654.325	-	14.41	13.56	12.67	ANDOR	1.3-м
2008 07 24	4672.316	-	14.37	13.51	12.63	ANDOR	1.3-м
2008 07 25	4673.310	-	14.37	13.52	12.63	ANDOR	1.3-м
2009 06 14	4997.515	-	14.40	13.58	12.74	ANDOR	1.3-м
2009 06 26	5009.503	15.75	14.43	13.59	12.74	ANDOR	1.3-м
2009 07 01	5014.502	15.77	14.45	13.62	12.76	ANDOR	1.3-м
2009 07 31	5044.309	15.77	14.45	13.49	12.71	ANDOR	1.3-м
2010 07 13	5391.315	15.88	14.53	13.66	12.80	VersArray	2-м
2010 08 11	5420.281	15.87	14.58	13.70	12.82	ANDOR	1.3-м
2010 08 12	5421.286	15.87	14.58	13.72	12.82	ANDOR	1.3-м
2010 08 26	5435.290	15.88	14.59	13.73	12.82	ANDOR	1.3-м
2010 10 31	5501.234	15.82	14.53	13.69	12.81	VersArray	2-м
2011 06 08	5721.418	15.77	14.52	13.69	12.81	VersArray	2-м

За построяване на кривата на блясъка на обекта използвахме също така оцифрованите изображения на плаките от Паломарския Шмит телескоп. Извършена е апертурна фотометрия на плаките от Първия и Втория паломарски обзор и обзора Quick – V със същите параметри, както при CCD наблюденията, като са използвани калибрираните от нас фотометрични стандартни звезди в полето около обекта. Резултатите от измерването на блясъка на звездата по фотографските плаки от Паломарските обзори са посочени в Табл. 19. Кривите на блясъка на Parsamian 21 са показани на Фиг. 18. Фотометричните данни, публикувани от Parsamian & Petrosian (1978) и Neckel & Staude (1984) не са съвместими с нашите наблюдения, защото измерванията са направени с различни параметри на апертурния радиус и на областта, от която се пресмята фона.

Таблица 19: Фотографски наблюдения на Parsamian 21 от Шмит телескопа на обсерваторията Паломар

Плака No	Спектра- лен диапазон	Дата	JD (244...)	Звездна величина
506E	<i>R</i>	1952 05 25	34742.016	13.49±0.09
506O	<i>B</i>	1952 05 25	34742.032	15.80±0.10
573V	<i>V</i>	1983 08 11	45557.972	14.17±0.09
1333	<i>B</i>	1987 07 30	47006.938	15.65±0.10
3991	<i>I</i>	1988 08 19	47393.032	12.65±0.08
4712	<i>R</i>	1991 07 17	48455.032	13.53±0.08



Фигура 18: В/Pg , V, R и I криви на блясъка на Parsamian 21 за периода 1952 – 2011 г.



Данните от CCD фотометричните наблюдения на Parsamian 21, получени в периода 2003 – 2011 г. показват, че блясъкът на обекта остава почти постоянен. Наблюдавани са колебания в блясъка около средното ниво с малка амплитуда  $\Delta I = 0.2^m$ . Сравнението на резултатите от нашите CCD наблюдения с фотографските данни от Паломарските обзори показва, че няма съществени промени в блясъка на звездата за наблюдателния период от 59 години. Резултатите от нашето изследване показват, че фотометричните характеристики на Parsamian 21 се различават от тези на трите най-добре изучени *фуора* (FU Ori, V1515 Cyg и V1057 Cyg). Parsamian 21 вероятно е представител на групата *фуори*, които запазват блясъка си почти постоянен за време, по-дълго от предполагащото в изследванията досега.

## 4.4 GM Cep

Променливата звезда GM Cep с координати  $\alpha = 21^h 38^m 16.48^s$  и  $\delta = +57^\circ 32' 47.6''$  се намира в полето на разсеяния звезден куп Trumpler 37 и най-вероятно е член на купа (Marschall & van Altena 1987, Sicilia-Aguilar et al. 2005). Купът Trumpler 37 е район на активно звездообразуване, богат на звезди от тип T Tau, възрастта му е около  $4 \cdot 10^6$  години (Sicilia-Aguilar et al. 2004) и се намира на разстояние около 900 pc (Contreras et al. 2002). GM Cep е обект от спектрален клас G7V-K0V има маса  $\sim 2.1 M_\odot$  и радиус между 3 и 6  $R_\odot$ . Спектърът на звездата се характеризира със силен инфрачервен ексцес, дължащ се на ярък околостъепенен диск и с широка емисионна линия  $H_\alpha$  с P Cigni профил (Sicilia-Aguilar et al. 2008). Sicilia-Aguilar et al. (2008) установяват, че звездата е много бърз ротатор ( $V \sin i \sim 43$  km/s), показва променлив темп на акреция (до  $10^{-6} M_\odot$  /год.) и наличие на силен звезден вятър. Еквивалентната ширина на линията  $H_\alpha$  се променя значително от 6 Å (юни 2001) на 19 Å (април 2007). Поради липсата на фотометрични наблюдения около тези дати не може да се установи връзка между променливостта на блясъка на звездата и еквивалентната ширина на линията  $H_\alpha$ .

Първите фотометрични данни за GM Cep са получени от Morgenroth (1939) по фотографски наблюдения от обсерваторията Зонеберг. Morgenroth класифицира звездата като дългопериодична променлива с амплитуда на изменение на блясъка  $\sim 2^m (m_v)$ .

Suyarkova (1975) класифицира GM Cep като променлива от тип RW Aur на базата на фотограско изследване на променливостта на звездата. Авторът установява бързи промени в блясъка (за няколко дни или седмици) с амплитуда  $2.2^m$ , смесени с периоди на постоянен блясък с продължителност до 100 дни. За промени в блясъка на звездата съобщава и Kun (1986), като регистрираната от нея амплитуда е  $\Delta V = 2.15^m$ . Първото многоцветно фотометрично изследване на GM Cep по наблюдения в оптичния и инфрачервения диапазон е направено от Sicilia-Aguilar et al. (2008). Авторите са събрали и обобщили всички налични фотометрични данни за звездата от литературата и са описали промените в блясъка в различни спектрални диапазони за дълъг период от време (1939 - 2007 г.). Sicilia-Aguilar et al. (2008) търсят възможните механизми, които да обяснят променливостта на GM Cep в оптичния диапазон, бързото въртене на звездата и големия инфрачервен ексцес. Авторите стигат до извода, че сложните изменения в цвета и блясъка на звездата не могат да се обяснят с един единствен механизъм на променливост, характерен за звездите от тип T Tau (горещи и студени петна, променлива екстинкция или променлив темп на акреция). Базирайки се на регистрираната амплитуда на промяна на блясъка, високата темп на акреция, яркия инфрачервен диск и високата

светимост на звездата, авторите стигат до извода, че основен принос в променливостта на звездата има променливия темп на акреция, водещ до избухвания от тип *ексори*, допълнен от променлива екстинкция от околосвездно вещество (променливост от тип *UX Orionis*). Xiao et al. (2010) построяват *B* и *V* кривите на блясъка на GM Cep за дълъг период от време (1895 – 2008 г.) по архивни фотографски наблюдения от обсерваториите Харвард и Зонеберг, данни от литературата (Sicilia-Aguilar et al. 2008) и наблюдения от Американската асоциация на наблюдателите на променливи звезди (AAVSO). *B* кривата на блясъка е най-добре описана в периода 1935 – 1945 г., а *V* кривата в периода 2006 – 2008 г. Резултатите не показват повишения на блясъка на звездата, както би трябвало да се очаква в случай на ускорен темп на акреция, характерен за променливите от тип *ексори*. Xiao et al. (2010) стигат до извода, че кривите на блясъка по-скоро се характеризират със затъмнения (вероятно от променлива екстинкция), редуващи се с периоди на почти постоянен блясък, отколкото с избухвания, причинени от повишена акреция. Направеното от авторите търсене за периодичност в изменението на блясъка в интервала 0.5 – 100 денонощия дава отрицателен резултат, но е възможно да съществуват периоди с по-голяма продължителност, затова натрупването на повече фотометрични данни в различни спектрални ивици може да улесни търсенето на периодичност в изменението на блясъка на звездата.

Нашите *BVRI* CCD фотометрични наблюдения на GM Cep са получени в периода юни 2008 – юни 2011 г. Многоцветната фотометрия на обекта ни дава възможност да изясним механизмите, предизвикващи неговата променливост. Резултатите от наблюденията са представени в Табл. 20, като по колоните са нанесени календарната и Юлианската дата на наблюдението, измерените *BVRI* звездни величини, използваните CCD камери и телескопи. През всяка наблюдателна нощ са получени поне по два кадъра във всеки филтър, а в таблицата е посочена средната стойност на звездната величина, измерена по двата кадъра. Получените фотометрични данни се характеризират с голяма точност, тъй като обектът е сравнително ярък и при фотометрията са използвани голям брой вторични стандартни звезди. Стойностите на инструменталните грешки са от порядъка на  $0.01^m$  –  $0.02^m$  за *I* и *R*,  $0.01^m$  –  $0.03^m$  за *V* и  $0.01^m$  –  $0.05^m$  за *B* филтър. Получените *BVRI* кривите на блясъка на GM Cep, са представени на Фиг. 19.

