



БЪЛГАРСКА АКАДЕМИЯ НА НАУКИТЕ



Институт по астрономия с Национална астрономическа
обсерватория

Евгени Христов Семков

Звезди преди Главната последователност

АВТОРЕФЕРАТ

на дисертация за получаване на научната степен

“Доктор на науките”

Професионално направление 4.1 “Физически науки”

Астрофизика и звездна астрономия

София, 2023 г.

Данни за дисертационния труд:

Дисертацията се състои от увод, четири глави и заключителна част (Приноси), разположени на 274 страници, включващи 121 фигури, 34 таблици и 375 цитирани литературни източника.

Дисертационният труд е обсъден и насрочен за защита от Общонаучен семинар на Институт по астрономия с Национална астрономическа обсерватория, БАН, състоял се на 09.02.2023 г.

СЪДЪРЖАНИЕ

Увод.....	5
Глава 1. Съвременни представи за звездите преди Главната последователност.....	7
1.1. Ранни етапи на звездната еволюция.....	7
1.2. Основни характеристики на звездите преди Главната последователност.....	11
1.3. Фотометрична и спектрална променливост на звездите преди Главната последователност. T Tauri звезди със слаби линии. Класически T Tauri звезди. Ae/Be звезди на Хербиг. Избухвания от типа FU Ori и EX Lupi. Затъмнения от типа UX Ori.....	15
Глава 2. Методи за наблюдения и използвана апаратура.....	21
2.1. Телескопи.....	21
2.2. CCD камери.....	22
2.3. Фотометрични наблюдения.....	23
2.4. Вторични фотометрични стандарти.....	24
2.5. Архивни фотометрични данни.....	26
2.6. Спектрални наблюдения.....	27
Глава 3. Резултати от изследванията на различни типове променливост.....	28
3.1. Избухвания в резултат от засилена акреция.....	28
3.1.1. V2493 Cyg (HBC 722).....	28
3.1.2. V582 Aur.....	34
3.1.3. V733 Ser.....	38
3.1.4. V900 Mon.....	40
3.1.5. V1735 Cyg.....	42
3.2. Затъмнения от прахови облаци.....	44
3.2.1. V1184 Tau.....	44
3.2.2. GM Ser.....	48
3.3. Междинни случаи на комбинирана променливост.....	51

3.3.1. V1647 Ori.....	51
3.3.2. V2492 Cyg.....	53
3.3.3. Parsamian 21.....	55
3.4. Променливост на Т Tauri звездите.....	56
3.4.1. V350 Cep.....	56
3.4.2. V391 Cep и нови променливи звезди в областта.....	59
3.4.3. V718 Per (HMW 15).....	67
3.4.4. EE Cep.....	69
3.4.5. Т Tauri звезди в областта около NGC 7000 и IC 5070.....	71
3.6. Новооткрити променливи звезди в областите на звездобразуване.....	76
Глава 4. Анализ и обобщение на резултатите.....	80
4.1. Фотометричната и спектрална променливост, като метод за изследване на физическите процеси при звездите преди Главната последователност.....	80
4.2. Избухвания от типа FU Ori и EX Lupi.....	82
4.3. Затъмнения от типа OX Ori.....	85
4.4. Т Tauri звезди със слаби линии, класически Т Tauri звезди и Ae/Be звезди на Хербиг.....	86
Основни научни приноси.....	87
Благодарности.....	89
Списък на публикациите на които е базирана дисертацията	90
Литература.....	94

Увод

Един от фундаменталните въпроси на съвременната астрофизика е: „Как се е образувало нашето Слънце и планетните в Слънчевата система?“ За да потърсим отговорите на тези основни въпроси, ние не можем да се върнем назад във времето, но можем да изучаваме обекти, които са много подобни на Слънцето при предишните периоди от неговата еволюция. Това са младите звездни обекти, които ще еволюират в звездна система подобна на нашата с централна звезда с маса подобна на слънчевата. Откриването на голям брой екзопланети доказва, че формирането на планетна система не е изключение, а много често срещано явление в звездната еволюция и че звездите и планетите се формират почти по едно и също време.

Звездите са основните обекти във Вселената. Те са домовете на планетните системи и осигуряват енергията, необходима за развитието и поддържането на живота, там където е възможно той да съществува. Еволюцията на звездите определя еволюцията на всички звездни системи, каквито са звездните купове и галактиките. Звездната еволюция контролира и химическата еволюция на Вселената. Едно от най-големите постижения на астрономията на XX век е разкриването на физическата природа и историята на живота на звездите, които са добре описани от теоретичните модели за вътрешната им структура и еволюция. Според тези теории звездите са образования главно от водороден газ, в техните ядра протичат термоядрени процеси за преобразуване на първичния продукт на Големия взрив – водорода, в по-тежките елементи от периодичната таблица. През по-голямата част от своя живот, звездата поддържа състояние на стабилно равновесие, при което насочената към свиване сила на гравитацията се балансира от вътрешната сила на лъчистото налягане. Източник на лъчисто налягане е генерираната енергия, освободена при термоядрените реакции, които изгарят водорода в ядрото на звездата. Тези термоядрени реакции също така са източника на излъчване на звездата в целия електромагнитен диапазон.

През периода, когато в ядрото на звездата протичат термоядрените реакции, тя поддържа фиксиран радиус, светимост и следователно постоянна повърхностна температура. Точните стойности на равновесния радиус, светимостта и повърхностна температура на звезда зависят главно от един параметър – масата на звездата. По правило, колкото по-масивна е звездата, толкова по-голяма е нейната светимост, размер и повърхностна температура. Разгледани като едно цяло, звездите с различни маси, горящи водород в ядрото си, образуват добре дефинирано място от точки на диаграмата светимост-

ефективна звездна температурна (диаграма на Херцшпрунг-Ръсел). Това геометрично място на положението на звездите е наречено Главна последователност, а периода от еволюцията на звездата, при който протичат термоядрени реакции се определя, като фазата върху Главната последователност. Масата на звездите намиращи се на Главната последователност варира от около 0.08 до 100 слънчеви маси. Обектите с по-малка маса нямат достатъчно материя, за да може при гравитационното свиване да достигнат температура в ядрото си, достатъчна, за да започне сливане на водородните ядра. Тези обекти се наричат кафяви джуджета и техният относителен брой е труден за определяне. Звездите с по-големи маси вероятно излъчват прекалено много енергия, за да се задържат във равновесно състояние.

Националната астрономическа обсерватория Рожен е започнала работа с фотографски плаки, които в последствие бяха изместени от CCD камерите. Те на своя страна стават се по-съвършени, по-чувствителни, по-бързи и по-ефективни. Но наблюденията трупани с годините ни дават възможност да проследим еволюцията на звездите и най-вече да сравняваме физическите им характеристики през отделни периоди от тяхната еволюция. Няколко десетки години са нищожно малък период на фона на милиардите години през които се формира една звезда, преживява престоя на Главната последователност и приключва еволюцията си като Свръхнова или бяло джудже. Но научното познание се гради „тухла по тухла“ и това, което сме събрали и анализирали, като познание за живота на звездите, ще бъде допълнено и доразвито от следващите поколения астрономи.

За да се изследва природата на звездите преди Главната последователност е много важно да се съберат повече данни от наблюдения. Има редица обекти, важни за фотометрични изследвания, които могат да бъдат наблюдавани с относително малки телескопи. Много активни млади звезди са разположени в звездните купове и асоциации на близко разстояние до Слънцето. Някои от тях са сравнително ярки между 10-та и 15-та звездна величина и с промени на блясъка с големи амплитудни, лесно откриваеми с малки телескопи. От друга страна е много важно да се извършва редовно фотометрично наблюдение на регионите на звездообразуване. Повечето от малките телескопи имат относително голямо зрително поле и това ги прави много ефективни за такъв вид наблюдение. С помощта на този тип фотометрични наблюдения е възможно да се изследва дългосрочната променливост на звездите преди Главната последователност и да се открият нови променливи обекти, интересни за по-нататъшни изследвания. Надявам се, че изучаването на звездите преди Главната последователност ще бъде интересно за младите астрономи в България.

Глава 1

Съвременни представи за звездите преди Главната последователност

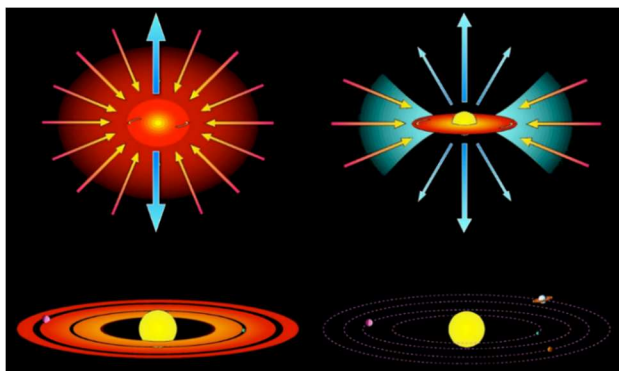
1.1. Ранни етапи на звездната еволюция.

Само преди няколко десетилетия идеята за непрекъснато звездообразуване в Нашата галактика не е била позната на астрономическата общност. Първите хипотези за образуването на звездите приемат, че всички звезди в звездните системи се образуват по едно и също време. Идеята, че звездообразуването в нашата галактика е непрекъснат процес, е изразена за първи път от Ambartsumian (1947) в средата на миналия век. Според настоящите ни познания, звездите се образуват в облаците от междузвездна материя в резултат на гравитационно свиване. Наблюденията в милиметровия диапазон показват, че тези облаци са предимно молекулярни облаци, съставени от много студен, молекулярен водороден газ (H_2). При температури между 10 и 50 K, тези облаци са най-студените обекти във Вселената. Изследванията на молекулярни линии на CO, които са сравнително лесни за детектиране показват, че молекулната маса на Нашата галактика е около $2 \times 10^9 M_{\odot}$, концентрирана плътно в рамките на галактическата равнина и преобладаващо в гигантски молекулярни облаци (Clemens et al. 1988). Повечето, ако не и всички, звезди и планети се образуват в тези молекулярни облаци, често свързани с хладни и плътни нишки, които колабират в протозвезди. В този етап на формиране, гравитационните сили доминират над силите на топлинното налягане, на турбулентността и на магнитните полета и така се образуват протозвездни ядра.

Първото самогравитиращо и хидростатично ядро съдържа само малка част от крайната звездна маса ($\sim 0,01 M_{\odot}$). По това време повечето от масата все още е в разширена обвивка около звездата. Тези протозвезди са наречени *млади звездни обекти от Клас 0*. При гравитационното свиване се запазва ъгловия момент и около централната кондензация се образува диск, образуват се изходящи потоци, които регулират баланса на ъгловия момент на системата. Разпространяват се колимирани струи в междузвездната среда извън околосвездната обвивка и често пъти те са първите забележими признаци на формираща се звезда. В тази фаза натрупването на маса протича от диска върху протозвездата, докато материалът от обвивката допълнително допълва диска. Тъй като протозвездата губи ъгловият момент посредством звездения вятър, то продължаващата акреция на маса е възможна само ако едновременно с това звездата продължава и да губи маса. Необходими са няколко стотин хиляди

години за да може масата на протозвездата да стане приблизително равна на останалата в обвивката маса. Температурата на централният обект става все по-висока и самата протозвезда все по-ярка. На този етап в който младите звездни обекти се обозначават като *Клас I*, около тях започват да се формират планетни системи.

В крайна сметка обвивката се разпръсква и централната звезда става видима в оптичните дължини на вълните при възраст от около един милион години. Тези млади звездни обекти се наричат обекти от *Клас II* или класически *T Tauri* звезди. Механизмът за разпръскване на обвивката не е изяснен все още, но звездния вятър и излъчването от близки горещи *OB* звезди или излъчване и джетове от близки звезди с малки маси навярно допринасят за ускоряване на процеса. Освен това звездния вятър, излъчван от самата формираща се звездна система може да допринесе за разпръскването и намаляването на обвивката. Ефективността на звездообразуването също намалява масата на обвивката за сметка на звездната маса. Заедно с продължаващата акреция от диска върху звездата продължава и процеса на натрупване на маса в планетите. На този етап звездата става видима в оптичната област и може да бъде регистрирана при наблюдения. Накрая, дискът около звездата се разпръсква напълно и остава звезда, вероятно заобиколена от планетарна система.



Фиг. 1 Етапи на звездообразуването. Първоначалното съгъстяване протича радиално (горе вляво), но поради запазването на ъгловия момент се образува околозвезден диск (горе вдясно). Потоците материя изтичащи от протозвездата извеждат част от ъгловия момент (горен ред). След като обвивката се разпръсне (между горния десен и долния ляв етап), масата в диска продължава да се прехвърля към звездата, като остатъка формира планетна система (долу вляво). В крайния етап остава само маса в централната звезда и в планетната система (долу вдясно) (McCaughrean 1997).

В рамките на тази последователност на образуване на звезди, обектите от *Клас II* (класически *T Tauri* звезди) се открояват, тъй като можем да видим централните обекти сравнително незатъмнени и да получим детайлна картина на физическите процеси, включително формирането на планетите, използвайки голямо разнообразие от техники за наблюдение, включително и данни от рентгенови и ултравиолетови наблюдения. Смята се, че физическите процеси, поспециално натрупването на маса и изтичането ѝ под формата на звезден вятър или колимирани струи, остават до голяма степен непроменени през цялото време на формиране. Тази последователност от еволюционни етапи, е достъпна за изследване, тъй като можем да се възползваме от широко използвани техники за спектрални и фотометрични наблюдения по време на фазата на *T Tauri* звездите. Глобалната ефективност на звездообразуването е доста ниска, което показва, че по-голямата част от масата на молекулярния облак не участва в образуването на звезди и остава да съществува в относително стабилна и дългосрочна.

Новообразуваните звезди се намират над Главната последователност и в зависимост от първоначалната им маса достигат до нея за различни периоди от време. По време на този етап от еволюцията, звездите се наричат звезди преди Главната последователност, от английски: *pre-main sequence stars (PMS)*. Излъчваната от тях енергия се дължи само на процеса на гравитационното свиване. Когато плътността и температурата в ядрото на звездата достигнат подходящите стойности, започват реакциите на термоядрен синтез на водородните ядра и младата звезда се превръща в звезда от Главната последователност. Звездите с маса подобна на слънчевата достигат до Главната последователност след приблизително сто милиона години и пребивават на нея над 10 милиарда години.

Друга особеност на процеса на звездообразуване е че звездите не се раждат поединично, а на групи, като едновременно се формират звезди с различни маси. В нашата галактика най-известните млади звездни системи са разсеяни звездни купове, като Плеядите, *M42* в Орион, *M16* в Орел, α Персей и др., но звездни системи с най-малка възраст са т.н. звездни асоциации. Терминът *асоциация* е въведен от *Ambartsumian* (1954), за да опише звездните групи с ниска плътност от горещи или *T Tauri* звезди, които са различни от известните разсеяни и кълбовидни купове. Те се наричат съответно *ОВ* асоциации и *ТТ* асоциации, като *ОВ* асоциациите обикновено съдържат и *T Tauri* звезди. Звездните асоциации са с много ниска звездна плътност и обикновено съдържат от няколко десетки до няколко стотин звезди, които имат общ произход, но не са гравитационно свързани, а с течение на времето се разпадат.

Звездите в звездните купове вероятно са се образували почти по едно и също време от един и същ голям молекулярен облак. Разсеяните звездни купове са сравнително млади системи, които съдържат от няколко десетки до хиляда и повече звезди и имат слаба концентрация към центъра. Обратно, кълбовидните купове са стари системи, съдържащи хиляди до стотици хиляди звезди, в компактна, симетрична и приблизително сферична форма. Разсеяните звездни купове често са богати на газ, който е разположен неравномерно между звездите. В Нашата галактика досега са открити повече от 1000 разсеяни звездни купа, но действителният им брой може би е на един порядък по-голям. Това е така, защото те се концентрират в равнината на галактичния диск, където плътността на звездите, облаците от газ и прах закриват голяма част от тях. За звездите на Главната последователност масата определя цвета на звездата, звездите с по-големи маси са с по-висока светимост и по-сини, докато звездите с по-малка маса са по-червени. По-масивните звезди еволюират по-бързо и от сини гиганти преминават в клона на червените гиганти. Този процес се наблюдава на диаграмата на Херцшпрунг-Ръсел като точка на обръщане, по която може да се изчисли възрастта на купа. Също така, разсеяните звездни купове дават възможност за измерване на разстоянията до близките галактики.

Най-младите звездни купове се наричат вградени купове (от английски: *embedded clusters*), които са групи от звезди, обвити в междузвезден газ и прах. Тези звезди често са новородени или в процес на формиране, като сред тях има звезди с висока светимост от ранни спектрални класове. В повечето случаи, облаците от газ и прах, които ги обгръщат, поглъщат видимата светлина, която звездите излъчват и затова те са достъпни за наблюдения главно в инфрачервената област. Предполага се, че повечето звезди се раждат във вградени купове, а разсеяните звездни купове са по-късния етап от тяхната еволюция, след като звездообразуването в тях приключи.

Кълбовидните купове са приблизително сферични формирования от звезди, в които почти не се наблюдава газ и прах и съдържат някои от най-старите звезди в галактика. В Нашата галактика са открити около 150 кълбовидни звездни купа и е възможно да са пропуснати само още няколко, закрити зад равнината на диска. Възрастта на кълбовидните звездни купове може да се определи по тяхната металичност, относителното съдържание на тежки елементи, различни от хелий и водород. Кълбовидните купове близо до центъра на Нашата галактика са по-стари от тези, които са в периферията, а също така те имат сходна възраст. Това показва, че по-младите купове може да са се образували по време на взаимодействие с други галактики, докато по-старите кълбовидни купове са останали от времето, когато се е образувала галактиката.

1.2. Основни характеристики на звездите преди Главната последователност.

Изследването на звездите от типа Т Tauri започва с пионерските работи на Joy (1945, 1949). Първото класифициране на тези обекти е направено на базата на техните спектри с интензивни емисионни линии, които наподобяват слънчевата хромосфера и физическата им връзка с тъмни облаци и отражателни мъглявини. Фотометричната променливост е друга обща характеристика на Т Tauri звездите. Голям процент от тези обекти са регистрирани при търсенето на $H\alpha$ емисионни обекти, много от които са променливи звезди с амплитуди от няколко десетки до около 3 звездни величини. Според Ambartsumian (1947) променливите от Т Tauri тип са много млади звезди с маса подобна на слънчевата и формират групи, които той наименува Т-асоциации.

Спектралните критерии, които определят Т Tauri звездите, са обобщени от Herbig (1962), както следва:

1) Водородните линии от Балмеровата серия и Н и К линиите на Ca II са емисионни.

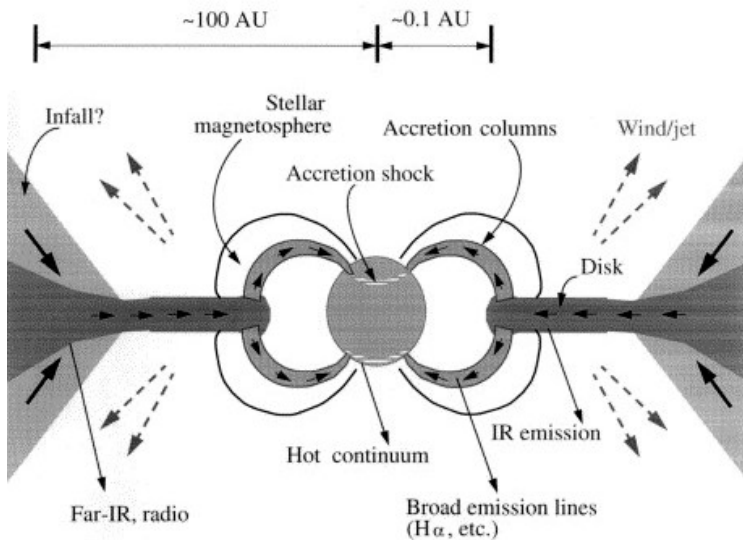
2) Наблюдават се флуоресцентни емисионни линии на Fe I $\lambda\lambda 4063, 4132$ (те са характерни само за Т Tauri звездите).

3) Емисионните линии [S II] $\lambda\lambda 4068, 4076$ обикновено присъстват, но не винаги. Може би [S II] $\lambda\lambda 6717, 6731$ и [O I] $\lambda\lambda 6300, 6363$ са също характерни.

4) Налична е силна абсорбционна линия на Li I $\lambda 6707$ ако е достъпен за наблюдение спектъра на поглъщане.

По-късно Bastian et al. (1983) добавят критерия за липса на фотосферен абсорбционен спектър на гигант или свръхгигант от ранен клас (по-ранен от късен F). Apenzeller & Mundt (1989) приемат за Т Tauri звездите като горна възрастова граница 10 милиона години и $3 M_{\odot}$ като горна граница на масата. Тези донякъде произволни граници са в противоречие, тъй като звездите с маси между 2 и $3 M_{\odot}$ достигат до Главната последователност много по-бързо от 10 милиона години и затова повечето автори предпочитат да използват $2 M_{\odot}$ като горна граница на масата. Звездите от Т Tauri тип могат да бъдат разделени на две подгрупи: класически Т Tauri звезди (CTTS) и Т Tauri звезди със слаби линии (WTTS). CTTS се различават от WTTS по широка и интензивна $H\alpha$ емисионна линия и значителни инфрачервен и ултравиолетов ексцес. Обикновено за горна граница на полуширината на $H\alpha$ емисионната линия ($W_{H\alpha}$) се използва 5 \AA за дефиниране на WTTS. CTTS и WTTS образуват континуум от обекти с различна степен на активност и някои известни CTTS могат да преминат през неактивна фаза, по време на която могат да изглеждат спектрално като WTTS (Bertout & Bouvier 1989). Наличието на диск и взаимодействието между диска и звездата може да е предпоставка за някои свойства на класическите Т Tauri звезди, като инфрачервения и ултравиолетовия ексцес и интензивния звезден вятър. CTTS и

WTTS заемат една и съща област на диаграмата на Херцшпрунг-Ръсел, следователно те не се различават систематично по отношение на възрастта им. Наличието или отсъствието на акреционни дискове вероятно е свързано с първоначалните условия на звездообразуване (Petrov 2003).



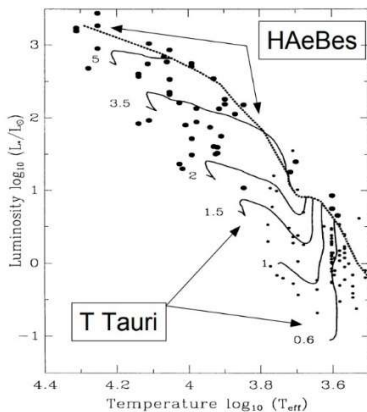
Фиг. 2. Модел на класическа T Tauri звезда при който протича процес на акреция от околозвездния диск с нормални темпове.

Нов клас от млади звездни обекти с маси $M > 3M_{\odot}$ е предложен от Herbig (1960). Тези обекти все още се намират в първите етапи на звездната еволюция и са разположени над Главната последователност. Предложените от Herbig (1960) критерии за класификация на тези обекти са:

- 1) Спектрален клас A или още по-ранен, характерен с емисионни линии на водорода, но обикновено не се наблюдават други емисионни линии.
- 2) Звездата се намира в област на силно поглъщане, каквито са повечето области на звездообразуване.
- 3) Звездата осветява доста ярка отражателна мъглявина в непосредствена близост до нея.

Този клас изключително млади обекти сега се наричат Ae/Be звезди на Хербиг и са типично звездно население в районите на активно звездообразуване. Звездите от по-ранен спектрален подклас обикновено не показват фотометрична променливост, но някои Ae/Be звезди на Хербиг със спектрален подклас по-късен от A0 са променливи и Herbst et al. (1994) използват за тях терминът ранни звезди от типа T Tauri. Разликата между Ae/Be звездите на Хербиг и T Tauri звездите, не

е само по отношение на масата, но и в темповете на еволюция и вътрешния им строеж. Ae/Be звездите на Хербиг достигат много по-бързо до Главната последователност и преносът на енергията при тях е изцяло радиационен, за разлика от T Tauri звездите при които има конвективни зони (Waters & Waelkens 1998).



Фиг. 3. Разположение на T Tauri и H Ae Be звездите над Главната последователност на диаграмата на Херцшпрунг-Ръсел и еволюционните трекове за различни маси.

Ae/Be звездите на Хербиг са междинен клас в последователността на звездообразуване между T Tauri звездите и масивните млади звездни обекти с маси $M > 10 M_{\odot}$. Те се характеризират с емисионни линии в техния спектър и наличието на инфрачервен ексцес в континуума, което предполага наличието на прах в околос звездната им обвивка (Malfait et al. 1998). Емисионните линии се формират в околос звездната среда и се използват за индикатор на процеса на акумулиране на маса в следствие на акрецията (Hamann & Persson 1992, Vieira et al. 2003, Mendigutía et al. 2011). Изучаването на акрецията на материал от околос звездното пространство е важно за теоретичните модели на еволюцията на звездите преди Главната последователност, защото може да предостави уникална информация за формирането и еволюцията на планетните системи (Muzerolle et al. 2003, Beltrán & de Wit 2016).

Предполага се, че звездите на Хербиг с по-късен клас (Ae) и тези с по-ранен (Be) могат да имат значителни разлики в морфологията на диска и механизма на акреция (Vink et al. 2002, Vioque et al. 2018). Въз основа на измерванията на разстоянието до близките Ae/Be звезди на Хербиг от мисията Hipparcos, van den Ancker et al. (1998) изчисляват физическите параметри на извадка от 44 Ae/Be звезди на Хербиг и откриват, че 65% от тях показват фотометрична променливост. Освен това има множество доказателства, които

предполагат, че звездите на Хербиг с по-ранен клас (Ae) и T Tauri звездите имат подобно фотометрично поведение, докато звездите на Хербиг от клас Be имат съвсем различни физически параметри. Например това са различните скорости на звездния вятър, които са по-високи за Be звездите на Хербиг (Fuente et al. 1998), по-често участие на Be звездите на Хербиг в компактни звездни системи (Testi et al. 1999) и доказателствата за наличието около Be звездите на Хербиг на поплътни и по-големи вътрешни газови дискове (Pee et al. 2014, Monnier et al. 2005), което може да предложи различен сценарий на акреция от околос звездния диск, достигащ директно до повърхността на звездата. В допълнение, Be звездите на Хербиг много по-често участват в двойни системи, отколкото Ae звездите на Herbig (Vaines et al. 2006).

В областите на звездообразуване се наблюдават и откритите от Herbig (1951) и Hago (1952) дифузни образувания с неправилни форми, наречени по-късно обекти на Хербиг-Харо. Техните спектри съдържат интензивни емисионни линии на водорода, OI, SiII, CaII, FeII и други метали и много слаб непрекъснат спектър (Bohm 1978). Заедно с разрешените линии на метали се наблюдават и много забранени линии, което говори за ниската плътност на тези обекти. Много от обектите на Хербиг-Харо са свързани със звездоподобни инфрачервени обекти (Клас 0) или с водни мазери (Lo et al. 1976). Този тип млади нестационарни обекти се наблюдава само в много млади ($\sim 10^5$ години) звездни системи (Strom et al. 1976). Първоначалното предположение за природата на тези обекти е, че в тях се формират звезди и те светят с отразената от тях светлина. Но наблюденията показват, че в тях не се наблюдават звезди по-ярки от 21 звездна величина (Hago & Minkowski 1960), размерите им са от 300 до 2000 а.е. и масите им са сравнително малки (Schwartz 1983).

Излъчването на обектите на Хербиг-Харо се причинява от ударни вълни, при сблъсъка на колимираните струи с междузвездната среда. Спектралните наблюдения на техните доплерови отмествания показват скорости от няколкостотин километра в секунда, но емисионните линии в спектрите на Хербиг-Харо обектите са твърде слаби, за да се образуват при толкова високоскоростни сблъсъци. Това вероятно означава, че част от материала, с който се сблъскват, също се движи навън, макар и с по-бавна скорост. Общата маса, изхвърлена за формиране на типичните Хербиг-Харо обекти, се оценява от порядъка на 1–20 земни маси, много малко количество материал в сравнение с масата на самите звезди.

1.3. Фотометрична и спектрална променливост на звездите преди Главната последователност.

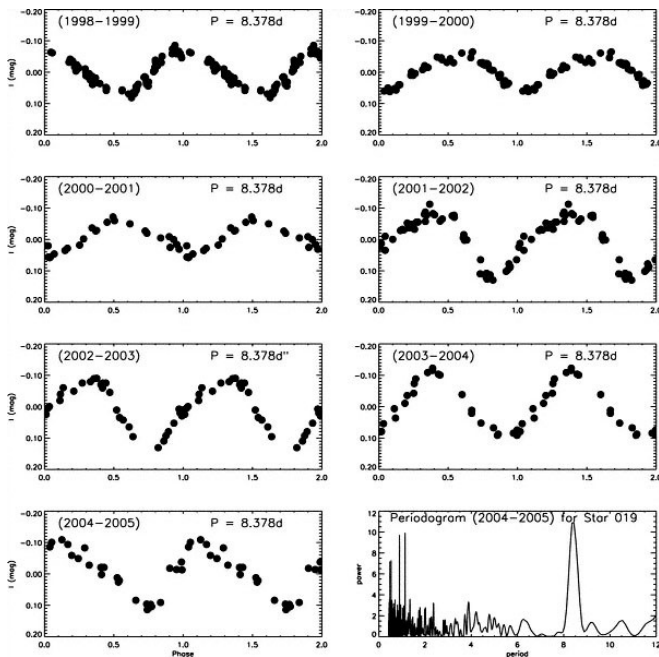
Фотометричната и спектрална променливост е основно свойство на звездите преди Главната последователност. От особена важност са промените предизвикани от магнитните полета и взаимодействието на звездите с околосвездните дискове. Подробно проучване на различните източници на променливост на Т Tauri звездите е извършено от Herbst et al. (1994) и е базирано на голям електронен каталог от UBVRI наблюдения с около 10 000 записа за няколкостотин звезди. Подобно изследване на променливостта, със специално внимание върху периодичните вариации на блясъка е публикувано от Bouvier et al. (1995). Въз основа на тези две и сродни изследвания Herbst et al. (2007) предлагат да се разграничат поне пет вида обща променливост на звездите преди Главната последователност:

1. Периодична променливост, причинена от ротационна модулация на излъчването от звездата, чрез асиметрично разпределени петна или групи петна с понижена температура върху повърхността на звездата. Този тип променливост се наблюдава по-често при Т Tauri звездите със слаби линии, но също така е възможно да се наблюдава и при класическите Т Tauri звезди. Типичните амплитуди на този тип променливост варират от около 0.03 до 0.3 звездни величини във V ивицата, а в най-крайните случаи достигат до стойности от 0.8 във V и 0.5 в I ивицата. Размерите на петна и температурите им могат да се определят от наблюдаваните амплитуди на блясъка. Получените стойности на покритие на петната върху звездната повърхност варират от няколко процента до 30% за $\Delta V=0.5$ звездни величини (Bouvier et al., 1995).

2. Непериодични промени на блясъка, вероятно причинени от силно променлива, насочена по линиите на магнитното поле акреция, от околосвездния диск върху повърхността на звездата. Темпа на акреция върху повърхността на звездата не само е променлив във времето, но и зоните на акреция не са равномерно разпределени върху звездната повърхност. Този динамичен процес е взаимодействие между звездната магнитосфера и вътрешната част на околосвездния диск и е променлив във времето. Типичните амплитуди на промените на блясъка при този тип непериодична променливост са от около два до пет пъти по-големи във V ивицата от тези на периодичната променливост, наблюдавана в много от Т Tauri звездите със слаби линии. Този тип променливост е обозначен като Тип II от Herbst et al. (1994) и е наблюдаван най-често при класическите Т Tauri звезди.

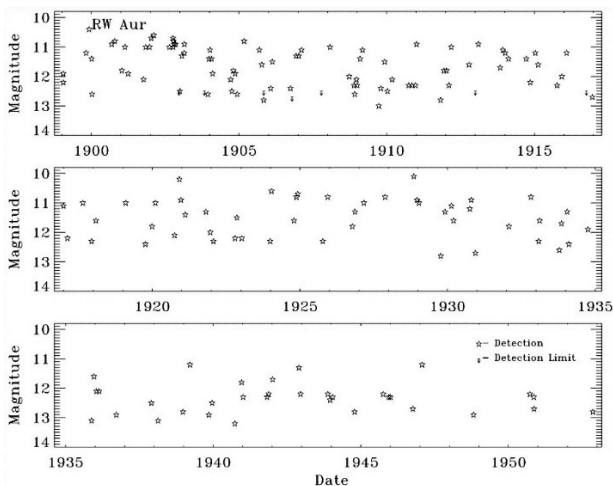
3. Периодични вариации поради горещи петна върху звездната повърхност. Този тип променливост (известен също като Тип Pr) се наблюдава само при класическите Т Tauri звезди и горещите петна вероятно са в основата на магнитите силови линии. Периодичността обикновено се запазва само за няколко

цикъла на въртене на звездата. Тъй като конфигурацията на магнитното поле е силно нестабилна, размерът и местоположението на тези петна съответно се променя в рамките на няколко ротационни периода. Това явление контрастира с петната с понижена температура, които могат да запазват мястото си стотици и даже хиляди цикъла на въртене на звездата. Амплитудите на тази ротационната модулация предизвикана от горещи петна обикновено са два-три пъти по-големи във V ивицата от тези, наблюдавани при променливостта на T Tauri звездите със слаби линии, породена от петна с понижена температура. Но има и екстремни случаи с много по-големи амплитуди, които са наблюдавани при някои класически T Tauri звезди.



