

PV СЕР И V350 СЕР: ЗВЕЗДЫ НА ПУТИ МЕЖДУ ФУОРАМИ И ЭКСОРАМИ

А.Р.АНДРЕАСЯН¹, Т.Ю.МАГАКЯН¹, Т.А.МОВСЕСЯН¹, А.В.МОИСЕЕВ²

Поступила 3 марта 2021

На основе новых наблюдений 2015-2020гг. и литературных данных рассмотрены необычные эруптивные переменные PV Сер и V350 Сер. Показано, что PV Сер претерпела очередную вспышку с последующим падением блеска, в целом продолжавшуюся с 2011 до 2019гг., и к настоящему времени находится в глубоком минимуме. Вспышка сопровождалась значительными изменениями в интенсивности и профилях ряда линий, включая $H\alpha$, [SII] и [OI]. Запрещенные линии в целом имеют отрицательную лучевую скорость и при этом разделяются на четыре компонента, скорости и относительные интенсивности которых переменны. V350 Сер фактически все время остается на уровне максимального блеска, спектр ее практически не изменяется. Имеющиеся данные дают основание допустить, что выраженный P Cug профиль линии $H\alpha$, в спектре V350 Сер появился спустя несколько лет после подъема светимости, в 1986г. Светимость звезд в текущем состоянии оценена как $20 L_{\odot}$ и $3.3 L_{\odot}$, соответственно. Сделан вывод, что обе звезды могут являться так называемыми промежуточными объектами между классами фуоров и эксоров.

Ключевые слова: *PMS-звезды: фуоры: эксоры: звезды PV Сер и V350 Сер*

1. *Введение.* Тысячи обнаруженных к настоящему времени молодых звезд малой ($M < 2 M_{\odot}$) массы, именуемые как звезды типа Т Тау, подразделяются на два основных подкласса:

- классические звезды типа Т Тау, или CTTS (с сильной оптической переменностью, развитым эмиссионным спектром, часто ярко выраженными признаками коллимированного истечения);

- "слабые" звезды типа Т Тау, или WTTS (колебания блеска слабые, эмиссионный спектр часто ограничивается несильной эмиссией $H\alpha$, истечение вещества наблюдается редко).

Различие между этими подклассами проявляется и в других областях спектра. Согласно наиболее распространенной точке зрения, в основном подтвержденной наблюдательно, фактором, определяющим принадлежность звезды к тому или иному классу, является темп магнитогидродинамической аккреции вещества из околос звездного диска на звезду.

Наибольший интерес для понимания этого явления представляют эруптивные молодые звезды, демонстрирующие резкие и иногда чрезвычайно продолжительные подъемы яркости, сопровождающиеся изменениями в спектре и

выбросами вещества. Среди них самыми известными и самыми редкими (известно менее двух десятков на текущий момент) являются объекты типа FU Ori (фуоры), у которых время максимальной яркости может длиться, согласно статистическим оценкам, тысячи лет. Другими, также весьма редкими и интересными классами являются объекты типа EX Lup (эксоры) и так называемые промежуточные объекты. Хотя их подъемы яркости (не столь продолжительные, как у фуоров) также принято объяснять изменениями в темпе аккреции, детали и механизмы этого феномена до сих пор неясны, в том числе и ввиду небольшого количества наблюдаемых примеров. Поэтому расширение и дополнение имеющихся сведений об эруптивных звездах на ранней стадии эволюции является весьма важным.

Настоящая работа посвящена дальнейшему изучению двух известных эруптивных звезд PV Ser и V350 Ser, природа переменности которых до сих пор не вполне выяснена.