Таблица 20: *BVRI* фотометрични наблюдения на GM Сер

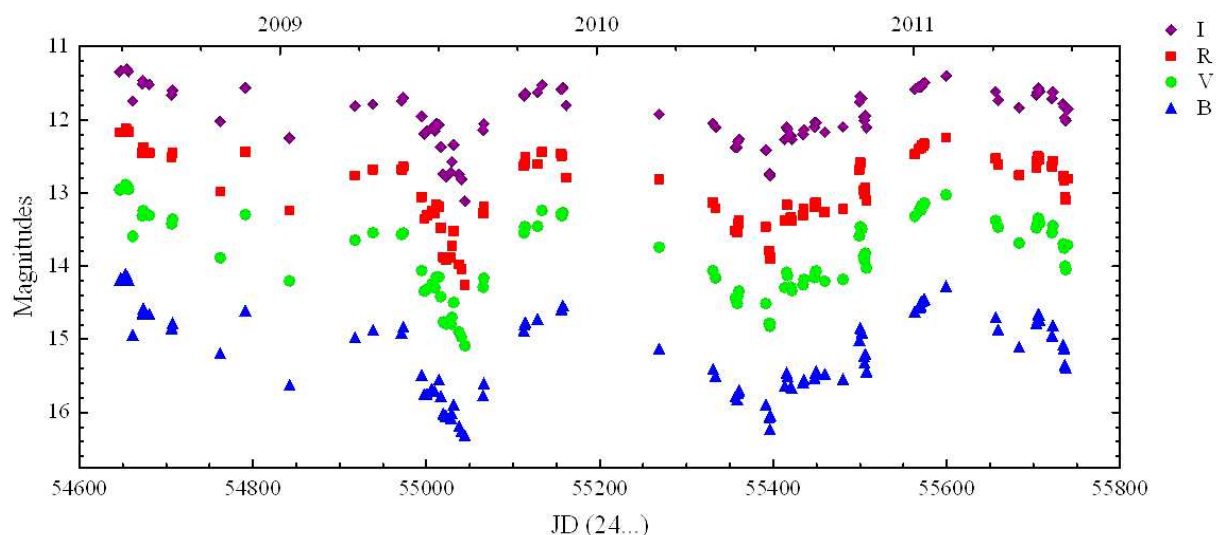
Дата	J.D. (24...)	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>Rc</i>	<i>Ic</i>	CCD	Телескоп
2008 06 28	54646.425	14.19	12.96	12.17	11.34	ANDOR	1.3-м
2008 06 29	54647.432	14.16	12.94	12.17	11.33	ANDOR	1.3-м
2008 07 05	54653.367	14.11	12.88	12.11	-	ANDOR	1.3-м
2008 07 06	54654.429	14.13	12.90	12.13	11.31	ANDOR	1.3-м
2008 07 08	54656.464	14.19	12.95	12.17	11.34	ANDOR	1.3-м
2008 07 13	54661.428	14.94	13.59	-	11.74	ANDOR	1.3-м
2008 07 24	54672.335	14.65	13.31	12.45	11.51	ANDOR	1.3-м
2008 07 25	54673.355	14.58	13.24	12.37	11.46	ANDOR	1.3-м
2008 08 02	54680.531	14.66	13.31	12.45	11.52	ANDOR	1.3-м
2008 08 27	54706.292	14.85	13.42	12.51	11.66	ST11000	ШМИТ
2008 08 28	54707.346	14.78	13.36	12.45	11.60	ST11000	ШМИТ
2008 10 22	54762.228	15.19	13.89	12.98	12.02	ST11000	ШМИТ
2008 11 20	54791.235	14.61	13.30	12.44	11.57	ST11000	ШМИТ
2009 01 10	54842.197	15.62	14.20	13.24	12.25	ST11000	ШМИТ
2009 03 26	54917.539	14.97	13.65	12.76	11.81	ST11000	ШМИТ
2009 04 16	54938.474	14.87	13.54	12.68	11.79	ST11000	ШМИТ
2009 05 19	54971.404	14.91	13.57	12.68	11.74	ST11000	ШМИТ
2009 05 21	54973.427	14.83	13.55	12.64	11.70	ST11000	ШМИТ
2009 06 11	54994.581	15.49	14.06	13.06	11.96	ANDOR	1.3-м
2009 06 14	54997.531	15.75	14.34	13.35	12.19	ANDOR	1.3-м
2009 06 17	55000.584	15.74	14.32	13.31	12.15	ANDOR	1.3-м
2009 06 23	55006.517	15.68	14.25	13.25	12.12	ANDOR	1.3-м
2009 06 26	55009.588	15.71	14.30	13.28	12.15	ANDOR	1.3-м
2009 06 28	55011.504	-	14.15	13.16	12.05	PL16803	ШМИТ
2009 07 01	55014.517	15.55	14.15	13.19	12.08	ANDOR	1.3-м
2009 07 03	55016.576	15.78	14.42	13.48	12.37	ANDOR	1.3-м
2009 07 06	55019.512	16.02	14.76	13.88	12.74	ANDOR	1.3-м
2009 07 09	55022.521	16.05	14.79	13.91	12.78	ANDOR	1.3-м
2009 07 15	55028.414	16.08	14.79	13.89	12.72	PL16803	ШМИТ
2009 07 16	55029.418	16.01	14.70	13.73	12.57	PL16803	ШМИТ
2009 07 18	55031.504	15.90	14.50	13.52	12.34	ANDOR	1.3-м

Таблица 20: Продължение

Дата	J.D. (24...)	$B$	$V$	$R_c$	$I_c$	CCD	Телескоп
2009 07 24	55037.526	16.19	14.90	13.98	12.75	ANDOR	1.3-м
2009 07 27	55040.427	16.25	14.97	14.04	12.82	ANDOR	1.3-м
2009 07 31	55044.366	16.31	15.09	14.25	13.11	ANDOR	1.3-м
2009 08 21	55065.331	15.77	14.29	13.28	12.15	PL16803	Шмит
2009 08 22	55066.261	15.60	14.17	13.19	12.06	PL16803	Шмит
2009 10 07	55112.369	14.88	13.55	12.64	11.68	PL16803	Шмит
2009 10 08	55113.332	14.80	13.46	12.60	11.65	PL16803	Шмит
2009 10 09	55114.268	14.77	13.47	12.51	11.63	PL16803	Шмит
2009 10 23	55128.284	-	-	12.79	11.81	VersArray	2-м
2009 10 28	55133.262	14.73	13.46	12.61	11.63	PL16803	Шмит
2009 11 19	55155.207	-	13.24	12.44	11.52	PL16803	Шмит
2009 11 20	55156.221	14.60	13.29	12.46	11.58	PL16803	Шмит
2009 11 21	55157.251	14.59	13.31	12.49	11.58	PL16803	Шмит
2009 11 25	55161.217	14.54	13.27	-	11.56	VersArray	2-м
2010 03 13	55268.601	15.13	13.74	12.82	11.93	VersArray	2-м
2010 05 13	55330.414	15.41	14.06	13.13	12.05	PL16803	Шмит
2010 05 16	55333.390	15.50	14.16	13.21	12.10	PL16803	Шмит
2010 06 08	55356.394	15.78	14.44	13.51	12.38	PL16803	Шмит
2010 06 10	55358.445	15.83	14.51	13.53	12.38	PL16803	Шмит
2010 06 11	55359.492	15.74	14.40	13.42	12.30	PL16803	Шмит
2010 06 12	55360.426	15.70	14.34	13.38	12.27	PL16803	Шмит
2010 07 13	55391.338	15.89	14.51	13.46	12.42	VersArray	2-м
2010 07 17	55395.341	16.06	14.78	13.79	12.74	VersArray	2-м
2010 07 18	55396.322	16.23	14.82	13.88	12.76	VersArray	2-м
2010 07 18	55396.363	16.04	14.78	13.90	12.76	PL16803	Шмит
2010 08 04	55413.291	15.63	14.29	13.38	12.27	PL16803	Шмит
2010 08 06	55415.376	15.45	14.09	13.16	12.11	PL16803	Шмит
2010 08 07	55416.333	15.51	14.13	13.16	12.13	PL16803	Шмит
2010 08 11	55420.051	15.65	14.29	13.33	12.22	ANDOR	1.3-м
2010 08 12	55421.367	15.67	14.33	13.38	12.27	ANDOR	1.3-м
2010 08 25	55434.316	15.59	14.26	13.31	12.20	ANDOR	1.3-м