Фиг. 4. Фотометрична променливост на T Tauri звездата със слаби линии HMW19 в младия звезден куп IC348 според изследване на Nordhagen et al. (2006a). Вида на кривата на блясъка се променя в зависимост от положението на петната по звездната повърхност, но периодът остава постоянен, тъй като е свързан с въртенето на звездата.

4. Подобни на избухвания бързи промени на блясъка, наблюдавани главно при T Tauri звездите със слаби линии в U и V ивиците. Този тип променливост вероятно присъства и при класическите T Tauri звезди, но трудно се разграничава от характерната за тях силна неперiodична променливост.



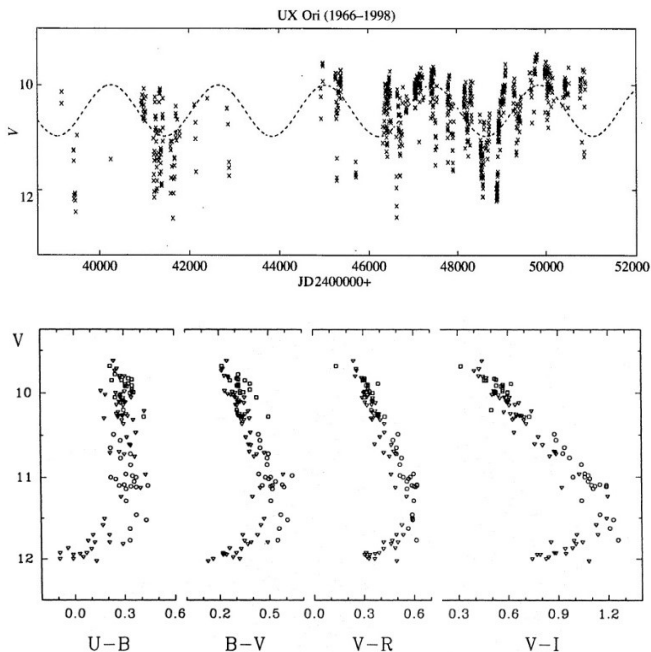
Фиг. 5. Фотометрична променливост на класическата T Tauri звезда RW Aur за период над 50 години (Beck & Simon 2001).

5. Променливост от типа UX Orion (UXors) се наблюдава най-вече при Ae/Be звездите на Хербиг и при T Tauri звезди от ранен спектрален клас (по-ранен от K0). Този тип променливост е обозначен като Тип III от Herbst et al. (1994). Амплитудите на блясъка могат да бъдат сравнително големи (до 2.8 звездни величини във V ивицата), но продължителността на този тип променливост е от два до десет пъти по-дълга в сравнение с неперодичните промени при класическите T Tauri звезди. Освен това звездите често стават по-сини, когато блясъка им отслабва и потокът в линията Na не корелира с потока на континиума, както се наблюдава при класическите T Tauri звезди (Herbst & Shevchenko 1999).

Една от проявите на магнитната звездна активност е образуването на тъмни петна по повърхността на младите звезди. Както знаем от изследванията на Слънцето, усиленият магнитен поток частично блокира конвективния пренос на енергия под звездната фотосфера. Резултатът е образуване на области с температура по-ниска от околната, наречени тъмни или хладни петна. Според подробни модели в случая на T Tauri звезди тъмните петна често са големи, обикновено около 10-20% от повърхността на звездата, температурната разлика обикновено е 700-1000 K и времето на живот на петната е от дни до няколко години (Bouvier & Bertout 1989).

Основните характеристики на Ae/Be звездите на Хербиг са широки емисионни линии в оптичната област на спектъра, бърза неправилна фотометрична променливост и инфрачервен ексцес (Thé et al. 1994). Много от тях са свързани с отражателни мъглявини и тъмни облаци. Приблизително 25% от Ae/Be звездите на Хербиг показват силна фотометрична променливост с внезапни

квази-алгол спадове на блясъка (Natta et al. 1997). По време на дълбоките минимума звездите често стават по-сини, когато са по-слаби. Този ефект на обръщане на цвета (или така наречения *blueing effect*) е описан в много изследвания (Bibo & Thé 1990, Grinin et al. 1994). Според модела на затъмняване от прахови облаци, наблюдаваното обръщане на цвета се причинява от разсеяната светлина върху малките зрънца прах. Обикновено звездата става по-червена, когато светлината ѝ се припокрива от облаци прах, разположени по линията на видимост. Но когато степента на затъмнение се повиши над пределна стойност, частта от разсеяната светлина в общата наблюдавана светлина става значителна и цветът на звездата става по-син.



Фиг. 6. Крива на блясъка и диаграми цвят-светимост от наблюденията на звездата UX Ori според фотометричното изследване на Rostopchina et al. (1999).

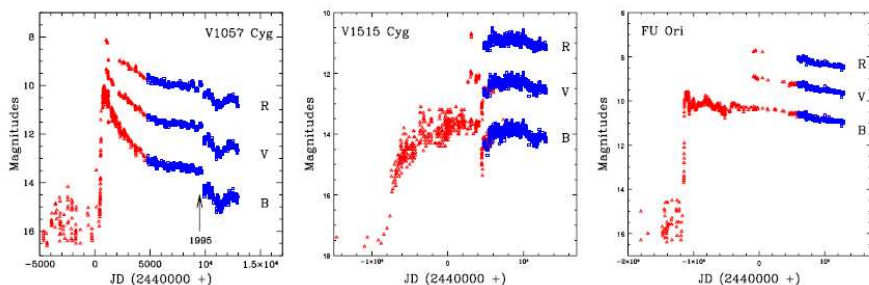
Фотометричната променливостта на класическите T Tauri звезди може да се интерпретира от гледна точка на променяща се комбинация от дългоживеещи тъмни петна и краткоживеещи горещи петна или зони (Bouvier et al. 1995). Променливостта най-често е неперидична, причинена от силно променлива акреция от околослъзвездния диск върху повърхността на звездата. Обикновено неправилните промени на блясъка имат амплитуди от няколко десети от звездната величина до 3.8 mag в U ивицата, 2.6 mag във V и 1.6 в I (Herbst et al. 1994). Темпа

на акреция е променлив във времето и зоните на акреция със сигурност не са равномерно разпределени по повърхността на звездата. Понякога фотометричната променливост може да бъде и периодична, породена от относително дългоживеещи горещи петна. Тази периодичност обикновено се запазва само за няколко цикъла на въртене на звездата.

Избухванията наблюдавани при звездите от UV Ceti тип са характерни за T Tauri звездите със слаби линии и червените джуджета с малки маси в младите разсеяни звездни купове и асоциациите. Амплитудата на избухванията е най-голяма в ултравиолетовата област и сравнително по-малка във видимата и инфрачервената. Наблюденията на избухващите звезди се провеждат предимно в ивиците U и V и бяха особено интензивни по време на фотографските наблюдения с големите Шмит телескопи. Продължителността на тези избухвания е от няколко минути до 1-2 часа (Mirzoyan 1995). Избухванията се характеризират с бързо нарастване на блясъка и последващо по-бавно спадане. Понякога такива избухвания се наблюдават и при класическите T Tauri звезди, като при тях избухванията са с по-голяма продължителност и с по-малки амплитуди.

При сравнително малък брой обекти над Главната последователност са наблюдавани избухвания с голяма амплитуда и продължителност, които са свързани с най-раните етапи от тяхната еволюция. Те могат да бъдат разделени на две основни групи, наречени на съответните им прототипи: FU Orionis (FUor; Ambartsumian 1971) и EX Lupi (EXor; Herbig 1989). Има достатъчно доказателства, че двата типа еруптивни явления са свързани с млади звездни обекти с малка или междинна маса (T Tauri звезди), които притежават масивни околос звездни дискове. Този тип променливост най-често се интерпретира, като резултат от засилена акреция на материал от околос звездния диск върху повърхността на централната звезда (Hartmann & Kenyon 1985).

Едно от най-забележителните явления в ранните етапи на звездната еволюция са избухването на звездата FU Orionis през 1936 г. През 70-те години на миналия век са открити още два обекта с подобни избухвания – V1057 Cyg (Welin 1971) и V1515 Cyg (Wenzel & Gessner 1975). Това позволява на Herbig (1977) да дефинира Фуорите като нов клас млади еруптивни звезди. Основните характеристики на Фуорите са увеличение на блясъка в оптичната област с около 4-5 звездни величини, F-G спектър на свръхгигант с широки, изместени към синята област Балмерови линии на водорода, силен инфрачервен ексцес, връзка с отражателни мъглявини и местоположение в регионите на звездобразуване (Herbig 1977, Reipurth & Aspin 2010, Clarke et al. 2005). Типичните спектрални свойства на Фуорите включват постепенна промяна в спектъра от по-ранен към по-късен спектрален клас от синята към инфрачервената област, силна абсорбционна линия на Li I ($\lambda\lambda$ 6707), P Cygni профили на линиите на H α и натриевия дублет Na I ($\lambda\lambda$ 5890/5896) и наличието на CO абсорбционни ивици в близкия инфрачервен спектър (Herbig 1977, Bastian & Mundt 1985).



Фиг. 7. Криви на бляска на трите класически обекта от тина FUors според фотометричното изследване на Clarke et al. (2005).

Кривите на бляска на Фуорите обикновено се характеризират с бързо нарастване и сравнително по-бавно спадане на бляска, като избухването продължава от няколко десетилетия до стотина години. Причината за увеличеното нарастване на темпа на акреция от $\sim 10^{-7}$ M_{\odot} /година до $\sim 10^{-4}$ M_{\odot} /година най-вероятно е топлинна или гравитационна нестабилност в околосвездния диск (Hartmann & Kenyon 1996). Друга възможна причина за увеличения темп на акреция, може да бъде взаимодействие на околосвездния диск с голяма планета или близка звезда-спътник, която обикаля на силно ексцентрична орбита (Lodato & Clarke 2004, Reipurth & Aspin 2004c, Pfalzner 2008). Или също така, при падане върху централната звезда на сгъстени фрагменти газово-прахов материал, образувани от фрагментация на диска (Vorobyov et al. 2021). В резултат на тези избухвания за период от около 100 години околосвездният диск натрупва приблизително 10^{-2} M_{\odot} към масата на централната звезда и изхвърля около 10% от натрупания материал под формата на високоскоростен звезден вятър.

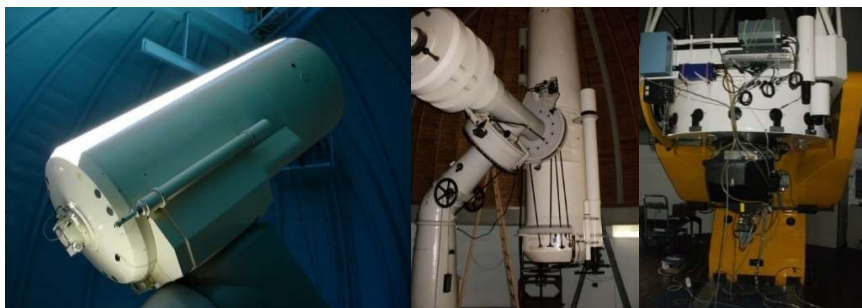
Обектите от типа Ексори (Herbig 1989) показват чести, неперодични и сравнително кратки (няколко месеца до 1-2 години) избухвания с амплитуда от 3 до 5 звездни величини (във V ивицата). Тези процеси на увеличен блясък, също се обясняват с акреция на материал от околосвездния диск, която протича сравнително бързо и понякога периодично (Hartmann & Kenyon 1985). Тези обекти могат да бъдат изследвани, както в покой, така и по време на избухване, следователно може да се наблюдава ефекта на епизодичната акреция върху околосвездния диск и по-специално върху зоната в която се образуват планетите (Ábrahám et al. 2009).

Глава 2

Методи за наблюдения и използвана апаратура

2.1. Телескопи.

Резултатите представени в тази дисертация са получени основно с телескопите в Националната астрономическа обсерватория Рожен. Една малка част от фотометричните и спектрални наблюдения са получени в Обсерваторията Скинакас на Института по астрономия при Университета на остров Крит (Гърция). 2-м RCC и 50/70 см Шмит телескоп са произведени от Карл Цайс (Йена), като 2-м е изработен по поръчка специално за Роженската обсерватория, а Шмит телескопа е преместен от обсерваторията в Потсдам в обсерваторията Рожен. През първите години, основният начин за наблюдения в RC фокуса на 2-м телескоп е с фотографски плаки, въпреки че са използвани и други уреди, като спектрограф UAGS или електрофотометър.



Фиг. 8. 2-м RCC телескоп и Шмит телескопа в НАО Рожен, 1.3-м RC телескоп в обсерваторията Скинакас.

През 1992 г. за първи път на 2-метровия RCC телескоп е монтиран фокален редуктор, който по-късно беше дарен на обсерваторията от Макс-Планк института по аерономия в Линдау (Германия). По късно фокалният редуктор беше обновен и модернизиран с добавянето на втори канал, и на него могат да се провеждат освен фотометрични и спектрални наблюдения, вече и поляриметрични наблюдения. 50/70-см телескоп в система Шмит е произведен през 1952 г. за нуждите на обсерваторията в Потсдам (Германия) и в последствие е монтиран в НАО Рожен през 1979 г. Другият използван в тази дисертация телескоп е 1.3-м RC телескоп на обсерваторията Скинакас на Института по астрономия при Университета на остров Крит (Гърция).

2.2. CCD камери.

Фотометричните наблюдения, чиито резултати са представени в тази дисертация са получени с десет различни CCD камери. Първоначално започнахме работа със CCD камерите ST-6 и ST-8 произведени от Santa Barbara Instrument Group. Камерата ST-8 е използвана на Шмит телескопа през периода от пролетта на 2000 г. до пролетта на 2009 г. От 2009 г. досега на Шмит телескопа се наблюдава със CCD камера FLI PL16803 произведена от Finger Lakes Instrumentation. Първата CCD камера от този модел е работила до 2018 г., след което е сменена нова камера от същия тип. В продължения на няколко години (от 1993 до 1997 г.) 2-м RCC телескоп е работил със CCD камерата ST-6. През 1996 г. е купена нова, модерна CCD камера AT200 произведена от Potometrics Ltd, а през 2005 г. е купена CCD камера Vers Array 1300B, произведена от Princeton Instruments. През пролетта на 2018 г. са купени две CCD камери ANDOR iKon-L BEX2-DD, произведени от Oxford Instruments. Тези нови CCD камери вече са с пелтие охлаждане и се използват за фотометрични наблюдения в RC фокуса на телескопа и с фокалния редуктор. Наблюденията с 1.3-м RC телескоп на обсерваторията Скинакас са получени със CCD камера CH360, произведена от Potometrics Ltd, а след 2007 г. със CCD камера ANDOR DZ436-BV, произведена от Oxford Instruments.

Таблица 1. Технически данни и параметри на CCD камерите в комбинация с използваните телескопи за получаване на фотометрични данни.

Телескоп	CCD Камера	Размер на матрицата в пиксели	Поле (arcmin)	Размер на пиксела (mm)	Мащаб (arcsec/px)	RON (e^-/ADU)	Gain (e^-/ADU)
50/70 cm Schmidt	ST-8	1530×1020	28×18.7	9	1.08	6.2	2.3
50/70 cm Schmidt	STL-11000M	4008×2672	72×48	9	1.08	13	0.84
50/70 cm Schmidt	FLI PL16803	4096×4096	73.8×73.8	9	1.08	9	1
2m RCC	AT200	1024×1024	5.6×5.6	24	0.33	3.9	4.93
2m RCC	Vers Array 1300B	1340×1300	5.8×5.6	20	0.26	2.8	1.9
2m RCC	ANDOR iKon-L	2048×2048	6.0×6.0	13.5	0.17	6.9	1.1
1.3m RC	CH360	1024×1024	8.5×8.5	24	0.5	2.6	5.3
1.3m RC	ANDOR DZ436-BV	2048×2048	9.6×9.6	13.5	0.28	8.14	2.7
60 cm Cassagren	FLI PL9000	3056×3056	16.8×16.8	12	0.33	8.5	1

2.3. Фотометрични наблюдения.

Първите наблюдения по нашата програма за изследване на звездите преди Главната последователност са получени на фотографски плаки, които бяха единственото средство за наблюдения с 2 м RCC и 50/70 см Шмит телескоп в обсерваторията Рожен. Първите резултати от моите фотографски наблюдения от периода 1987-1994 г. са измервани с ирисовия фотометър Ascoris, произведен от Карл Цайс (Йена). Масово сканиране на фотографските плаки стана възможно едва след 2000-та година, когато бяха използвани първите мобилни скенери, които записваха изображенията във формат удобен за цифрова обработка. По-късно една част от тези фотографски плаки бяха сканирани във FITS формат и получените файлове са използвани за измерване на звездните величини и построяване на историческите криви на блясъка. Такива фотометрични данни са използвани за изследване на фотометричното минало на V350 Cep, V391 Cep, V2493 Cyg, V1184 Tau и V1735 Cyg.

С началото на първите CCD наблюдения с 2 м RCC и 50/70 см Шмит телескопи в НАО Рожен възникват проблемите с архивирането, трансфера и обработката на CCD изображенията. Телескопите в НАО Рожен не бяха пригодени за използване на CCD камери, а от друга страна периода в началото на 90-те години съвпадна с време на икономически трудности и смяната на апаратурата за наблюдения протичаше много бавно. Благодарение на получената покана за съвместна работа в обсерваторията Скинакас (на о-в Крит) имах възможност да получавам свои наблюдения с техния 1.3 м RC телескоп. При използването на данни от различни телескопи, получени с различни CCD камери и комплекти от филтри, възниква въпроса за съвместяване на данните. Оказва се, че различните фотометрични системи, реализирани на отделните телескопи могат да се различават съществено.

Също така е важно процедурите по фотометриране да се извършват по един и същи начин. Да се използва еднаква апертура за измерване на звездоподобни обекти и фона около обекта да се измерва в един и същи пръстен около него. Последното е особено важно, ако в близост до измервания обект има други звезди или пространствени обекти, като светеща мъглявина, джет от звездата, обекти на Хербиг-Харо или ярка галактика. Съществено влияние върху резултатите от измерванията, могат да окажат и атмосферните условия по време на наблюдения. Фотометричните резултати стават несигурни при много големи звездни изображения, предизвикани от неспокойна атмосфера или разлика в температурата на околната среда и оптиката на телескопа. Много добрите изображения, също крият риск от преекспониране на кадрите, което ще ги направи негодни за измерване на звездни величини.

2.4. Вторични фотометрични стандарти.

Фотометричните наблюдения с различни телескопи и CCD камери изискват сигурна мрежа от фотометрични стандартни звезди около всеки обект от нашата програма за наблюдения. Допълнителен аргумент в тази посока е нестабилната атмосфера и бързо променящите се метеорологични условия в НАО Рожен. За да се калибрира подобна последователност около всеки обект е необходимо в едни и същи нощи да се снимат площадки с фотометрични стандартни звезди, заедно с обектите за изследване. Нашата практика показва, че от една цяла наблюдателна нощ е необходимо да се отдели поне 20% от времето, за да се наблюдават площадки със стандартни звезди. Също така е необходимо да имаме достатъчна сигурност, че по време на нощта няма да настъпи заоблачаване или съществено увеличение на относителната влажност в атмосферата. Това може да се постигне, когато имаме последователност от няколко ясни нощи и метеорологичните прогнози предполагат стабилно време. Тези условия много често са изпълними през летните месеци в обсерваторията Скинакас и затова повечето от калибровките на стандартни звезди по тази програма са направени по наблюдения с 1.3 м телескоп.

Около всеки обект трябва да се подберат звезди подходящи за фотометрични стандарти. Те трябва да не са визуално двойни звезди и да нямат в съседство други близки звезди, които ще окажат влияние при измерване на фона около стандартната звезда. Трябва да се избягват звезди, около които се забелязват мъглявини или имат видимо неправилна форма, защото могат да се окажат незвездни обекти. Необходимо е да се подбере по-голям брой звезди с които да започне процедурата по калибриране, тъй като е възможно да попаднем на неизестни дотогава променливи обекти, които ще отпаднат от крайния списък на звездите за сравнение. Също така, трябва да се откажем от звездите, които след измерванията имат относително големи средно квадратични грешки, тъй като те могат да се окажат променливи звезди с много малки амплитуди, от порядъка на няколко стотни и също не са подходящи за тази цел.

Тъй като обектите включени в нашето изследване имат много големи амплитуди, необходимо е и стандартните звезди да покриват целия диапазон по звездни величини на изследвания обект. Това ще позволи да се прилагат експозиции с различна продължителност и от кадъра да се използват за фотометрични стандарти само звездите за сравнение, които не са преекспонирани или са близо до фотометричния лимит на кадъра. Особено важно е да имаме стандартни звезди за сравнение в голям диапазон по звездни величини, когато те се използват за фотометриране по сканирани фотографски плаки. Фотографската емулсия, за разлика от CCD матриците, е нелинеен приемник и при фотометриране е добре да се използват само стандартните звезди с близки до изследвания обект звездни величини. И като допълнително условие е добре да

разполагаме със стандартни звезди за сравнение с възможно най-широк диапазон на цветовете индекси, т.е. да имаме както червени, така и сини звезди.

Самата процедура за снимане на стандартните площадки предполага наблюдения на стандартни звезди намиращи се на различни въздушни маси. Това дава възможност по-точно да бъде определен коефициентът на зависимост от въздушната маса, в уравненията за определяне на съотношенията между стандартни и инструментални звездни величини. Методиката, която сме прилагали при калибрирането на стандартни звезди за сравнение е на три пъти през нощта, в началото, в средата и в края да се снимат подходящи площадки с фотометрични стандарти. Обикновено се избират площадки, които по време на наблюденията да се намират приблизително на 1.2, 1.4 и 1.6 въздушни маси. По този начин с наблюдения на общо 9 площадки със стандартни звезди, се постига плътно покритие от наблюдения на различни положения на небето. Задължително условие е звездите от стандартните площадки и тези избрани за калибриране около нашите обекти за бъдат фотометрирани с една и съща апертура и фона около тях да бъде взет с едни и същи радиуси.

За да можем да отделим евентуалните променливи звезди, попаднали в първоначалния списък на звездите за сравнение, е необходимо да се получат поне няколко нощи едновременни наблюдения на фотометрични стандарти и нашите обекти. Също така е добре при възможност отделните наблюдения да са в различни месеци и даже години. Така ще отделим евентуалните дългопериодични променливи, които в рамките на няколко поредни дни или седмица, няма да бъдат регистрирани като променливи. След приключване на измерванията всички налични стойности се усредняват и се изчислява стандартното отклонение и средноквадратичната грешка, която се определя по формулата:

$$\sigma = \Delta x = \sqrt{\frac{\sum_{i=1}^n (x_{cp} - x_i)^2}{n(n-1)}}$$

2.5. Архивни фотометрични данни.

Построяването на историческите криви на блясъка на променливите звезди преди Главната последователност е от голямо значение за проследяване на еволюцията на тези обекти. Много от този тип звезди показват променливост с големи амплитуди предизвикана от избухвания, затъмнения от прахови облаци или от околзвезди дискове, периодична и непериодична промяна на блясъка, продължаваща десетки години. За търсене на архивни фотометрични наблюдения, най-подходящи са плаките, получени с големите Шмит телескопи, които имат голямо поле на наблюдения. В много случаи една фотографска плака снимана за конкретен обект: звезда, галактика, звезден куп, астероид или комета, може да съдържа фотометрична информация за десетки променливи обекти, която не е използвана досега.

Търсенето и получаването на списък от селектирани фотографски наблюдения в Базата данни за широкоъгълни фотографски плаки (WFPDB) е възможно по екваториални координати и време на наблюдение (UT), както и по следните параметри на телескопа и наблюдението: тип и апертура на телескопа, периода на наблюдения с него, мащаб и размер на плаката, обозначение за обект/поле, метод на наблюдение, емулсия, тип филтър и време на експозиция (Tsetkov & Tsvetkova 2012). Към момента около 250 000 фотографски плаки, които се съхраняват в няколко големи европейски обсерватории са сканирани, главно с професионални плоски скенери, и могат да бъдат достъпни.

Много от обектите включени в тази дисертация все още нямат добре изучени фотометрични характеристики. За други успяхме да съберем архивни данни, които са публикувани в поредица от научни статии. Например за обектите от типа на Фуорите може да бъде много важно определянето на периода в който е началото на избухването и времето за достигане до максималния блясък. Друга важна информация за нашето изследване е променливостта на звездата преди избухване и темпа на нарастване на блясъка. В повечето случаи, след регистрираното избухване започват редовни наблюдения и по тях може да се определи темпа на спадане на блясъка. За обектите от типа на Уксорите е важно да се потърсят данни за предишни затъмнения. Така може да се определи възможна периодичност на затъмненията и да се изследва по-подробно причината пораждаща тези затъмнения.

2.6. Спектрални наблюдения.

Спектралните наблюдения на звездите преди Главната последователност са от особено значение за изследванията на тяхната еволюция. Комбинирането на фотометрични и спектрални наблюдения може да ни даде най-пълна картина за процесите протичащи в звездите и околното звездно пространство. Спектралните наблюдения изискват много повече време на телескопите, но дават много по-обширна информация за изследваните обекти. За съжаление почти всички наши обекти не са достъпни за наблюдения с Куде спектрографа на 2-м телескоп, нито с новия ешелен спектрограф. Поради тази причина наши спектрални наблюдения са получавани само с фокалните редуктори на 2-м RCC и 1.3-м RC телескопи.

Първите ни спектрални CCD наблюдения са направени с фокалния редуктор и CCD камера P 38603/B монтирани на 2-метровия RCC телескоп. По-късно за спектрални наблюдения е използвана CCD камерата Photometrics AT200. Налични бяха само гризма с 300 линии на mm и процеп с ширина 130 μm . Според нашите изчисления тази комбинация дава разделителна способност $\lambda/\Delta\lambda = 250$ в района на линията H α , следователно получените спектри са с ниска дисперсия. Спектралните наблюдения с 1.3 м RC телескоп в обсерваторията Скинакас са провеждани със спектрална CCD камера ISA 612 и фокален редуктор. Използвани са главно две отражателни решетки с 1300 линии/mm и с 600 линии/mm в комбинация с процеп 160 μm . Комбинацията от решетки и процеп дава разделителна способност $\lambda/\Delta\lambda \sim 1500$ в линията H α за решетката с 1300 линии/mm и $\lambda/\Delta\lambda \sim 1300$ за решетката с 600 линии/mm. Всички обработки и измервания на спектралните наблюдения са извършени с IRAF.

Спектри с ниска и средна дисперсия на някои от нашите обекти са получени по наша заявка и са ни предоставени от наши съавтори. Такива наблюдения са правени на 60 см телескоп на обсерваторията Скиапарели във Варезе (Италия), с 1.82 м рефlector в обсерваторията Азиаго, с 1.22 м рефlector в обсерваторията Азиаго. Спектри с висока разделителна способност са получени с 1.82 м телескоп в обсерваторията Азиаго и с 1.93 м телескоп в обсерваторията Горен Прованс.

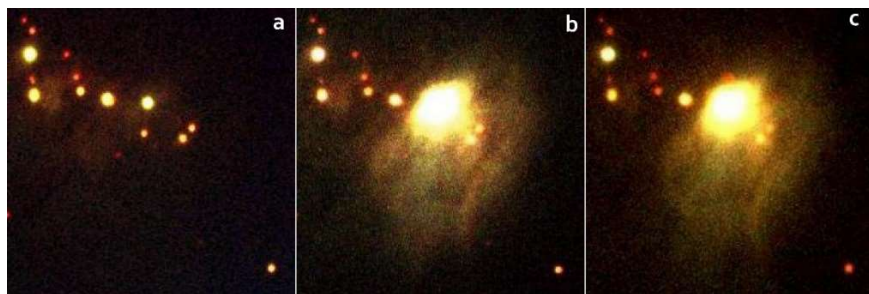
Глава 3

Резултати от изследванията на различни типове променливост.

3.1. Избухвания в резултат от засилена акреция.

3.1.1. V2493 Cyg (HBC 722)

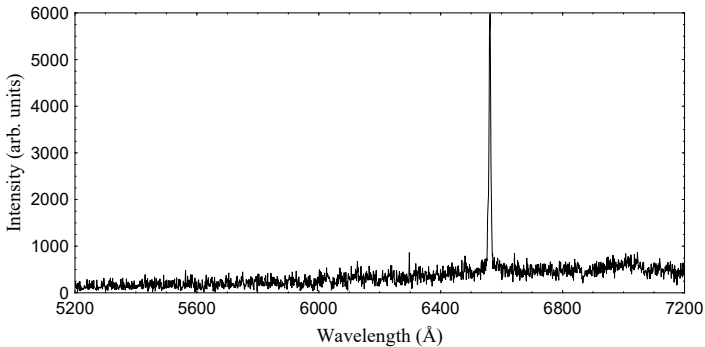
По време на нашия оптичен фотометричен мониторинг на области на активно звездообразуване, през лятото на 2010 г. открихме видима промяна в блясъка на обект разположен в тъмните облаци (т.нар. "Мексикански залив") между NGC 7000 (мъглявината Северна Америка) и IC 5070 (мъглявината Пеликан). За няколко месеца блясъка на звездата се увеличи с повече от 4 звездни величини в червената област (R). Първото съобщение за наблюдаваното избухване беше публикувано от Semkov & Peneva (2010a), в което е направено предположението за избухване от типа FU Orion. По-късно Munari et al. (2010) представиха първите спектрални наблюдения на звездата след избухването и потвърдиха предположението, че тя е FUor обект в спектъра на който само линията H α е наблюдавана като емисионна, а линиите на H β , NaI D1-D2, MgI 5174 Å, BaII 5854 Å и 6497 Å и LiI 6707 Å са наблюдавани като абсорбционни.



Фигура 9. Цветни снимки на V2493 Cyg получени с 2-т RCC телескоп в НАО Рожен: а) на 16 август 2007 г., б) на 31 октомври 2010 г., в) на 3 август 2013 г.

Последващите публикации на Semkov & Peneva (2010b), Leoni et al. (2010), Semkov et al. (2010) и Miller et al. (2011) съобщават за продължаващо нарастване на блясъка в инфрачервена и оптична фотометрични области. Едновременно с оптичното избухване се наблюдава появата на малка отразяваща мъглявина около звездата (Фигура 9). Спектрално изследване на този обект преди избухването е публикувано от Cohen & Kuhn (1979), които са наблюдавали звездата през 1977 г., когато тя е била в минимум на блясъка. Те класифицират

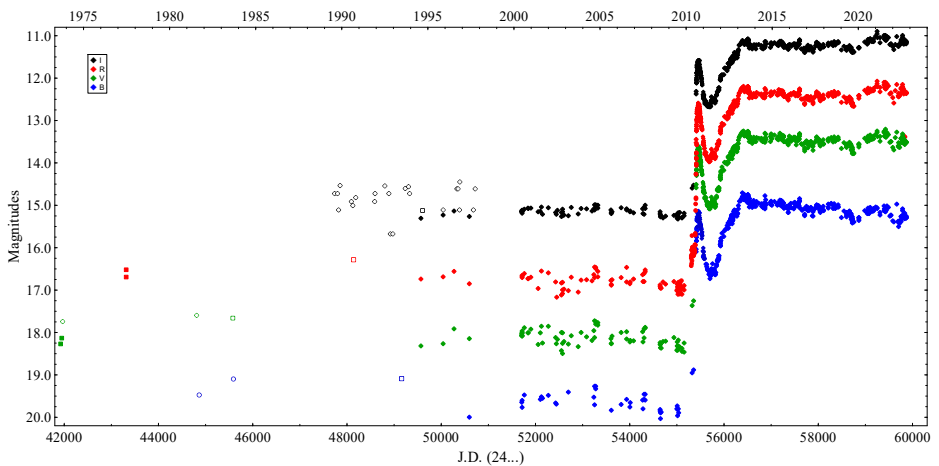
непрекъснатия спектър на звездата като спектрален клас K7-M0 и са измерили еквивалентните ширини на единствените емисионни линии H α , H β и [OI] 6300 Å в нейния спектър. Ние също разполагаме с нискодисперсен спектър на V2493 Cyg получен с 1.3-m RC телескоп на обсерваторията Скинакас на 10 септември 2001 г. (Semkov et al. 2010). И двата спектъра са типични спектри на T Tauri звезди и с увереност може да се твърди, че преди избухването V2493 Cyg е била обект преди Главната последователност от този тип.