Переменность звезды, PV Ser, и связанной с ней кометарной туманности GM1-29 (RNO 125) была обнаружена в 1977г. [1,2]. Резкое повышение яркости PV Ser напоминало вспышку фуора, однако уже первые спектры этой звезды показали схожесть с классическими звездами типа T Tau [2-4]. Впоследствии Хербиг предварительно отнес PV Ser к введенному им классу эксоров [5], однако позже исключил этот объект из списка [6], поскольку дальнейшие исследования указали на слишком заметные различия PV Ser и типичных эксоров. Отметим, что в последующие годы PV Ser претерпела еще несколько подъемов и падений блеска (см далее). Подобно многим другим активным звездам типа T Tau она является источником протяженного потока Хербига-Аро [7,8] и биполярного молекулярного истечения [9]. Несмотря на немалое число последующих исследований, среди которых следует отметить работы [10-13], которые будут рассмотрены далее, PV Ser во многом остается загадочным объектом.

Переменная звезда V350 Ser, расположенная в скоплении внутри туманности NGC 7129, впервые была упомянута в работе [14]. Авторы обратили внимание, что этот объект не был виден на картах Паломарского Атласа (1954г.), а в 1977г. достиг блеска в $16^m.5$ (V). В работе [15] была представлена историческая кривая блеска V350 Ser. Более поздние данные были собраны Хербигом [6]. Результаты однозначно указывают, что рост блеска этой звезды начался примерно в 1971-1972гг. и с 1978г., достигнув максимума, звезда уже почти 50 лет остается на том же уровне, показывая лишь слабые колебания. Два раза (в 2009 и 2016гг.) наблюдались более глубокие минимумы (до $\Delta V = 1^m.77$) протяженностью в несколько месяцев с последующим возвращением блеска к среднему значению [16,17].

Однако и V350 Ser не оказалась фуором, по крайней мере, классическим,

поскольку уже первые спектральные наблюдения показали, что это - звезда типа Т Тау, с сильным и очень развитым эмиссионным спектром [3], что впоследствии было подтверждено многочисленными наблюдениями, например, [18-20]. Все авторы отмечают эмиссионный характер спектра V350 Сер с сильными балмеровскими линиями. Также были видны запрещенные линии [OI] и множество линий как ионизованного, так и нейтрального железа. Детальный анализ V350 Сер, проведенный со спектрографами высокого разрешения [6,21], показал, в частности, очевидные признаки истечения вещества из звезды. Хербиг [6] указал, что V350 Сер вряд ли можно отнести и к экзорам, поскольку, в частности, эта звезда не показывает характерных (для последних) вспышек, а практически постоянно находится на максимальном уровне блеска. Спектральный класс V350 Сер был в итоге достаточно надежно оценен как M2 [18,6].

В настоящей работе мы приводим новые спектры PV Сер и V350 Сер, полученные в течение последних пяти лет, и сопоставляем эти результаты с другими данными.

2. Наблюдения. Наблюдения обоих объектов проводились на 2.6-м телескопе Бюраканской астрофизической обсерватории. Мы использовали спектральную камеру SCORPIO в главном фокусе телескопа, с помощью которой можно получать как прямые изображения, так и длиннощелевые спектры. Аналогичная камера установлена и на 6-м телескопе БТА САО РАН [22]. В качестве детектора вначале использовалась ПЗС-матрица ТК SI-003A 1044×1044, а после августа 2016г. матрица E2V CCD42-40 2080×2080. При съемке спектров ширина щели составляла 1".5, а длина около 5'. Поле зрения в режиме получения прямых изображений составляло около 11' при масштабе 0.67"/пикс. В качестве диспергирующего элемента использовались объемно-фазовые голографические решетки с 600 штр/мм и 1800 штр/мм, обеспечивающие спектральное разрешение R, соответственно около 800 и 2500.

Для калибровки в качестве спектров сравнения использовалась лампа Ne+Ar. Общее время экспозиции было рассчитано таким образом, чтобы в спектрах после обработки и оптимальной экстракции обеспечивалось соотношение сигнал/шум более 100.