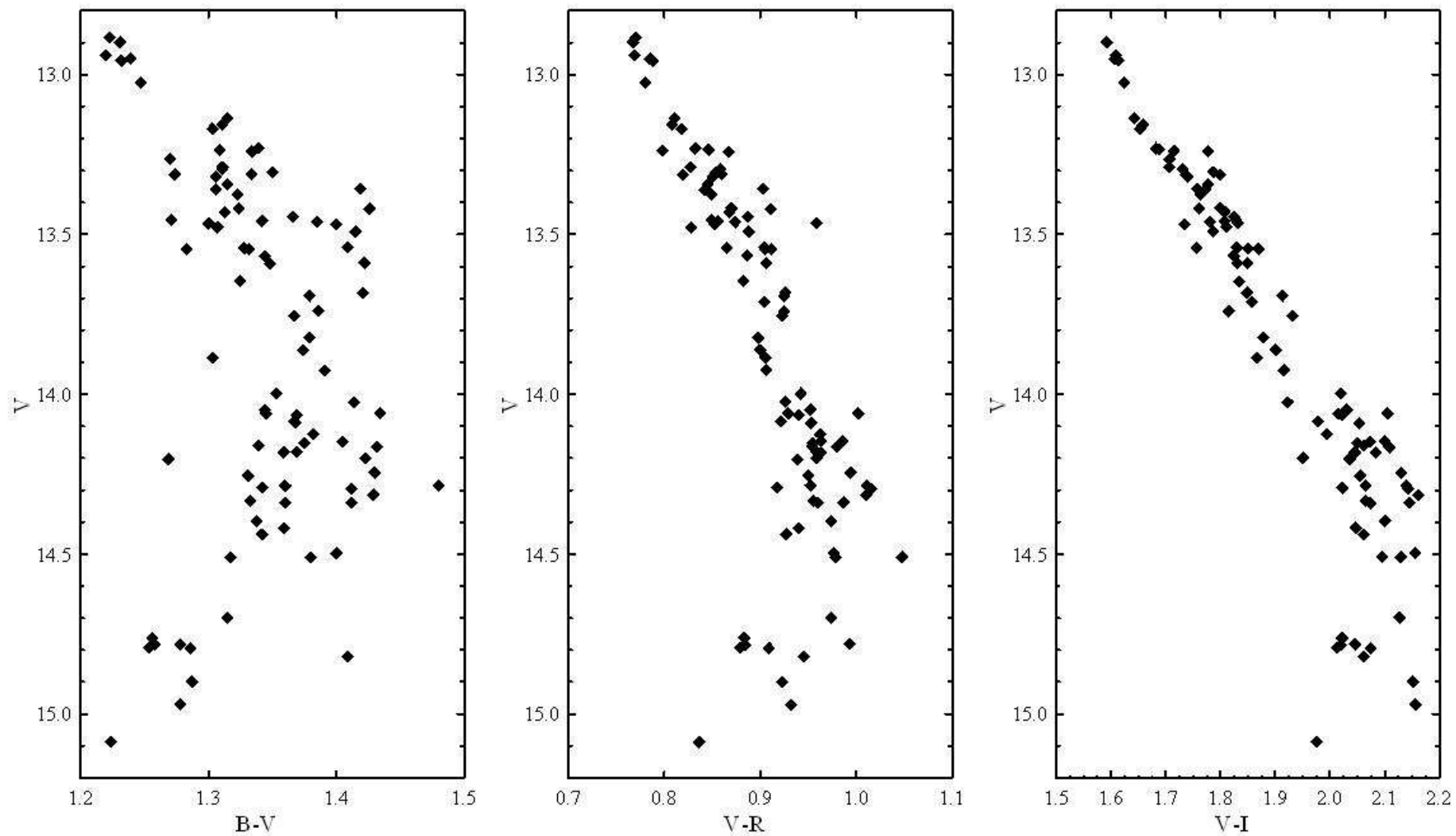
Таблица 20: Продължение

Дата	J.D. (24...)	$B$	$V$	$Rc$	$Ic$	CCD	Телескоп
2010 08 26	55435.352	15.55	14.18	13.22	12.14	ANDOR	1.3-м
2010 09 07	55447.488	15.53	14.15	13.20	12.10	PL16803	ШМИТ
2010 09 08	55448.371	15.46	14.09	13.14	12.04	PL16803	ШМИТ
2010 09 09	55449.438	15.43	14.06	13.12	12.04	PL16803	ШМИТ
2010 09 19	55459.532	15.47	14.20	13.27	12.17	ANDOR	1.3-м
2010 10 11	55480.337	15.54	14.18	13.22	12.10	ANDOR	1.3-м
2010 10 29	55499.295	15.01	13.59	12.68	11.76	VersArray	2-м
2010 10 30	55500.238	14.85	13.46	12.59	11.68	VersArray	2-м
2010 11 01	55502.259	14.91	13.49	12.60	11.71	VersArray	2-м
2010 11 03	55504.400	15.24	13.86	12.96	11.96	PL16803	ШМИТ
2010 11 04	55505.261	15.32	13.93	13.02	12.01	PL16803	ШМИТ
2010 11 05	55506.269	15.20	13.82	12.93	11.95	PL16803	ШМИТ
2010 11 06	55507.424	15.44	14.03	13.10	12.10	PL16803	ШМИТ
2011 01 01	55563.203	14.63	13.32	12.47	11.58	PL16803	ШМИТ
2011 01 06	55568.223	14.57	13.23	12.40	11.55	VersArray	2-м
2011 01 08	55570.220	14.54	13.24	12.39	11.55	VersArray	2-м
2011 01 09	55571.249	14.47	13.17	12.35	11.52	VersArray	2-м
2011 01 11	55573.253	14.47	13.16	12.35	11.50	VersArray	2-м
2011 01 12	55574.261	14.45	13.14	12.33	11.49	VersArray	2-м
2011 02 06	55599.209	14.27	13.02	12.24	11.40	PL16803	ШМИТ
2011 04 04	55656.458	14.70	13.38	12.53	11.61	PL16803	ШМИТ
2011 04 07	55659.492	14.87	13.47	12.62	11.73	VersArray	2-м
2011 05 01	55683.557	15.10	13.68	12.76	11.83	VersArray	2-м
2011 05 21	55703.359	14.78	13.48	12.65	11.67	PL16803	ШМИТ
2011 05 22	55704.370	14.74	13.43	12.56	11.62	PL16803	ШМИТ
2011 05 23	55705.376	14.66	13.34	12.50	11.57	PL16803	ШМИТ
2011 05 24	55706.362	14.67	13.36	12.52	11.59	PL16803	ШМИТ
2011 05 25	55707.358	14.74	13.42	12.55	11.62	PL16803	ШМИТ
2011 06 08	55721.357	14.95	13.54	12.64	11.71	VersArray	2-м
2011 06 09	55722.396	14.81	13.45	12.56	11.62	PL16803	ШМИТ
2011 06 21	55734.452	15.07	13.69	12.77	11.78	PL16803	ШМИТ
2011 06 22	55735.410	15.12	13.75	12.83	11.82	PL16803	ШМИТ
2011 06 23	55736.407	15.35	14.00	13.06	11.98	PL16803	ШМИТ
2011 06 24	55737.425	15.39	14.05	13.10	12.02	PL16803	ШМИТ



Фигура 19: *BVRI* криви на блясъка на GM Сер за периода юни 2008 – юни 2011 г.

Получените наблюдателни данни потвърждават силната променливост в блясъка на GM Сер, за която се съобщава в предишните изследвания (Sicilia – Aguilar et al. 2008; Xiao et al. 2010). Регистрираната амплитуда на изменение на блясъка за наблюдателния период от три години е  $\Delta V \sim 2.3^m$ . През по-голямата част от времето звездата се намира около максимума на блясъка си, но са наблюдавани две внезапни понижения на блясъка през интервал от  $\sim 350$  денонощия. Първият минимум е регистриран през юли – август 2009 г., а вторият – през юли 2010 г. (Фиг. 19). Извън двата дълбоки минимума звездата показва промени в блясъка си с продължителност няколко дни или месеци. Най-бързите промени в блясъка са наблюдавани през ноември 2010 г., когато за няколко денонощия блясъкът на звездата спада с  $0.57^m$  (*V*). Подобни са резултатите, публикувани в статията на Sicilia-Aguilar et al. (2008). Според публикуваните в статията данни най-бързо спадане на блясъка е наблюдавано през декември 2006, когато за 14 дни блясъкът на звездата спада с  $1.019^m$  (*V*). През месец януари 2007 г. за 16 дни блясъкът на звездата се покачва с  $0.816^m$  (*V*). На Фиг. 20 са показани диаграмите цвят – звездна величина, получени по CCD наблюдения на GM Сер. Диаграмите показват изменението на трите цветови индекса на звездата ( $B - V$ ), ( $V - R$ ) и ( $V - I$ ) в зависимост от *V* звездната величина.



Фигура 20: Диаграми цвят – звездна величина на GM Сер за периода юни 2008 – юни 2011 г.



Диаграмите цвят – величина се характеризират с т. нар. „обръщане” на цвета в минимума на звездния блясък, характерно за младите променливи звезди от тип UX Orionis. Полученият резултат е доказателство, че променливостта на GM Cep се определя от променлива екстинкция от околосвезден прах.

Ефектът на „обръщане” на цвета на звездата (или т. нар. „посиняване”) е изследван от много автори (Bibo & Thé 1990, Grinin et al. 1994, Grady et al. 1995, Herbst & Shevchenko 1999). Най-широко разпространеното обяснение на този ефект е промяна в плътността на праховите частици по зрителния лъч, но все още няма обяснение за произхода на праховите съгъстявания. Herbst & Shevchenko (1999) предлагат алтернативен модел за обяснение на променливостта на звездите от тип *уксори* – променлив темп на акреция. Според този модел промените в температурата и плътността във вътрешните части на диска, дължащи се на променливата акреция, водят до променливост в блясъка на звездата в оптичния диапазон. В съгласие с модела на затъмнение от прахови облаци (Thé 1994), звездната атмосфера има дискообразна структура, в която праховите частици са разположени в студения външен край на диска. Околосвездният диск е ориентиран почти ребром спрямо наблюдателя. Обикновено звездата става по-червена, когато лъчението и преминава през праха, разположен по зрителния лъч, но когато започва затъмнението нараства относителният дял на разсеяната от праха светлина в общото излъчване на звездата и нейният цвят става по-син. В подкрепа на този модел е установената от Grinin et al. (1994) връзка между дълбоките минимума в блясъка на звездата и нарастването на линейната поляризация на лъчението в оптичния диапазон. Едно от първите обяснения на това явление е, че звездата е заобиколена от протокометарни облаци или кометарни тела (Grady et al. 2000) Според по-съвременния модел на Dullemond et al. (2003), променливите звезди от *тип UX Orionis* притежават самозатъмняващ се диск и хидродинамичните флуктуации в разширената вътрешна част на диска могат да предизвикат краткотрайни промени в екстинкцията.