Фиг. 10. Спектър на V2493 Cyg получен на 10 септември 2001 г., преди избухването.

Последвалите фотометрични наблюдения на Semkov & Peneva (2011), Kóspál et al. (2011) и Lorenzetti et al. (2012) регистрират непрекъснато увеличаване на блясъка в оптичната и близката инфрачервена област. Регистрирани са значителни промени в профилите и интензитета на спектралните линии при наблюдения с висока и ниска разделителна способност (Miller et al. 2011, Lee et al. 2015, Lorenzetti et al. 2012, Semkov et al. 2012). Miller et al. (2011), Kóspál et al. (2011) и Gramajo et al. (2014) изследват спектралното разпределение на енергията (SED) на звездата преди и по време на избухването. Авторите установяват, че преди избухването V2493 Cyg е бил млад звезден обект от Клас II според еволюционната последователност, предложена от Adams et al. (1987), т.е. класическа T Tauri звезда. Болонетричната светимост преди избухването на V2493 Cyg е оценена на $0.85 L_{\odot}$ (Kóspál et al. 2011), докато по време на максималната фаза на избухването се повишава до $\sim 12 L_{\odot}$ (Miller et al. 2011). Горната граница на масата на околозвездния диск е изследвана от Dunham et al. (2012) и Kóspál et al. (2016). Резултатите им показват, че дискът около V2493 Cyg има относително малка маса за обект от типа на Фуорите, около $0.01\text{-}0.02 M_{\odot}$. Green et al. (2013) откриват периоди от 5.8 дни и 1.28 дни в кривата на блясъка на звездата, които се обясняват с околоосното въртене на звездата и с Кеплеровото въртене във вътрешния радиус на акреционния диск.

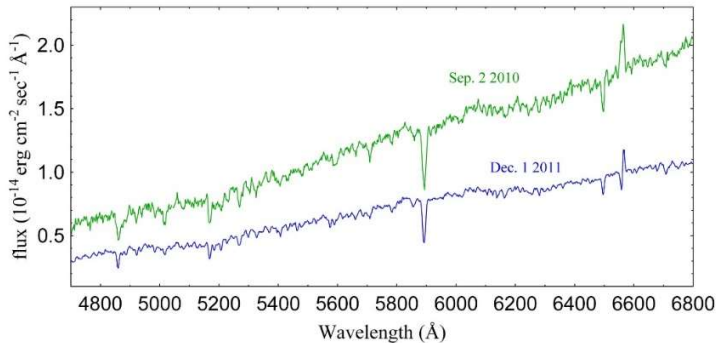
Нашите данни от фотометрични наблюдения на V2493 Cyg, показват, че избухването, регистрирано през 2010 г., продължава повече от дванадесет години. Според Miller et al. (2011) избухването е започнало около май 2010 г. и достига първи максимум на блясъка през септември-октомври 2010 г. От октомври 2010 г. се наблюдава бавно спадане на блясъка и до май 2011 г. блясъка на звездата намалява с 1.4 величини във V ивицата. През периода от май 2011 г. до октомври 2011 г. не се наблюдават значителни промени в блясъка на звездата, като той остава на 3.3 звездни величини (V), над нивото преди избухването. Но от есента на 2011 г. започна ново увеличение на блясъка и звездата стана по-ярка с 1.8 звездни величини (V) до пролетта на 2013 г. През периода април 2013 - септември 2022 г. звездата запазва максималния си блясък, показвайки леки колебания около тази стойност. За разлика от други известни обекти от типа на Фуорите, V2493 Cyg достигайки максимална яркост, остава във фотометрично плато без да се наблюдава съществено намаляване на блясъка.



Фиг. 11. Историческа крива на блясъка на V2493 Cyg в BVRI лъчи за периода септември 1973 – октомври 2022 г.

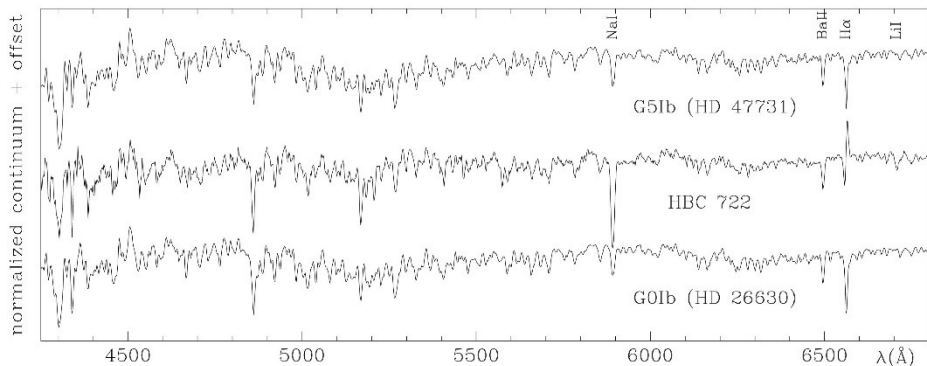
Нашите BVRI фотометрични данни от наблюдения, получени преди избухването, показват вариации с амплитуди, по-малки от 1 звездна величина във всички ивици на пропускане. Такава променливост е характерна за звездите от T Tauri тип със слаби линии и най-честата причина е ротационна модулация от асиметрично разпределени петна с понижена температура. Спектралните наблюдения, получени след избухването и последвалите няколко месеца показват съществени промени в профила и интензитета на водородната линия H α . Фиг. 12 представя сравнение между спектрите с ниска разделителна способност на V2493

Суг, получени в началото на избухването (септември 2010 г.) и по време на второто увеличение на блясъка през декември 2011 г. В първия спектър линията Na се вижда в емисия, което се потвърждава от нискодисперсната спектроскопия на Miller et al. (2011). Вторият спектър вече ясно показва добре изразен и интензивен P Суг профил на линията Na . Значителна промяна през този период се наблюдава и в цветовите индекси на звездата, което е потвърдено от фотометричните данни. По време на второто нарастване на блясъка в края на 2011 г., звездата е значително по-синя, отколкото по време на първото избухване през есента на 2010 г.



Фиг. 12. Нискодисперсни спектри на V2493 Суг, получени на 2.09.2010 г. и на 1.12.2011 г.

При високодисперсна спектроскопия, P Суг профилът на водородната линия Na се открива още в началото на избухването (Miller et al. 2011). Дълбокия абсорбиционен компонент на P Суг профила има синьо изместване показващо висока скорост и се тълкува като доказателство за силен изходящ поток, произхождащ от Фуор обект. Според Miller et al. (2011), изместването към синята област на абсорбиционната компонента на линията на Na достига до около -200 km/s през септември 2010 г. Нашите спектрални наблюдения с висока и средна дисперсия показват значително увеличение на скоростта на абсорбиционния компонент на Na и на натриевия дублет Na I D . Измерената скорост на вятъра през периода ноември 2011 – януари 2012 г., остава стабилна до около -500 km/s . Интерпретацията на промените в профилите на абсорбиционните компоненти се усложнява от несигурността на местоположението и точния механизъм, който е отговорен за образуването на тези линии. Това би могъл да бъде сферично симетричен вятър, изтичащ от повърхността на звездата или от околозвездния диск, следователно да е радиационно ускорен.



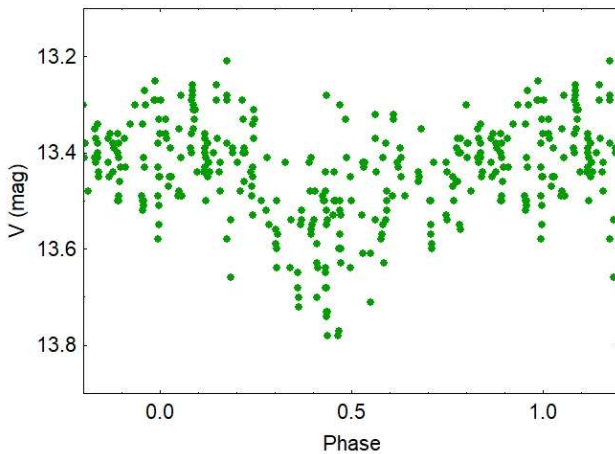
Фиг. 13. Спектър с висока дисперсия на V2493 Cyg (HBC 722) сравнен със спектри на звезди свръхгиганти от спектрален клас G, HD 47731 и HD 26630 от спектралната база на Обсерваторията Азиаго.

За да класифицираме абсорбционния спектър на V2493 Cyg, ние сравнихме нашите спектри със спектри от атласа на обсерваторията Азиаго наблюдавани със същата апаратура. Използвахме обработените спектри на V2493 Cyg и атласа МКК (Morgan – Keenan – Kellman) спектри, като ги нормализирахме, използвайки една и съща функция, именно полином на Лагранж от пети порядък, ограничен до диапазона по дължини на вълните. Фигура 13 показва, че свойствата на абсорбционния спектър на V2493 Cyg са по средата между тези на свръхгигантите от спектрални класове G0 и G5.

И през следващите години ние продължихме спектралните наблюдения на V2493 Cyg, с цел да изследваме спектралната променливост на обекта, по време на неговата фотометрична еволюция. През периода 2011-2015 г. бяха получени пет среднодисперсни спектри на V2493 Cyg в оптичната област. Спектралните наблюдения бяха проведени в обсерваторията Скинакас с фокалния редутор на 1.3 m RC телескоп и спектрална CCD камера ISA 608. Тези спектрални наблюдения по време на максималната яркост на звездата показват силна променливост в интензитета и профилите на спектралните линии въпреки сравнително постоянното фотометрично състояние. Това явление е добре забележимо чрез сравняване на P Cyg профили на линията на водорода Na от спектри, получени през различните години. Освен това регистрирана е също и съществена спектрална променливост в рамките на няколко денонощия. Такова явление е наблюдавано и за други звезди от типа на Фуорите (Herbig et al. 2003).

Данните от нашия фотометричен мониторинг на V2493 Cyg през последните няколко години показаха друго интересно явление. След като през 2013 г. започна продължителното фотометрично плато, през интервали от няколко години наблюдавахме спадания на блясъка, които имат различни

амплитуди в различните цветове. За да определим причината на наблюдаваните спадания на блясъка, ние извършихме търсене на периодичност в кривата на блясъка на V2493 Cyg. При нашия периодограмен анализ ние използвахме данните от фотометричните наблюдения на звездата, получени след април 2013 г., когато блясъка на V2493 Cyg варира около някакво средно ниво при максималния блясък. Нашият анализ на серията от фотометрични наблюдения в V, R и I филтрите показва почти един и същ период от около 944 денонощия. (Semkov et al. 2021b). Само при фотометричните наблюдения във филтър В резултатът е малко по-различен, а именно 932 денонощия. Амплитудите на измерената периодичност в различните филтри варира от 0.06 mag. във филтър I, до 0.16 mag. във филтър В.

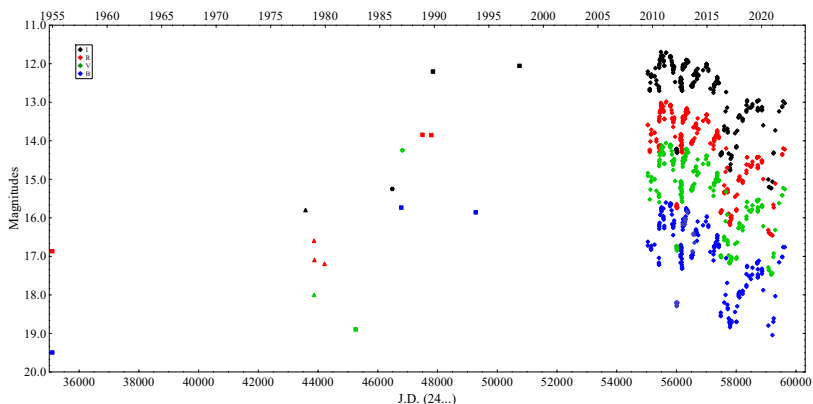


Фиг. 14. Фазирана крива на блясъка във V ивицата на V2493 Cyg за периода април 2013 г. - октомври 2022 г.

Считаме, че откритата от нас периодичност от 944 денонощия може да се обясни с наличието от газово-прахови облаци, останали след образуването на звездата и движещи се в орбита около нея. Аргументите за това предположение са, че минимумите са сравнително тесни и наблюдаваната амплитуда не е голяма. Подобен ефект биха могли да предизвикат дифузни газово-прахови облаци, които нямат концентрация към центъра и периодично закриват звездата за около 4-5 месеца. Причината за тази периодичност не може да се докаже чрез промяна в цветните индекси, каквато наблюдаваме при променливите от типа на Уксорите, поради малката амплитуда на изменение на блясъка.

3.1.2 V582 Aur

Откриването на нова променлива звезда в съзвездие Колар е съобщено от астронома-любител Антон Хрусов (Samus 2009), като звездата получава обозначението V582 Aur. Тя се намира в тъмния дифузен облак L1516 в област на активно звездообразуване, на разстояние 1.3 крс от Слънцето. Munari et al. (2009) получават първия спектър с ниска дисперсия на V582 Aur на 6 август 2009 г. и регистрират наличието на абсорбционни линии от Балмеровата серия на водорода, натриевия дублет Na I D и Ba II 6496 Å, както и липсата на линия на Li I 6707 Å в спектъра. Фотометричните наблюдения на V582 Aur, докладвани от Munari et al. (2009) показват, че звездата е близо до максимална яркост на 5 и 6 август 2009 г. Нашите първи резултати от фотометрични и спектрални наблюдения на звездата показват, че V582 Aur има всички наблюдателни характеристики на Фуор обектите (Semkov et al. 2011). Приемайки стойност на междузвездно поглъщане в тази област от $A_V = 1.53 \text{ mag.}$, Kun et al. (2017) определят болометрична светимост на V582 Aur като 150–320 L_\odot , което е стойност типична за Фуорите. Фотометрични наблюдения на V582 Aur, получени между 2010 и 2018 г., както и данни от архивни фотографски плаки са публикувани от Ábrahám et al. (2018), които анализират дълговременната фотометрична променливост на V582 Aur и я интерпретират като комбинация от променлив темп на акреция и затъмнения от прахови облаци.

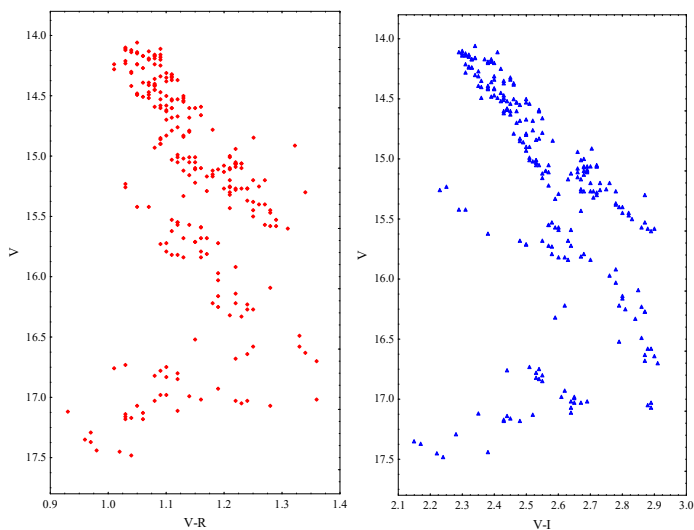


Фигура 15. Историческа крива на блясъка на V582 Aur в BVRI лъчи за периода декември 1954 – март 2022 г.

По архивните фотографски наблюдения можем да съдим, че увеличаването на блясъка е започнало в края на 1984 г. или началото на 1985 г. и блясъка на звездата е достигнал максималната си стойност още през януари 1986 г. (Semkov et al. 2013). Нарастването на блясъка е относително бързо, за около

една година регистрираната амплитуда е ~ 3.6 звездни величини във V ивицата. Фотометричните данни от нашите наблюдения на V582 Aur, показват много бързи промени на блясъка на звездата с големи амплитуди. През повечето време звездата остава в състояние, близко до максималната яркост, но се наблюдават дълбоки минимума за периоди от няколко месеца. Заедно с това се наблюдава и плавен спад на средните нива на блясъка, което е очаквано за обект от типа на Фуорите. Фотометричните данни от нашите CCD наблюдения на V582 Aur по време на последните 13 години, показват големи вариации на амплитудата на блясъка достигащи до 3.5 звездни величини в R ивицата. Към този момент не сме успели да регистрираме устойчив период на променливост, тъй като промените в блясъка понякога се случват много бързо във времевата скала от дни и седмици.

Но най-забележителните събития регистрирани при фотометричните наблюдения на V582 Aur са големите спадания на блясъка през периода март-април 2012 г., през периода януари-февруари 2017 г. и през периода септември-ноември 2020 г. В първия случай наблюдавахме силен спад на блясъка с 2.26 звездни величини във V ивицата от 1 януари до 16 март 2012 г. Вторият дълбок спад е през 2017 г. и не е толкова стръмен, но звездата остава близо половин година в долните нива на блясъка. Третият спад на блясъка през 2020 г. не е наблюдаван в самото му начало, но навярно е най-продължителен и дълбок. Наблюдаваните звездни величини в системата BVRI през тези периоди на спадане на блясъка са само с 1-1.5 mag. по-големи от звездните величини преди избухването, измерени по архивните фотографски плаки.



Фиг. 16. Диаграми цвят-звездна величина $V-R/V$ и $V-I/V$ за V582 Aur по време на нашите наблюдения след избухването (август 2009 – март 2022).

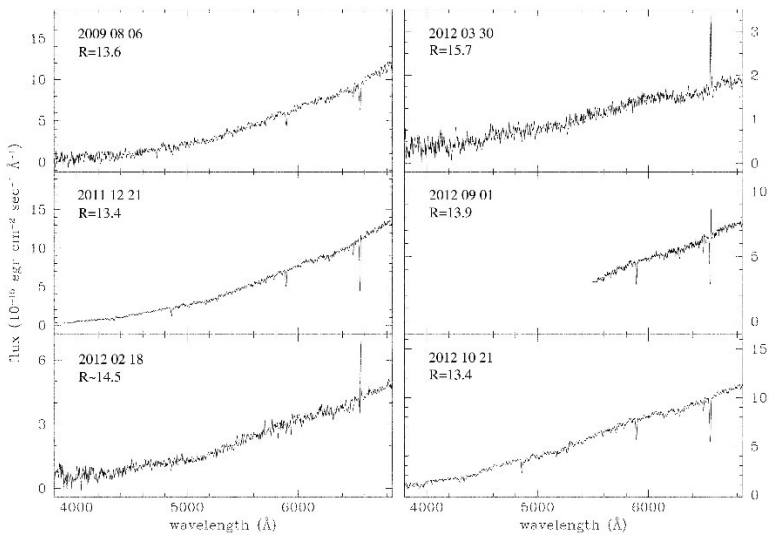
Едновременно с фотометричните наблюдения, ние инициирахме кампания за спектрални наблюдения на V582 Aur от няколко обсерватории с различни по дисперсия и резолюция спектрографи. По време на големия спад на блясъка през 2012 г. спектърът на V582 Aur се промени от типичен спектър на Фуор към типичен звезден спектър на T Tauri звезда. Също така, през този период звездата показва типичния за UX Orionis обектите ефект на обръщане на цвета поради появата на прахови частици в околосвездното пространство (Semkov et al. 2013).

Освен силната фотометрична променливост на V582 Aur ние регистрирахме относително бързи промени на профилите и интензитетите на някои спектрални линии. Първият спектър с ниска дисперсия, получен на 6 август 2009 г., е доминиран от абсорбционни линии от серията на Балмер (H α и H β), натриевия дублет Na I D и Ba II 6497 Å, а емисионни линии в него не се регистрират. Спектърът на V582 Aur изглежда като спектър на звезда свръхгигант с температура около 5500 K, но линията на лития Li I 6707 Å е слаба и при ниското ниво сигнал/шум на спектъра, тя не се изявява върху непрекъснатия спектър (Munari et al. 2009). В спектъра с висока разделителна способност, получен на 15 януари 2010 г., водородната линия H α и натриевия дублет Na I показват P Cуг профили, които са типични за Фуорите. Широката абсорбционна линия на водорода H α е отместена към синята област и достига до около -800 km/s породена от мощен, бързо разширяващ се вятър.

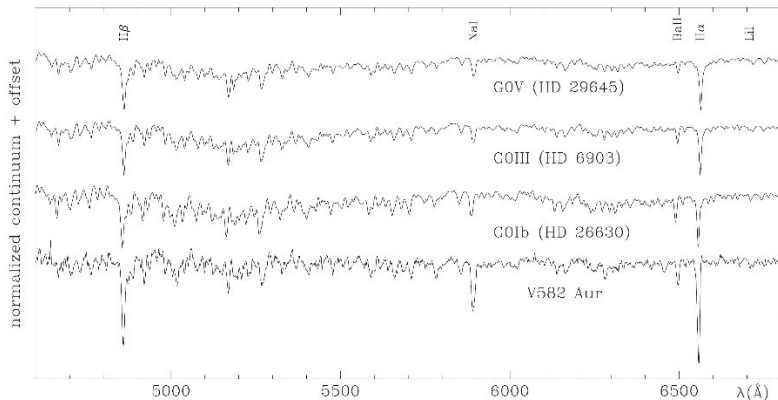
Фигура 17 представя сравнение между спектрите с ниска разделителна способност на V582 Aur, които са получени преди, по време и след големия спад на блясъка през пролетта на 2012 г. По време на това събитие спектралните свойства на звездата се променят драматично. Абсорбционните линии и P Cуг профилите изчезнаха от спектъра и остана само H α емисионната линия без абсорбционен компонент. Следователно, по време на спада на блясъка с ~ 2.26 звездни величини във V ивицата, спектралните характеристики на звездния спектър се променят от типичен Фуор до типичен спектър на T Tauri звезда. След излизането от дълбокия фотометричен минимум на блясъка, спектралните характеристики на V582 Aur отново се променят значително, като се връщат спектралните свойства на Фуор. Абсорбционните линии на H α , H β , Na I D и Ba II 6497 Å, заедно с P Cуг профилите при H α и Na I D, се появяват отново през август - септември 2012 г. Наблюдава се също и значителна промяна в спектралното разпределение на енергията на V582 Aur при различните фотометрични състояния, получени в периоди на високи и ниски нива на блясъка.

За да класифицираме абсорбционния спектър на V582 Aur, ние сравнихме нашите спектри със спектри от атласа на обсерваторията Азиаго наблюдавани със същата апаратура. Използвахме обработените спектри на V582 Aur и спектри от атласа МКК (Morgan - Keenan - Kellman), като ги

нормализирахме, използвайки една и съща функция, а именно полином на Лагранж от пети порядък, ограничен до диапазона по дължини на вълните. Фигура 18 показва, че свойствата на абсорбционния спектър на V582 Aur са подобни на свръхгигантите от спектрални класове G0.



Фиг. 17. Спектри с ниска дисперсия на V582 Aur, получени при различни стойности на блясъка в R ивицата.



Фиг. 18. Спектър с висока разделителна способност на V582 Aur, получен на 21 декември 2012 г., сравнен със спектрите на звездите от спектрален клас G0, HD 29645, HD 6903 и HD 26630 (от спектралната база данни на обсерваторията Азиаго).

3.1.3 V733 Cep (Persson's star)

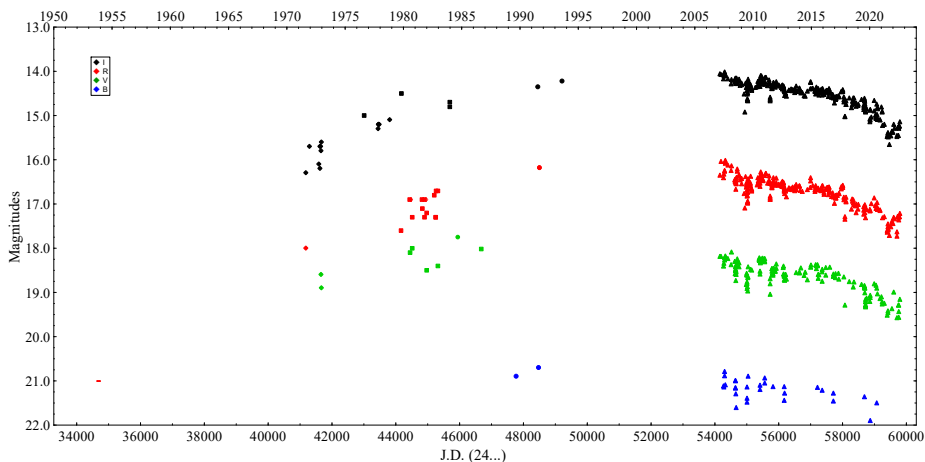
Друг интересен обект, който показва спектралните и фотометрични характеристики на Фуорите е звездата V733 Cep, известна още като звездата на Persson. Тя е разположена в тъмния облак L1216 близо до асоциацията на Цефей OB3. Променливостта на V733 Cep е открита от шведския астроном-любител Roger Persson през 2004 г. (Persson 2004). Той сравнява сканираните плаки от Първия и Втория Паломарски обзори на небето, търсейки променливи обекти. Персон забелязва звезда със звездна величина 15.7 mag. в червената област на плаката от Втория обзор (3 сеп. 1991), която отсъства на съответното изображение от Първия обзор (31 окт. 1953). Reipurth & Aspin (2004b) потвърждават променливостта на звездата и заключават, че тя е понижила блясъка си с 1.6 звездни величини (R) за период от около 13 години (от 1991 до 2004 г.).

Reipurth et al. (2007) публикуват подробно фотометрично и спектрално изследване на V733 Cep и регистрират значителна прилика с прототипа на Фуорите звездата FU Orion. Резултатите от спектралните наблюдения в оптичната област показва добре дефинирана линия на лития (Li I $\lambda 6707$) и изместени към синята област абсорбционни компоненти при линиите водорода H α и натриевия дублет (Na I D), простиращи се до най-малко на 200 km/s, което е свидетелство за масивен и високоскоростен звездан вятър. Инфрачервения спектър на V733 Cep в диапазона 1-4 μm показва наличието на интензивни ивици на водна пара и е почти идентичен с инфрачервения спектър на FU Ori. Предполагайки спектрално разпределение енергията, подобно на това на FU Ori, авторите получават за V733 Cep болометрична светимост от около 135 L_{\odot} на предполагаемото разстояние от 800 pc до звездата. Reipurth et al. (2007) съвкупността от резултатите категорично показва, че V733 Cep е нов обект от тип FU Ori, който трябва да е избухнал в периода между 1953 и 1984 г.

В нашата първа статия (Semkov & Peneva 2008) бяха представени данни от фотометричен мониторинг на V733 Cep в периода февруари 2007 г. – февруари 2008 г. и беше отбелязано, че не са регистрирани значителни промени в блясъка на звездата през периода на наблюденията. Поради краткия период през който са проведени наблюденията, не е открита тенденция към намаляване на блясъка, която е регистрирана при следващите изследвания на звездата. Търсенето ни в базата данни WFPDB беше ограничено до телескопи с апертура над 40 см тъй като V733 Cep се очаква да бъде със сравнително големи стойности на звездните величини и не би могъл се регистрира от наблюдения с малки телескопи. Открихме 192 архивни фотографски наблюдения в колекциите от плаки на пет телескопа.

На Фигура 19 са показани кривите на блясъка на V733 Cep в ивиците на пропускане B, V, R и I за всички налични наблюдения. Запълнените триъгълници представляват нашите CCD наблюдения, запълнените ромбове фотографските

данни от Шмит телескопа в Азиаго, запълнените кръгове фотографските данни от Паломарския Шмит телескоп, запълнените квадрати фотографските данни от Шмит телескопа в Кисо, незапълнените ромбове фотографските данни от обсерваторията Калар Алто. Червеното тире показва горната граница на звездната величина на червената плака на Първия Паломарски обзор на небето.



Фигура 19. Историческа крива на блясъка на V733 Суг в BVRI лъчи за периода октомври 1953 – октомври 2022 г.

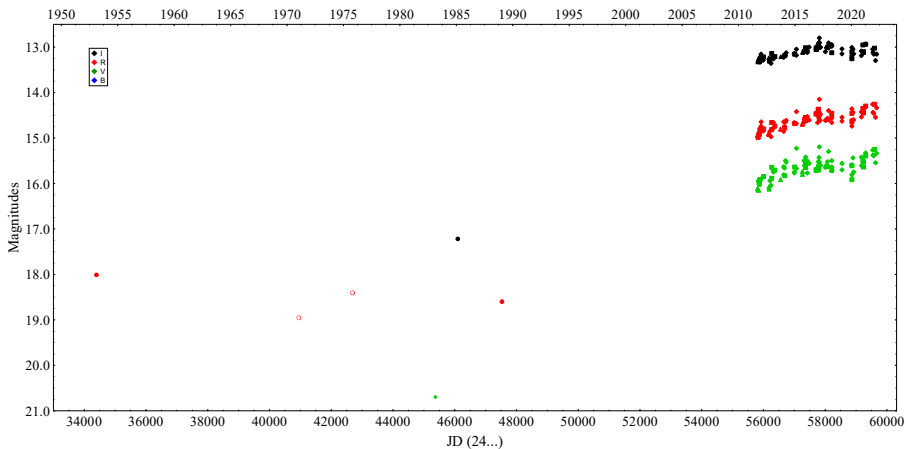
Проведеното от нас фотометрично изследване потвърждава принадлежността на V733 Сер към групата на обектите от типа на Фуорите. Избухване в оптичната област и плавно повишаване на блясъка в периода 1971-1993 г. са основния резултат от измерването на архивните наблюдения. През този период увеличението на блясъка протича много бавно и за период от 22 години звездната величина в I ивицата нараства с 2.1 mag. Понастоящем е невъзможно да се определи точното начало на избухването в оптичната област поради липсата на наблюдения за периода 1953-1971 г. Кривата на блясъка на V733 Сер в периода на нарастване е подобна на тази, наблюдавана за Фуор звездата V1515 Суг, но времето за увеличаване на блясъка, навярно е още по-дълго. През периода 1993-2004 г. V733 Сер вероятно е достигнал максималната си яркост, но през него не са публикувани фотометрични наблюдения. Амплитудата на наблюдаваното избухване на V733 Сер, според нашите резултати надвишава 4.5 mag, в R ивицата. Спадането на блясъка на V733 Сер протича неравномерно, като се наблюдават краткотрайни периоди на значително намаляване на блясъка за кратки периоди. Типичен пример за такова спадане на блясъка се наблюдава през периода юни-юли 2009 г. (намаляване с 0.4 в I ивицата) и връщане към предишното ниво.

3.1.4. V900 Mon

Откриването на нова еруптивна звезда в съзвездие Еднорог е докладвано от астронома-любител Джим Томас (Thommes et al. 2011). Reipurth et al. (2012) провеждат подробно изследване на V900 Mon в оптичния и инфрачервения диапазон и откриват значителни прилики с обектите от типа на Фуорите. Според авторите избухването на V900 Mon е започнало между 1953 г. и 2009 г., като светимостта му е определена на $106 L_{\odot}$, при разстояние до обекта от 1100 pc. Също така Reipurth et al. (2012) предполагат, че V900 Mon е млад звезден обект от Клас I. Спектърът на V900 Mon в инфрачервената област е много по-късен от този в оптичната. Също така характерното дълбоко инфрачервено поглъщане в ивицата на CO и абсорбционната линия на лития LiI $\lambda\lambda 6707\text{\AA}$, са наблюдавани в спектъра на V900 Mon. Gramajo et al. (2014) моделират кривата на разпределение на енергията на V900 Mon в спектралния диапазон от 1 до 200 μm и оценяват маса на околозвездния диск на $0.1 M_{\odot}$ и темпа на акреция на $2.0 \times 10^{-6} M_{\odot}/\text{yr}$.

Varricatt et al. (2015) наблюдават V900 Mon с помощта на 3.8-м инфрачервен телескоп на Обединеното кралство с L' и M' МКО филтри. Наблюденията са направени през април и септември 2015 г. и показват леко увеличение на блясъка на обекта в инфрачервената област. В нашата първа статия с резултати от наблюдения на V900 Mon (Semkov et al. 2017b) ние регистрираме постепенно увеличение на блясъка на звездата в оптичния диапазон през периода 2011-2016 г. За да изследваме фотометричната история на V900 Mon и да определим началото на избухването, потърсихме данни за наблюдения на фотографски плаки в архива на Космическия телескоп. В резултат от търсенето по координати на V900 Mon, открихме сканирани копия от шест фотографски плаки, получени с Паломарския Шмит телескоп и британския Шмит телескоп в Австралия. Обектът е идентифициран и измерен на четири от тях (Semkov et al. 2021a).