В табл.1 приведена сводка всех спектральных наблюдений PV Сер в Бюракане и САО. На 6-м телескопе САО РАН с помощью редуктора светосилы первичного фокуса SCORPIO-2 [23] и с ПЗС E2V 261-84 в качестве детектора был получен один спектр 23 дек. 2020г. Ширина щели спектрографа составляла 1" при длине около 6'. Для V350 Сер в Бюракане был получен один спектр 22 сент. 2015г. с общей экспозицией 20 мин и с разрешением около 2500.

Обработка спектров с 2.6-м телескопа была произведена с помощью программы ESO-MIDAS, обработка данных SCORPIO-2 выполнялась в среде IDL с помощью программ, разработанных в CAO РАН. Для обеих звезд были измерены эквивалентные ширины и радиальные скорости всех основных линий. Спектры PV Сер для удобства сопоставления были нормированы к континууму.

Таблица 1

ЖУРНАЛ НАБЛЮДЕНИЙ PV Сер НА 2.6-м И 6-м ТЕЛЕСКОПАХ

Дата наблюдения	Спектральный диапазон (Å)	Разрешение ($\lambda/\Delta\lambda$)	Общая экспозиция (мин)
20.09.2015	4100-6800	800	30
10.06.2016	5800-6800	2500	40
24.08.2016	5800-6800	2500	15
21.12.2016	5800-6900	2500	45
24.06.2017	5800-6900	2500	40
25.06.2017	5800-6900	2500	40
20.06.2018	5800-6800	2500	60
23.12.2020	3650-7300	1300	40

3. Результаты и обсуждение.

3.1. *Фотометрические данные и кривая блеска PV Сер.* Хотя мы периодически получали прямые изображения PV Сер, на которых были хорошо заметны сильные колебания блеска звезды и изменения формы связанной с ней туманности GM 1-29 (RNO 125), фотометрических оценок блеска не делалось, поскольку данная звезда находится под постоянным мониторингом группы AAVSO. База данных AAVSO начинается с 2010г., а фотометрия 2004-2010гг. представлена в работе [12].

Рассмотрение сводной кривой блеска PV Сер, составленной на основе этих данных, показывает, что с 2006г. звезда начала падать в яркости с $R \approx 13^m.5$ до $R \approx 15^m.5$, а после 2008г. быстро ушла в минимум ($R \approx 16^m.5 - 17^m.4$). В течение 2010г. блеск PV Сер волнообразно поднялся, а потом упал с амплитудой примерно $1^m - 1^m.5$. Наконец, практически с начала 2011г. звезда начала постепенно и почти непрерывно расти в блеске, к концу 2016г., достигнув практически максимума ($R \approx 13^m.6$). После этого начался быстрый спад яркости, на который налагались отдельные локальные и кратковременные минимумы (особенно заметный из них произошел осенью 2017г.). К середине 2019г. звезда окончательно ушла в минимум ($R \approx 17^m - 17^m.3$), где и пребывает до настоящего времени (конец 2020г.). Таким образом, на протяжении последних 15 лет PV Сер претерпела два крупномасштабных (и по амплитуде -

3^m-4^m, и по протяженности - несколько лет) подъема блеска. Анализ более старых литературных данных позволяет выделить и другие максимумы на протяжении 1950-2005гг. (Kun et al., не опубликовано), однако можно подозревать, что PV Сер достигала максимального блеска (порядка $R=11^m$) только во время самой мощной эрупции 1976-1978гг., когда она и была открыта [4].

На рис.1 показана кривая блеска PV Сер в цвете R за 2015-2020гг., составленная по данным AAVSO, на которой стрелками помечены даты наших наблюдений. Кривая AAVSO обрывается раньше конца 2020г., когда был получен последний спектр, но наши наблюдения подтверждают, что весь 2020г. PV Сер оставалась в глубоком минимуме ($R=17^m.3 - 17^m.5$).