По своите физически характеристики (маса, радиус и спектрален клас) GM Cep може да се класифицира като *T Tauri* звезда от ранен спектрален клас и следователно да показва фотометрична променливост, характерна както за *класическите T Tauri* звезди, така и за *звездите на Хербиг от спектрални класове Ae/Be*. Класическите *T Tauri* звезди се характеризират с масивен околосвезден диск и широка емисионна линия  $H_{\alpha}$ . P Signi профила на линията  $H_{\alpha}$  се разглежда от Sicilia-Aguilar et al. (2008) като доказателство за повишена акреция. Наблюдаваното от Xiao et al. (2010) преминаване от състояние с повишен блясък на звездата към състояние с понижен блясък може да се обясни с променлив темп на акреция, типичен за *класическите T Tauri* звезди. Този механизъм на

променливост може да обясни бързите промени в звездния блясък и наблюдаваната дисперсия в диаграмите цвят – величина, особено в диаграмата  $V/(B - V)$ .

Анализът на наблюдателните данни води до извода, че фотометричните характеристики на GM Cep могат да се обяснят чрез едновременното действие на два механизма: (1) променлива акреция на вещество от окологзвездния диск и (2) затъмнения от окологзвездни прахови облаци или затъмнения, причинени от геометрията на самия диск. Нашите фотометрични данни, получени в периода юни 2008 – юни 2011 г., потвърждават, че променливата екстинкция е основният механизъм, предизвикващ фотометричната променливост на GM Cep. Анализът на разпределението на звездните величини за периода 1895 – 2008 г., направен от Xiao et al. (2010) води до подобно заключение – през по-голямата част от времето звездата се намира в състояние с относително висок постоянен блясък, така че променливостта не би могла да се определя от избухвания, причинени от повишена акреция. При ниски темпове на акреция двата механизма на променливост биха могли да действат независимо един от друг в различни периоди и да определят сложната крива на блясъка на GM Cep. Подобно смесване на различни типове фотометрична променливост при звездите преди Главната последователност, дължащо се на многокомпонентната звездна обвивка, би могло да се очаква.

## 4.5 Новооткрити променливи звезди

При калибриране на вторични стандартни звезди в полетата около два от изследваните обекти (V733 Cep и V1735 Cyg) открихме три променливи звезди, неизвестни досега. В Табл. 21 са посочени каталожните им номера от каталога USNO-B1, координатите им, както и в полето на който от изследваните обекти са открити. Двете променливи, открити в полето на V733 Cep, са означени с Var.1, Var. 2, положението им е отбелязано на Фиг. 9. В Табл. 22 са представени резултатите от фотометричните CCD наблюдения на двата обекта в периода февруари 2007 – юни 2011 г.

Таблица 21: Новооткрити променливи звезди в околност на изследваните обекти

Звезда	USNO - B1	$\alpha_{2000}$	$\delta_{2000}$	Изследван обект
Var. 1	1525-0418386	22:53:46.5	62:34:58.6	V733 Cep
Var. 2	1525-0418333	22:53:36.2	62:35:27.9	V733 Cep
Var. 3	1374-0526091	21:47:17.9	47:29:15.3	V1735 Cyg

На Фиг. 21 е представена кривата на блясъка на променливата Var. 1. Кривата на блясъка се характеризира с дълбок минимум, наблюдаван през лятото на 2008 г., когато блясъкът на звездата отслабва с  $3.8^m$  (V). През останалото време звездата показва неправилна фотометрична променливост с малка амплитуда.

На Фиг. 22 и Фиг. 23 са представени съответно *BVRI* кривите на блясъка и диаграмата цвят – величина на другата открита променлива звезда в полето на V733 Cep – Var. 2. Кривата на блясъка се характеризира с два минимума, съответно през 2007 г. и 2010 г. Двата минимума са с близки амплитуди  $\sim 0.8^m$  (I). В диаграмата цвят – величина на обекта се наблюдава следната зависимост: с отслабване на блясъка, звездата става по-червена. Новооткритата променлива се намира се намира на  $\sim 4'$  югоизточно от самата V733 Cep, в същия тъмен облак, затова предполагаме, че тя също е *обект преди Главната последователност*. Спектърът на звездата е емисионен, характерен за звездите от *тип T Tauri*.

Munari (2009) прави оценка на блясъка на двете новооткрити променливи по фотографски наблюдения с 67/92cm Шмит телескоп на обсерваторията Азиаго. Изследвани са 40 плаки, съдържащи областта Cep OB3, получени в периода август 1971 – ноември 1978.

Таблица 22: *BVRI* CCD фотометрични наблюдения на променливите Var.1 и Var. 2

J.D. (245...)	Var. 1				Var. 2			
	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>Rc</i>	<i>Ic</i>	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>Rc</i>	<i>Ic</i>
4157.212	-	18.36	16.85	15.41	-	17.08	15.71	14.33
4200.582	-	19.98	17.75	16.20	-	16.77	15.47	14.16
4278.519	19.81	17.93	16.59	15.21	18.28	16.36	15.12	13.87
4285.525	18.75	16.86	15.66	14.40	18.43	16.45	15.19	13.93
4305.494	18.50	16.58	15.37	14.13	18.91	16.90	15.54	14.18
4306.512	18.28	16.38	15.19	13.98	18.58	16.62	15.34	14.05
4327.401	-	-	-	-	-	17.02	15.66	14.31
4328.402	-	-	15.34	14.13	-	16.79	15.49	14.19
4330.461	18.19	16.27	15.08	13.86	19.52	17.38	15.95	14.54
4411.217	-	16.46	15.28	14.04	-	16.82	15.49	14.16
4509.235	-	16.64	15.45	14.21	-	16.62	15.31	14.03
4526.220	-	17.18	15.90	14.60	-	16.59	15.29	13.99
4632.579	-	18.11	17.23	15.89	-	16.34	15.05	13.79
4638.418	-	18.14	16.70	15.31	-	16.29	15.06	13.77
4646.524	21.18	19.38	18.14	16.54	18.36	16.36	15.11	13.81
4647.503	21.28	19.31	18.13	16.54	18.47	16.46	15.20	13.91
4653.461	20.97	19.08	17.84	16.36	18.27	16.31	15.07	13.77
4654.494	20.75	18.89	17.59	16.17	18.29	16.45	15.08	13.78
4656.441	-	18.53	17.28	15.94	-	16.39	15.13	13.87
4658.570	-	19.23	17.91	16.40	-	16.34	15.10	13.79
4660.588	-	-	-	15.88	-	-	-	13.78
4661.470	20.02	18.07	16.80	15.43	18.38	16.24	15.01	13.74
4672.495	-	18.80	17.54	16.10	18.36	16.37	15.13	13.81
4673.530	20.16	18.23	16.96	15.56	18.45	16.33	15.08	13.81
4680.556	19.00	17.47	16.37	15.07	18.25	16.29	15.04	13.79
4706.432	-	18.70	17.53	16.07	-	16.34	15.05	13.78
4707.449	-	18.51	17.52	16.09	-	16.35	15.08	13.81
4761.291	-	18.45	17.09	15.76	-	16.06	14.88	13.67
4763.273	-	17.66	16.33	14.96	-	16.05	14.93	13.68
4791.280	-	-	16.70	14.73	-	-	14.91	13.70
4842.239	-	-	15.41	14.21	-	-	14.91	13.70
4844.218	-	-	15.50	14.29	-	-	15.00	13.75
4917.552	-	-	15.37	14.14	-	-	14.93	13.71

Таблица 22: Продължение

J.D. (245...)	Var. 1				Var. 2			
	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>Rc</i>	<i>Ic</i>	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>Rc</i>	<i>Ic</i>
4971.445	-	-	15.24	14.01	-	-	14.89	13.66
4994.560	-	16.39	15.53	14.02	-	16.10	14.88	13.64
4996.570	-	-	15.49	14.22	-	-	14.97	13.70
5000.564	-	16.35	15.15	13.94	-	16.15	14.92	13.68
5003.575	-	16.68	15.45	14.17	-	16.18	14.94	13.69
5006.567	18.26	16.31	15.12	13.91	18.11	16.20	14.97	13.71
5009.540	18.48	16.59	15.38	14.10	18.13	16.21	14.96	13.70
5014.543	18.64	16.70	15.50	14.23	18.11	16.18	14.95	13.70
5016.545	-	16.35	15.17	13.92	-	16.14	14.91	13.66
5022.560	-	16.30	15.11	13.87	-	16.18	14.96	13.70
5027.543	-	-	15.30	14.02	-	-	15.07	13.77
5028.515	-	-	15.12	13.88	-	-	15.01	13.74
5029.535	-	-	14.94	13.72	-	-	14.98	13.69
5031.584	-	16.48	15.29	14.05	-	16.19	14.95	13.70
5037.560	18.35	16.44	15.25	14.01	18.03	16.10	14.88	13.64
5041.358	-	16.23	15.05	13.86	-	16.30	15.05	13.72
5044.511	18.60	16.69	15.49	14.20	18.01	16.09	14.88	13.60
5048.580	-	-	15.20	13.97	-	-	15.05	13.77
5065.403	-	-	15.12	13.90	-	-	14.91	13.64
5066.306	-	-	15.20	13.99	-	-	14.91	13.65
5111.455	-	-	15.72	14.42	-	-	15.01	13.75
5112.447	-	-	15.64	14.36	-	-	15.05	13.78
5113.416	-	-	15.35	14.11	-	-	15.14	13.82
5114.314	-	-	15.34	14.13	-	-	15.12	13.83
5128.291	-	16.97	15.78	14.47	-	16.38	15.19	13.87
5133.221	-	-	15.37	14.15	-	-	15.03	13.76
5155.226	-	-	15.39	14.16	-	-	15.16	13.89
5156.305	-	-	15.25	14.05	-	-	15.18	13.90
5157.340	-	-	15.35	14.16	-	-	15.14	13.87
5161.305	-	16.57	15.39	14.16	-	16.29	15.13	13.83
5268.621	-	17.14	15.92	14.64	-	16.63	15.38	14.10
5330.477	-	-	15.43	14.20	-	-	15.35	14.06
5356.464	-	-	15.75	14.49	-	-	16.12	14.65