Историческите VRI криви на блясъка на V900 Mon от всички налични наблюдения са представени на Фигура 20. Запълнените ромбове представляват CCD наблюденията от 50/70 см Шмит телескоп, запълнените квадрати CCD наблюденията от 2 м RCC телескоп, запълнените триъгълници CCD наблюденията от 1.3 м RC телескоп, запълнените кръгове представляват данни от архива на Космическия телескоп, а празните кръгове представляват данните от *Digitized Sky Survey* от статията на Reipurth et al. (2012). Архивните данни показват, че преди избухването V900 Mon е бил променлива звезда, което е ясно забележимо по наблюденията в R ивицата. Амплитудата на променливост на блясъка е около една звездна величина, което е типична променливост на звездите от типа T Tauri.



Фигура 20. Историческа крива на блясъка на V900 Mon в VRI лъчи за периода януари 1953 – април 2022 г.

Точното време на началото на избухването на V900 Mon не може да бъде определено по сегашните данни, но със сигурност може да се заключи, че избухването се е случило след януари 1989 г. Поради липсата на данни за периода 1989-2011 г. не можем да определим темпа на нарастване на блясъка и вида на кривата на блясъка преди достигане до максималния блясък. От началото на нашите наблюдения през 2011 г. регистрираме постепенно нарастване на блясъка. Но през последвалите четири сезона на наблюдения (от края на 2018 г. до началото на 2022 г.) нарастването на блясъка е спряло и дори се наблюдава лек спад. Увеличаването на блясъка се забелязва при всички филтри, като за R ивицата е около 0.5 звездни величини за осемгодишния период от 2011 до 2017 г. Следователно V900 Mon е достигнал максималния си блясък през сезона на наблюдение 2017–2018 г. и е възможно да очакваме намаляване на блясъка през следващите години.

3.1.5. V1735 Cyg

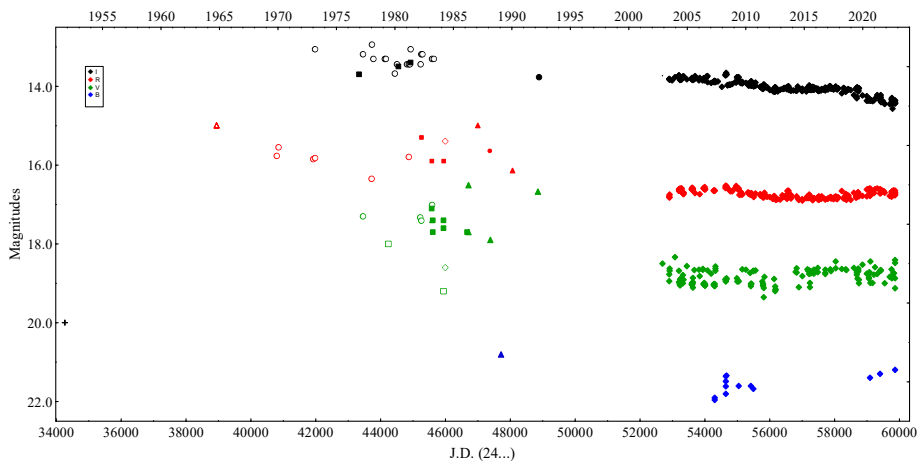
Променливия обект V1735 Cyg (Elias 1-12) е открит от Elias (1978) при наблюдения в инфрачервената област на ярката мъглявина IC 5146. Класифицирането на V1735 Cyg като Фуор е направено на основата на наблюдаваното избухване, характерните за Фуорите спектрални характеристики (Bastian & Mundt 1985) и връзката на обекта с изтичане на молекулярна маса (Levreault 1983). Според Elias (1978) V1735 Cyg има звездна величина $R=15.0$ през 1977 г., докато на червената плака от Първия Паломарски обзор на небето (1952), V1735 Cyg е под лимита ($R>20$). Първото свидетелство за наблюдавано избухване на звездата е плака от 5-м Хейл телескоп в Паломар (5 юли 1965 г.), на която обектът има подобна яркост като през 1977 г. Изглежда, че звездата е увеличила блясъка си с 5 звездни величини през периода между 1952 и 1965 г. Въз основа на резултатите от рентгенови наблюдения Skinner et al. (2009) заключават, че централният обект V1735 Cyg е единична T Tauri звезда с висока светимост и голяма маса ($M \geq 1.7 M_{\odot}$). Gramajo et al. (2014) също изследват кривата на спектралното разпределение на енергията на V1735 Cyg и определят масата на околос звездния диск на $0.2 M_{\odot}$, а масата на обвивката на $0.9 M_{\odot}$. Тъй като V1735 Cyg е един от първите обекти причислени към групата на Фуорите нашият интерес към него е още от 1986 г., когато сме снимали първите фотографски плаки, след което от март 2003 г. продължихме със CCD фотометрични наблюдения (Peneva et al. 2009).

Фотографският архив от плаки на 50/70 см Шмит телескоп в НАО Рожен съдържа 82 плаки, центрирани върху IC 5146. Плаките са получени в периода 1984-1994 г. и повечето от тях са снимани в синята област (емулсия ORWO ZU21 с В филтър). Визуалната проверка на тези плаки не показва наличието на V1735 Cyg (типичните лимити на сините плаки са около 17.5 – 18.0 mag.). Плаките, получени върху емулсии Kodak Па-D с V филтър и върху емулсии Kodak 103a-F и 103a-E с R филтър, са сканирани и включени в кривите на блясъка. От пет плаки, снимани с 100/150 см Шмит телескоп на БАО (Армения), само на една от тях, получена на 8 септември 1980 г., има наличие на звездата и измерената звездна величина е $V=20.4 \pm 0.4$.

Сканираните плаки от Паломарския Шмит телескоп, достъпни чрез уебсайта на Научния институт на космическия телескоп също бяха проверени за наличие на V1735 Cyg. Синята и червената плаки от Първия Паломарски обзор на небето, получени през 1952 г., не показват следи от звездата. На сканираните плаки от обзорите на небето Quick-V и POSS II, V1735 Cyg се открива и звездните величините на обекта са измерени с използването на калибрираната от нас последователност от звезди за сравнение.

Използвайки събраните данните от архивни фотографски плаки и съвременни CCD наблюдения, ние успяхме да конструираме историческата крива

на бляска на V1735 Cyg и да изследваме фотометричното поведение на звездата около времето на избухването в оптичната област и във времето на спадане на бляска. На Фигура 21 са представени кривите на бляска в B, V, R и I ивиците на пропускане от всички налични наблюдения на V1735 Cyg.



Фигура 21. Историческа крива на бляска на V1735 Cyg в BVRI лъчи за периода септември 1952 – октомври 2022 г.

Анализът на наличните фотометрични данни за V1735 Cyg води до някои важни заключения. Времето на нарастване на бляска и звездната величината на обекта при максималното ниво на блясък, все още не могат да се определят със сигурност. Данните от фотографските наблюдения, получени с 50/70-см Шмит телескоп в НАО Рожан в периода от 1986 до 1992 г., показват силна фотометрична променливост ($\Delta V=1.2$ mag.). Когато се вземат предвид звездните величините публикувани от Leveault (1988) и Goodrich (1987), регистрираната амплитуда на V1735 Cyg в периода 1980-1992 е още по-голяма $V=2.7$ mag. Но фотометричните данни от нашия мониторинг, получени от март 2003 г. до октомври 2022 г., показват значителна промяна на фотометричното поведение на звездата. Регистрирани са само малки промени на бляска с амплитудни вариации до $R=0.5$ mag. Анализът на съществуващите фотометрични данни показва много бавно и неравномерно спадане на бляска на звездата – 1.8 mag. (R) от предполагаемия максимум на бляска до сега (т.е за период от около 50 години).

3.2. Затъмнения от прахови облаци.

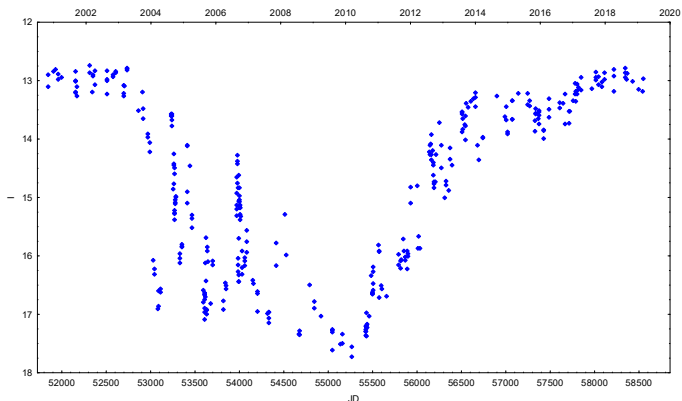
3.2.1. V1184 Tau

V1184 Tau е разположена в глобулата на Вок СВ 34 в съзвездието Бик на разстояние от 1.5 крс. Yun et al. (1997) откриват силно променлив обект в центъра на глобулата, при сравняването на CCD кадри, получени през 1993 г. с плаките от Първия Паломарски обзор на небето (1951 г.) и показват разлика в блясъка на този обект в червената област от 3.7 звездни величини. Предполагайки избухване на V1184 Tau, Yun et al. (1997) го определят, като обект от типа на Фуорите. Alves et al. (1997) определят спектралния клас на V1184 Tau като G5 (III-IV), болометричната светимост на $39 L_{\odot}$, масата на звездата като $2 M_{\odot}$ и възрастта ѝ на 10 милиона години. Tackett et al. (2003) откриват ротационен период 2.372 денонощия при V1184 Tau, който предполага наличието на хладни петна на повърхността на звездата.

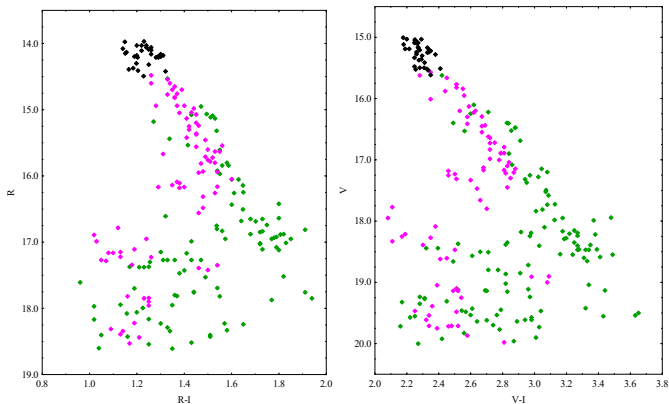
Grinin et al. (2009) предлагат модел на звездата с акреционен диск и разширяваща се газово-прахова обвивка над повърхността на диска. Предложена е класификация като Уксор на звездата на базата на фотометричните данни и в същото време като Фуор въз основа на модела на физическия процес, който е причинил това явление. Според Herbig (2008) в спектъра на V1184 Tau няма абсорбционни линии, но емисионните линии на водорода H α и емисионните инфрачервени на Ca II се наблюдават с голям интензитет, а емисионните линии на [O I], [S II], [N II] и [Fe II] са сравнително по-слаби. Заключение на Herbig (2008) е че V1184 Tau не може да бъде причислена към Ексорите, тъй като не е известно дали звездата е имала и други избухвания.

Първите наши наблюдения на V1184 Tau в периода 2000-2003 г. показва променливост на блясъка с амплитуда около 0.6 звездни величини във V ивицата, без тенденция към нарастване или спадане на блясъка и наличие на ексцес в близката инфрачервена област (Semkov 2003b). Сравнението на нашите наблюдения със спектрите, получени през 1995 г. (Yun et al. 1997) и 1996 г. (Alves et al. 1997) показва значителни промени в профила на линията на водорода H α . Друга типична спектрална характеристика на звездите преди Главната последователност – забранената линия на кислорода [OI] (λ 6300) също присъства в нашите спектри, като емисионна. През лятото на 2003 г. ние наблюдавахме началото на постепенно спадане на блясъка на V1184 Tau, което продължи и през следващите месеци. През следващите години блясъкът на звездата се променя бързо и се наблюдават няколко сравнително бързи покачвания и спадания на блясъка с амплитуди от няколко звездни величини. От лятото на 2010 г. блясъка на звездата започна постепенно да нараства до пролетта на 2017 г., когато достигна стойности, близки до максималната звездна величина. Минималната звездна величина на V1184 Tau ($I=17.73$) е регистрирана през март 2010 г. след

което започва неравномерно покачване на блясъка. Процесът на увеличаване на блясъка е сравнително по-бърз и с относително по-малки вариации, за разлика от процеса на намаляване на блясъка. Регистрираната амплитуда е $\Delta I \sim 4.8$ mag.



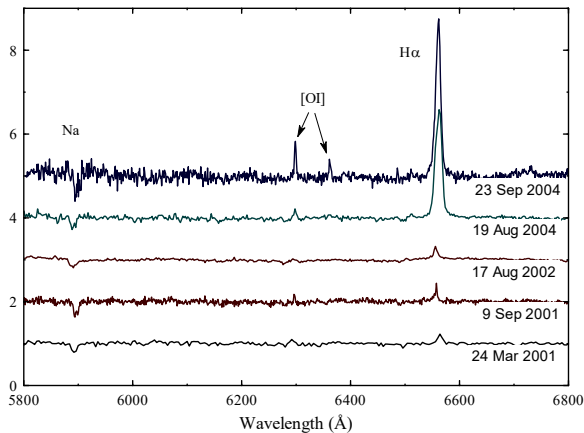
Фиг. 22. Крива на блясъка в I лъчи на V1184 Tau за периода на нашите наблюдения от октомври 2000 г. до март 2019 г.



Фиг. 23. Диаграми цвят-звездна величина $V-I/V$ и $R-I/R$ за V1184 Tau по време на нашите наблюдения от октомври 2000 г. до март 2019 г. Черните точки представят фотометричните данни от 2000-2003 г., преди спадането на блясъка. Зелените точки са фотометричните данни за периода 2003-2010 г., когато се наблюдава спадането на блясъка. Лилавите точки са фотометричните данни за периода 2010-2019 г., когато блясъка на звездата постепенно се завръща към максималните стойности.

Друг важен резултат от нашето фотометрично изследване е промяната на цветовете индекси по време на регистрираното спадане на блясъка. От Фигура 23 може да се види ясна зависимост: звездата става по-червена, докато звездната величина спада. В този случай предполагаме, че почервяването на звездата се дължи на променлива екстинкция от околос звездната среда по лъча на зрението. Последвалите наблюдения по време на дълбокия минимум на блясъка показват ефекта на посиняване при минимален блясък. От определена точка на обръщане, в случая на V1184 Tau тя е около $V-I \sim 18$ mag., звездата става по-синя, достигайки от $V-I=3.7$ mag. до $V-I=2.1$ mag. Следователно променливостта на V1184 Tau може да се обясни като суперпозиция на две независими явления: (1) променливост, причинена от въртене на звездна повърхност с петна с понижена температура и (2) затъмнение от газово-прахови облаци движещи се в орбита около звездата.

Три дългопроцесни спектъра в оптичната област на V1184 Tau са получени с 1.3-м RC телескоп на обсерваторията Скинакас, непосредствено преди и след спадането на блясъка през 2003 г. Спектъра получен през 2002 г., не показва значителни промени, в сравнение със спектрите от 2001 г. Но следващите два спектъра на V1184 Tau получени през 2004 г. показват значително увеличение на еквивалентната ширина на линията $H\alpha$ и появата на нови спектрални линии.

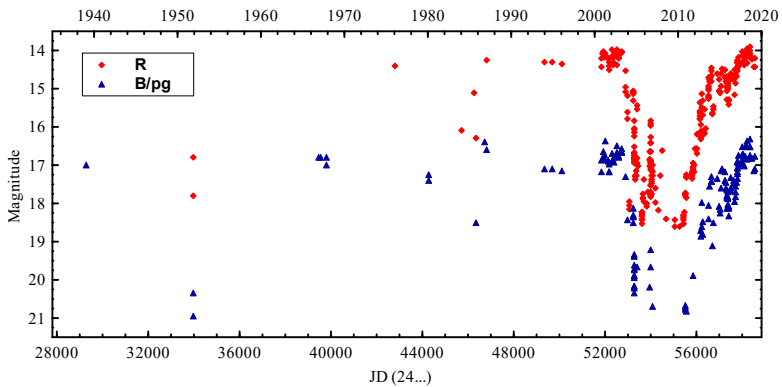


Фиг. 24. Спектрални наблюдения на V1184 Tau през различни периоди на промяна на блясъка.

Еквивалентната ширина на линията $H\alpha$, измерена през 2001 г. е 4 \AA . По време на периода на дълбокия минимум на блясъка (2004 г.) еквивалентната ширина на линията $H\alpha$ се увеличи до 9 \AA , стойност, типична за класическите T Tau1 звезди. Еквивалентните ширини на друга типична спектрална

характеристика на звездите преди Главната последователност: забранения кислород [OI] ($\lambda\lambda$ 6003, 6363), също се увеличиха в нашите спектрални наблюдения. Според Alves et al. (1997) звездната величината на V1184 Tau, изчислена от тях по червената плака от Паломарския обзор (1951) е ~ 18 mag. Нашите R звездни величини, наблюдавани през март 2004 г., август 2005 г. и август 2007 г., имат подобни стойности, така че тогава звездата е имала същия блясък, като през 1951 г.

Фотометричното поведение на звездата в периода между двете епохи на минимума е обект на нашето търсене в архивите от астрономическите фотографски плаки. Първите резултати от измерванията на архивните фотографски плаки от обсерваториите Кисо, Зонеберг, Хайделберг, Рожен и Конколи са докладвани в наша публикация (Semkov et al. 2008). Също така сме използвали сканираните плаки от Паломарските обзори на небето, достъпни чрез уебсайта на Научният институт на космическия телескоп.

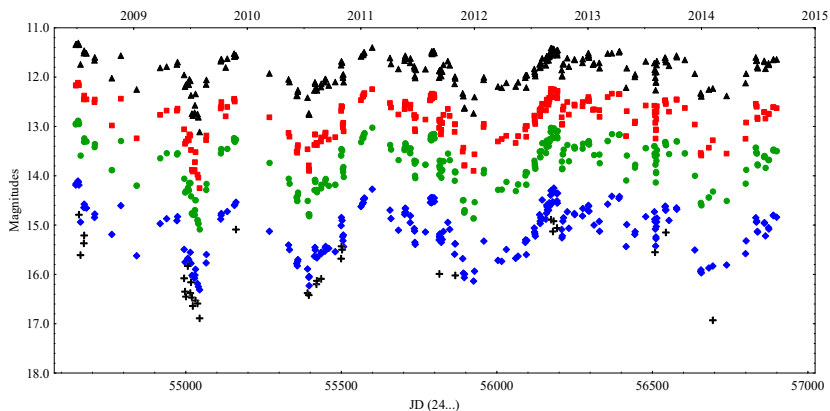


Фиг. 25. Крива на блясъка в R и B/pg лъчи на V1184 Tau за всички налични наблюдения през периода от февруари 1939 г. до март 2019 г.

Фигура 25 показва, че към днешна дата са регистрирани общо три дълбоки минимума на блясъка, първият около 1951 г., вторият между 1976 г. и 1985 г. и последният от 2003 до 2017 г. Продължителността на първия минимум, документиран върху фотографските плаки от Първия Паломарски обзор на небето, все още не може да се определи, докато продължителността на втория минимум варира между 6 и 9 години. Последният минимум започна през лятото на 2003 г. и продължи близо 14 години. Приемайки затъмнението от орбитални облаци прах като причина за дълбоките минимума, ние оценяваме приблизителния период на затъмненията и интервала между два дълбоки минимума на около 25-28 години между два минимума и приблизително 8-14 години продължителност на всеки минимум.

3.2.2. GM Cep

GM Cep е звезда преди Главната последователност, разположена в полето на младия разсеян звездан куп Trumpler 37 на разстояние 870 pc и най-вероятно е член на купа. Данните от фотографски наблюдения на звездата, извършени от Suyarkova (1975) и Kun (1986) показват голяма амплитудна на променливост - $\Delta m_{pg}=2.2$ и $\Delta V=2.15$ звездни величини. Според Sicilia-Aguilar et al. (2008) звездата е станала много по-ярка през 2006 г., отколкото през 1990 г., и те заключават, че най-вероятното обяснение за увеличаването на блясъка е избухване от типа Ексор. Според авторите GM Cep е звезда преди Главната последователност с маса $M \sim 2.1 M_{\odot}$, от спектрален клас G7V-K0V и с радиус между 3 и 6 R_{\odot} . Xiao et al. (2010) изследват архивите от фотографските плаки от Харвардския колеж и обсерватория Зонеберг и установяват, че не се наблюдават бързи покачвания на блясъка, а кривите на блясъка по-скоро са доминирани от спадания. С цел да определят принадлежността на GM Cep към единия от двата типа Ексор или Уксор, Giannini et al. (2018) изследват темпа на акреция при различни фотометрични нива и не откриват значителна промяна, той е определен на $(3.5 \pm 0.6) \times 10^{-8} M_{\odot}$ за година.

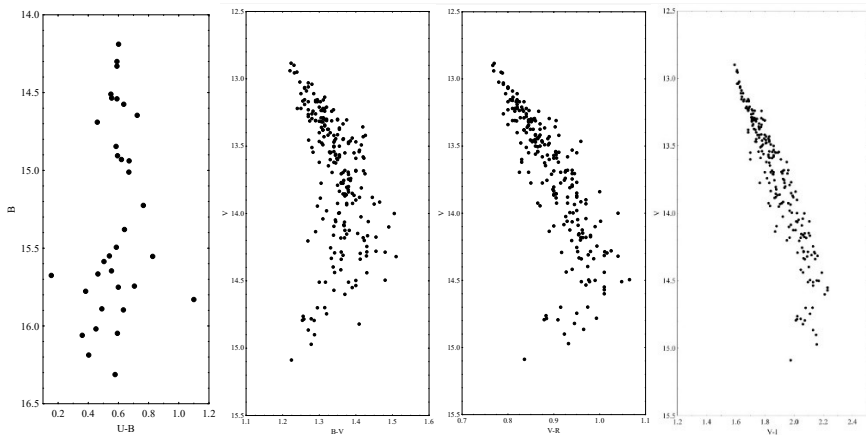


Фиг. 26. Криви на блясъка в U, B, V, R и I лъчи на GM Cep за периода на нашите наблюдения от юни 2008 г. до юли 2014 г.

Нашите фотометрични CCD наблюдения на GM Cep започнаха през юни 2008 г. след публикуване на статията на Sicilia-Aguilar et al. (2008) за възможен обект от типа на Ексорите. Обобщените резултати от над шест годишен период на наблюдения на GM Cep показват много силна фотометрична променливост. Можем да твърдим, че звездата през повечето време е в състояние близо до максималния блясък и не са наблюдавани характерните на Ексорите

краткотрайни избухвания. Затъмненията в кривата на блясъка на GM Сер вероятно са причинени от обекти с различни размери и плътност. Праховите частици, които затъмняват светлината от звездата, са големи по размер, както следва от закона за почервяване и са разпределени по много неравномерен начин. Тази нехомогеност на плътността на праха може да означава, че в случая на GM Сер, протича еволюцията на протопланетарния диск, свързана с процеса на нарастване на праховите частици, от размери с големината на микрометри към образуването на планетезимали с размери от километри (Chen et al. 2012).

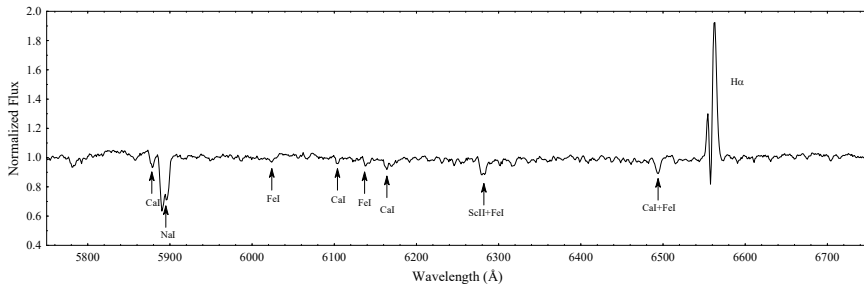
Друг важен резултат от нашето изследване е промяната в цветовите индекси ($U-B/B$, $B-V/V$, $V-R/V$ и $V-I/V$) на GM Сер при дълбоките минимума. На тези диаграми се установява наличието на точка на обръщане, при която спира почервяването и цвета на звездата става все по-син със спада на блясъка. В съответствие с модела на затъмняване от прахови частици, наблюдаваното обръщане на цветовете се причинява от разсеяната светлина върху малките прахови частици. За всеки цвят тази точка на обръщане възниква при различна стойност на блясъка, на $B-V/V$ диаграмата точката на обръщане настъпва при $V \sim 14.0$ mag., докато на $V-I/V$ диаграмата този ефект се наблюдава при стойности $V \sim 14.6$ mag. Следователно събраните до сега фотометрични данни, свидетелстват за наличието на затъмнения от типа на Уксорите и доказват, че променливостта на GM Сер е доминирана от променлива екстинкция причинена от околосвездната среда (Semkov et al. 2015).



Фиг. 27. Диаграми цвят-звездна величина $U-B/B$, $B-V/V$, $V-R/V$ и $V-I/V$ на GM Сер за периода на нашите наблюдения от юни 2008 г. до юли 2014 г.

Средно дисперсен спектър на GM Сер беше получен с 1.3-м RC телескоп в обсерваторията Скинакас. В спектъра линията на водорода $H\alpha$ има двоен профил което предполага, че тази линия е формирана в дископодобна област.

Звездите преди Главната последователност се характеризират със силни звездни ветрове. В случая на GM Cep, вятърът вероятно образува дископодобна структура близо до повърхността на звездата. Дълбочината на централния абсорбиционен компонент на линията H α предполага, че наклонът на звездата спрямо зрителната линия е $i \sim 75^\circ$ (Hanuschik 1996).



Фиг. 28. Спектър на GM Cep получен на 27 юни 2008 с 1.3-м RC телескоп.

За ротационно доминирани профили, разделянето на пиковете може да се разглежда като мярка за външния радиус на H α излъчващия диск (Huang 1972):

$$R_{disk} = \frac{GM_* \sin^2 i}{(0.5\Delta V)^2}$$

От спектъра оценяваме $\Delta V = 379.4 \pm 0.3$ km/s (разстоянието между синия и червения пик на H α). Тази скорост е свързана с външния ръб на диска. Използвайки масата на звездата $M_* = 2.1 M_\odot$ и ъгъла на наклон $i = 75^\circ$, изчисляваме външния радиус на H α излъчващата област на стойност $10.4 \pm 0.5 R_\odot$. Използвайки корелацията между скоростите на крилата на линията H α при 10% от максимума ($V_{H\alpha 10\%}$) и \dot{M}_{ac} , можем да оценим темпа на акреция (Natta et al. 2004):

$$\log \dot{M}_{ac} = -12.89(\pm 0.3) + 9.7(\pm 0.7) \times 10^{-3} V_{H\alpha 10\%},$$

където $V_{H\alpha 10\%}$ е в км/сек и \dot{M}_{ac} е в M_\odot /година. За измерена скорост 633 км/сек при 10% от максимума, темпа на акреция определен по формулата е $1.8 \times 10^{-7} M_\odot$ за година.

Таблица 2. Параметри на двата пика и централната абсорбция на линията H α : еквивалентната ширина (EW), пълна ширина на половината максимум (FWHM) и радиалната скорост (V_{rad}).

	EW [\AA]	FWHM [\AA]	V_{rad} [km/s]
Син пик	-1.09 ± 0.02	3.00 ± 0.02	-392.3 ± 0.1
Централна абсорбция	$+0.23 \pm 0.02$	1.06 ± 0.02	-231.5 ± 0.1
Червен пик	-5.39 ± 0.02	5.05 ± 0.02	5.9 ± 0.1

3.3. Междинни случаи на комбинирана променливост.

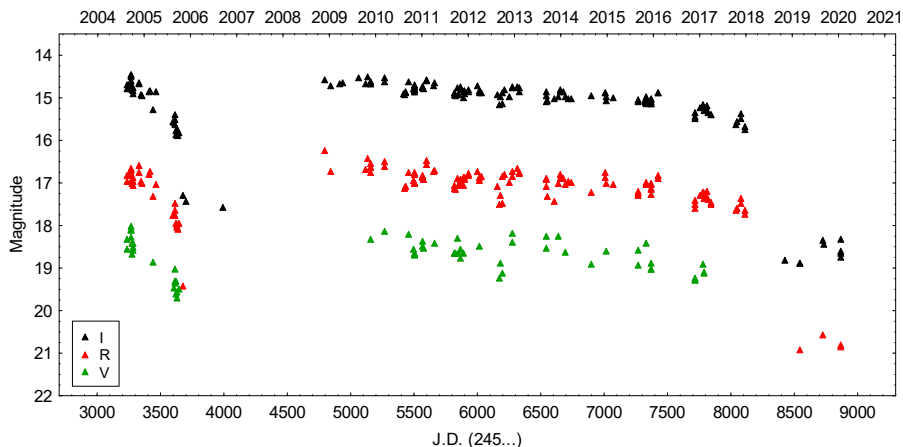
3.3.1. V1647 Ori

McNeil et al. (2004) откриват неизвестна дотогава отражателна мъглявина, разположена в молекулярния облак L1630 в съвездието Орион. Мъглявината не се регистрира на плаките от Паломарките обзори и според Reipurth & Aspin (2004a) в нея е разположен еруптивен обект (V1647 Ori) от типа Фуор или Ексор, който я осветява. Griceño et al. (2004) определят, че избухването е започнало в периода между 28 октомври и 15 ноември 2003 г. и променливият обект, осветяващ мъглявината, е повишил блясъка си с около 5 звездни величини за период от 4 месеца. Въз основа на спектроскопия в близката инфрачервена област Vacca et al. (2004) установяват, че V1647 Ori е протозвезда от Клас I в късен етап на еволюция, с малка маса и заобиколена от околосъзвезден диск. Andrews et al. (2004) измерват $3.4 L_{\odot}$ за болометричната светимост на V1647 Ori. Последвалите спектрални наблюдения показват силни емисионни линии на H α и Ca II триплет в инфрачервената област (Griceño et al. 2004, Ojha et al. 2006). Линията на водорода H α показва изявен P Cyg профил със скорост на вятъра, варираща от 600 до 300 км/сек (Ojha et al. 2006, Vacca et al. 2004). Abraham et al. (2006) определят параметрите на околосъзвездния диск: температура $T_{(AU)} = 680$ K, маса на диска $\sim 0.05 M_{\odot}$, вътрешен радиус $7 R_{\odot}$ (0.03 AU) и външен радиус от 100 AU.

Ojha et al. (2006) и Kóspál et al. (2005) първи съобщават за внезапно спадане на блясъка през ноември 2005 г. което сложи край на започналото през 2003 г. избухване, Acosta-Pulido et al. (2007) оценяват темпа на акреция на $5 \times 10^{-6} M_{\odot}$ /година по време на избухването и на $5 \times 10^{-7} M_{\odot}$ /година в състоянието на минимален блясък през 2006 г. Aspin et al. (2006) съобщават, че около 37 години преди избухването от 2003 г., т.е. през 1966 г., V1647 Ori е претърпял подобно по мащаб избухване, продължило между 5 и 20 месеца. Противно на очакванията за ново десетилетно състояние на минимум, V1647 Ori показва ново бързо увеличение на блясъка през 2008 г., след като прекара почти две години в състояние на минимум (Aspin et al. 2009).

Една от целите на нашето фотометрично изследване на V1647 Ori за период от над петнадесет години е да се определи от кой тип е избухването: Фуор или Ексор. На Фигура 29 сме представили само нашите данни от фотометрични наблюдения, тъй като съвместяването на данни от различни автори се оказва почти невъзможно. Публикуваните фотометрични данни са измерени с различни параметри и с използването на различни стандартни звезди. Нашите наблюдения показват, че третото избухване на V1647 Ori продължава приблизително десет години (2008-2018), след което е последвано от бързо спадане на блясъка. Последните данни от наблюдателните сезони 2020/2021 и 2021/2022 показват, че V1647 Ori е под лимита на наблюдения с 50/70 см Шмит телескоп и почти на

лимита на 2-м телескоп в *I* ивицата, т.е. около 20 звездна величина. Следователно третото избухване е приключило и звездата отново е в дълбок минимум на блясъка.