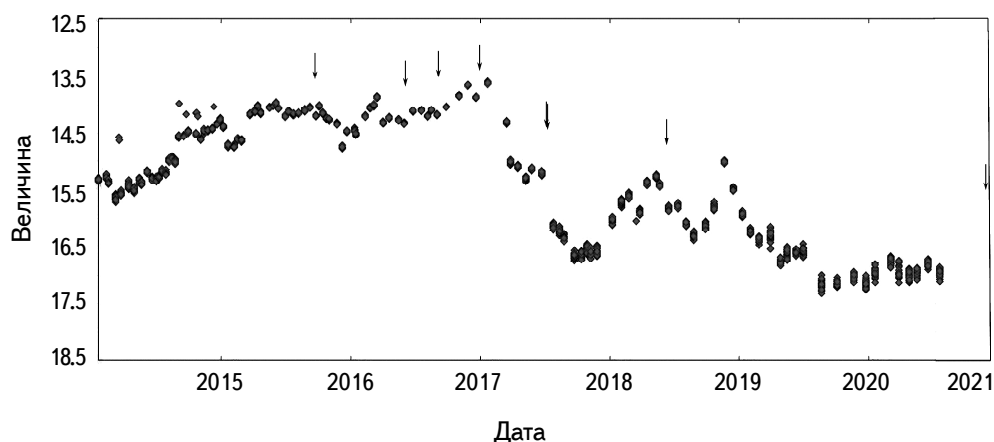


Рис.1. Кривая блеска PV Сер в цвете R. Стрелки обозначают даты получения спектров.

3.2. Общий характер спектра PV Сер и его изменения. В целом спектр PV Сер в оптическом и ближнем инфракрасном диапазоне был подробно описан в статьях [4,10,12,13]. Вкратце эти результаты можно суммировать следующим образом. Звезда имеет спектр, характерный для весьма активных звезд типа Т Тау: очень сильная эмиссия в линии $H\alpha$, также заметные эмиссии серий Пашена и Бреккета, ИК-триплета $CaII$, многочисленные линии $FeII$ и FeI , а в ИК-диапазоне - и многих других элементов, очень заметные абсорбционные линии NaD , линии с наибольшим уровнем возбуждения - не сильные, но четко заметные $\lambda 5875$ и $\lambda 6678$ HeI . Кроме того, в спектре PV Сер наблюдается немалое число запрещенных линий ударного возбуждения: в оптическом диапазоне - эмиссии $[OI]$ и $[SII]$, в ближнем ИК также многочисленные $[FeII]$.

Следует отметить, что звезда имеет очень красный цвет, вследствие чего коротковолновая часть оптического диапазона наблюдалась редко. Поэтому

обнаружение в эпоху наивысшего подъема блеска (1978г.) сильной эмиссионной линии К CaII и типичной для самых активных Т Тау-звезд флуоресценции в линиях FeI [10] остается единственным в своем роде. Вопрос о спектральном классе PV Сер мы рассмотрим отдельно. Предыдущие исследования выявили также заметную переменность отдельных спектральных линий, связанную, по-видимому, с уровнем блеска звезды.

Сопоставляя табл.1 и кривую блеска PV Сер, мы видим, что полученные нами спектры соответствуют практически всем уровням яркости звезды. Для сравнения мы приводим на рис.2 общий вид спектра PV Сер в максимуме и в минимуме блеска. Каких-либо очень существенных изменений по сравнению с данными других авторов не произошло; в то же время различия между обоими спектрами совершенно очевидны. Прежде всего бросается в глаза намного возросшая интенсивность запрещенных линий, в то время как классический набор эмиссий FeI и FeII особых изменений не претерпевает. В частности, несмотря на ослабевший уровень континуума, хорошо заметно, что в сине-зеленой ($\lambda\lambda 5000 - 5500\text{\AA}$) области спектра структура "леса" из многочисленных линий металлов практически одна и та же. Отметим, что