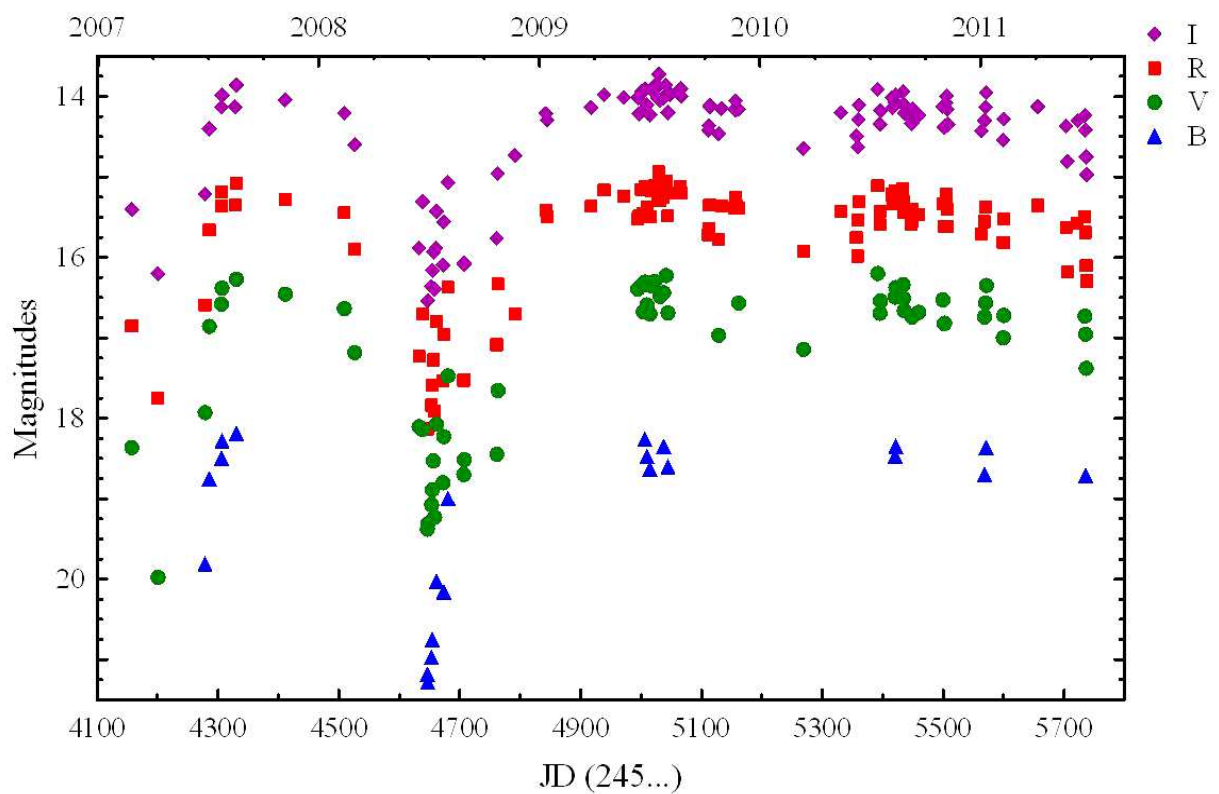
Таблица 22: Продължение

J.D. (245...)	Var. 1				Var. 2			
	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>Rc</i>	<i>Ic</i>	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>Rc</i>	<i>Ic</i>
5359.544	-	-	15.54	14.29	-	-	15.37	14.07
5360.495	-	-	15.31	14.11	-	-	15.25	13.96
5391.373	-	16.20	15.11	13.91	-	16.52	15.21	13.95
5395.364	-	16.69	15.60	14.34	-	16.73	15.41	14.12
5396.473	-	16.54	15.43	14.17	-	16.62	15.31	14.02
5415.498	-	-	15.22	14.01	-	-	15.10	13.84
5416.458	-	-	15.33	14.14	-	-	15.31	14.04
5420.450	18.47	16.49	15.30	14.07	18.40	16.42	15.16	13.89
5421.468	18.35	16.38	15.18	13.97	18.33	16.34	15.08	13.83
5433.510	-	16.34	15.14	13.94	-	16.47	15.20	13.93
5434.431	-	16.51	15.31	14.10	-	16.41	15.15	13.89
5435.447	-	16.66	15.44	14.21	-	16.34	15.08	13.83
5447.569	-	-	15.59	14.33	-	-	15.48	14.13
5448.489	-	16.74	15.55	14.29	-	16.76	15.43	14.10
5449.520	-	-	15.40	14.16	-	-	15.22	13.94
5459.545	-	16.68	15.47	14.24	-	16.41	15.15	13.89
5499.419	-	16.53	15.33	14.12	-	16.52	15.28	13.98
5500.401	-	-	-	-	-	-	-	13.88
5501.317	-	16.83	15.61	14.39	-	16.33	15.11	13.83
5502.391	-	16.82	15.61	14.38	-	16.40	15.11	13.87
5504.427	-	-	15.32	14.08	-	-	15.21	13.91
5505.351	-	-	15.22	14.00	-	-	15.22	13.93
5506.371	-	-	15.40	14.15	-	-	15.21	13.92
5507.440	-	-	15.62	14.35	-	-	15.05	13.81
5563.266	-	-	15.71	14.43	-	-	15.21	13.91
5568.281	18.70	16.74	15.56	14.30	18.36	16.40	15.16	13.88
5570.234	-	16.57	15.37	14.13	-	16.50	15.28	13.97
5571.300	18.36	16.35	-	13.95	18.51	16.53	15.29	13.99
5599.247	-	17.00	15.82	14.54	-	16.66	15.39	14.06
5600.220	-	16.72	15.52	14.28	-	16.63	15.35	14.03
5656.536	-	-	15.36	14.13	-	-	15.12	13.85
5703.411	-	-	15.62	14.37	-	-	15.09	13.83
5705.450	-	-	16.18	14.81	-	-	15.02	13.78

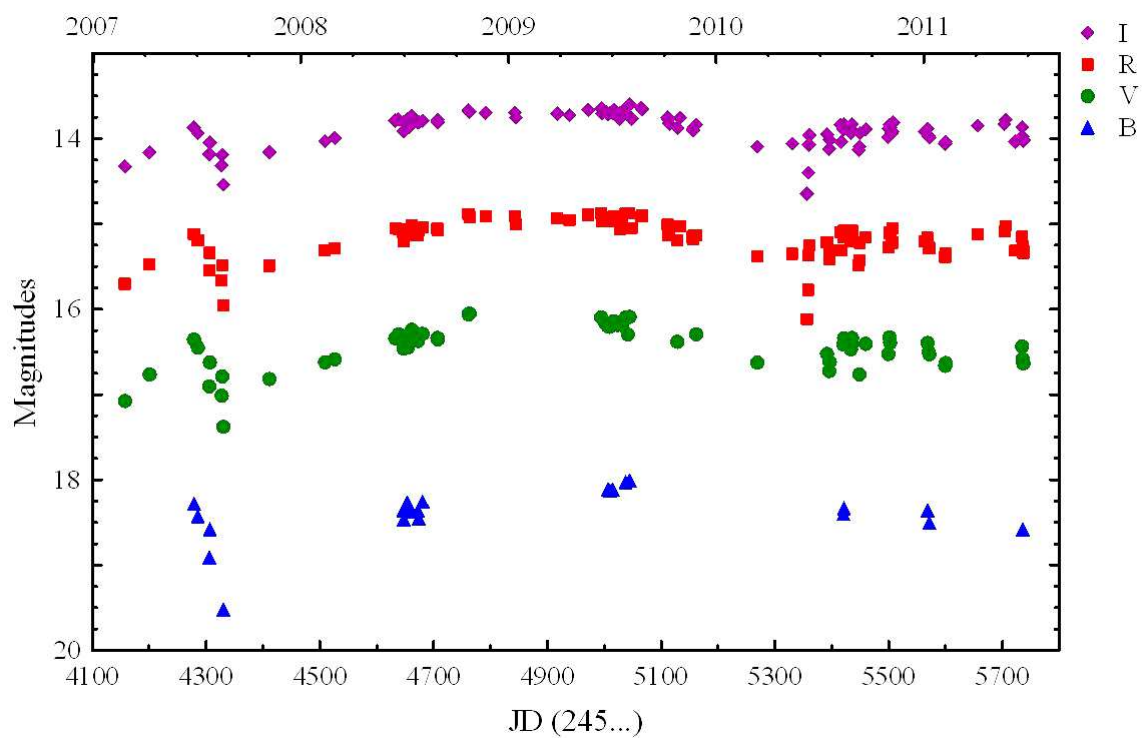
Таблица 22: Продължение

J.D. (245...)	Var. 1				Var. 2			
	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>Rc</i>	<i>Ic</i>	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>Rc</i>	<i>Ic</i>
5734.523	-	16.73	15.50	14.24	-	16.43	15.15	13.87
5735.520	18.71	16.95	15.69	14.42	18.58	16.58	15.26	13.97
5736.527	-	17.38	16.10	14.75	-	16.63	15.34	14.03
5737.514	-	-	16.30	14.97	-	-	15.33	14.02