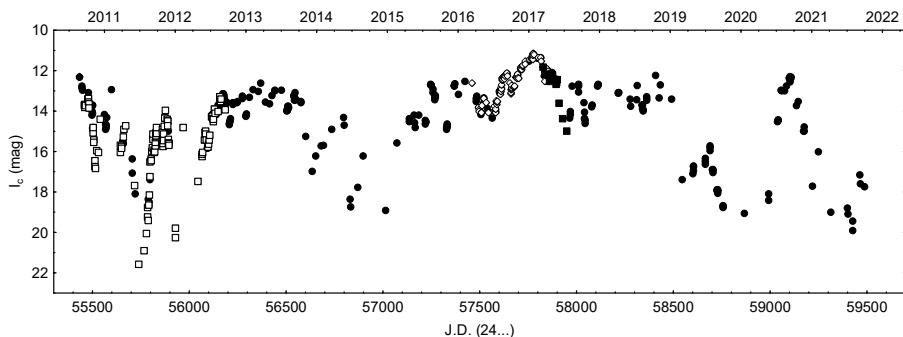
Фиг. 29. Криви на блясъка във *V*, *R* и *I* ивиците на пропускане на *V1647 Ori* за периода на нашите наблюдения от август 2004 г. до януари 2020 г.

Фотометричните данни по време на третото избухване показват плавна тенденция на намаляване на блясъка през периода 2008 – 2018 г. Междувременно звездата става по-червена с намаляване на блясъка. Случайни колебания в блясъка с амплитуди от няколко десети от звездната величина и времеви мащаби от няколко дни бяха регистрирани и по време на второто избухване (Aspin & Reipurth 2009). Според Aspin et al. (2009) спадането на блясъка на *V1647 Ori* през периода 2006–2008 г. е причинено от намаляване на темпа на акреция и формиране на прахови частици в околзвездната среда на звездата. Такава интерпретация на резултатите от наблюденията води Aspin et al. (2009) към хипотезата, че *V1647 Ori* все пак е обект от типа на Фуорите. Нашите данни показват подобно фотометричното поведение на звездата по време на двете избухвания и също подкрепят хипотезата за природата на *V1647 Ori*. Следователно, по време на двете избухвания, или продължилото след прекъсване избухване, *V1647 Ori* продължава да показва фотометричните свойства на Фуорите и спектралните характеристики на Ексорите. *V1647 Ori* предоставя уникална възможност за изследване на физическите процеси, протичащи при избухванията на звездите преди Главната последователност.

3.3.2. V2492 Cyg

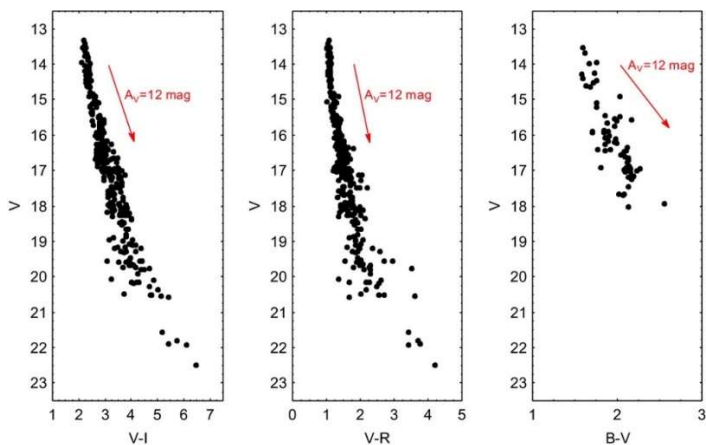
Променливият обект V2492 Cyg, открит от Itagaki & Yamaoka (2010) е разположен в полето на ярката мъглявина Пеликан (IC 5070), на разстояние 550 pc. Според Covey et al. (2011) наблюдаваното повишение на блясъка се дължи на увеличаване на темпа на акреция и на образуването на колимирана струя материя изтичаща от звездата, подобно на избухването на V1647 Ori. Според Aspin (2011) спектралните характеристики на V2492 Cyg по време на избухването през 2010 г. са подобни на тези, на EX Lupi по време на неговото избухване през 2008 г. Заключение на Covey et al. (2011) и Aspin (2011) е, че V2492 Cyg е обект подобен на EX Lupi, но значително по-млад от него. Kóspál et al. (2013) предполагат, че промяната на блясъка най-вероятно се дължи на променлива екстинкция по линията на видимост. Hillenbrand et al. (2013) обсъждат възможността V2492 Cyg да показва такава голяма амплитуда, поради два различни типа променливост, засилена акреция, а също така и от променлива екстинкция.

През периода 2010–2017 г. V2492 Cyg показва силна фотометрична променливост в оптичната област (Ibrayamov et al. 2018). Кривите на блясъка в BVRI ивиците показват множество увеличения и спадания на блясъка с различна амплитуда и продължителност. След дълбокия минимум през февруари 2015 г., блясъка на V2492 Cyg започна да нараства, което продължава до началото на 2017 г. Тогава регистрирахме значително увеличение на звездните величини на V2492 Cyg, което е рекордно високо ниво на блясъка и надвишава всички предишни стойности след 2010 г. (Ibrayamov & Semkov 2017). Giannini et al. (2018) представят данни от оптична и инфрачервена фотометрия и спектроскопия на звездата и предполагат че променливостта на V2492 Cyg е комбинация от променлива акреция и променлива екстинкция от околосвездната среда.



Фиг. 30. Крива на блясъка на V2492 Cyg в I, за периода август 2010 г. – септември 2021 г.

Както и при другите изследвани от нас обекти, особено важно е да се проследи промяната цветовите индекси на V2492 Cyg. В случая имаме най-голямата регистрирана амплитуда, над 9 звездни величини, на обект за който се предполага променливост от типа на Фуорите или Ексорите. С нашите BVRI фотометрични данни, построихме трите диаграми цвят-звездна величина ($B-V/V$, $V-R/V$ и $V-I/V$) на V2492 Cyg. От фигурата може да се направи заключението, че звездата става по-червена, когато бляска и намалява, по начин, подобен на закона за междузвездното поглъщане. Според Kóspál et al. (2013), ние наблюдаваме системата по-скоро от към ръба на околзвездния диск, отколкото от към полюса. Следователно при регистрираните от нас събития на спадане на бляска с особено с големи амплитуди, ефектът на обръщане на цветовите индекси в посока към посиняване не се забелязва на фигурата.

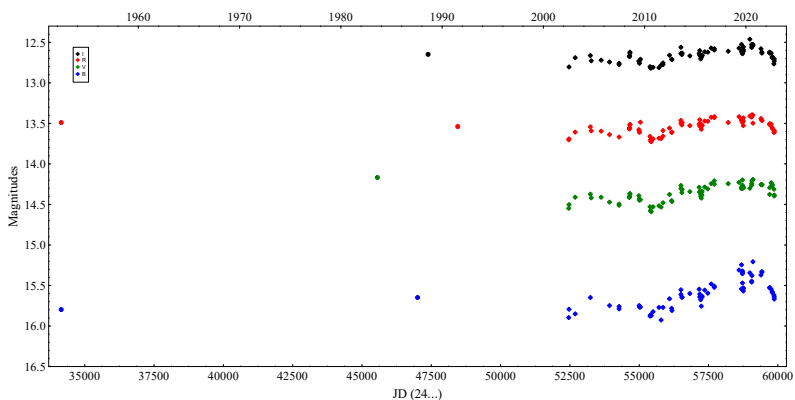


Фиг. 31. Диаграми цвят-светимост ($V-I$, $V-R$ и $B-V$ спрямо V) на V2492 Cyg за периода на нашите наблюдения. Червената стрелка показва вектора на почервяване $A_V=12$ mag според закона за междузвездното поглъщане от Schlafly & Finkbeiner (2011).

Най-вероятно ефектът от затъмняването от прахови частици, не е достатъчен, за да може дялът на разсеяната светлина да достигне значителна стойност, и да наблюдаваме намаляване на стойностите на цветовите индекси. Нашето крайно заключение е, че в този случай променливостта на V2492 Cyg вероятно е доминирана основно от променливата акреция, а евентуалните затъмнения от прахови частици или нишки в околностите на звезда, имат само допълващ ефект.

3.3.3. Parsamian 21

Parsamian 21 е млад звезден обект, заобиколен от обширна отражателна мъглявина, разположен в малък тъмен облак в съзвездието Орел (Parsamian 1965). На основата на оптични спектрални данни и свойства в далечната инфрачервена област, Parsamian 21 е класифициран като Фуор, въпреки че никога не е наблюдавано оптично избухване (Staude & Neckel 1992). Досега оптични фотометрични данни за Parsamian 21 са публикувани само от Parsamian & Petrosian (1978) и Neckel & Staude (1984). Bastien & Ménard (1990) интерпретират поляризационната карта на Parsamian 21 в модел на многократно разсейване от сплескани, оптически дебели структури, под ъгъл от 80-85°. Наличието на диск е подкрепено от откриването на биполярен поток, ориентиран по протежение на полярната ос на мъглявината (Staude & Neckel 1992).



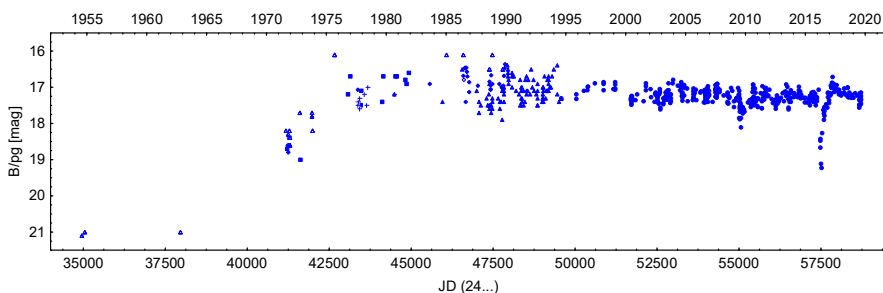
Фиг. 32. Крива на блясъка в *BVRI* ивиците на Parsamian 21 за всички налични наблюдения.

Нашите CCD фотометрични наблюдения на Parsamian 21 в периода 2003 - 2022 г. показват, че блясъка на звездата остава почти стабилен (Semkov & Peneva 2010c). Наблюдават се само промени с малки амплитудни около средните стойности. Сравняването на нашите CCD фотометрични наблюдения с данните от Паломарския обзор на небето не показва значителна промяна в блясъка на звездата за много дълъг период (над 70 години). В случая на Parsamian 21 ние наблюдаваме плавни покачвания на блясъка и връщане към началното положение. Особено добре се забелязва тази промяна в периода 2019-2021 г. Друг важен резултат от нашите наблюдения е, че тези увеличения на блясъка са с по-голяма амплитуда в *B* ивицата, отколкото в останалите филтри. Може да се направи извода, че Parsamian 21 вероятно е член на групата на дълго живеещите Фуори и че времевата скала на явлението Фуор в някои случаи е много по-дълга от прогнозираната.

3.4. Променливост на Т Tauri звездите.

3.4.1. V350 Cep

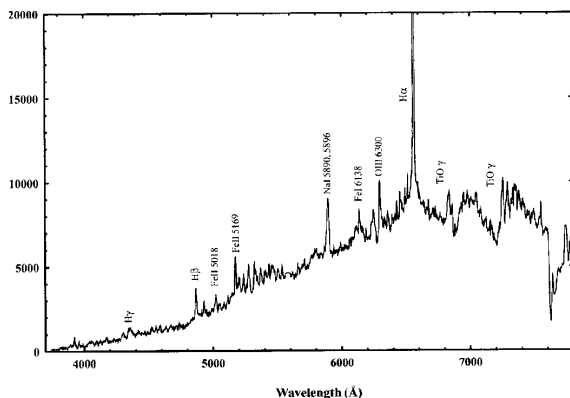
V350 Cep е звезда преди Главната последователност, която се намира в полето на отражателната мъглявина NGC 7129 и по всичко изглежда е генетично свързана с нея. Разстоянието до NGC 7129 определено от Straižys et al. (2014) е 1.15 kpc, а възрастта на областта на 3 милиона години. V350 Cep е открита от Gyulbudaghian & Sarkissian (1977), които сравняват своите наблюдения от Бюраканския Шмит телескоп с плаките от Паломарския обзор на небето. Оказва се, че новата променлива звезда не е регистрирана на синята плака, получена през 1954 г. (лимит на плаката около 21 mag.) и е малко над лимита на червената плака. Спектралния клас на звездата е определен като M2 от Cohen & Fuller (1985) и като M0 от Kun et al. (2009). Спектрите на V350 Cep, получени от Magakyan & Amirkhanyan (1979) показват около 200 емисионни линии, характерни за Т Tauri звездите и нито една абсорбционна линия. Фотометрични наблюдения на V350 Cep събрани през следващите години (Shevchenko & Yakubov 1989, Pogosyants 1991, Semkov et al. 1999) показват променливост на блясъка, типична за класическите Т Tauri звезди. Изследванията показват, че V350 Cep не принадлежи към групата на Фуорите, но разглеждането му като Ексор, също среща множество противоречия (Herbig 2008). Нашите наблюдения на V350 Cep на фотографски плаки с Шмит телескопа в НАО Рожен започват от 1984 г. и продължават със CCD фотометрия след 1994 г.



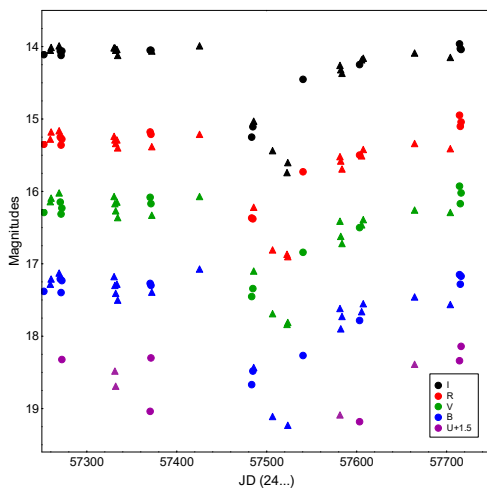
Фиг. 33. *B/rg* крива на блясъка на V350 Cep за периода 1955–2020 г. според всички налични данни от наблюдения.

Няколко спектъра на V350 Cep в оптичната област са получени с 1.3-м RC телескоп на обсерваторията Скинакас. Всички наши спектри показват сходни спектрални характеристики, а именно: емисионни линии на водорода и други елементи, включително и забранени емисионни линии. Един от нашите спектри на V350 Cep, който обхваща почти целия видим диапазон е представен на Фигура

34. Ясно се различават линиите от Балмеровата серия на водорода и ивиците на поглъщане на титановия окис.



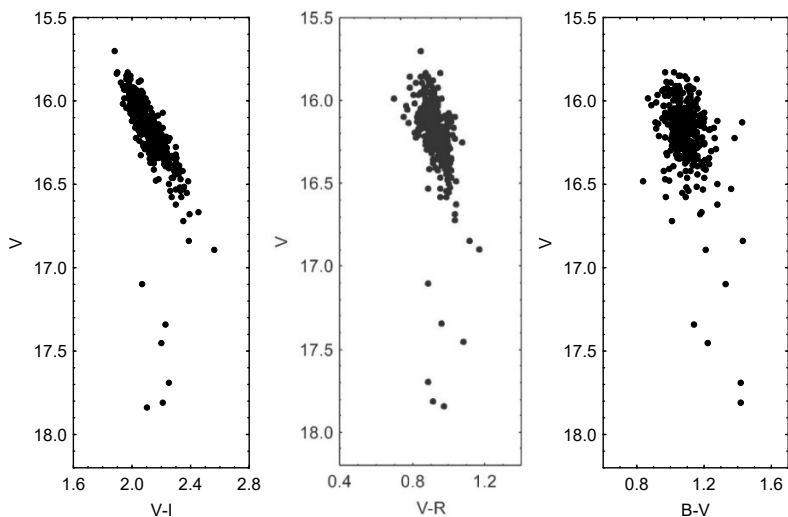
Фиг. 34. Спектър на V350 Сер получен с фокалния редуктор и отражателна решетка с 600 линии/мм на телескопа в Скинакас.



Фиг. 35. UBVRI криви на бляска на V350 Сер за периода август 2015 г. – ноември 2016 г., когато е регистриран дълбокия минимум на бляска.

Данните, получени по време на нашия фотометричен мониторинг показват променливост с малка амплитуда, но се забелязва и постепенно спадане на бляска с около 0.5 mag. в В ивицата, за период от около 40 години. В края на 2009 г. е наблюдавано спадане на бляска във всички филтри, което продължава

близо половин година, след което блясъка на звездата се възстановява до предишните нива. При този спад на блясъка, най-голяма е амплитудата в V ивицата, като достига до една звездна величина. Ново спадане на блясъка с по-голяма амплитуда е наблюдавано през 2016 г. През периода април – юни 2016 г. блясъка на $V350$ Сер спада значително и след това отново се възстановява до предишните нива. Диаграмите цвят-звездна величина (за индексите $V-I$, $V-R$ и $B-V$ спрямо звездната величина V) за периода на всички наши наблюдения показват, че звездата обикновено става по-червена, когато блясъка ѝ спада, което е типично за T Tauri звездите. Но по време на последното бързо спадане на блясъка през 2016 г. посоката на изменение на цветовите индекси се променя, звездата става по-синя, когато блясъка продължава да намалява. Т.е. нашите наблюдения на $V350$ Сер по време на дълбокия спад в блясъка показват наличието на така наречения ефект на посиняване, типична характеристика на Уксорите.

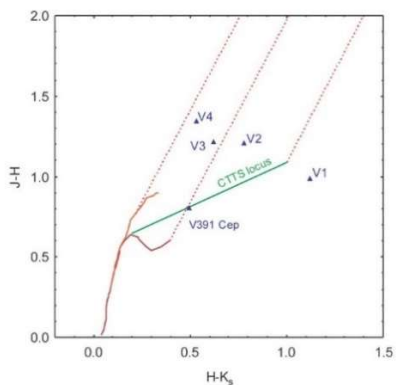


Фиг. 36. Диаграми цвят-звездна величина на $V350$ Сер за всички наши CCD наблюдения.

Обобщението на резултатите от нашите наблюдения на $V350$ Сер показват уникално нарастване на блясъка на тази звезда, започнало около 1971-1972 г. и достигащо максимум през 1978 г. Последвалите спадания на блясъка, говорят за възможна принадлежност към звездите от типа на Уксорите, но този тип променливост не може да обясни дълбокия и продължителен минимум на блясъка за периода от средата на двадесети век до 1977-1978 г. Следователно ние наблюдаваме поне три различни типа променливост при тази звезда, които са характерни за различни типове звезди преди Главната последователност.

3.4.2. V391 Cep и нови променливи звезди в областта.

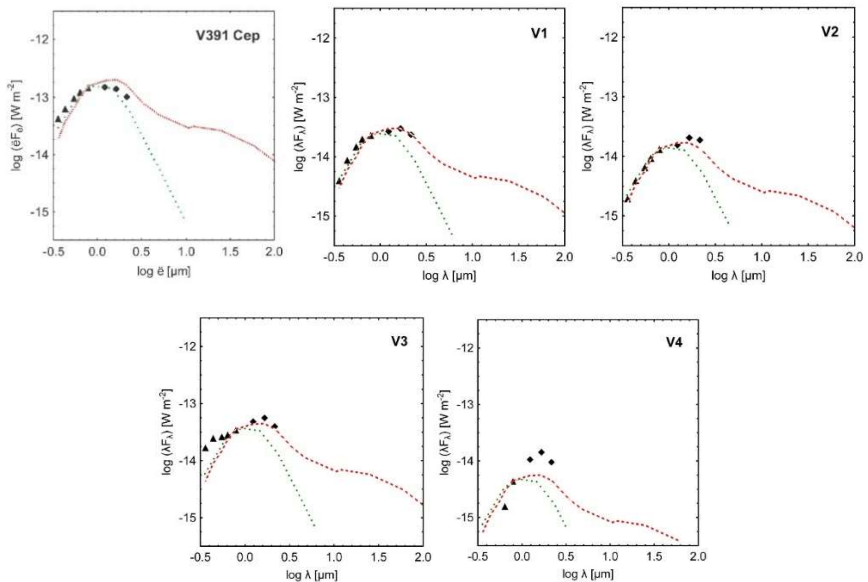
При нашия спектрален обзор с обективна призма в района на NGC 7129 (Semkov & Tsvetkov 1986) открихме 20 нови обекта с наличие на емисионна линия на водорода H α . Един от тези обекти, с номер 7 в нашия списък, привлече вниманието с много интензивната емисионна линия H α . Фотографската фотометрия показва, че обектът има силен ултравиолетов ексцес: $U-B = -0.2$ mag., при предполагаем спектрален клас G или K. Подобен ултравиолетов ексцес е характерен за класическите T Tauri звезди. Новооткрытата променлива звезда, получи означението V391 Cep. В близост до нея открихме още четири променливи обекта, които имат временни обозначения V1, V2, V3 и V4, и заедно с V391 Cep образуват малка група от млади звезди, образувани навярно по едно и също време. Първият от тях V1 също е регистриран като H α емисионен обект при нашето изследване с обективна призма и също показва променливост. Останалите три обекта са открити при фотометричните наблюдения и при калибрирането на последователност от стандартни звезди. Около някои от тях (V391 Cep, V2 и V3) се наблюдават малки отражателни мъглявини, което също е характерно за звездите преди Главната последователност.



Фиг. 37. Диаграмата цвят-цвят ($J-H$ спрямо $H-K_s$) за звездите от нашето изследване.

Използвайки JHKs звездните величини от 2MASS за звездите от нашето изследване, построихме двуцветната диаграма ($J-H/H-K_s$), за да идентифицираме обектите с инфрачервен ексцес, което би показало наличието на околозвезден диск. На Фигура 37 кафявата линия показва местоположението на Главната последователност, оранжевата линия на звездите гиганти от Bessell & Brett (1988), и зелената линия, местоположението на класическите T Tauri звезди от Meyer et al. (1997). Трите успоредни пунктирани линии показват посоката на векторите на междузвездното почервяване, определени за района на NGC 7129 от Straižys et

al. (2014). Позициите на звездите V2, V3 и V4 показват силен инфрачервен ексцес, V391 Cep е разположена на линията на локуса на класическите T Tauri звезди, а V1 показва цветове, типични за проеволвираната млада звезда с ограничен околосъзвезден материал.



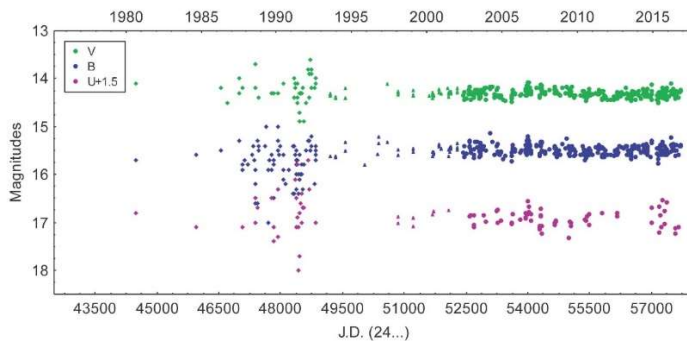
Фиг. 38. Криви на спектралното разпределение на енергията на звездите от нашето изследване, въз основа на нашата UBVRi фотометрия (триъгълници) и 2MASS (ромбове).

Спектралното разпределение на енергията в оптичната и близката инфрачервена област на звездите от нашето изследване са представени на Фигура 38. Използвани са всички наши UBVRi фотометрични данни, коригирани за междузвездното поглъщане. Поточите, съответстващи на нулева звездна величина за UBVRi ивиците, са получени от Bessell (1979), а за JHK_s ивиците и от Two Micron All Sky Survey All Sky Data release. Спектралните разпределения за фотосферата на звездите са представени със зелени линии. За сравнение, червените линии показват средното разпределение на енергията на T Tauri звездите, определено за района на звездообразуване в Бик (D'Alessio et al. 1999).

3.4.2.1. V391 Cep.

Спектралните наблюдения на V391 Cep (Semkov 1993; Kun et al. 2009) показват, че неговият спектър е подобен на класическите T Tauri звезди, със силна емисионна линия на водорода H α и наличие на емисионни линии на кислород,

желязо, магнезий и други метали. Kun et al. (2009) определя спектралния клас на V391 Сер като K5, масата като $1.15 M_{\odot}$, ефективната му температура като 4350 K и възрастта му като 0.2 милиона години. Нашите CCD наблюденията (Semkov 1993a), показват наличието на малка кометарна мъглявина около звездата, която не се вижда на плаките от Паломарския обзор на небето. През периода 1986–1992 г. V391 Сер проявява много силна неперидична променливост, чиито причини могат да бъдат: променлива акреция от диска, наличието на хладни и горещи петна на повърхността на звездата, затъмнение на звездата от околзвездни прахови облаци или други явления. След 1992 г. блясъка на V391 Сер варира със сравнително малки амплитуди около установилото се средно ниво.



Фиг. 39. Криви на блясъка в UBVI ивиците на пропускане на V391 Сер по всички налични наблюдения за периода 1980–2016 г.

Всички наши спектрални наблюдения на V391 Сер показват богат на емисионни линии спектър, без забележими абсорбционни линии (Таблица 3). Емисионните линии на водорода, желязото, магнезий, натрий и забранените линии на кислорода доминират в спектъра на звездата. Най-интензивна е водородната линия H α , за която в някои спектри се появява слаб абсорбционен компонент и образуване на P Cyg профил. Всички емисионни линии показват силна променливост на интензивността и еквивалентните ширини при половин максимум.

Следователно в периода 1987–1992 г. V391 Сер показва фотометричните характеристики на класическа T Tauri звезда, но след 1992 г. фотометричната променливост на обекта е присъща както на T Tauri звездите със слаби линии, така и класическите T Tauri звезди с наличие на горещи и хладни петна по повърхността на звездата. Нашето заключение е, че V391 Сер е класическа T Tauri звезда, при която се наблюдават периоди на засилена акреция от диска, редуващи се с периоди на намаляване или даже спиране на акрецията.

Таблица 3. Основни спектрални линии, идентифицирани в оптичния спектър на V391 Ser и техните еквивалентни ширини.

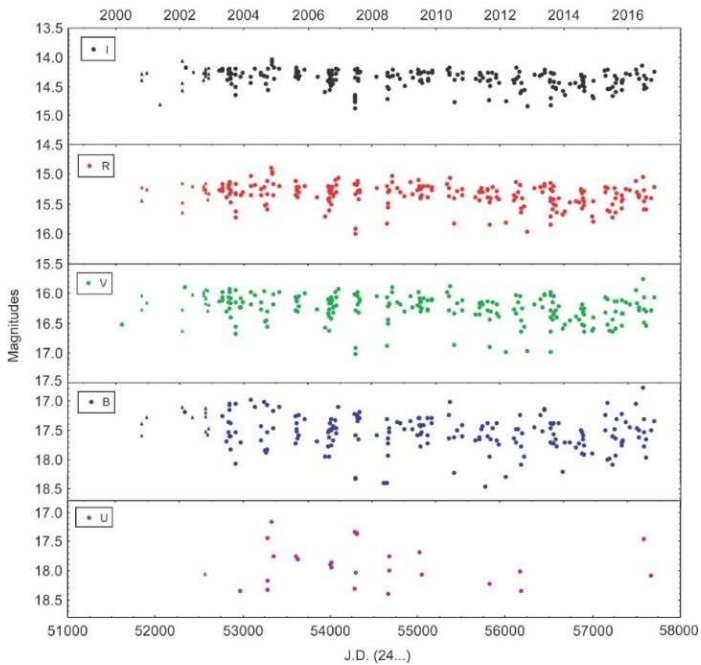
Дата	H δ	H γ	Mg I	Fe I	Fe II	[O I]	He I	NaD	[O I]	O I	Fe II	Fe II	H α
ггггммдд	4102	4861	5173	5270	5316	5577	5876	5890	6300	6431	6456	6516	6563
20010907				-1.2	-2.2	-9.4	-0.5	-1.4	-4.5	-0.8	-1	-1.1	-49
20030803			-7.3	-2.9	-2.6	-6.1	-1.3	-1.9	-3.3	-0.8	-0.9		-63
20030804			-6.8	-2.9	-2.6	-4.2	-1.6	-2.5	-3.5	-0.6	-1.1	-1.5	-60
20040819	-14	-14	-7.1	-4.9	-6	-9.8	-0.7	-1.5	-4.5				-63
20050812	-8.8	-17	-5.9	-3.8	-3.4	-4.6	-0.9	-1.4	-9.3				-88
20061004							-1.6	-3	-3.1	-1.2	-1.1	-1.3	-57
20100824		-8.6	-5.7	-3	-2.6	-3.1	-1.3	-1.8	-2.5	-0.7	-0.8	-1.1	-58

3.4.2.2. V1 (2MASS J21401174+6630198, NGC 7129 S V1)

Kun et al. (2009) определят спектралния клас на V1 като K7, масата ѝ на 0.8 M \odot , ефективната температура като 4060 K и възрастта като 2.5 милиона години. От Фигура 40 се вижда, че блясъка на V1 се задържа най-продължително при нива близки до максималните (Semkov et al. 2019). По време на нашия фотометричен мониторинг, регистрирахме няколко дълбоки спадания на блясъка на звездата във всички филтри. И двата спектъра на V1 с които разполагаме, могат да бъдат класифицирани като спектри на класическа T Tauri звезда. Емисионната линия на водорода H α и забранената линия на кислорода (OI λ 5577) са най-интензивни в спектъра на V1. Също така се наблюдават и емисионни линии на желязо. Идентифицираните абсорбционни линии в нашите спектри са на натриевия дублет и на лития (LiI λ 6707). За разлика от други звезди от нашето изследване, спектрите на V1 не показват значителна спектрална променливост. Затова през периодите извън дълбоки минимума, V1 може да се класифицира като класическа T Tauri звезда с слаба активност.

Таблица 4. Основни спектрални линии, идентифицирани в оптичния спектър на V1 и техните еквивалентни ширини.

Дата	Fe I	[O I]	NaD	[O I]	O I	H α	Li I	Fe I
ггггммдд	5461	5577	5890,96	6300	6431	6563	6707	6829
20010908	-2.5	-25.3		-3.4	-0.6	-20.7	0.5	-1.1
20030803	-1.4	-21.3	3.1	-1.5		-19.5	0.5	-1.6

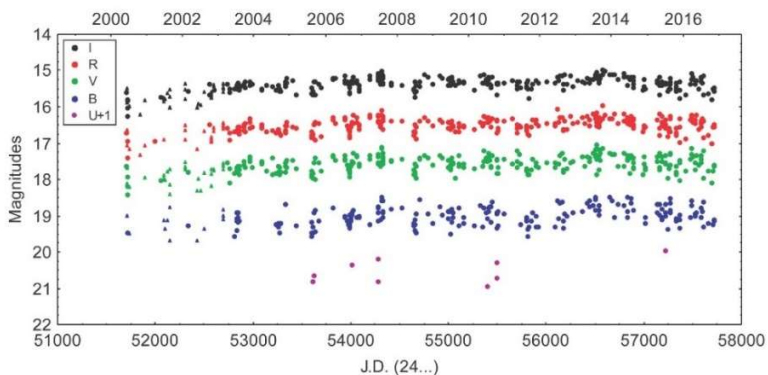


Фиг. 40. Криви на бляска в UBVRi ивиците на пропускане на V1 за периода март 2000–ноември 2016 г.

V1 остава един от обектите в нашето изследване, който едновременно има спектър на класическа T Tauri звезда и показва фотометрична променливост подобна на класически Уксор от звездите преди Главната последователност.

3.4.2.3. V2 (2MASS J21402277+6636312, NGC 7129 S V2)

Kun et al. (2009) определят спектралния клас на V2 като M0, масата ѝ като $0.6 M_{\odot}$, ефективната ѝ температура като 3850 K и възрастта на 3 милиона години. По времето на нашите наблюдения, V2 показва променливост във всички оптични ивици на пропускане, като се регистрират краткосрочни повишения и спадания на бляска със сравнително малки амплитуди. Основният тип променливост се дължи на наличието на горещи и студени петна на повърхността на звездата. С този механизъм може да се обясни наблюдаваната променливост в рамките на денонощия. Но също така наблюдаваните дълбоки минимума на бляска са причинени от покриването на светлината от звездата от нехомогенни прахови облаци.



Фиг. 41. Криви на бляска в *UBVRI* ивиците на пропускане на *V2* за периода юни 2000–ноември 2016 г.

Ние разполагаме с два спектъра на *V2*, които са получени през интервал от 12 години, които показват обширен емисионен спектър, като в абсорбция се наблюдава само натриевия дублет. Двата спектъра показват съществена разлика в полуширините на емисионните линии, като вторият от 2014 г. е със значително по-интензивни линии. Емисионните линии в двата спектъра са на водорода *H α* , желязо, хелий, силиций и забранени линии на кислорода, които доминират в спектъра на звездата. Следователно, звездата има фотометрични и спектрални характеристики на класическа *T Tauri* звезда и също показва признаци на затъмнение от околосвездна материя.