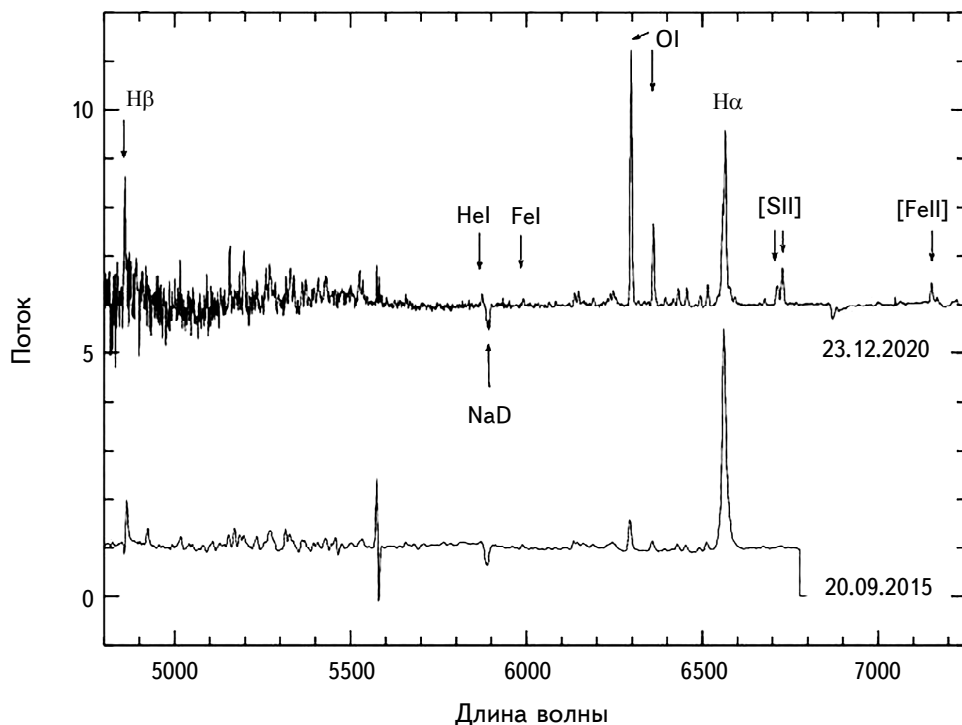


Рис.2. Общий вид спектра PV Сер 20.09.2015 (в максимуме) и 23.12.2020 (в минимуме). Для удобства обе спектрограммы нормированы к континууму. Спектр 23.12.2020 смещен на 5 условных единиц вверх.

интенсивность линии $\lambda 5875$ HeI также остается почти неизменной; т.е. уровень возбуждения вблизи звезды тоже сохраняется во время колебаний блеска.

Поскольку линии H и K CaII не попадали в спектральный диапазон наших спектров, мы не могли проверить, сохраняется ли в спектре флуоресценция в линиях FeI. Все же отметим, что подверженные флуоресценции линии нейтрального железа в красной области спектра $\lambda 6138$ FeI и $\lambda 6592.91$ FeI присутствуют постоянно, но их эквивалентные ширины меньше в два раза, чем, например, в спектре звезды LkH α 120, с которой PV Сеп часто сравнивают и где это явление четко выражено [24].

Наиболее интенсивная эмиссия в спектре PV Сеп - линия H α - показывает хорошо заметные изменения профиля, зависящие от уровня блеска. Как отмечалось практически во всех предыдущих исследованиях, она состоит из двух компонентов, разделенных центральной абсорбцией. Отметим, что двугорбая структура наблюдалась и у первых членов серии Пашена в ближнем ИК [13]. На рис.3 показаны участки наших спектров, нормированных к