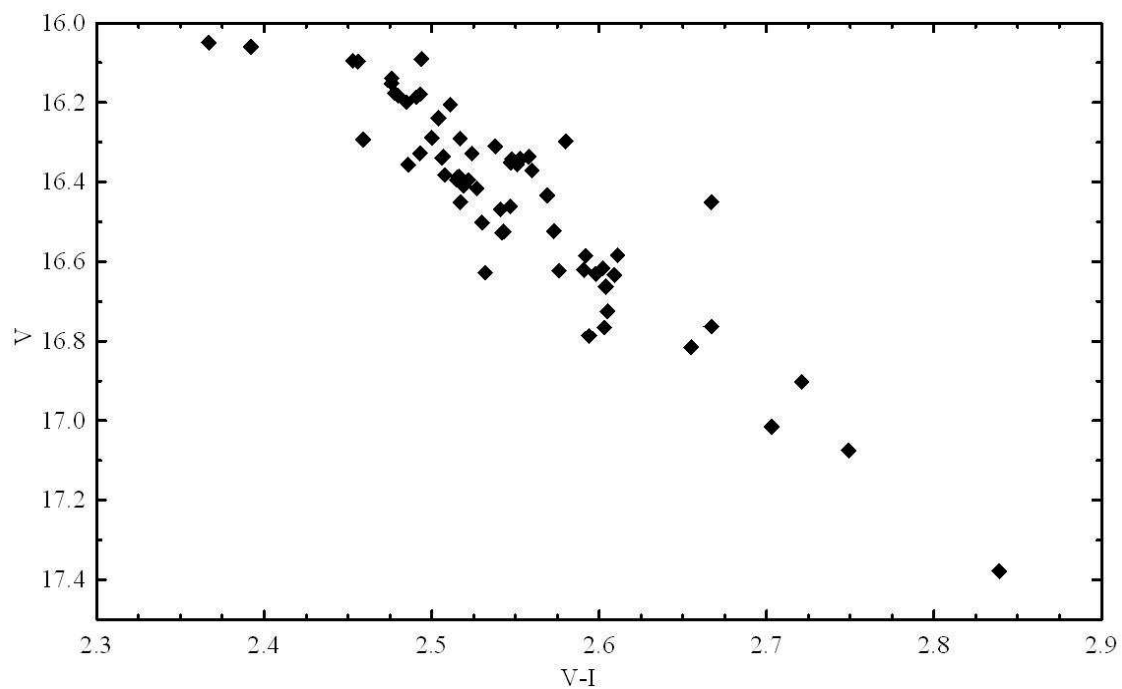
Измерванията на сините плаки потвърждават променливостта на звездата Var. 1. Регистрираната амплитуда е над  $2.5^m$  (*B*). Блясъкът на променливата Var. 2 през периода, през който са направени фотографските наблюдения остава почти постоянен.



Фигура 21: *BVRI* криви на блясъка на променливата Var. 1

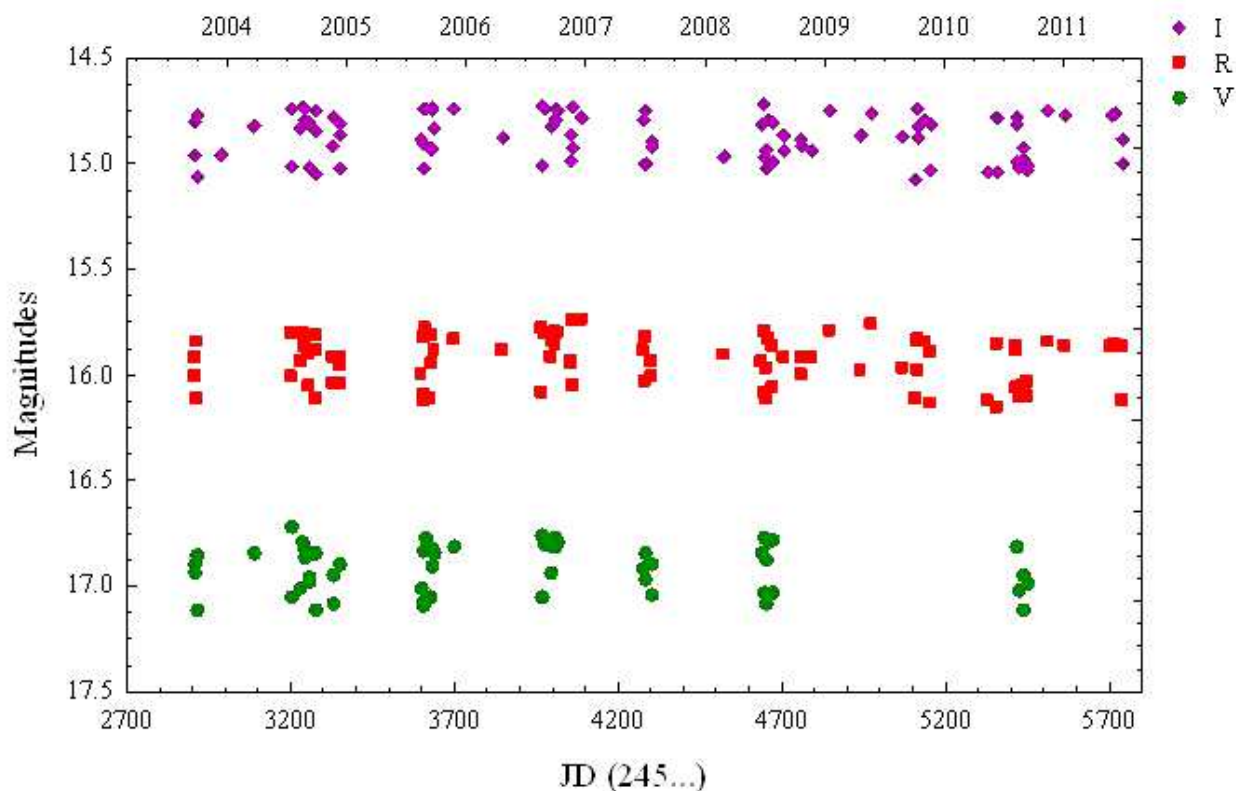


Фигура 22: *BVRI* криви на бляска на променливата Var. 2



Фигура 23: Диаграма цвят – величина на променливата Var. 2





Фигура 24: *VRI* криви на блясъка на променливата Var. 3

Третата новоткрита променлива Var. 3 се намира в полето на V1735 Cyg. Резултатите от фотометричния мониторинг на променливата са представени в Табл. 23. На Фиг. 24 са показани *VRI* кривите на блясъка на променливата Var. 3, построени по CCD наблюдения в периода 2003 – 2011 г. Блясъкът на звездата се променя с амплитуда около  $0.4^m$  (*I*). Направеното търсене за периодичност във фотометричната променливост на обекта по наличните данни даде отрицателен резултат.

Наличните наблюдателни данни все още не са достатъчни за класифициране на новооткритите променливи. Необходими са още фотометрични и спектрални наблюдения, за уточняване на типа променливост.

Таблица 23: BVRI CCD фотометрични наблюдения на променливата Var. 3

Дата	J.D. (24...)	$V$	$R_c$	$I_c$
2003 09 27	52910.346	16.94	16.01	14.96
2003 09 28	52911.315	16.89	15.91	14.80
2003 10 02	52915.420	16.85	15.85	14.77
2003 10 03	52916.366	17.11	16.11	15.07
2003 12 18	52992.204	-	-	14.96
2004 03 21	53086.598	16.84		14.82
2004 07 15	53201.407	17.05	16.01	15.01
2004 07 16	53202.433	16.72	15.81	14.74
2004 08 10	53228.531	17.01	15.94	14.83
2004 08 20	53238.367	16.79	15.80	14.73
2004 08 22	53240.533	16.87	15.87	14.79
2004 08 23	53241.445	16.83	15.83	14.74
2004 09 08	53257.289	16.97	16.05	15.02
2004 09 09	53258.282	16.95	15.90	14.80
2004 09 20	53269.418	16.85	15.89	14.84
2004 09 28	53277.263	16.84	15.82	14.75
2004 09 29	53278.272	16.84	15.89	14.85
2004 09 30	53279.309	17.12	16.12	15.05
2004 11 18	53328.296	16.94	15.91	14.78
2004 11 20	53330.264	17.08	16.04	14.92
2004 12 08	53348.220	-	16.04	15.02
2004 12 09	53349.255	-	15.95	14.81
2004 12 10	53350.220	16.89	15.92	14.87
2005 08 13	53596.445	17.01	16.00	14.88
2005 08 22	53605.307	17.10	16.10	15.03
2005 08 23	53606.308	16.83	15.82	14.74
2005 08 26	53609.401	17.08	16.13	14.91
2005 08 27	53610.395	16.77	15.78	14.74
2005 09 14	53628.422	17.05	16.01	14.93
2005 09 18	53632.476	16.83	15.81	14.74
2005 09 19	53633.479	16.90	15.95	14.92
2005 09 24	53638.463	16.85	15.88	14.83
2005 11 25	53700.269	16.82	15.84	14.74
2006 04 23	53849.553	-	15.88	14.88