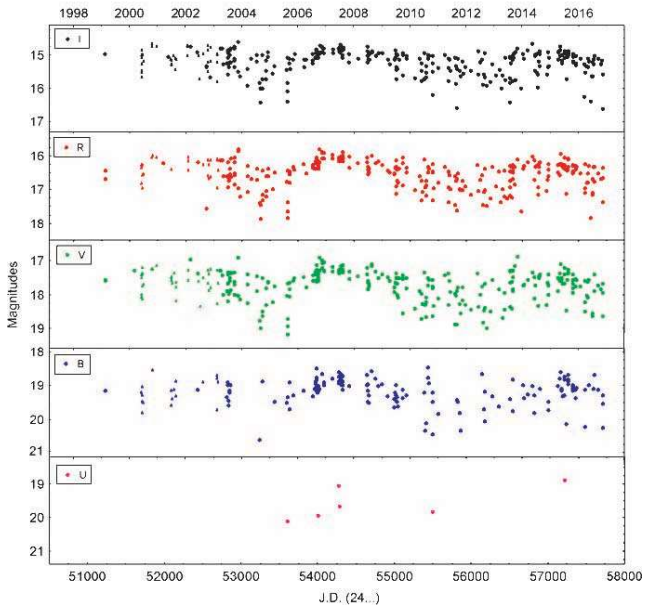
Таблица 5. Основни спектрални линии, идентифицирани в оптичния спектър на *V2* и техните еквивалентни ширини.

Дата	Fe I	[O I]	NaD	[O I]	H α	Fe I	Fe II	Fe II	Fe I	Fe I	He I	Fe II	Si III
ггггммдд	5461	5577	5890	6300	6563	6829	6862	6922	6948	7248	7281	7340	7369
20020815		-53.0		-6.4	-39.3	-5.9	-3.3	-1.6	-2.3				
20141018	-12.5	-89.9	21.8	-18.6	-17.9	-8.7	-5.7	-2.8	-2.7	-15.8	-9.0	-9.8	-5.6

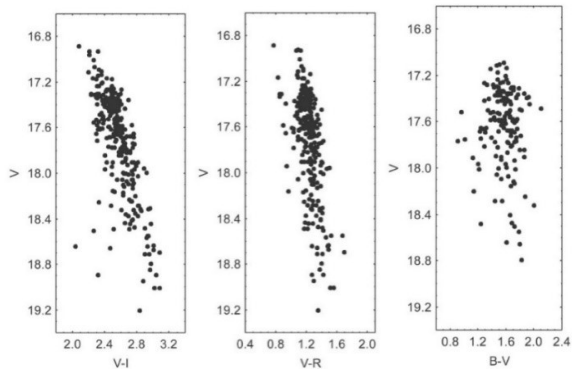
3.4.2.4. *V3* (2MASS J21403852+6635017, NGC 7129 S *V3*)

Kun et al. (2009) определят спектралния клас на *V3* като *K5*, масата като $1.15 M_{\odot}$, ефективната температура като 4350 K и възрастта като 2.5 милиона години. Звездата показва фотометрична променливост с голяма амплитуда във всички оптични ивици на пропускане, през по-голямата част от наблюденията показва блясък около максималните нива. По време на нашите наблюдения са регистрирани дълбоки спадове в кривите на бляска с различни и доста често

големи амплитуди. Измерените цветови индекси $V-I$, $V-R$ и $B-V$ спрямо звездна величина V са представени на Фигура 43 от която може да се види, че реално се наблюдава обръщането на цветовете индекси особено при $V-I$.



Фиг. 42. Криви на блясъка в $UBVRI$ ивиците на пропускане на $V3$ за периода февруари 1999–ноември 2016 г.



Фиг. 43. Диаграми цвят-звездна величина за $V-I$, $V-R$ и $B-V$ цветовете индекси спрямо звездната величина V за $V3$ за целия период на нашите наблюдения.

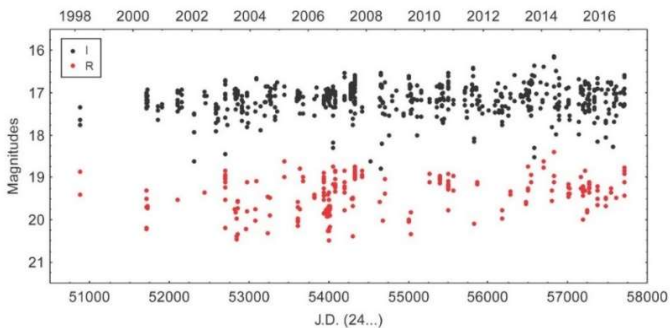
Нашите спектрални наблюдения на V3 показват обширен емисионен спектър без наличието на абсорбционни линии. Емисионните линии на водорода H α , неутрално и йонизирано желязо, натриевия дублет, хелий, силиций и забранените линии на кислорода доминират спектъра на звездата. Всички емисионни линии показват силна променливост на интензитета и на полуширината при половин максимум. Следователно звездата има спектралните характеристики на класическа T Tauri звезда и фотометричните характеристики на класическа T Tauri звезда и Уксор.

Таблица 6. Основни спектрални линии, идентифицирани в оптичния спектър на V3 и техните еквивалентни ширини.

Дата	Fe I	[O I]	NaD	[O I]	H α	Fe I	Fe II	Fe I	Fe I	He I	Fe II	Si III
ггггммдд	5461	5577	5890	6300	6563	6829	6862	6948	7248	7281	7340	7369
20010907	-1.8	-32.5	-6.0	-11.1	-15.4	-2.9		-1.2				
20141018	-10.6	-64.6	-13.2	-8.3	-27.7	-5.2	-4.1	-2.4	-8.7	-5.6	-6.0	-4.0

3.4.2.5. V4 (2MASS J21403576+6635000)

Обектът J21403576+6635000 (по-нататък в текста V4) е открит като променлива звезда от Semkov et al. (2019). V4 показва много силна и бърза фотометрична променливост за много кратки периоди от време (десетки минути или часове), с голяма амплитуда. Звездата се оказва твърде слаба за спектрални наблюдения с 1.3 м RC телескоп и фокалния редуктор. От Фигура 44 се вижда, че по време на нашия фотометричен мониторинг, блясъка на V4 варира около средното ниво, без избухвания или затъмнения. Ние предполагаме, че V4 е T Tauri звезда и наблюдаваната бърза променливост с големи амплитуди вероятно се дължи на силно неравномерен темп на акреция от околозвездния диск.



Фиг. 44. Криви на блясъка в R и I ивиците на V4 за периода 1998 – 2016 г.

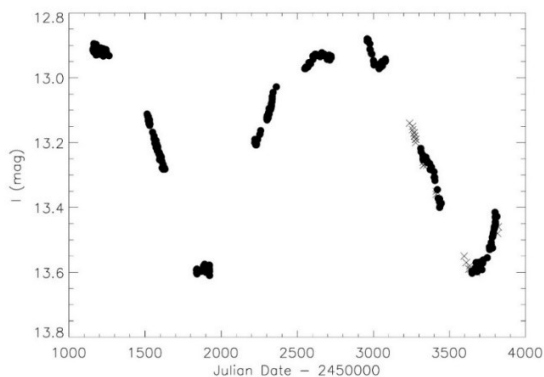
3.4.3. V718 Per (HMW 15)

V718 Per, означавана още като HMW 15 е класифицирана от Luhman et al. (1998) като T Tauri звезда със слаби линии и член на звездния куп IC 348. Спектралния клас на звездата е силно променлив между G8 и K4 в оптичния диапазон и K3 и K6 в инфрачервения. Звездата е с относително малка маса (0.5–1 M_{\odot}), възрастта ѝ е между два и четири милиона години, а разстоянието до нея е около 300 pc. Най-важната отличителна характеристика на V718 Per е нейната необичайна фотометрична променливост, докладвана в публикацията на Cohen et al. (2003) и в последвалите публикации.

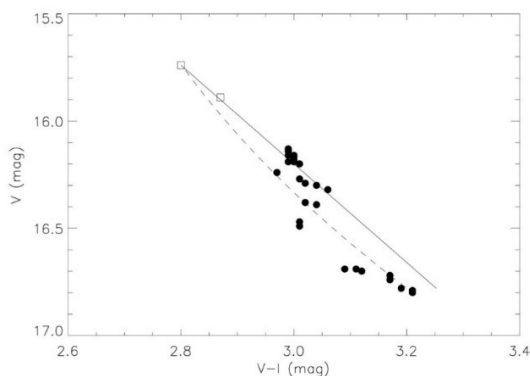
Нашите наблюдения на V718 Per за два от периодите на затъмнения са получени с 2 м RCC и 50/70 см Шмит телескопи на НАО Рожен и 1.3 м RC телескоп в обсерваторията Скинакас (Nordhagen et al. 2006b). Три са основните характеристики на обекта, периодичност от 4.7 години, времето за продължителност на затъмнението от около 3.5 години и времето в максимума, когато за периоди от няколко седмици, възникват отклонения от гладката крива на блясъка. Възможното обяснение на тази периодичност е, че това е орбитален период. Ако V718 Per е единична звезда, предполагаме, че в орбита около нея трябва да се намира нехомогенен пръстен от материя обикалящ за 4.7 години, което съответства на голяма полуос от около 3 астрономически единици. Вероятно този пръстен би бил част от по-обширна структура, която може да е околозвезден диск.

Алтернативно и може би по-правдоподобно обяснение е, че периодът 4.7 години може да бъде орбиталният период на двойна звездна система. Това предположение изисква ексцентрична орбита, която е малко наклонена към равнината на околозвездния диск. Предимствата на този модел са сравнително плоското дъно на затъмнението (очаква се, че едната звезда е напълно покрита през това време) и амплитудата от около 0.75 звездни величини, което също се очаква при пълно затъмнение на звезди с почти един и същ блясък. В този модел 3.5-годишният период на затъмненията се определя, като частта от орбитата, покрита от диска.

Може да се каже, че нашите фотометрични данни не изключват модел с една звезда за тази система, но модела на двойна система е малко по-вероятен, тъй като по-добре обяснява промяната на цветовите индекси, и може би широкия диапазон в който е определен спектралния клас на V718 Per (Luhman et al. 1998). Ако звездата е двойна с орбитален период от 4.7 години и G или K компоненти, тогава амплитудите на радиалната скорост на звездите ще бъдат лесно забележими. Независимо от това може да се твърди, че най-малко една звезда в системата периодично се затъмнява от обширен прахов диск в близост до нея, намиращ се или около едната звезда, или около двойната система.



Фиг. 45. Крива на блясъка на V718 Per в I ивицата за 8-годишен период от наблюдения в обсерваторията Wesleyan (запълнени кръгове) и нашите наблюдения от НАО Рожен и Скинакас (хиксовите).

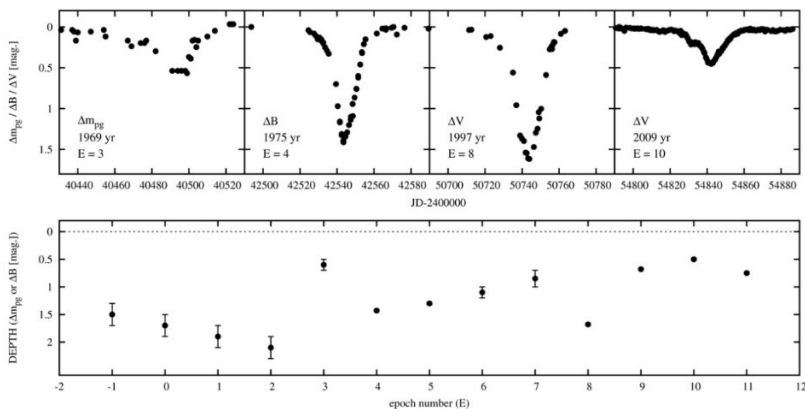


Фиг. 46. Диаграма цвят-звездна величина на V718 Per построена по нашите данни от НАО Рожен и Скинакас (запълнени кръгове) и данните от Trullols & Jordi (1997) и Herbig (1998) (незапълнените квадрати).

Точните измервания на радиалната скорост на V718 Per са направени от Grinin et al. (2008) с цел да се провери хипотезата, че V718 Per, по аналогия с КН 15D, е двойна система. В резултатът не е открита забележима промяна на радиалните скорости между получените спектри в различни периоди на блясъка, което е потвърждение, че V718 Per все пак е единична система. Grinin et al. (2008) също така достигат до извода, че V718 Per се намира във фаза след T Tauri звезда и това е причината в спектъра на звездата да липсват емисионни линии, като например водородната линия H α .

3.4.4. EE Cep

Звездата от 11-та звездна величина EE Cep е член на рядък клас двойни системи, в които затъмненията са причинени от плътен, богат на прах околожвезден диск, принадлежащ на орбиталния спътник, като се откроява със сравнително дългият си орбитален период (5.6 години). EE Cep има добре документирана дълга история на затъмненията, показващи много необичайно фотометрично поведение за над 13 орбитални епохи. Първият физически модел на EE Cep е предложен от Meinunger (1975), който приема, че първата звезда в системата от спектрален клас В е затъмнена от червен гигант от спектрален клас М. Този модел беше отхвърлен след наблюденията на затъмнението през 1997 г. когато бяха получени първите многоцветни фотометрични наблюдения, (Mikołajewski & Graczyk 1999). Били са наблюдавани много малки изменения на цвета на звездата, наблюдавани по време на затъмнението, което не съвпада с предположението, че затъмняващият компонент е червен гигант. Mikołajewski & Graczyk (1999) предлагат друг модел, при който затъмненията могат да бъдат причинени от ненаблюдаем, студен обект, който може да е плътен диск около централната звезда или около втория компонент в близка двойна система.

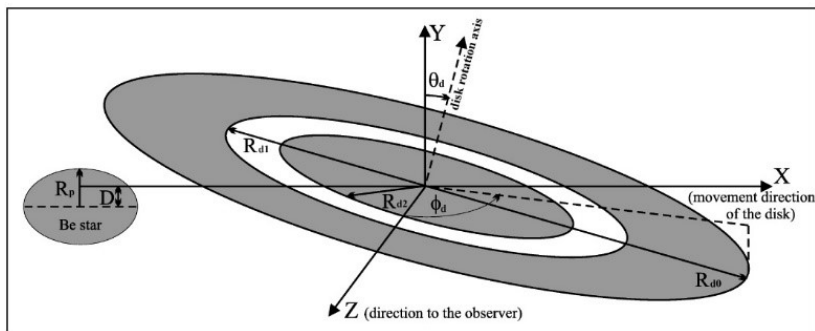


Фиг. 47. Четири от кривите на блясъка при затъмненията на EE Cep, при които има добро покритие от наблюдения: две с дълбоки ($E = 4$ и 8) и две от най-плитките ($E = 3$ и 10). На долния панел: дълбочина на затъмненията за различните епохи.

Най-впечатляващата характеристика на минимумите на EE Cep е значителната промяна в тяхната дълбочина от 0.5 до 2.0 звездни величини (Фигура 47). Промените в дълбочината на затъмненията са придружени от промени в общата продължителност на затъмненията (Graczyk et al. 2003). Всички затъмнения на EE Cep се характеризират със следната асиметрия, низходящия

клон на затъмнението е по-продължителен от възходящия. В кривите на блясъка е възможно да се разграничат повтарящи се фази по време на затъмненията: повече или по-малко наклонено дъно на транзита по време на централната част на затъмнението, което се предшества от реалното навлизане и излизане, както и крила, причинени от полупрозрачни външни части на затъмняващото тяло. За да обяснят това необичайно поведение Mikołajewski & Graczyk (1999) предполагат, че затъмненията са причинени от диска, който е непрозрачен във вътрешността си и полупрозрачен във външните области и поради прецесия има различен наклон спрямо линията на зрението по време на различни затъмнения.

За да се тества този модел, са необходими висококачествени фотометрични и спектрални наблюдения с плътно покритие на затъмненията. За затъмненията на EE Cep през 2003 г., 2008–2009 г. и 2014 г. бяха организирани обширни международни кампании за наблюдения (Mikołajewski et al. 2003, Gałan et al. 2008, Gałan et al. 2014), в които взехме участие с фотометрични наблюдения от НАО Рожен и Скинакас. Последните фотометрични резултати, допълнени от историческите криви на блясъка (Graczyk et al. 2003), бяха използвани за изчисляване на модел на системата, който би могъл да възпроизведе променящите се форми на затъмненията, причинени от прецесията на диска. Данните от нашите наблюдения са публикувани като приложения към статията на Gałan et al. (2012) за затъмненията през 2003 г. и 2008–2009 г. и в статията на Pieńkowski et al. (2020) за затъмнението през 2014 г. Ние също така участвахме с наблюдения от 50/70 см Шмит телескоп и в кампанията по наблюдения на затъмнението от 2020 г., но резултатите от тази кампания все още не са публикувани.

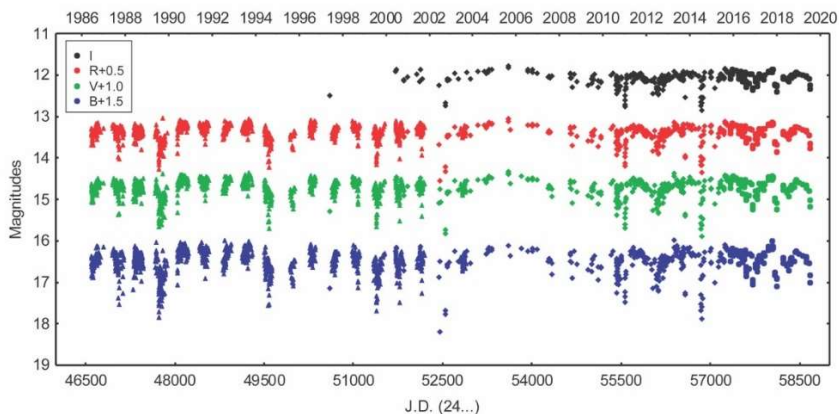


Фиг. 48. Схематично представяне на геометричните параметри на двойната система, в специалния случай, когато оста на прецесията на диска (оста на симетрия на коничната повърхност, върху която оста на въртене на диска се движи циклично с периода на прецесия) е успоредна на оста Y на координатната система, т.е. тя е перпендикулярна на орбиталната равнина (Gałan et al. 2012).

3.4.5. T Tauri звезди в областта около NGC 7000 и IC 5070.

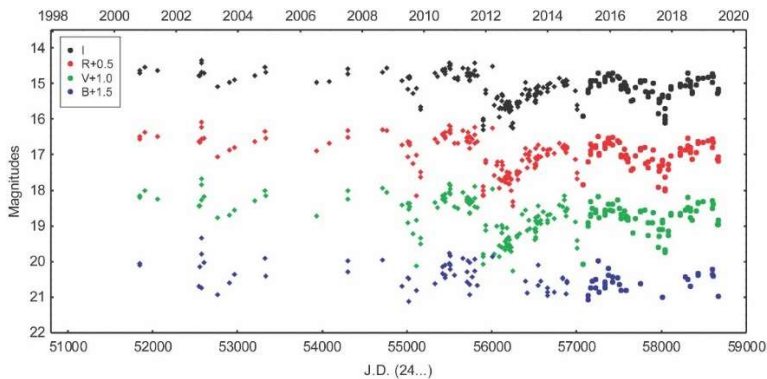
Нашите наблюдения в областта на звездообразуване в региона около мъглявините Северна Америка и Пеликан продължават няколко десетилетия. Първоначалната ни цел беше да се изследват известните променливи звезди, като например V1929 Cyg (Tsvetkov et al. 1996), както и други избухващи звезди от типа UV Cet. Но в последствие се оказа, че в тази област има редица млади променливи обекти, чието фотометрично изследване дава важни резултати.

Променливата звезда V521 Cyg е открита от Hoffmeister (1949) и е включена в списъка на емисионните звезди в района на NGC 7000 и IC 5070 (Herbig 1958). Grankin et al. (2007) анализират фотометричните данни за нея, и обобщават, че обектът проявява фотометрично поведение с точка на обръщане на цветовете индекси, характерно за Уксорите. Резултатите от нашите фотометрични наблюдения на V521 Cyg през периода от 1986 г. до 2019 г. не показват съществена промяна на максималните нива на блясъка. През повечето време V521 Cyg се намира в състояние на максимален блясък, а типичната фотометрична променливост на звездата се характеризира с множество спадания на блясъка. Формите на кривите на блясъка по време на тези затъмнения са изключително разнообразни, като е трудно да се забележат две подобни. Също толкова разнообразна е и продължителността на тези явления, която варира от няколко дни до няколко месеца. По всичко изглежда, че причината за тези затъмнения са облаци от прахови частици в околностите на звездата. Но техните размери и плътности за изключително разнообразни и не може да се открие периодичност, свързана с движението им в орбита около звездата.



Фиг. 49. Криви на блясъка в BVRI ивиците на V521 Cyg за периода юни 1986–юли 2019 г.

Друг интересен обект в тази област е FHO 27, който е включен в списъка на кандидатите за млади звездни обекти в публикацията на Guieu et al. (2009). В работата на Findeisen et al. (2013) са регистрирани множество бързи промени на блясъка, повечето от които са интерпретирани като затъмнения с продължителност между 10 и 40 денонощия. Авторите са получили спектър на FHO 27 по времето, когато звездата е в продължителен дълбок минимум. Те определят спектралния клас като K7 и регистрират много интензивна емисионна линия на водорода H α (еквивалентна ширина -80 \AA). По време на нашия фотометричен мониторинг, са регистрирани няколко дълбоки спадания на блясъка на FHO 27, които са неперидични и имат различна продължителност и амплитуда.

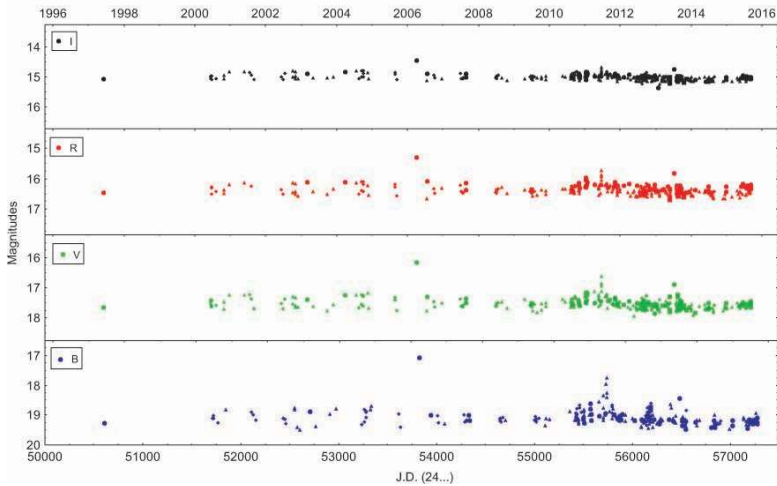


Фиг. 50. *BVR* криви на блясъка на FHO 27 за периода октомври 2000–юли 2019 г.

Големите амплитуди на наблюдаваните спадания на блясъка на FHO 27 са индикация за променливост от типа на Уксорите, а дълбоките минимуми на блясъка навярно са резултат от затъмнения от околосъзвездни прахови облаци. Различната форма на наблюдаваните минимуми дава основание да се предположи наличието на различни причини за затъмненията, облаци от прото-звезден материал, масивни сгъпвания на прах, или планетезимали в различни етапи на формиране. Друг важен резултат от нашето фотометрично изследване на FHO 27 е откриването на периодичност от 893 денонощия, която може да се обясни със затъмнение от прецесиращ околосъзвезден диск или наличие на значителни сгъпвания от прахови частици, обикалящи в орбита около звездата.

Променливостта на V1716 Cyg е открита от Erastova & Tsvetkov (1978), които съобщават за неперидични промени на блясъка и измерват амплитудите им като $m_{pg}=17.00-17.50 \text{ mag}$ и $U=16.10-17.50 \text{ mag}$. Findeisen et al. (2013) откриват две избухвания в кривата на блясъка на звезда, които са разделени от 35 дни, като първото е с продължителност между 5 и 20 денонощия, а второто около 3

денонощия. По нашите фотометрични данни за звездата определихме периодичност в кривите на блясъка на V1716 Cyg, от 4.15 денонощия (Poljančič Beljan et al. 2014). Тази периодичност вероятно е свързана с околоосното въртене на звездата и неравномерно разположени петна с понижена температура върху повърхността на звездата.

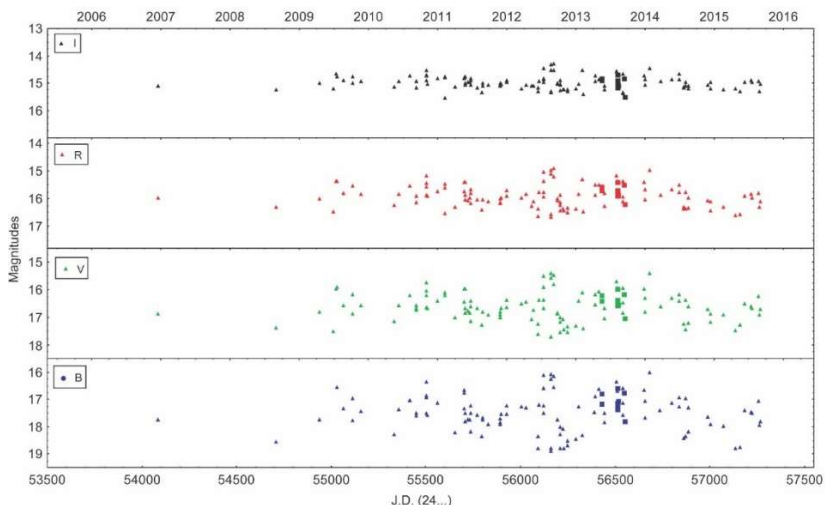


Фиг. 51. IRVB криви на блясъка на V1716 Cyg за периода юни 1997 г. – септември 2015 г.

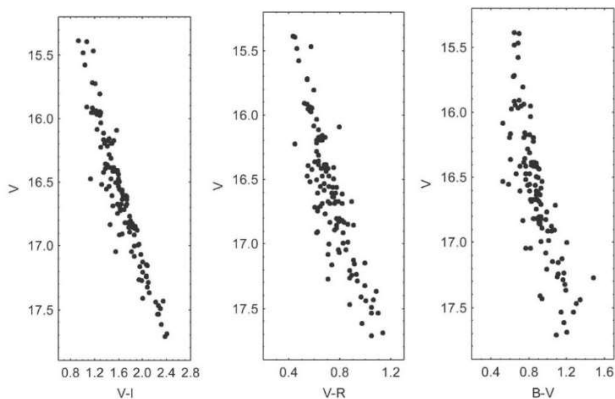
На кривите на блясъка на V1716 Cyg могат да се отделят няколко избухвания, регистрирани във всички ивици на пропускане. Характерно за тези избухвания е, че най-голямата амплитуда е в B ивицата, а в другите цветове амплитудите спадат, като най-малки са в I ивицата. Продължителността на избухванията е много различна, като има избухвания, регистрирани само с една точка от наблюдения, но има и избухвания, като това през 2013 г., което продължава 2-3 месеца. Тези явления могат да се обяснят с краткотрайни увеличения на темпа на акреция върху повърхността на звездата или като избухвания от типа UV Cet, които протичат в хромосферата на звездата. V1716 Cyg вероятно е класическа T Tauri звезда с масивен акреционен диск и околозвездна обвивка.

Променливостта на V752 Cyg също е открита от Erastova & Tsvetkov (1978), които регистрират неперIODИЧНИ промени на блясъка. Резултатите от фотометричните наблюдения показват променливост на блясъка с много големи амплитуди. Диаграмите цвят-звездна величина за V752 Cyg, представени на Фигура 53, показват, че звездата става по-синя, когато увеличава блясъка си. Тази промяна на цветовите индекси е индикация за избухвания със значителни амплитуди. Същевременно на кривата на блясъка не могат да се различат

класически избухвания от типа UV Cet, следователно може да се твърди, че повишаването на блясъка се дължи на неравномерен темп на акреция. Възможно е променлива екстинкция също да допринася за големите амплитуди на блясъка, но в по-малка степен, тъй като не се забелязва посиняване на цветовете индекси при ниските нива на блясъка. Тези резултати показват, че V752 Cyg вероятно е класическа T Tauri звезда с масивен акреционен диск.

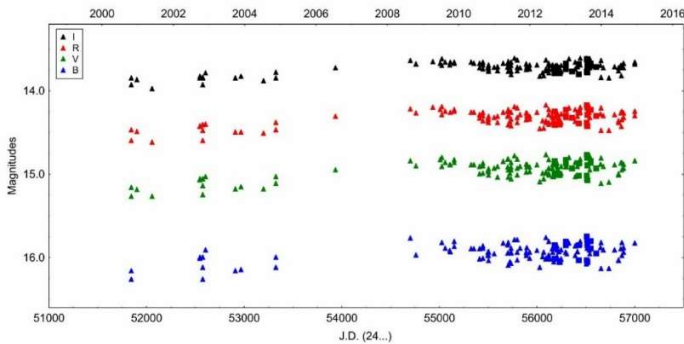


Фиг. 52. IRVB криви на блясъка на V752 Cyg за периода от декември 2006 до септември 2015.

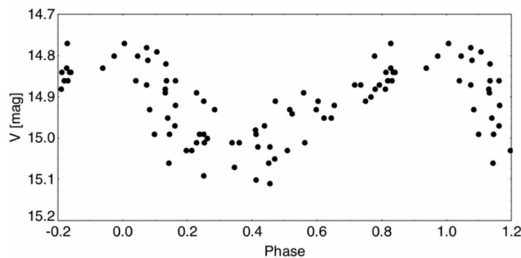


Фиг. 53. Диаграми цвят-звездна величина за V752 Cyg по данни от нашите наблюдения.

Младия звезден обект V1929 Cyg е открит и класифициран като избухваща звезда от Rosino et al. (1987). По наша заявка бяха получени спектри на V1929 Cyg с 6-м телескоп на САО на РАН (Tsvetkov et al. 1996), по които определихме спектралния клас на V1929 Cyg като dK2-dK5 на базата на ивиците на титаниев окис, като единствената емисионна линия е $H\alpha$. Laugalys et al. (2006) измерват звездна величина $V=15.111$ mag. и цветови индекс $U-V=3.337$ за V1929 Cyg и определят неговия фотометричен спектрален клас като K0V. Corbally et al. (2009) идентифицират слаба емисионна линия на водорода $H\alpha$ и абсорбционни линии на OI, CaII и P9 и определят спектралният клас на звездата като G8e, Corbally et al. (2009) заключават, че спектралното разпределение на енергията на V1929 Cyg, не показва индикации за инфрачервен експес и звездата изглежда е G джудже със слабо почервявяване и хромосферна активност. Ние извършихме търсене на периодичност, използвайки фотометрични данни за периода от април 2012 г. до декември 2014 г. Анализът на серията от времеви данни показва наличието период от 0.43 денонощия. Намереният период е стабилен през изследвания интервал от около три години и е типичен ротационен период на млада звезда с малка маса. Такъв период на въртене е изключително кратък за T Tauri звездите, но все пак съвместим с регистрираните най-къси периоди.



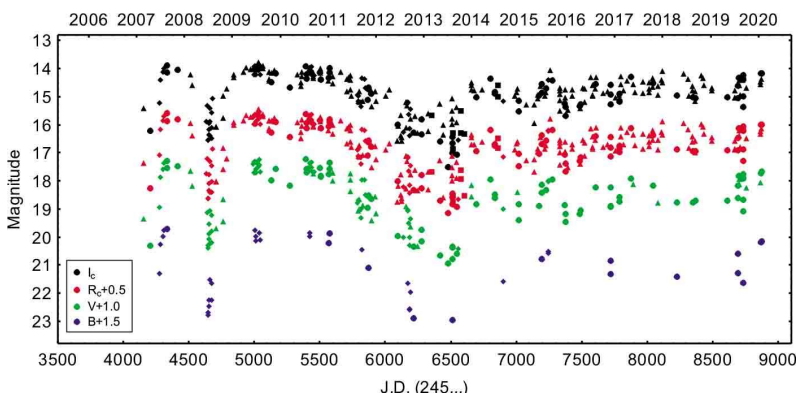
Фиг. 54. IRVB криви на блясъка на V1929 Cyg за периода 2000 – 2015 г.



Фиг. 55. Фазирана крива на блясъка на V1929 Cyg във V ивицата, за периода април 2012 г. – декември 2014 г.

3.6. Новооткрити променливи звезди в областите на звездно-образуване.

Няколко звезди попадащи в полетата около изследваните от нас обекти се оказаха променливи звезди преди Главната последователност. При нашите наблюдения на V733 Ser, открихме три нови променливи звезди (Semkov & Rенева 2008), чиито временни означения са Var. 1, Var. 2 и Var. 3. По-късно Munari (2009) измерва техните звездни величини по 40 плаки от архива на 67/92-см Шмит телеско в Азиаго, които са получени през периода от август 1971 до ноември 1978 г.

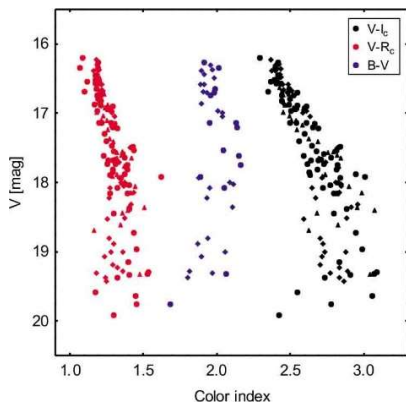


Фиг. 56. BVRI криви на блясъка на Var. 1 за периода февруари 2007 г. – януари 2020 г.