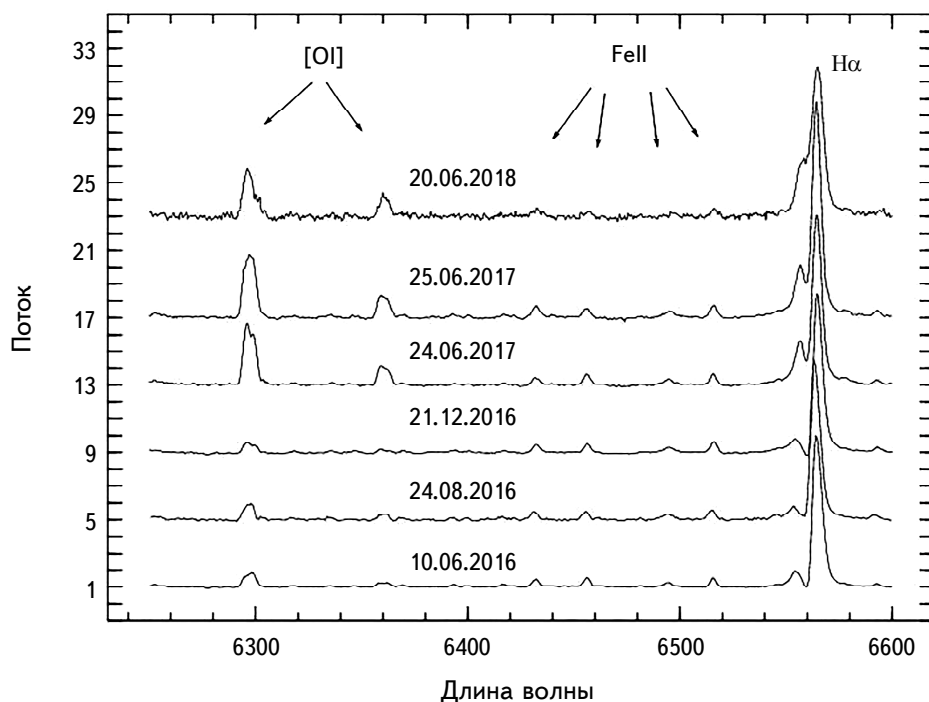


Рис.3. Нормированные к континууму участки спектра PV Сеп, соответствующие различным датам наблюдений. Видны сильные изменения профилей и интенсивности линий H α и [OI], в то время как эмиссии FeII остаются неизменными. По оси ординат отложены произвольные единицы потока; спектры 2016-2017гг. сдвинуты на 4 единицы по отношению друг к другу, а спектр 2018г. - на 6 единиц.

континууму, включающие в себя и линию $H\alpha$. Из рисунка видно, что, по мере падения блеска центральная абсорбционная компонента становится все слабее, в то время как 10 июня и особенно 21 декабря 2016г. (как раз в момент максимального блеска) она опускалась даже ниже уровня континуума (EW составляла около $0.8 \text{ \AA}$). Однако действительно ярко выраженный профиль Р Суг наблюдался лишь в период абсолютного максимума 1977-1978гг. [4].

Представление о временном поведении типичных линий в спектре PV Сер дают графики изменения эквивалентных ширин, приведенные на рис.4. Для более наглядного сопоставления этих изменений с уровнем видимого блеска звезды на рис.5 мы представили зависимость эквивалентных ширин эмиссий $H\alpha$ и $[O I]$ от $m(R)$. Ошибки измерения эквивалентных ширин в