Таблица 23: Продължение

Дата	J.D. (24...)	$V$	$R_c$	$I_c$
2006 08 20	53968.524	17.05	16.08	15.01
2006 08 21	53969.480	16.76	15.78	14.73
2006 08 30	53977.512	16.80	15.80	14.74
2006 09 15	53993.538	16.93	15.91	14.82
2006 09 22	54001.409	16.81	15.84	14.81
2006 09 27	54006.402	16.77	15.79	14.74
2006 09 30	54009.411	16.82	15.85	14.79
2006 10 05	54014.395	16.79	15.80	14.75
2006 11 17	54057.313	-	15.94	14.99
2006 11 18	54058.421	-	15.95	14.86
2006 11 19	54059.320	-	15.74	14.73
2006 11 20	54060.261	-	16.05	14.93
2006 12 16	54086.306	-	15.74	14.78
2007 06 26	54278.488	16.92	15.88	14.79
2007 07 01	54283.423	16.84	15.82	14.75
2007 07 03	54285.492	16.97	16.03	15.00
2007 07 23	54305.356	16.90	15.94	14.89
2007 07 24	54306.352	17.04	16.01	14.92
2008 03 01	54526.733	-	15.90	14.97
2008 06 20	54638.403	16.84	15.94	14.82
2008 06 28	54646.442	17.04	16.09	14.97
2008 06 29	54647.446	16.77	15.79	14.72
2008 07 05	54653.407	16.87	15.97	14.94
2008 07 06	54654.440	17.09	16.12	15.03
2008 07 13	54661.446	16.79	15.84	14.79
2008 07 24	54672.458	16.78	15.86	14.80
2008 07 25	54673.450	17.03	16.06	14.99
2008 08 27	54706.481	-	15.91	14.87
2008 08 28	54707.425	-	15.92	14.94
2008 10 21	54761.325	-	16.00	14.91
2008 10 23	54763.252	-	15.92	14.88
2008 11 20	54791.210	-	15.92	14.93
2009 01 12	54844.199	-	15.79	14.75
2009 04 16	54938.528	-	15.97	14.86

Таблица 23: Продължение

Дата	J.D. (24...)	$V$	$R_c$	$I_c$
2009 05 21	54973.449	-	15.76	14.76
2009 08 21	55065.424	-	15.97	14.88
2009 10 06	55111.402	-	16.12	15.08
2009 10 07	55112.421	-	15.98	14.88
2009 10 08	55113.397	-	15.85	14.83
2009 10 09	55114.292	-	15.84	14.74
2009 10 28	55133.242	-	15.85	14.79
2009 11 20	55156.284	-	16.13	15.03
2009 11 21	55157.316	-	15.90	14.81
2010 05 13	55330.497	-	16.12	15.04
2010 06 08	55356.485	-	15.85	14.78
2010 06 12	55360.478	-	16.16	15.04
2010 08 06	55415.442	-	15.89	14.81
2010 08 07	55416.412	-	16.06	14.99
2010 08 11	55420.408	16.81	15.86	14.78
2010 08 12	55421.438	17.02	16.11	15.02
2010 08 25	55434.403	16.95	16.06	14.98
2010 08 26	55435.419	17.11	16.07	14.93
2010 09 07	55447.551	-	16.09	15.00
2010 09 08	55448.454	16.99	16.04	15.01
2010 09 09	55449.494	-	16.10	15.03
2010 11 04	55514.333	-	15.84	14.76
2011 01 01	55563.227	-	15.87	14.77
2011 05 23	55705.432	-	15.86	14.77
2011 06 09	55722.453	-	15.85	14.76
2011 06 23	55736.476	-	15.86	14.89
2011 06 24	55737.468	-	16.12	15.00

## 5. Заключение и научни приноси

1. Анализът на получените фотометричните данни ни позволява с точност да класифицираме V733 Cep като променлива от *тип FU Orionis*. Кривата на блясъка за дълъг период от време е подобна на кривите на блясъка на други *фуори*. Наблюдаваната променливост по време на спадане на блясъка също е типична за други обекти от този тип. Покачването на блясъка на V733 Cep е продължило по-дълго, отколкото при другите известни *фуори* и вероятно, това е първият обект от този тип с приблизително симетрична крива на блясъка.

2. Данните от фотографските наблюдения на V1735 Cyg показват променливост с голяма амплитуда. Подобна промяна във фотометричната активност в етапа на спадане на блясъка не е наблюдавана досега при никоя звезда от *тип FU Orionis*.

3. Наблюдателните данни за V1735 Cyg и Parsamian 21 показват, че след избухването тези обекти запазват блясъка си почти постоянен за дълъг период от време. Продължителността на това състояние с повишен блясък е по-голяма от предполагаемата в предишни изследвания.

4. Анализът на кривите на блясъка и на диаграмите цвят – величина на променливата GM Cep, класифицирана в предишни изследвания като *ексор*, показва, че променливостта на звездата се дължи на затъмнения от околосвездни прахови облаци, т.е. променливост от *тип UX Orionis*.

5. По време на фотометричния мониторинг на два от изследваните обекти са открити три нови променливи звезди в полетата около тях. Построени са кривите на блясъка на новооткритите променливи.

6. С цел постигане на висока точност на фотометричните измервания в полето около всеки изследван обект са калибрирани по 15 (16) вторични *BVRI* стандартни звезди.

## 6. Публикации и цитати

### 6.1 Публикации, на които се основава дисертационният труд

1. *BVRI photometric observations of V733 Cep (Persson's star)*, Semkov, E. H., Peneva, S. P., 2008, *IBVS*, No. 5831
2. *Photometric monitoring of FUORs and EXORs*, Peneva, S. P., Semkov, E. H., *Bul. Astr. J.*, 2008, 10, 29-36
3. *Photometric study of the FUor star V 1735 Cyg (Elias 1-12)*, Peneva, S. P., Semkov, E. H., Stavrev, K. Y. 2009, *Ap&SS*, 323, 329-335
4. *Optical Photometry of Parsamian 21*, Semkov, E., Peneva, S., 2010, *IBVS*, No. 5939, 1-4
5. *A long-term photometric study of the FU Orionis star V 733 Cephei*, S. Peneva, E. Semkov, U. Munari, K. Birkle, 2010, *A&A*, 515, A24
6. *Long-term Light Curves of 4 young variable stars*, Peneva, S., Semkov, E., Stavrev, K., 2010, *Bulg. Astr. J.*, 14, 79-87

#### Цитати на публикация No 1:

1. *Plate Archive Photometry of Candidate Variable Stars in Cepheus OB3 Association*, Munari, U., 2009, *IBVS*, No. 5885

#### Цитати на публикация No 5:

1. *PTF10nvg: An Outbursting Class I Protostar in the Pelican/North American Nebula*, Covey, K. R., Hillenbrand, L. A., Miller, A. A., et al., 2011, *AJ*, 141, 40
2. *The Importance of Episodic Accretion for Low-mass Star Formation*, Stamatellos, D., Whitworth, A. P., & Hubber, D. A. 2011, *ApJ*, 730, 32

## 6.2 Други публикации

1. *Short-term flux and colour variations in low-energy peaked blazars*, Rani, B. et al., 2010, *MNRAS*, 404, 1992-2017
2. *Short Term Optical Variability of Blazars: First Results from Joint International Collaborations*, Semkov, E. et al., 2010, *Bulg. Astr. J.*, 14, 37-41
3. *A possible new FUor star in NGC 7000*, Semkov, E., Peneva, S., 2010, *ATel* 2801, 1
4. *Photometric follow-up observations of the new FUor candidate HBC 722*, Semkov, E., Peneva, S., 2010, *ATel* 2819, 1
5. *Optical follow-up observations of blazar 3C 454.3*, Semkov, E., Peneva, S., Bachev, R., Strigachev, A., 2010, *ATel* 3005,1
6. *The large amplitude outburst of the young star HBC 722 in NGC 7000/IC 5070, a new FU Orionis candidate*, Semkov, E., Peneva, S., Munari, U., Milani, A., Valisa, P. 2010, *A&A*, 523, L3
7. *Multi-ring structure of the eclipsing disc in EE Cep - possible planets*, Galan, C. et al., 2010, *ASP Conference Series*, 423
8. *Intranight variability of 3C 454.3 during its 2010 November outburst*, Bachev, R. et al., 2011, *A&A*, 528, L10
9. *The FUor Candidate V582 Aurigae: First Photometric and Spectroscopic Observations*, Semkov, E., Peneva, S., Dennefeld, M., 2010, *Bulg. Astr. J.*, 15, 65-69
10. *Photometric follow-up of the FUor star HBC 722: Change in the brightness decreasing rate*, Semkov, E.; Peneva, S.; Dimitrov, D.; Kjurkchieva, D., 2011, *ATel* 3296, 1
11. *Spectral Energy Distribution variation in BL Lacs and FSRQs*, Rani, B, Gupta, A. C., Bachev, R., Strigachev, A., Semkov, E., D'Ammando, F., Wiita, P. J., Gurwell, M. A., Ovcharov, E., Mihov, B., Boeva, S., Peneva, S., 2011, *MNRAS*, **417**, 1881-1890