През периода 2007–2020 г. ние регистрирахме няколко дълбоки минимума на блясъка на Var. 1, които се наблюдават в данните от всички филтри (Ibraymov et al. 2020). Регистрираните минимума имат различни амплитуди, форми на кривите на блясъка и продължителност. Най-голямата амплитуда по време на минимум ($\Delta I = 3.72$ mag), е регистрирана през втората половина на 2013 г. Извън дълбоките минимума звездата показва много бързи промени на блясъка във времевата скала от дни и седмици, които могат да бъдат обяснени с наличието на петна с повишена или понижена температура по нейната повърхност.

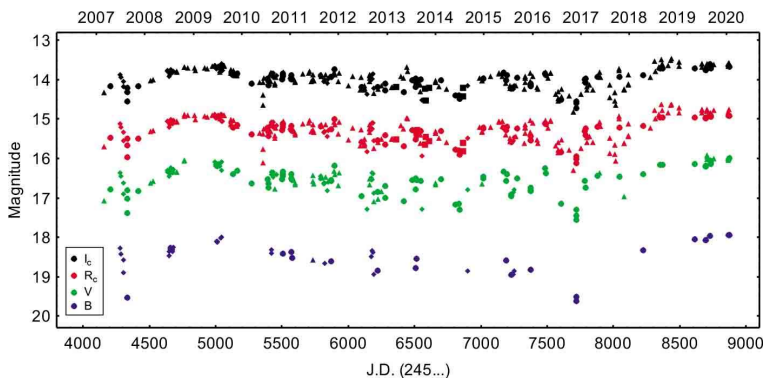
Диаграмите цвят – звездна величина (V–I, V–R и B–V спрямо V) за Var. 1, са показани на Фигура 57. Звездата става по-червена, докато блясъка ѝ спада, а по време на дълбоките минимума се наблюдава добре различим ефект на обръщане на цветовете за всички индекси. Нашият анализ на събраните фотометрични данни за Var. 1, потвърждава променливост от типа на Уксорите. Различните форми и амплитуди на минимумите в кривите на блясъка на звездата, предполагат няколко различни обекта, предизвикващи затъмненията. Най-

вероятното обяснение е наличието на облаци от протозвезден материал, обикалящи в орбита около звездата. Тези облаци трябва да имат нехомогенна структура и плътност и да съдържат прахови частици с различна големина.



Фиг. 57. Диаграми цвят-звездна величина за Var. 1.

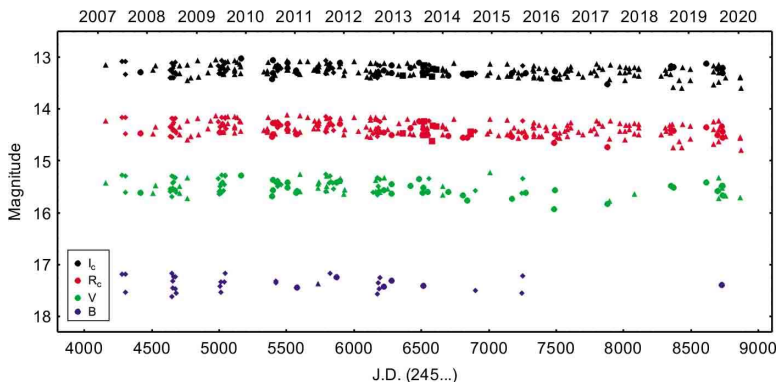
Друг интересен резултат от нашето фотометрично изследване на Var. 1 е идентифицирането на периодичност в кривата на блясъка. Първоначално за търсене на периодичност разгледахме всички наши данни, но не получихме удовлетворителен резултат. Тогава отстранихме данните получени до декември 2013 г., когато блясъка на звездата показва много дълбоките минимума. При използването само на фотометричните данни около средните нива на максимална светлина, нашият анализ на времевите серии показва период от 6.02 денонощия. Периодът остава стабилен през времевия интервал от шест години и е типичен ротационен период за звезда преди Главната последователност.



Фиг. 58. BVRI криви на блясъка на Var. 2 за периода 2007 – 2020 г.

Според нашите първи резултати (Semkov & Peneva 2008), Var. 2 вероятно е звезда преди Главната последователност. Munari (2009) съобщава, че Var. 2 не показва значителна променливост по фотографските плаки (1971 – 1978). Звездата е включена в списъка на млади звездни обекти, публикуван от Allen et al. (2012). Наличните данни показват, че по време на нашите наблюдения звездата проявява силна неперидична променливост във всички ивици на пропускане. Причините за наблюдаваната променливост на Var. 2 могат да бъдат от различно естество, например променлив темп на акреция, наличие на горещи и студени петна върху повърхността на звездата и затъмнения от околозвезден материал.

Променливият обект Var. 3 също е предполагаема звезда преди Главната последователност. Munari (2009) съобщава, че Var. 3 не показва забележима променливост на измерените фотографски плаки (1971 – 1978). Звездата също е включена в списъка на младите звездни обекти на Allen et al. (2012), като обект от Клас III (пост Т Tauri звезда). По време на периода на нашите наблюдения, Var. 3 показва променливост с малки амплитуди във всички ивици на пропускане. Наблюдаваните амплитуди на променливост на блясъка са $\Delta I = 0.57$ mag, $\Delta R = 0.67$ mag и $\Delta V = 0.70$ mag. Обикновено такава променливост с малки амплитуди е типична за Т Tauri звездите със слаби линии и с маса по-малка от слънчевата. Тази променливост се причинява от петна с понижена температура, разположени неравномерно по повърхността на звездата.

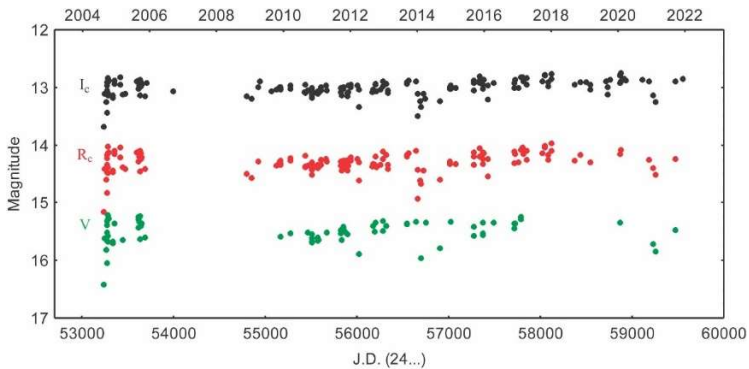


Фиг. 59. BVRI криви на блясъка на Var. 3 за периода 2007 – 2020 г.

Анализирайки данните от нашите фотометрични наблюдения, достигнахме до извода, че средните нива на блясъка на Var. 3 постепенно намаляват през целия период от 2007 г. до 2020 г. Използвайки линейна регресия за нашите фотометрични данни, ние изчислихме следните стойности за скоростта на намаление на блясъка: 0.92×10^{-2} mag за година за I ивицата на пропускане, 1.23×10^{-2} mag за година за R ивицата и 1.13×10^{-2} mag за година за V ивицата. Сравнявайки нашите средни стойности с тези публикувани от Munari (2009),

получаваме значителна разлика във всички ивици на пропускане. Според нашите наблюдения Var. 3 е с около 0.5 звездни величини по-слаба в BVRI системата, отколкото през периода 1971 – 1978 г. Това е потвърждение, че общия блясък на звездата е намалявал постепенно през последните няколко десетки години. Регистрираните промени на цветовете са типични за T Tauri звездите със слаби линии и могат да се дължат, както на петна с понижена температура, така и на променлива екстинкция по пътя на видимост.

Друг интересен обект преди Главната последователност е разположен в полето на мъглявината на Мак Нийл и е получил означението V2764 Ori. За първи път Vrscay et al. (2004) предполагат, че това е променлива звезда, но без да публикуват фотометрични данни. Ние потвърдихме, че тази звезда е променлива, като измерихме амплитуди: $\Delta I = 0.78$ mag и $\Delta V = 1.29$ mag за период от три месеца наблюдения (Semkov 2004). Flaherty & Muzerolle (2008) класифицират V2764 Ori като класическа T Tauri звезда и определят нейните физически параметри – спектрален клас K4, маса 1.56 M_{\odot} , ефективна температура 4590 K, радиус 3.04 R_{\odot} и светимост 3.576 L_{\odot} .



Фиг. 60. VRI криви на блясъка на V2764 Ori за периода 2004 – 2021 г.

Регистрираните промени на блясъка на V2764 Ori са в диапазона 12.75-13.67 звездни величини за I ивицата на пропускане, 13.96-15.15 mag за R ивицата и 15.21-16.41 mag за V ивицата. Променливост с подобни амплитуди е характерна за класическите T Tauri звезди и може да се обясни с промяна в темпа на акреция от околослъвдния диск. Но в същото време не може да се изключи и променлива екстинкция по линията на видимост. Диаграмите цвят-звездна величина (V-I и V-R) спрямо V звездната величина на V2764 Ori са публикувани в Zidarova et al. (2022). На тях не се забелязва друга тенденция, освен постепенно почервяване на цветовете индекси със спадането на блясъка. Следователно в случай, че промяната на блясъка се дължи на прахови облаци в нейната околност, наблюдаваните амплитуди са сравнително малки, за да се очаква обръщане на цветовете индекси към посиняване.

Глава 4

Анализ и обобщение на резултатите.

4.1. Фотометричната и спектрална променливост, като метод за изследване на физическите процеси при звездите преди Главната последователност.

Физическите процеси протичащи при образуването на звездите са от изключително значение за следващите етапи от тяхната еволюция. Крайната маса на звездите се натрупва постепенно, като акрецията от околосвездния диск може да продължи няколко милиона години. Междувременно диска се допълва от околосвездна материя, останала след формирането на ядрото на протозвездата. Около половината от масата на новообразуваните звезди се натрупва по времето, когато те стават достъпни за наблюдения в оптичната област, като звезди преди Главната последователност. Този процес протича при епизодите на засилена акреция, когато темпа на акреция от околосвездния диск се увеличава на 2-3 порядъка в продължение на стотина години. Масите на околосвездните дискове обикновено са по-малки от 1% от звездна маса, а дискът не може да се попълва бързо с нови порции околосвездна материя, за да се компенсира изразходваната при акрецията материя. Затова избухванията в резултат на увеличената акреция, вероятно се повтарят през няколко хиляди години.

Фотометричната и спектрална променливост на звездите преди Главната последователност е от голямо значение за моделиране на процесите на звездообразуване. От една страна фотометричната променливост ни позволява да откриваме лесно младите обекти, тъй като те се отличават с бърза променливост и в много случаи с големи амплитуди, които не са характерни за звездите достигнали Главната последователност. От друга страна звездите се образуват на групи и физически се намират в едно и също геометрично пространство, като могат да бъдат наблюдавани едновременно няколко променливи обекта, които са на приблизително един и същ етап на еволюция. Сравнението на звездните системи с различна възраст, може да се използва за проследяване на етапите на звездната еволюция.

В ерата на фотометричния мониторинг на цялото небе, провеждан в множество дължини на вълните, литературата е пълна със съобщения за регистрирани обекти с фотометрични промени с големи амплитудни. Създадени са автоматизирани техники за идентифициране на избухвания на млади звездни обекти в реално време, като се полагат усилия за машинно обучение с цел разграничаването им от други подобни събития. Но поради голямото разнообразие на формите на променливост при звездите преди Главната последователност, тези обекти нямат обособени модели на кривите на блясъка,

които да са подобни от обект към обект, и следователно много променливи явления, могат да се окажат случаи не попадащи в класифицираните. Причината е, че различни физически механизми могат да причинят променливост с подобни амплитуди и времеви мащаби.

Спектрите с висока разделителна способност са необходими, за да се изследва физическото състояние на околозвездния диск и процесите на акреция, като може директно да се изследва кинематиката на газовите потоци. Те ни позволяват да правим разлика например, между избухванията на Фуорите и другите типове променливост с подобна амплитуда. В оптичния и близкия инфрачервен диапазон, спектрите на младите звезди дават основната информация за температурата на газовата обвивка. За звездите преди Главната последователност, които имат ниски темпове на акреция, оптичните и инфрачервените спектри обикновено показват звездна фотосфера в абсорбция, плюс насложен континуум от емисионни линии поради акреционния компонент. Когато темпа на акреция се увеличава, спектърът на звездата е доминиран от емисионни компоненти, така че става невъзможно да се отдели фотосферния абсорбиционен компонент. В екстремно силни избухвания, с много високи темпове на акреция, предполагащи и много висока светимост на звездата, наблюдаваният спектър става този на горещия вътрешен диск, който е в абсорбция, т.е. спектър на горещ свръхгигант.

Друг основен метод за изследване, който допълва спектралните наблюдения е интерферометрията в близката и средната инфрачервени области, който позволява много точно да бъдат определени параметрите на околозвездните дискове. Тази техника може да помогне за разкриване връзката на структурата на вътрешната част на диска с причините пораждащи избухванията. Подобни фотометрични и спектрални мониторинги на най-младите протозвезди, които показват признаци на засилена акреция, все още не са възможни и това затруднява изучаването на физиката на акрецията. Възможността за спектрални наблюдения се подобрява с усъвършенстването на наблюдателните методи, но необходимата информация за най-закритите или дълбоко вградени млади звездни обекти, все още е много недостатъчна.

Трети много важен метод за изследване на звездите преди Главната последователност е проучването на архивни спектрални и фотометрични данни. Изучаването на историята на променливите обекти може да допринесе съществено за обяснението на причините за различните форми на променливост, като избухвания, затъмнения или периодични явления на променливост. Също така е важно да се изучава променливостта по целия достъпен диапазон на електромагнитния спектър и да се търси корелация между процесите в отделните области. За целта е необходимо да се комбинират оптичните данни с наблюдения в радио диапазона и от космическите мисии в инфрачервената и рентгеновата област на спектъра.

4.2. Избухвания от типа FU Ori и EX Lupi.

Регистрираните обекти, които са показали избухвания от типа на Фуорите или Ексорите са сравнително малък брой. В много от случаите все още е спорно какъв точно тип избухване е наблюдавано. А има и случаи в които даден обект е докладван като Фуор или Ексор, на базата на само няколко наблюдения, а след това се оказва, че всъщност е съвсем друг тип обект, като дългопериодична променлива звезда или затъмнителна система. Общият брой на известните звезди преди Главната последователност, при които са наблюдавани избухвания с големи амплитуди е няколко десетки.

Има няколко публикации в които е направен опит да се представи списък на класифицираните като Фуор или Ексор обекти. Например в статията на Reipurth & Aspin (2010) е представен списък на 10 Фуора и 10 обекта подобни на Фуорите, които имат някои спектрални и фотометрични характеристики на Фуорите, но при тях не е наблюдавано избухване. В статията на Audard et al. (2014), е представен списък, съдържащ 10 Фуора и 16 подобни на Фуорите обекти. А в статията на Connelley & Reipurth (2018), е представен списък на 14 Фуора и 10 обекта подобни на Фуорите. Сравняването на тези и подобни публикации, показва, че няма единодушно мнение за класификацията на обектите от типа на Фуорите и Ексорите. Някои обекти в дадена публикация се класифицират като Фуори, а в друга, като подобни на Фуорите.

Всеки случай, в който се наблюдава избухване с голяма амплитуда на звезда преди Главната последователност, се поставя въпроса: Фуор или Ексор? Основните разлики между тези два типа са спектралните (наличието или отсъствието на определени спектрални линии, техните профили и интензитет) и фотометричните свойства (продължителност и амплитуда на избухването и формата на кривата на блясъка). Спектралните промени се обясняват с различните размери на звездата и околосвездната обвивка: областите на поглъщане са значително по-големи от самата звезда, но разширяващата се околосвездна обвивка също е значително по-голема от областите на поглъщане около диска.

Силната фотометрична променливост при максималния блясък е типична за Ексорите, но не и за Фуорите. Въпреки това, за няколко обекта от типа на Фуорите са регистрирани подобни кратковременни спадания на блясъка. Едно от най-известните подобни събития е минимумът в кривата на блясъка на V1515 Cyg през 1980 г., силно намаляване на блясъка с около 1.5 mag. в В ивицата за няколко месеца (Kolotilov & Petrov 1983). Този минимум в блясъка на V1515 Cyg се обяснява със затъмнение от прахов материал, изхвърлен от звездата (Kenyon et al. 1991). Кратко спадане на блясъка е наблюдавано през 2009 г. (намаляване с 0.4 mag. в I ивицата) в кривата на блясъка на V733 Ser, който също е класифициран като обект от групата на Фуорите (Peneva et al. 2010). Доказателство за силна

променливост на блясъка ($\Delta V=1.2$ mag.) във времето след максимума на блясъка през периода от 1986 до 1992 г. е представено в нашето фотометричното изследване на друг Фуор обект V1735 Cyg (Peneva et al. 2009).

Променливостта с голяма амплитудата на Фуорите, може да е резултат от суперпозицията на двата процеса, променлив темп на акреция и променлива във времето екстинкция и е много трудно те да се разграничат, като се използват само фотометрични данни (Semkov & Peneva 2012). В последните публикации такъв сценарий се използва за обяснение на променливостта на блясъка на два от обектите с характеристики, междинни на тези на Фуорите и Ексорите – V1647 Ori (Aspin et al. 2009, Aspin 2011) и V2492 Cyg (Hillenbrand et al. 2013, Kóspál et al. 2013). Изглежда, че променливата във времето екстинкция е характерна не само за някои Ас/Ве звезди на Хербиг (променливи от типа на Уксорите), но също така е често срещано явление по време на еволюцията на всички типове променливи звезди преди Главната последователност. В случая с Фуора V582 Aur (Semkov et al. 2013) имаме пряко доказателство от многоцветна фотометрия, което показва наличието на прах около звездата по време на спада на блясъка.

Въпреки че много звезди преди Главната последователност показват доказателства за променлив темп на акреция, физическата причина за това променливо явление все не е напълно изяснена. Една от възможните причини за променливата на акреция, може да бъде фрагментацията на околосвездния диск. Тъй като явлението Фуор вероятно е повторимо, предполага се, че почти всяка протозвезда преминава през няколко такива епизода на засилена акреция, при които се допълва първоначалната маса на звездата. Stamatellos et al. (2012) предполагат, че периодите на епизодично ускоряване на акрецията, може да предизвикат първоначалното фрагментиране на околосвездния диск. В ранните етапи на еволюцията на звездите, не е възможна фрагментация на диска и се предполага, че акрецията върху звездната повърхност протича с постоянен темп. След няколко епизодични увеличения на темпа на акреция, околосвездният диск постепенно се фрагментира и по този начин предотвратява нови избухвания от типа на Фуорите или поне променя техните параметри. Следователно може да се предположи, че избухванията на Фуорите, по време на различни периоди от еволюцията на звездите, могат да варират по амплитуда, продължителност и форма на кривата на блясъка, предизвикани от различното състояние на фрагментация на диска. Силните акреционни избухвания също така могат да задействат механизъм за формиране на планети с различни маси вътре в околосвездния диск.

Събраните от нас фотометрични данни потвърждават разнообразието във формата и вида на кривите на блясъка на обектите от типа на Фуорите. Нашите познания за процесите, протичащи по време на избухванията от Фуор тип, все още са непълни и е необходимо да се съберат повече данни от редовен фотометричен и спектрален мониторинг на тези обекти. Опитите да се

класифицират обекти от типа на Фуорите въз основа на техните фотометрични свойства досега са били неуспешни, поради малкия брой обекти от този тип. Сравнението на кривите на блясъка на известните Фуор обекти показва, че те са много различни една от друга и много рядко се повтарят. Дори първите три открити Фуора, така наречените „класически“ (FU Ori, V1057 Cyg и V1515 Cyg) показват много различни скорости на увеличаване и намаляване на блясъка (Clarke et al. 2005). Разнообразието от криви на блясъка се увеличава още повече с броя на добре проучените Фуори, за което принос има и нашата работа.

Като правило се приема, че кривите на блясъка на Фуорите, обикновено са асиметрични, с бързо нарастване и постепенно намаляване на блясъка. Някои обекти показват много бързо нарастване на блясъка за няколко месеца или година, каквито са FU Ori, V1057 Cyg и V2493 Cyg (Semkov et al. 2012, Clarke et al. 2005, Korotkaya et al. 2013). Но в други случаи, като например V1515 Cyg, V1735 Cyg, V733 Cep и V900 Mon, увеличаването на блясъка може да продължи няколко години и дори да достигне 20–30 години (Clarke et al. 2005, Peneva et al. 2009, Peneva et al. 2010, Semkov et al. 2021a). Подобно разнообразие се наблюдава и за времето, необходимо за спадане на блясъка към нивата от преди избухването. Обикновено намаляването на блясъка отнема няколко десетилетия и е много вероятно да достига до един век. Но има обекти, при които се наблюдава относително бързо намаляване на блясъка. Например V960 Mon, при който блясъка намалява с 2 звездни величини във V ивицата за период от около пет години (Takagi et al. 2020). В случая на изследвания от нас обект V582 Aur сме наблюдавали три дълбоки спадания на блясъка с около 3 звездни величини в R ивицата, разделени от периоди от около пет години (Semkov et al. 2013, Abraham et al. 2018).

Но има и обекти, които за продължителни периоди от време, достигащи до няколко десетилетия, практически не променят блясъка си, както в случаите с V1735 Cyg (Peneva et al. 2009) и Parsamian 21 (Semkov & Peneva 2010c). В това отношение кривата на блясъка на Фуор обекта V733 Cep е уникална, с нейната приблизително симетрична форма. Темпа на увеличаване и темпа на намаляване на блясъка са почти идентични (Peneva et al. 2010). Това разнообразие от фотометрични свойства силно подкрепя предположението, че обектите от Фуор тип, не са хомогенна група и че причините за това явление може да са няколко механизма от различно естество (Vorobyov et al. 2021).

4.3. Затъмнения от типа OX Ori.

Резултатите от нашите наблюдения на звезди преди Главната последователност убедително показват, че променливостта от типа на Уксорите е широко разпространено явление. Оказва се, че тя е типична не само за Ae/Be звездите на Хербиг и T Tauri звездите от ранни спектрални класове, но и за T Tauri звездите от късни спектрални класове и звезди със сравнително по-малки маси. Този резултат може да се обясни с ниската ефективност на звездообразуването при която по-голямата част от масата на молекулярните облаци не участва във формирането на звездите в дадената област на звездообразуване. Тази материя остава в околността на протозвездите, като в редица случаи сформира нехомогенни прахови облаци движещи се в орбита около тях.

Кривите на блясъка за дълги периоди от наблюдения дават убедителни доказателства за това, че дълбоките затъмнения на блясъка на звезди като GM Ser, са причинени от закриването на звездата от околзвездни прахови структури. Те се състоят от прахови зърна с различни размери, достигащи над 10 микрона, което се предполага от закон за междузвездното поглъщане и са разпределени по силно неравномерен начин. Тази нехомогенност на праховите облаци, може да означава напреднала еволюция на протопланетния диск при преход от малки пращинки с размери на микрон към образуване на планетезимали с размери от километри (Chen et al. 2012). Акрецията в комбинация с вискозното разсейване на светлината, загрява околзвездния диск на младия звезден обект. Когато акрецията намалява и размера на праховите частици расте, дискът става пасивен, в смисъл, че прахът абсорбира звездната светлина, затопля се и преизлъчва в инфрачервената област.

Може да се твърди, че както времето за преминаване на светлината, така и наблюдаваните затъмнения от прахови частици дават приемлив модел на поглъщащата среда. Около звездите има област с размери от няколко десетки астрономически единици, образуваща околзвезден диск, която е под формата на пръстен или спираловидна структура. Тази област е на разстояние десетки астрономически единици от звездата и се състои предимно от частици с размери около 10 μm или по-големи. Като се има предвид общото слабо междузвездно поглъщане в посоката към звездите, може да очакваме, че по-малки прахови частици вероятно съществуват, но те не са в големи количества, тъй като протича процес на присъединяване към по-големите тела.

4.4. T Tauri звезди със слаби линии, класически T Tauri звезди и Ae/Be звезди на Хербиг.

Най-често срещаната променливост при T Tauri звездите и Ae/Be звездите на Хербиг е периодична или непериодична променливост с малки амплитуди, като може да се наблюдава преход от периодична към непериодична променливост и обратно. В много случаи на една и съща звезда могат да бъдат регистрирани повече от един тип променливост.

Периодичната променливост в повечето случаи се обяснява с наличието на петна с понижена температура, които са разположени неравномерно по повърхността на звездата. Тъй като наличието на подобни петна, по аналогия със Слънцето, е в резултат на магнитната активност, по амплитудата на наблюдаваната периодичност, може да се съди за интензитета на магнитното поле и за разположението на петната спрямо еkvатора и полюсите на звездата. Получените резултатите за някои от обектите в тази дисертация показват, че подобни хладни петна могат да просъществуват няколко години, тъй като ние не наблюдаваме промяна на ефемеридата или голяма промяна на амплитудата, между отделни периоди на въртене. Следователно, при младите звезди не се открива цикличност, подобно на слънчевата, а ако съществуват подобни цикли на звездна активност, то те са с доста по-голяма продължителност от слънчевите.

Периодичността с големи амплитуди при звездите преди Главната последователност обикновено се наблюдава в много малко случаи и обикновено е свързана с наличието на петна с повишена температура в следствие акреция от околосвездния диск. Обикновено нестабилностите в диска водят до образуването на поток насочен към повърхността на звездата и ориентиран по линиите на магнитното поле. Тъй като подобна променливост се регистрира за кратки периоди от няколко месеца, можем да твърдим, че този процес на усилен акреция или приключва много бързо или посоката на магнитно насочения поток се променя много често и не води до стабилен фотометричен период.

Петната по звездната повърхност, които имат понижена или повишена температура, могат да мигрират по звездните координати и да променят площта и температурата си. Този процес е доказан с примери на няколко T Tauri звезди със слаби линии в областта на IC 348, за които е налична периодичност, но кривите на блясъка за различните ротационни периоди имат различна форма (Nordhagen et al. 2016a). На базата на нашите наблюдения, ние не бихме могли да регистрираме подобно изменение на формата на кривата на блясъка, а използваните от нас програми биха показали липса на периодичност. Причината е, че нашите данни нямат плътно покритие с по няколко часа наблюдения за поредни нощи, а са разпръснати за дълги периоди време.

Основни резултати и научни приноси.

Основните научни резултати, получени в резултат от изследванията в тази дисертация могат да бъдат обобщени в следните направления:

1. Открит е нов обект от типа на Фуорите – V2493 Cyg в областта на звездообразуване NGC 7000 (мъглявината Северна Америка). За първи път подобен обект е изследван по време на самото избухване през 2010 г. и в годините след това. Известните млади еруптивни звезди от този тип са много малък брой и всеки новооткрит обект предизвиква значителен интерес. Показано е със спектрални наблюдения, че тази звезда има всички характеристики на Фуорите. Резултатите от наблюденията на V2493 Cyg показват физически свойства, които не са наблюдавани при други обекти от този тип. Повече от 12 години след избухването, блясъкът на този обект остава на максималното ниво и не се забелязва тенденция към понижаване. Открита е периодичност в кривата на блясъка през последните години, която се обяснява с движещи се в орбита около звездата газово-прахови облаци.

2. Изследвани са няколко обекта от типа на Фуорите, като за първи път са построени историческите им криви на блясъка. Използвани са данни от архивни фотографски наблюдения и оптични данни от фотометричен мониторинг с телескопите в НАО Рожен и обсерваторията Скинакас. В дисертацията е представен анализ на свойствата на пет обекта от типа на Фуорите и три подобни на тях еруптивни променливи. Получени са спектрални наблюдения на много от изследваните обекти, които допълват фотометричните данни и помагат за изясняване на процесите протичащи в този тип млади звезди и в околното им пространство. Показано е разнообразието на физическите параметри на тези обекти и е обсъдена възможността причините за наблюдаваните бързи увеличения на блясъка с много големи амплитуди да са различни физически процеси, които формално водят до един и същ резултат.

3. Показано е, че явлението Уксор може да бъде наблюдавано и при T Tauri звездите, с маса подобна на слънчевата. До скоро се смяташе, че затъмненията от този тип са характерни само за звездите преди Главната последователност със спектрални класове от А до G. Нашите резултати показват, че това явление може да се наблюдава и при звезди от спектрални класове K и M, с маси около и по-малки от слънчевата. Следователно процесите на формиране на звездите с различни маси си приличат по ефективността на натрупване на първоначалната маса, като голяма част от протозвездия облак, не участва в образуването на звезди.

4. Изградена е мрежа от вторични фотометрични стандарти в полетата на наблюдаваните обекти. Калибрирани са общо 175 звезди в полето на 15 области с активно звездообразуване, които са били обект на наши изследвания. Звездите са калибрирани в стандартната система на Джонсън-Кузинс, като са използвани фотометрични данни от няколко нощи, получени в различни месеци и години. Така са отделени потенциалните късопериодични променливи с малки амплитуди, а също и дългопериодични променливи с по-големи амплитуди, но сравнително постоянни в рамките на няколко денонощия.

5. Открити са нови млади променливи обекти на различни етапи от тяхната еволюция. Почти всички новооткрити променливи са звезди преди Главната последователност и показват характерните особености на класическите T Tauri звезди.

6. Уточнен е типа променливост при много от обектите, открити при други изследвания. В много случаи доказването на определен тип променливост е възможно само след събирането на достатъчно фотометрични данни. При много от звездите преди Главната последователност се наблюдават по два, три или даже повече типа променливост породена от различни физически процеси, взаимодействие на околозвездния диск със звездата или промяна в околозвездната среда. В много случаи се налага уточняване на основния тип променливост, който характеризира младите звездни обекти.

Благодарности

Дължа благодарност на моя научен ръководител на Дипломната ми работа и на Дисертацията ми за ОНС Доктор – Доц. д-р Милчо Цветков. Той ме насочи към тази интересна област на астрономията, която ми даде възможност да науча много за процесите на звездобразуване и да дам своя принос в тази област.

Благодаря на моите докторанти – Доц. д-р Стоянка Пенева, Доц. д-р Сунай Ибрямов и ас. Асен Мутафов с които дълги години работим съвместно по тази тема и които имат съществен принос за представените в тази Дисертация резултати.

Благодаря на всички мои колеги от Института по астрономия с Национална астрономическа обсерватория – Доц. д-р Катя Цветкова, Доц. д-р Константин Ставрев, Проф. д-р Цветан Георгиев, Доц. д-р Динко Димитров и много други, които са ми помагали в моята научна работа и от които съм почерпил много опит и умения.

Специална благодарност дължа на моите колеги от чужбина – Улизе Мунари, Мишел Денефелд, Хируоши Мито, Владимир Гринин, Уилям Хербст и много други, с които сме работили съвместно по тази тематика и на Джордж Хербиг, които беше мой рецензент на първата ми статия в Астрономия и Астрофизика и които ми вдъхна увереност в ползата от работата ми по изучаване на младите звезди. Благодаря и на всички останали мои рецензенти, които са оценили, като полезни моите резултати и са препоръчали статиите ми за публикуване.

Работата по моята дисертация беше частично финансирана от Фонд „Научни изследвания“ на МОН по договори ДН 08-1/2016 г. и ДН 18-13/2017 г., както и по Националната пътна карта за научна инфраструктура, координирана от МОН.

Дължа моята благодарност на Директора на обсерваторията Скинакас и неин основател проф. Йоанис Папамасторакис и на проф. Йосиф Пападакис за предоставеното ми време за наблюдения на 1.3-м телескоп.

При моите изследвания многократно съм използвал *Astrophysics Data System*, база данни за астрономическите публикации, разработвана от НАСА, базата данни SIMBAD и каталозите *VizieR*, предоставящи достъп до астрономическа информация за конкретни обекти, разработвани в Център за астрономически данни в Страсбург, Франция.

Някои от данните, представени в тази дисертация, са получени от сканирани фотографски плаки от архива на Института на космическия телескоп (САЩ), който се управлява от Асоциацията на университетите, работещи в астрономията, по договор на НАСА – NAS5-26555.

Списък на публикациите на които е базирана дисертацията.

А. Публикации в списания с импакт фактор.