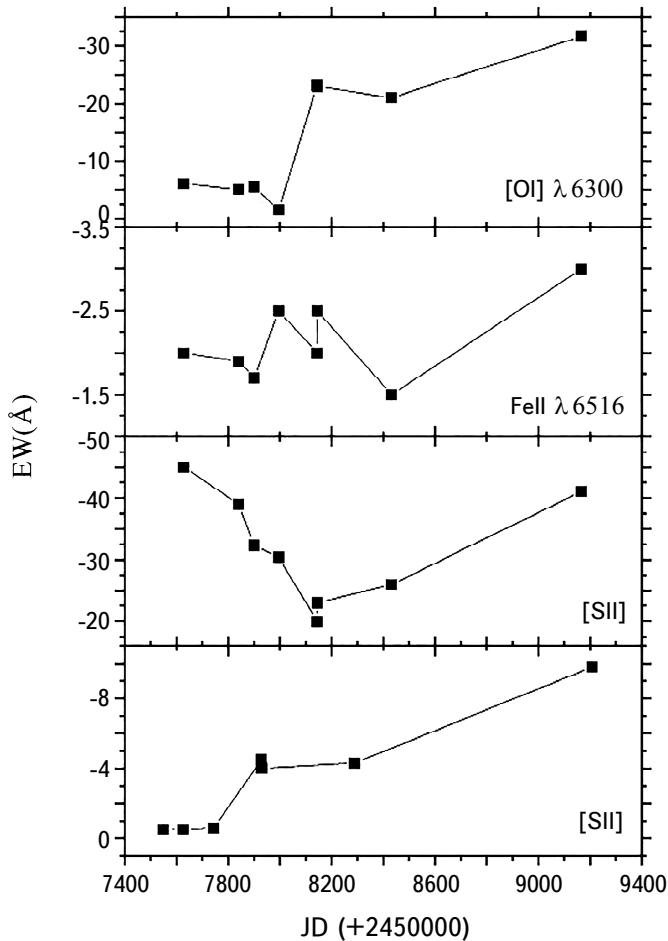


Рис.4. Изменения во времени эквивалентных ширин эмиссионных линий в спектре PV Сер. Для линии $H\alpha$ измерялась EW эмиссия в целом; для линий $[S II]$ приводится суммарная EW обеих линий дублета.

нашем случае зависят в основном от точности проведения уровня непрерывного спектра и не превосходят, по нашим оценкам, 10-15%. Из рис.4 и 5 можно заключить, что эквивалентные ширины запрещенных линий по мере уменьшения блеска однозначно растут, в то время как эквивалентная ширина одной из наиболее сильных разрешенных эмиссий ($\lambda 6517 \text{ \AA}$ FeII) практически не изменяется. Линия $H\alpha$ ведет себя неоднозначным образом. Авторы предшествующих исследований пришли примерно к таким же выводам. Стоит отметить, что, согласно [12], эквивалентная ширина $H\alpha$ в 2004-2009гг. была весьма велика ($>100 \text{ \AA}$), практически как при максимуме блеска 1977-1979гг. (см сводный график в [10]; в последние годы таких значений она не достигает).

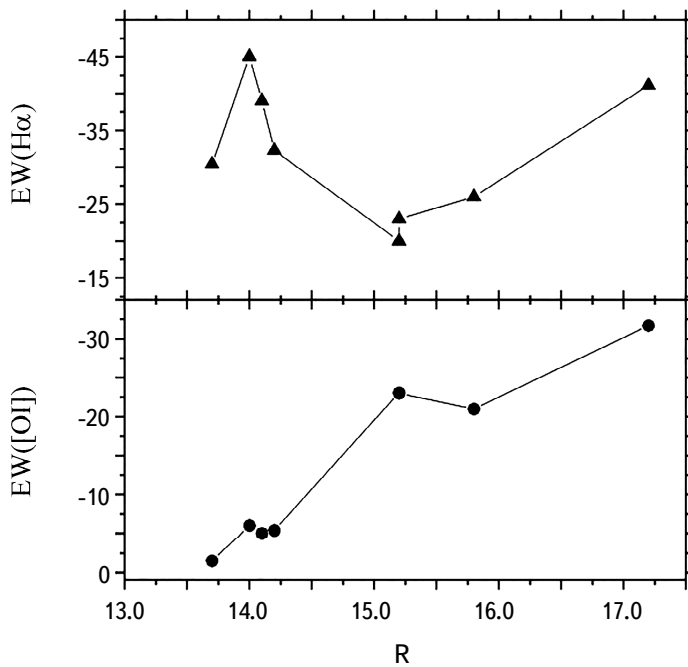


Рис.5. Взаимосвязь между видимым блеском PV Сеп в цвете R и эквивалентными ширинами эмиссионных линий $H\alpha$ и $\lambda 6300 \text{ \AA}$ [OI].