# Библиография

- Ábráham, P., Kospal, A., Csizmadia, Sz., et al., 2004, A&A, 428, 89
- Adams, F. C., Shu, F. H., 1986, ApJ, 308, 836
- Ambartsumian, B. A., 1971, Astrofizika, 7, 557
- Ambartsumian, V.A., 1947, in Stellar Evolution and Astrophysics, Acad. Sci. Armenian SSR, Erevan
- Ambartsumian, V.A., 1952, Trans. Int. Astron. Union VIII, 665
- Appenzeller, I. and Mundt, R., 1989, Astron. Astrophys. Rev. 1, 291
- Appenzeller, I., 1986, Physica Scripta T11, 76
- Barsunova, O. Yu., Grinin, V. P., & Sergeev, S. G., 2006, Astr. Let., 32, 924
- Basri, G. and Bertout, C., 1989, ApJ. 341, 340
- Bastian U., Finkenzeller U., Jascheck C., Jascheck M., 1983, A&A, 126, 438
- Bastian, U., Mundt, R., 1985, A&A, 144, 57
- Bell, K. R., Lin, D. N. C., Hartmann, L., Kenyon, S. J., 1995, ApJ, 444, 376
- Bertout, C., 1989, ARA&A. 27, 351
- Bertout, C., Basri, G. and Bouvier, J., 1988, ApJ, 330, 350
- Bibo, E. A., Thé, P. S., 1991, A&AS, 89, 319
- Clarke, C., Lodato, G., Melnikov, S. Y., Ibrahimov, M. A., 2005, MNRAS, 361, 942
- Contreras, M. E., Sicilia-Aguilar, A., Muzerolle, J., Calvet, N., Berlind, P., Hartmann, L. 2002, AJ, 124, 1585



Dullemond, C. P., van den Ancker, M. E., Acke, B., van Boekel, R., 2003, *ApJ*, 594, L47

Elias, J. H., 1978, *ApJ*, 223, 859

Finkenzeller, U., & Mundt, R. 1984, *A&AS*, 55, 109

Goodrich, R. W., 1987, *PASP*, 99, 116

Grady, C. A., Perez, M. R., The, P. S. et al., 1995, *A&A*, 302, 472

Grady, C. A., Sitko, M. L., Russell, R. W. et al., 2000, *Protostars and Planets IV*, 613

Greene, T. P., Aspin, C., Reipurth, B., 2008, *AJ*, 135, 1421

Grinin V. P., 1994, in *Nature and evolutionary status of Herbig Ae/Be stars*, ASP Conf., eds. The P.S., Perez M.R., van den Heuvel E.P.J., Ser. Vol. 62, p. 63

Grinin, V. P., 1992, *Aston. Astrophys. Trans.*, 3, 17

Grinin, V. P., Arkharov, A. A., Barsunova, O. Yu., Sergeev, S. G., Tambovtseva, L. V., 2009, *Astr. Let.*, 35, 114

Grinin, V. P., Kiselev, N. N., Minikulov, N. Kh., Chernova, C. P., Voshchinnikov, N. V. 1991, *Ap&SS*, 186, 283

Hartigan, P., Hartmann, L., Kenyon, S., Hewet, R., Stauffer, J.: 1989, *ApJS.*, 70, 899

Hartmann, L. & Kenyon, S.J. 1985, *ApJ*, 299, 462

Hartmann, L. & Kenyon, S.J. 1996, *ARA&A*, 34, 207

Herbig G. H., 1962, *Adv. Astron. Astrophys.* 1, 47

Herbig, G. H. 2007, *AJ*, 133, 2679

Herbig, G. H., 1960, *ApJS*, 4, 337

Herbig, G. H., 1977, *ApJ*, 217, 693

Herbig, G. H., 1989, in ESO Workshop on Low-Mass Star Formation and Pre-Main-Sequence Objects, ed. B. Reipurth (Garching, ESO), 233

Herbig, G. H., 2009, AJ, 138, 448

Herbig, G.H., Harlan, E.A., 1971, IBVS, 543

Herbig, G.H., 1966, Vistas in Astronomy, 8, 109

Herbig, G.H., Petrov, P.P., Duemmler, R., 2003, AJ, 595, 384

Herbst, W., & Shevchenko, V. S., 1999, AJ, 118, 1043

Herbst, W., 1986, PASP, 98, 1088

Herbst, W., Eisloffel, J., Mundt, R., & Scholz, A., in Protostars and Planets V, ed. B. Reipurth, D. Jewitt, & K. Keil, 297-311

Herbst, W., Herbst, D. K., Grossman, E. J., & Weinstein, D., 1994, AJ., 108, 1906

Jones B. F., Herbig G. H., 1979, AJ, 84, 1872

Joy A. H., 1945, ApJ, 102, 168

Kenyon, S. J., Hartmann, L. W., & Kolotilov, E. A. 1991, PASP, 103, 1069

Kospal, A., Abraham, P., Apai, D., et al., 2008, MNRAS, 383, 1015

Kun, M., 1986, IBVS, 2961, 1

Landoldt, A. U., 1992, AJ, 104, 340

Larson, R. B., 1980, MNRAS, 190, 321

Levreault, R. M., 1983, ApJ, 265, 855

Levreault, R. M., 1988, ApJS, 67, 283

Marschall, L. A. & van Altena, W. F., AJ, 94, 71

Mendoza, E.E., 1966, ApJ, 143, 1010

- Mendoza, E.E., 1968, ApJ, 151, 977
- Morgenroth, O.P., 1939, AN, 268, 273
- Munari, U., 2009, IBVS, 5885
- Munari, U., Jurdana-Sepic, R., Moro, D., 2001, A&A, 370, 503
- Mundt, R., Walter, F. M., Feigelson, E. D., Finkenzeller, U., Herbig, G. H., Odell, A. P., 1983, ApJ, 269, 229
- Neckel, T., Staude, H. J., 1984, A&A, 131, 200
- Osterloh, M. and Beckwith, S. V. W., 1995, ApJ, 439, 288
- Parsamian, E. S., 1965, Izv. Akad. Nauk Armyan. SSR., Ser. Fiz.-Math., 18, 46
- Parsamian, E. S., Petrosian, V. M., 1978, Astrofizika, 14, 521
- Persson, R., 2004, IAU Circ., 8441
- Petrov, P. P., & Herbig, G. H. 1992, ApJ, 392, 209
- Petrov, P. P., & Herbig, G. H. 2008, AJ, 136, 676
- Petrov, P. P. 2003, Astrophysics, 46, 506
- Pozzo, M., Naylor, T., Jeffries, R. D., Drew, J. E., 2003, MNRAS, 341, 805
- Reipurth, B., & Aspin, B., 2010, in Evolution of Cosmic Objects through their Physical Activity, eds. H. Harutyunyan, A. Mickaelian, Y. Terzian (Yerevan, Gitutyun), 19
- Reipurth, B., 1990, in IAU Symp. 137, Flare Stars in Star Clusters, Associations and the Solar Vicinity, eds. B. Pettersen, L. Mirzoyan, M. Tsvetkov (Boston, Kluwer), 229
- Reipurth, B., Aspin, C., Beck, T. et al., 2007, AJ, 133, 1000
- Reipurth, B., Hartmann, L., Kenyon, S. J., Smette, A. & Bouchet, P. 2002, AJ, 124, 2194
- Rodriguez, L. F., Hartmann, L. W., & Chavira, E., 1990, PASP, 102, 1413

- Semkov, E. H., Tsvetkov, M. K., Borisova, A. P. et al., 2008, *A&A*, 483, 537
- Shu, F. H., Adams, F. C., & Lizano, S. 1987, *ARA&A*, 25, 23
- Sicilia-Aguilar, A., Hartmann, L., Briceno, C., Muzerolle, J., Calvet, N., 2004, *AJ*, 128, 805
- Sicilia-Aguilar, A., Hartmann, L., Hernandez, J., Briceno, C., Calvet, N., 2005, *AJ*, 130, 188
- Sicilia-Aguilar, A., Mern, B., Hormuth, F. et al., 2008, *ApJ*, 673, 382
- Skinner, S. L., Sokal, K. R., Gudel, M., Briggs, K. R., 2009, *ApJ*, 696, 766
- Stahler, S. W. ,1945, Proc. 33rd ESLAB Symp. "Star formation from the small to the large scales", ASTEC, Noordwijk, eds.F. Favata, A. A. Kaas, and A. Wilson (2000), p. 133
- Staude, H. J., Neckel, Th., 1992, *ApJ*, 400, 556
- Suyarkova, O., 1975, *Perem. Zvezdy*, 20, 167
- Thé, P. S., Perez M. R., van den Heuvel E. P. J., 1994, *ASP Conf. Ser. 62*, The nature and evolutionary status of Herbig Ae/Be stars. *Astron. Soc., Pac., San Francisco*
- Thé P.S., 1994, in *Nature and evolutionary status of Herbig Ae/Be stars*, *ASP Conf.*, eds. The P.S., Perez M.R., van den Heuvel E.P.J., Ser. Vol. 62, p. 23
- Tsvetkov, M. K., Stavrev, K. Y., Tsvetkova, K. P., Semkov, E. H., Mutafov, A. S., Michailov, M.-E., 1997, *Balt. Astr.*, 6, 271
- van den Ancker, M. E., et al., 1997, *A&A*, 324, L33
- van den Ancker, M. E., de Winter, D., Tjin A Djie, H. R. E. 1998, *A&A*, 330, 145
- Wachmann, A. A.,1939, *IAU Circ.*, 738, 1
- Walker, M.F., 1980, *PASP*, 92, 66
- Walter, F. M., 1986, *Ap. J.*, 306, 573

Waters, L. B. F. M. and Waelkens, C., 1998, ARA&A, 36, 233

Welin, G. 1971, A&A, 12, 312

Wenzel W., Dorschner J., Friedemann C., 1971, AN, 292, 221

Xiao, L., Kroll, P., Henden, A., 2010, AJ, 139, 1527

Zaitseva, G. V., 1986, Afz, 25, 471