1. Tsvetkov, M. K., Stavrev, K. Y., Tsvetkova, K. P., Semkov, E. H., Mutafov, A. S., Michailov, M.-E., The Wide-Field Plate Database: Present Status and Future Development, 1997, *Baltic Astronomy*, **6**, 271 – Q4
2. Semkov, E. H., Mutafov, A. S., Munari, U., Rejkuba, M., A Long-Term Photometric Study of the Pre-Main-Sequence Star V 350 Cep, 1999, *Astron. Nachrichten*, **320**, 57 – Q3
3. Semkov, E. H., Tsvetkova, K. P., Tsvetkov, M. K., Flare Star Activity in the Open Cluster Alpha Persei, 2000, *Astron. Nachrichten*, **321**, 161 – Q4
4. Semkov, E. H., Photometric and spectroscopic study of V 1184 Tauri, 2003, *A&A*, **404**, 655 – Q1
5. Semkov, E. H., A new deep minimum in the light curve of the PMS star V 1184 Tauri (CB 34V), 2004, *A&A*, **419**, L59 – Q1
6. Semkov, E. H., Photometric and Spectroscopic Study of the FUOR Candidates V 1184 Tau and V 350 Cep, 2004, *Baltic Astronomy*, **13**, 538 – Q4
7. Mikolajewski, M., Galan, C., Gazeas, K., ..., Semkov, E., et al., Preliminary Photometric Results for the 2003 Eclipse of EE Cep, 2005, *Ap&SS*, **296**, 445-449 – Q3
8. Semkov, E. H., Photometric and spectroscopic variability of the pre-main-sequence star V 1184 Tauri (CB 34V), 2006, *Astron. Nachrichten*, **327**, 328-334 – Q3
9. Nordhagen, S., Herbst, W., Williams, E. C., Semkov, E., The recurrent eclipse of the unusual Pre-Main-Sequence star HMW 15 in IC 348, 2006, *Astrophysical Journal*, **646**, L151-154 – Q1
10. Semkov, E. H., Tsvetkov, M. K., Borisova A. P., Stavrev, K. Y., Krol, P., Birkle, K., Mandel, H., Mito, H., Tarusawa K., A Long-term photometric study of V 1184 Tau, 2008, *A&A*, **483**, 537–542 – Q1
11. Peneva, S. P., Semkov, E. H., Stavrev, K. Y., Photometric study of the FUor star V 1735 Cyg (Elias 1-12), 2009, *Ap&SS*, **323**, 329-335 – Q3
12. Peneva, S. P., Semkov, E. H., Munari, U., Birkle, K., A long-term photometric study of the FU Orionis star V733 Cep, 2010, *A&A*, **515**, A24 – Q1
13. Semkov, E. H., Peneva, S. P., Munari, U., Milani, A., Valisa, P., The large amplitude outburst of the young star HBC 722 in NGC 7000/IC 5070, a new FU Orionis candidate, 2010, *A&A*, **523**, L3 – Q1
14. Semkov, E., Peneva, S., Optical Photometry of GM Cep: Evidence for UXor Type of Variability, 2012, *Ap&SS*, **338**, 95-101 – Q2
15. Semkov, E., Peneva, S., Munari, U., Tsvetkov, M., Jurdana-Sepic, R., de Miguel, E., Schwartz, R., Dimitrov, D., Kjurkchieva, D., Radeva, V., Optical photometric

- and spectral study of the new FU Orionis object V2493 Cygni (HBC 722), 2012, *A&A*, **542**, A43 – Q1
16. Gałan, C., Mikołajewski, M., Tomov, T., ..., Semkov, E., et al., International observational campaigns of the last two eclipses in EE Cephei: 2003 and 2008/9, 2012, *A&A*, **544**, A53 – Q1
 17. Semkov, E. H., Peneva, S. P., Munari, U., Dennefeld, M., Mito, H., Dimitrov, D. P., Ibryamov, S., Stoyanov, K. A., Photometric and spectroscopic variability of the FUor star V582 Aurigae, 2013, *A&A*, **556**, A60 – Q1
 18. Poljančić Beljan, I., Jurdana-Šepić, R., Semkov, E. H., Ibryamov, S., Peneva, S. P., Tsvetkov, M. K., Long-term photometric observations of pre-main sequence objects in the field of North America/Pelican Nebula, 2014, *A&A*, **568**, A49 – Q1
 19. Semkov, E. H., Ibryamov, S. I., Peneva, S. P., Milanov, T. R., Stoyanov, K. A., Stateva, I. K., Kjurkchieva, D. P., Dimitrov, D. P., Radeva, V. S., The unusual photometric variability of the PMS star GM Cep, 2015, *PASA*, **32**, e011 – Q2
 20. Semkov, E. H., Peneva, S. P., Ibryamov, S. I., The PMS star V1184 Tau (CB 34V) at the end of prolonged eclipse, 2015, *A&A*, **582**, A113 – Q1
 21. Huang, P. C., Chen, W. P., Mugrauer, M., ..., Semkov, E., et al., Diagnosing the Clumpy Protoplanetary Disk of the UXor Type Young Star GM Cephei, 2019, *ApJ*, **871**, art. id. 183 – Q1
 22. Semkov, E. H., Ibryamov, S. I., Peneva, S. P., Photometric and spectroscopic study of 5 pre-main sequence stars in the vicinity of NGC 7129, 2019, *SAJ*, **199**, 39-53 – Q4
 23. Pieńkowski, D., Gałan, C., Tomov, T., ..., Semkov, E., et al., International observational campaign of the 2014 eclipse of EE Cep, 2020, *A&A*, **639**, A23 – Q1
 24. Semkov, E. H., Peneva, S. P., Ibryamov, S. I., Long-term optical photometric monitoring of the FUor star V900 Mon, 2021, *SAJ*, **202**, 31-38 – Q4
 25. Semkov, E., Ibryamov, S. Peneva, S., The FUor star V2493 Cyg (HBC 722) - eleven years at maximum brightness, 2021, *Symmetry*, **13(12)**, art. id. 2433 – Q2

Б. Публикувани доклади на международни конференции.

1. Semkov, E. H., 1997, in Malbert, F. and Castets, A. (eds.), Non-stable Objects in the Region of NGC 7129, *IAU Sym 182, Herbig-Haro Flows and the Birth of Low-Mass Stars*, 42
2. Semkov, E. H., Mutafov, A. S., Wide-Field Spectroscopy with 3.5 Degree Objective Prism and 50/70 cm Rozhen Schmidt Telescope, 1997, in Kontizas, E. et al. (eds), Proc. of the Int. Conf. *Wide-Field Spectroscopy*, Athens, Greece, Kluwer, 125
3. Semkov, E. H., Young Binary and Multiple Systems in the Star Forming Regions NGC 7129 and NGC 7000, 2000, in Reipurth, B. and Zinnecker, H. (eds.), *IAU Sym 200, The Formation of Binary Stars*, 121

4. Mikolajewski, M., Zola, S., Kurpinska-Winiarska, M., ..., Semkov, E., et al., Photometric observations of two very long period eclipsing binaries: AZ Cas and EE Cep, 2004, *ASP Conference Series*, **318**, 378
5. Galan, C., Mikolajewski, M., Tomov, T., ..., Semkov, E., et al., Multi-ring structure of the eclipsing disc in EE Cep - possible planets, 2010, *ASP Con. Ser.*, **435**, 423
6. Semkov, E. H., Tsvetkov, M. K., Peneva, S. P., Long-term Photometric Monitoring of young Stellar Objects, 2010, Symposium on the occasion of the 50th anniversary of the Karl-Schwarzschild-Observatorium Tautenburg, Jena, Germany, 2010, 16
7. Garcia-Alvarez, D., Wright, N., Drake, J., ..., Semkov, E. et al., Multi-Wavelength Study of the 2008-2009 Outburst of V1647 Ori, 2011, *ASP Con. Ser.*, **448**, 609-616
8. Semkov, E., Peneva, S., Ibryamov, S., Optical light curves of FUor and FUor-like objects, 2017, *Astroinformatics*, IAU Symposium, **302**, 266-269
9. Semkov, E., Peneva, S., Ibryamov, S., Mutafov, A., Long-term photometric observations in field of the star formation region NGC7129, 2018, *Astrophysical Masers: Unlocking the Mysteries of the Universe*, IAU Symposium, **336**, 287-288
10. Huang, P.-C., Chen, W.-P., Hu, C.-L., ..., Semkov, E., Young Stellar Variability of GM Cephei by Circumstellar Dust Clumps, 2018, Bulletin of Liège Royal Society of Sciences, **87**, Actes de colloques, 145-149
11. Semkov, E., Ibryamov, S. Peneva, S., Mutafov, A., Long-term Photometric Monitoring of FUor and FUor-like Objects, 2018, *Com. of BAO*, **65(2)**, 240-248

B. Други публикации, включително и публикации в SCOPUS.

1. Tsvetkov, M., Semkov, E., Tsvetkova, K., Hambaryan, V., Observations of the Flare Star V 1929 Cygni, 1996, *IBVS*, **4328**, 1-4
2. Semkov, E. H., Photographic and CCD Photometry of V 350 Cep, 1996, *IBVS*, No 4339
3. Semkov, E. H., Tsvetkova, K. P., Tsvetkov, M. K., Prosser, C. F., Flare Star Search in the Alpha Persei Cluster II, 1998, *IBVS*, **4600**, 1-4
4. Semkov, E. H., UBVRI observations of V350 Cep in the period 1998-2001, 2002, *IBVS*, **5214**, 1-4
5. Semkov, E. H., A Long-term Photometric Study of the PMS Star V 391 Cep, 2003, *IBVS*, **5373**, 1-4
6. Semkov, E. H., Tree New PMS Variables in the Vicinity of NGC 7129, 2003, *IBVS*, **5406**, 1-4
7. Semkov, E. H., UBVRI Observations of V350 Cep in the period 2002-2004, 2004, *IBVS*, **5556**, 1-4
8. Semkov, E. H., VRI photometric observations of V 1647 Ori (IRAS 05436-0007), 2004, *IBVS*, **5578**, 1-4
9. Semkov, E. H., VRI Light Curve of V1647 Ori in the Period August 2004 - November 2005, 2006, *IBVS*, **5683**, 1-4

10. Semkov, E., Photometric observations of PMS stars with the telescopes of NAO Rozhen, 2007, *Bulg. Astr. J.*, **8**, 81-88
11. Semkov, E. H., Peneva, S. P., BVRI photometric observations of V733 Cep (Persson's star), 2008, *IBVS*, **5831**, 1-4
12. Peneva, S. P., Semkov, E. H., Photometric monitoring of FUORs and EXORs, 2008, *Bul. Astr. J.*, **10**, 29-36
13. Semkov, E. H., Peneva, S. P., Optical photometry of Parsamian 21, 2010, *IBVS*, **5939**, 1
14. Peneva, S. P., Semkov, E. H., Stavrev. K. Y., Long-term light curves of four young variable stars, 2010, *Bul. Astr. J.*, **14**, 79-87
15. Semkov, E., Peneva, S., A possible new FUor star in NGC 7000, 2010, *ATel*, **2801**
16. Munari, U., Milani, A., Valisa, P., Semkov, E., Spectroscopic confirmation of HBC 722 as a new FU Orionis star in NGC 7000, 2010, *ATel* **2808**, 1
17. Semkov, E., Peneva, S., Photometric follow-up observations of the new FUor candidate HBC 722, 2010, *ATel*, **2819**
18. Semkov, E., Peneva, S., Dimitrov, D., Kjurkchieva, D., Photometric follow-up of the FUor star HBC 722: Change in the brightness decreasing rate, 2011, *ATel*, **3296**
19. Semkov, E., Peneva, S., Dennefeld, M., The FUor Candidate V582 Aurigae: First Photometric and Spectroscopic Observations, 2011, *Bul. Astr. J.*, **15**, 65-69
20. Semkov, E. H., Photometric Variability of the Pre-Main Sequence Stars, 2011, *Bul. Astr. J.*, **15**, 49-56
21. Semkov, E., Peneva, S., The new FUor star HBC 722 - one year after the outburst, 2011, *Bul. Astr. J.*, **17**, 88-95
22. Semkov, E. H., Peneva, S. P., VRcIc optical light curves of V1647 Ori during the continuing second outburst, 2012, *IBVS*, **6025**, 1-4
23. Semkov, E., Peneva, S., New optical rebrightening of the young eruptive object V2492 Cyg (IRAS 20496+4354), 2012, *ATel*, **4180**
24. Semkov, E., Peneva, S., Ibryamov, S., Dimitrov, D., The unusual photometric behavior of the new FUor star V2493 Cyg (HBC 722), 2014, *BlgAJ*, **20**, 50-67
25. Semkov, E., My Favorite Object: The FU Orionis Object HBC 722, 2014, *The Star Formation Newsletter*, **256**, 5-8
26. Semkov, E., The new FUor candidate V960 Mon (2MASS J06593158-0405277) still retains at high brightness level, 2015, *ATel*, **8019**, 1
27. Semkov, E. H., Peneva, S. P., Ibryamov, S. I., Photometric and spectroscopic study of the new FUor star V2493 Cyg, 2017, *BlgAJ*, **26**, 57-66
28. Semkov, E., Ibryamov, S., Peneva, S., A deep decrease event in the brightness of the PMS star V350 Cep, 2017, *BlgAJ*, **27**, 75-82
29. Semkov, E., Ibryamov, S., A new deep minimum in the light curve of the PMS star V1647 Ori, 2018, *ATel*, **12012**, 1

Литература.

- Ábrahám, P., Mosoni, L., Henning, Th. et al. 2006, *A&A*, **449**, L13-L16
- Ábrahám, P., Juhász, A., Dullemond, C. P., et al. 2009, *Nature*, **459**, 224
- Ábrahám, P., Kóspál, Á., Kun, M., et al. 2018, *ApJ*, **853**, 28
- Acosta-Pulido, J. A., Kun, M., Ábrahám, P. et al. 2007, *AJ*, **133**, 2020
- Adams, F. C., Lada, C. J., Shu, F. H. 1987, *ApJ*, **312**, 788-806
- Allen, T. S., Gutermuth, R. A., Kryukova, E. et al. 2012, *ApJ*, **750**, 125
- Alves, J. F., Hartman, L., Briceno, C., Lada, C. J. 1997, *AJ*, **113**, 1395
- Ambartsumian, V. A. 1947, The evolution of stars and astrophysics, AN ArmSSR, Erevan
- Ambartsumian, V. A. 1954, *MSRSL*, **1**, 293
- Ambartsumian, V. A. 1971, *Astrophysics*, **7**, 331
- Andrews, S. M., Rothberg, B., Simon, T. 2004, *ApJ Let.*, **610**, L45
- Aspin, C., Barbieri, C., Boschi, F. et al. 2006, *AJ*, **132**, 1298-1306
- Aspin, C., Reipurth, B. 2009, *AJ*, **138**, 1137
- Aspin, C., Reipurth, B., Beck, T. L. et al. 2009, *ApJ Let.*, **692**, L67
- Aspin, C. 2011, *AJ*, **142**, 135
- Audard, M., Ábrahám, P., Dunham, M. M. et al., 2014, Protostars and Planets VI, University of Arizona Press, eds. H. Beuther, et al., 387
- Baines, D., Oudmaijer, R. D., Porter, J. M. Pozzo, M. 2006, *MNRAS*, **367**, 737
- Bastian, U., Finkenzeller, U., Jaschek, C., Jaschek, M. 1983, *A&A*, **126**, 438
- Bastian, U., Mundt, R. 1985, *A&A*, **144**, 57
- Bastien, P., Ménard, F. 1990, *ApJ*, **364**, 232
- Beck, T. L., Simon, M. 2001, *AJ*, **122**, 413
- Beltrán, M. T., de Wit, W. J. 2016, *A&AR*, **24**, art. id. 6
- Bertout, C., Buvier, J. 1989, in Low Mass Star Formation and Pre-Main Sequence Objects, ESO Workshop, ed. B. Reipurth, p. 215
- Bessell, M. S. 1979, *PASP*, **91**, 589
- Bessell, M. S., Brett, J. 1988, *PASP*, **100**, 1134
- Bibo, E. A., Thé, P. S. 1990, *A&A*, **236**, 155

- Bohm, K. H. 1978, *Protostars and Planets*, Proceedings of IAU Colloq. 52, Edited by T. Gehrels, University of Arizona Press, 632
- Bouvier, J., Bertout, C. 1989, *A&A*, **211**, 99
- Bouvier, J., Covino, E., Kovo, O. et al. 1995, *A&A*, **299**, 89
- Briceño, C., Vivas, A. K., Hernández, J. 2004, *ApJ Let.*, **606**, L123
- Chen, W. P., Hu, S. C. -L., Errmann, R. et al. 2012, *ApJ*, **751**, 118
- Clarke, C., Lodato, G., Melnikov, S. Y., Ibrahimov, M. A. 2005, *MNRAS*, **361**, 942
- Clemens, D. P., Sanders, D. B., Scoville, N. Z. 1988, *ApJ*, 327, 139
- Cohen, M., Kuhl, L. V. 1979, *ApJ Sup. Ser.*, **41**, 743
- Cohen, M., Fuller, G. A. 1985, *ApJ*, **296**, 620
- Cohen, R. E., Herbst, W., Williams, E. C. 2003, *ApJ Let.*, **596**, L243
- Connelley, M. S., Reipurth, B. 2018, *ApJ*, **861**, art. id. 145
- Corbally, C. J., Straižys, V., Laugalys, V. 2009, *Bal. Astron.*, **18**, 111
- Covey, K. R., Hillenbrand, L. A., Miller, A. A., et al. 2011, *AJ*, **141**, 40
- D'Alessio, P., Calvet, N., Hartmann, L., Lizano, S., Canto, J. 1999, *ApJ*, **527**, 893
- Dunham, M. M., Arce, H. G., Bourke, T. L., et al. 2012, *ApJ*, **755**, 157
- Elias, J. H. 1978, *ApJ*, **223**, 859
- Erastova, L. K., Tsvetkov, M. K. 1978, *Peremennye Zvezdy*, **21**, 79
- Findeisen, K., Hillenbrand, L., Ofek, E. 2013, *ApJ*, **768**, 93
- Flaherty, K. M., Muzerolle, J. 2008, *AJ*, **135**, 966
- Fuente, A., Martin-Pintado, J., Bachiller, R., Neri, R., Palla, F. 1998, *A&A*, **334**, 253
- Gałań, C., Mikołajewski, M., Tomov, T., Cikala, M. 2008, *IBVS*, **5866**, 1
- Gałań, C., Mikołajewski, M., Tomov, T. et al. 2012, *A&A*, **544**, A53
- Gałań, C., Wychudzki, P., Mikołajewski, M., Dimitrov, D. 2014, *IBVS*, **6111**, 1
- Giannini, T., Munari, U., Antonucci, S. et al. 2018, *A&A*, **611**, A54
- Giannini, T., Munari, U., Lorenzetti, D. et al., 2018, *Res. Not. of AAS*, **2**, 124
- Goodrich, R. W. 1987, *PASP*, **99**, 116
- Graczyk, D., Mikołajewski, M., Tomov, T., et al. 2003, *A&A*, **403**, 1089
- Gramajo, L. V., Rodón, J. A., Gómez, M. 2014, *AJ*, **147**, 140
- Grankin, K. N., Melnikov, S. Yu., Bouvier, J. et al. 2007, *A&A*, **461**, 183
- Green, J. D., Robertson, P., Back, G., et al. 2013, *ApJ*, **764**, 22

Grinin, V. P., Thé, P. S., de Winter, D. et al. 1994, *A&A*, **292**, 165
Grinin, V., Stempels, H. C., Gahm, G. F. et al. 2008, *A&A*, **489**, 1233
Grinin, V. P., Arkharov, A. A., Barsunova, O. Y. et al. 2009, *Astr. Let.*, **35**, 114
Guieu, S., Rebull, L. M., Stauffer, J. R., et al. 2009, *ApJ*, **697**, 787
Gyulbudaghian, A. L., Sarkissian R. A. 1977, *Astr. Tsirk.*, **972**, 7
Hanuschik, R. W. 1996, *A&A*, **308**, 170
Hamann, F., Persson, S. E. 1992, *ApJ Sup. Ser.*, **82**, 285
Haro, G. 1952, *ApJ*, **115**, 572
Haro, G., Minkowski, R. 1960, *AJ*, **65**, 490
Hartmann, L., Kenyon, S. J. 1985, *ApJ*, **299**, 462
Hartmann, L., Kenyon, S. J. 1996, *ARA&A*, **34**, 207
Herbig, G. H. 1951, *ApJ*, **113**, 697
Herbig, G. H. 1958, *ApJ*, **128**, 259
Herbig, G. H. 1960, *ApJ Sup. Ser.*, **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., Petrov, P. P., Duemmler, R. 2003, *ApJ*, **595**, 384
Herbig, G. H. 2008, *AJ*, **135**, 637
Herbst, W., Herbst, D. K., Grossman, E. J., Weinstein, D. 1994, *AJ*, **108**, 1906
Herbst, W., Shevchenko, V. S. 1999, *AJ*, **118**, 1043
Herbst, W., Eislöffel, J., Mundt, R., Scholz, A. 2007, in Protostars and Planets V, Reipurth, B. et al. Eds., University of Arizona Press: Tucson, USA, 297-311
Hillenbrand, L. A., Miller, A. A., Covey, K. R., et al., 2013, *AJ*, **145**, 59
Hoffmeister, C., 1949, *AN*, **278**, 24
Huang, S.-S. 1972, *ApJ*, **171**, 549
Ibryamov, S., Semkov, E. 2017, *ATel*, **10170**, 1
Ibryamov, S. I., Semkov, E. H., Peneva, S. P. 2018, *PASA*, **35**, e007
Ilee, J. D., Fairlamb, J., Oudmajer, R. D. et al. 2014, *MNRAS*, **445**, 3723
Itagaki, K., Yamaoka, H. 2010, *CBET*, **2426**, 1
Joy, A. H. 1945, *ApJ*, **102**, 168

- Joy, A. H. 1949, *ApJ*, **110**, 424
- Kenyon, S. J., Hartmann, L. W., Kolotilov, E. A. 1991, *PASP*, **103**, 1069
- Kolotilov, E. A., Petrov, P. P., 1983, *Sov. Astron. Let.*, **9**, 92
- Kopatskaya, E. N., Kolotilov, E. A., Arkharov, A. A. 2014, *MNRAS*, **434**, 38
- Kóspál, Á., Ábrahám, P., Acosta-Pulido, J. et al. 2005, *IBVS*, **5661**, 1
- Kóspál, Á., Ábrahám, P., Acosta-Pulido, J. A. et al. 2011, *A&A*, **527**, A133
- Kóspál, Á., Ábrahám, P., Acosta-Pulido, J. A. et al. 2013, *A&A*, **551**, A62
- Kóspál, Á., Ábrahám, P., Acosta-Pulido, J. A. et al. 2016, *A&A*, **596**, A52
- Kun, M. 1986, *IBVS*, **2961**, 1
- Kun M., Balog Z., Kenyon S. J. Et al. 2009, *ApJ Sup. Ser.*, **185**, 451
- Kun, M., Szegedi-Elek, E., Reipurth, B. 2017, *MNRAS*, **468**, 2325
- Laugalys, V., Straižys, V., Vrba, F. J., et al. 2006, *Balt. Astron.*, **15**, 483
- Lee, J.-E., Park, S., Green, J. D., et al. 2015, *ApJ*, **807**, 84
- Leoni, R., Larionov, V. M., Centrone, M. et al. 2010, *ATel*, **2854**, 1
- Levreault, R. M. 1983, *ApJ*, **265**, 855
- Levreault, R. M. 1988, *ApJ Sup. Ser.*, **67**, 283
- Lo, K. Y., Morris, M., Moran, J. M., Haschich, A. D. 1976, *ApJ Let.*, **204**, L21
- Lodato, G., Clarke, C. J. 2004, *MNRAS*, **353**, 841
- Lorenzetti, D., Antonucci, S., Giannini, T., et al., 2012, *ApJ*, **749**, 188
- Luhman, K. L., Rieke, G. H., Lada, C. J., Lada, E. A. 1998, *ApJ*, **508**, 347
- Magakyan, T. Yu., Amirkhanyan, A. S. 1979, *Astr. Tsirk.*, **1038**, 6
- Malfait, K., Bogaert, E., Waelkens, C. 1998, *A&A*, **331**, 211
- McCaughrean, M., 1997, *ASP Conf. Ser.*, **119**, 53
- McNeil, J. W., Reipurth, B., Meech, K. 2004, *IAU Circ.*, **8284**, 1
- Meinunger, L. 1975, *IBVS*, **965**, 1
- Mendigutía, I., Calvet, N., Montesinos, B. et al. 2011, *A&A*, **535**, A99
- Meyer, M. R., Calvet, N., Hillenbrand, L. A. 1997, *AJ*, **114**, 288
- Mikołajewski, M., Graczyk, D. 1999, *MNRAS*, **303**, 521
- Miller, A. A., Hillenbrand, L. A., Covey, K. R. et al., 2011, *ApJ*, **730**, 80
- Mirzoyan, L. V. 1995, In: Greiner, J. et al. (eds), Flares and Flashes. Lecture Notes in Physics, vol 454, Springer, Berlin, Heidelberg

Monnier, J. D., Millan-Gabet, R., Billmeier, R. et al. 2005, *ApJ*, **624**, 832

Munari, U. 2009, *IBVS*, **5885**, 1

Munari, U., Siviero, A., Ochner, P., Fiorucci, M., Dallaporta, S. 2009, *CBET*, **1898**, 1

Munari, U., Milani, A., Valisa P., Semkov, E. 2010, *ATel*, **2808**

Muzerolle, J., Hillenbrand, L., Calvet, N. et al. 2003, *ApJ*, **592**, 266

Natta, A., Grinin, V. P., Mannings, V., Ungerechts, H. 1997, *ApJ*, **491**, 885

Natta, A., Testi, L., Muzerolle, J. et al. 2004, *A&A*, **424**, 603

Neckel, T., Staude, H. J. 1984, *A&A*, **131**, 200

Nordhagen, S., Herbst, W., Rhode, K. L., Williams, E. C., 2006a, *AJ*, **132**, 1555

Nordhagen, S., Herbst, W., Williams, E. C., Semkov, E., 2006b, *ApJ Let.*, **646**, L151

Ojha, D. K., Ghosh, S. K., Tej, A. et al. 2006, *MNRAS*, **368**, 825

Parsamian, E. 1965, *Izv. Akad. Nauk Armyan. SSR., Ser. Fiz.-Math.*, **18**, 146

Parsamian, E. S., Petrosian, V. M. 1979, *Astrophysics*, **14**, 289

Peneva, S. P., Semkov, E. H., Stavrev, K. Y. 2009, *Ap&SS*, **323**, 329

Peneva, S. P., Semkov, E., Munari, U., Birkle, K. 2010, *A&A*, **515**, A24

Persson, R. 2004, *IAUC*, **8441**

Petrov, P. P. 2003, *Astrophysics*, **46**, 506

Pfalzner, S. 2008, *A&A*, **492**, 735

Pieńkowski, D., Gałan, C., Tomov, T. et al. 2020, *A&A*, **639**, A23

Pogosyants, A. Yu., 1991, *IBVS*, **3624**, 1

Poljančič Beljan, I., Jurdana-Šepić, R., Semkov, E. H. et al. 2014, *A&A*, **568**, A49

Reipurth, B., Aspin, C. 2004a, *ApJ Let.*, **608**, L65

Reipurth, B., Aspin, C. 2004b, *IAU Circ.*, **8441**, 1

Reipurth, B., Aspin, C., Beck, T. Et al. *AJ*, **133**, 1000

Reipurth, B., Aspin, C. 2010, Proc. of Con. dedicated to V. Ambartsumian's 100th anniversary, (Harutyunian, H. A. et al. Eds.), Yerevan, Gitutyun, 19

Reipurth, B., Aspin, C. Herbig, G. H. 2012, *ApJ Let.*, **748**, L5

Rosino, L., Tsvetkov, M., Tsvetkova, K. 1987, *IBVS*, **2981**, 1

Rostopchina, A. N., Grinin, V. P., Shakhovskoi, D. N. 1999, *Astr. Let.*, **25**, 243

Samus, N. 2009, *CBET*, **1896**, 1

Schwartz, R. D., 1983, *ARA&A*, **89**, 1735

- Semkov, E. H., Tsvetkov, M. K., 1986, *Star Clusters and Associations*, Pub. of the Astr. Dep. Eötvös Univ., Budapest, **8**, 141-145
- Semkov, E., Mutafov, A., Munari, U., Rejkuba, M. 1999, *AN*, **320**, 57
- Semkov, E. H. 2003a, *IBVS*, **5373**, 1
- Semkov, E. H. 2003b, *A&A*, **404**, 65
- Semkov, E. H. 2004, *IBVS*, **5578**, 1
- Semkov, E. H., Tsvetkov, M. K., Borisova A. et al. 2008, *A&A*, **483**, 537
- Semkov, E. H., Peneva, S. P. 2008, *IBVS*, **5831**, 1
- Semkov, E., Peneva, S. 2010a, *ATel*, **2801**, 1
- Semkov, E., Peneva, S. 2010b, *ATel*, **2819**, 1
- Semkov, E. H., Peneva, S. P., 2010c, *IBVS*, **5939**, 1
- Semkov, E. H., Peneva, S. P., Munari, U., Milani, A., Valisa, P. 2010, *A&A*, **523**, L3
- Semkov, E. H., Peneva, S. P., Dennefeld, M. 2011, *BlgAJ*, **15**, 65
- Semkov, E., Peneva, S. 2011, *BlgAJ*, **17**, 88
- Semkov, E. H., Peneva, S. P. 2012, *Ap&SS*, **338**, 95
- Semkov, E. H., Peneva, S. P., Munari, U. et al. 2013, *A&A*, **556**, A60
- Semkov, E., Peneva, S., Ibryamov, S. 2017, *Astroinformatics, IAU Sym.*, **302**, 266
- Semkov, E. H., Ibryamov, S. I., Peneva, S. P. 2019, *SAJ*, **199**, 39
- Semkov, E. H., Peneva, S. P., Ibryamov, S. I. 2021a, *SAJ*, **202**, 31
- Semkov, E., Ibryamov, S., Peneva, S. 2021b, *Symmetry*, **13**, 2433
- Shevchenko, V. S., Yakubov, S. D. 1989, *Astr. Zhurnal*, **66**, 718
- Sicilia-Aguilar, A., Merín, B., Hormuth, F. et al. 2008, *ApJ*, **673**, 382
- Skinner, S. L., Sokal, K. R., Gudel, M., Briggs, K. R. 2009, *ApJ*, **696**, 766
- Stamatellos, D., Whitworth, A. P., Hubber, D. A., 2012, *MNRAS*, **427**, 1182
- Staude, H. J. Neckel, T. 1992, *ApJ*, **400**, 556
- Straižys, V., Maskoliūnas, M., Boyle R. P. et al. 2014, *MNRAS*, **438**, 1848
- Strom, S. E., Vrba, F. J., Strom, K. M. 1976, *AJ*, **81**, 638
- Suyarkova, O. 1975, *Perem. Zvezdy*, **20**, 167
- Tackett, S., Herbst, W., Williams, E. 2003, *AJ*, **126**, 348
- Testi, L., Palla, F., Natta, A., 1999, *A&A*, **342**, 515
- Thé, P. S., de Winter, D., Perez, M. R. 1994, *A&A Supplement*, **104**, 315

- Thommes, J., Reipurth, B., Aspin, C., Herbig, G. H. 2011, *CBET*, **2795**, 1
- Tsvetkov, M., Semkov, E., Tsvetkova, K., Hambaryan, V. 1996, *IBVS*, **4328**, 1
- Tsvetkov, M. K., Tsvetkova, K. P. 2012, *IAU Sym.*, **285**, 417
- van den Ancker, M. E., de Winter, D., Tjin A Djie, H. R. E. 1998, *A&A*, **330**, 145
- Vacca, W. D., Cushing, M. C., Simon, T. 2004, *ApJ Let.*, **609**, L29
- Varricatt, W. P., Kerr, T. H., Carroll, T. Moore, E. 2015, *ATel*, **8174**, 1
- Vieira, S. L. A., Corradi, W. J. B., Alencar, S. H. P. et al. 2003, *ApJ*, **126**, 2971
- Vink, J. S., Drew, J. E., Harries, T. J., Oudmaijer, R. D. 2002, *MNRAS*, **337**, 356
- Vioque, M., Oudmaijer, R. D., Baines, D. et al. 2018, *A&A*, **620**, A128
- Vorobyov, E. I., Elbakyan, V. G., Liu, H. B., Takami, M. 2021, *A&A*, **647**, A44
- Waters, L. B. F. M., Waelkens, C. 1998, *ARA&A*, **36**, 233
- Welin, G. 1971, *A&A*, **12**, 312
- Wenzel, W., Gessner, H., 1975, Zentralinstitut fuer Astrophysik Sternwarte Sonneberg
Mitteilungen ueber Veraenderliche Sterne, **7**, 23
- Xiao, L., Kroll, P., Henden, A. 2010, *AJ*, **139**, 1527
- Yun, J. L., Moreira, M. C., Alves, J. F., Storm, J. 1997, *A&A*, **320**, 167
- Zidarova, G., Ibryamov, S., Semkov, E., Peneva, S. 2022, *BlgAJ*, **37**, 54