3.3. Лучевые скорости. Еще с самых первых наблюдений стало очевидно, что PV Сеп окружена расширяющейся оболочкой. Кроме того, постепенно выяснилось, что звезда является источником биполярного истечения. Поэтому вопрос о принадлежности линий в ее спектре тем или иным излучающим областям (активным участкам близ поверхности, внутреннему диску, истекающей материи, коллимированному джету) достаточно важен. Лучевые скорости в немалой степени проясняют картину. При сравнении наших данных с предыдущими измерениями мы привели все результаты к

гелиоцентрическим лучевым скоростям, которые и используются ниже.

Поскольку фотосферные абсорбции в спектре PV Сер не наблюдаются, наиболее близкую к лучевой скорости собственно звезды скорость из видимых линий должны иметь образующиеся близко к поверхности линии FeII и FeI. Мы получили среднюю скорость пяти линий FeII и FeI $-15 \pm 11 \text{ км с}^{-1}$, что прекрасно согласуется с измерениями Хербига (-19 км с^{-1}), приведенными в [4], и оценкой -13 км с^{-1} в работе [25], а также с близкими к нулевым значениям скоростями разрешенных эмиссий в ближней ИК области [25,13].

Эмиссионные компоненты линии H α , очевидно, образуются в основном в расширяющейся оболочке, созданной при истечении вещества. Отметим весьма большую общую ширину эмиссии (наши оценки дают FWZI порядка $1200\text{--}1500 \text{ км с}^{-1}$), на что указывали и другие авторы. Как можно видеть из рис.3, она практически не зависит от уровня блеска, так же как и скорость основного эмиссионного компонента ($84 \pm 19 \text{ км с}^{-1}$). Абсорбционный же компонент H α изменяется не только по интенсивности (от профиля типа P Cug до почти полного исчезновения), но и по лучевой скорости. Оценки по спектрам 2016–2018гг. дают значения в пределах от -120 до -180 км с^{-1} (отметим, что в эпоху максимума 1977г. наблюдались и еще большие смещения [25]). При минимальном блеске звезды в конце 2020г. смещение абсорбции H α составило всего -80 км с^{-1} .

Сильные и узкие абсорбции NaD, как и у многих подобных звезд, также формируются, несомненно, в расширяющейся оболочке. Примечательно, что их интенсивность меняется очень заметно, вплоть до полного исчезновения, однако при этом не зависит от уровня видимого блеска. Их лучевая скорость все время остается отрицательной, однако ее абсолютное значение изменяется, выходя за пределы ошибок измерений. В частности, в наших спектрах 2016–2017гг. она находилась в диапазоне от -118 до -159 км с^{-1} , а в конце 2020г. была равна -45 км с^{-1} , т.е. снизилась подобно абсорбции H α .

Подобные вариации указывают, что интенсивность и скорость истечения материи колеблется довольно заметно и, вероятно, связана и с изменениями в видимом блеске звезды.

3.4. Запрещенные линии. Сильные и широкие запрещенные линии [OI] и [SII], типичные, как выяснилось впоследствии, для объектов с коллимированным истечением, были обнаружены в спектре PV Сер сразу же после открытия. Их многокомпонентная структура была впервые описана в [25]. Заметно изменяется не только общая эквивалентная ширина этих линий, но и лучевые скорости и относительные интенсивности компонентов. Особенно хорошо эти явления выражены у линий [SII] [10]. Часто при достаточном разрешении в каждой из линий дублета можно выделить четыре

компонента; с другой стороны, иногда они сливаются в одну очень широкую ($>400 \text{ км с}^{-1}$) эмиссионную полосу. Линии [OI] также делятся на компоненты, но из-за большей интенсивности и ширины они выражены менее отчетливо.

Эти особенности затрудняют точные измерения, но в среднем лучевые скорости компонентов [SII] в рассматриваемых в данной работе спектрах можно оценить следующими значениями: -230 , -170 , -50 и $+70 \text{ км с}^{-1}$ (причем компонент с положительной скоростью меняется особенно сильно и часто вовсе отсутствует). Схематически их вид показан на рис.6.

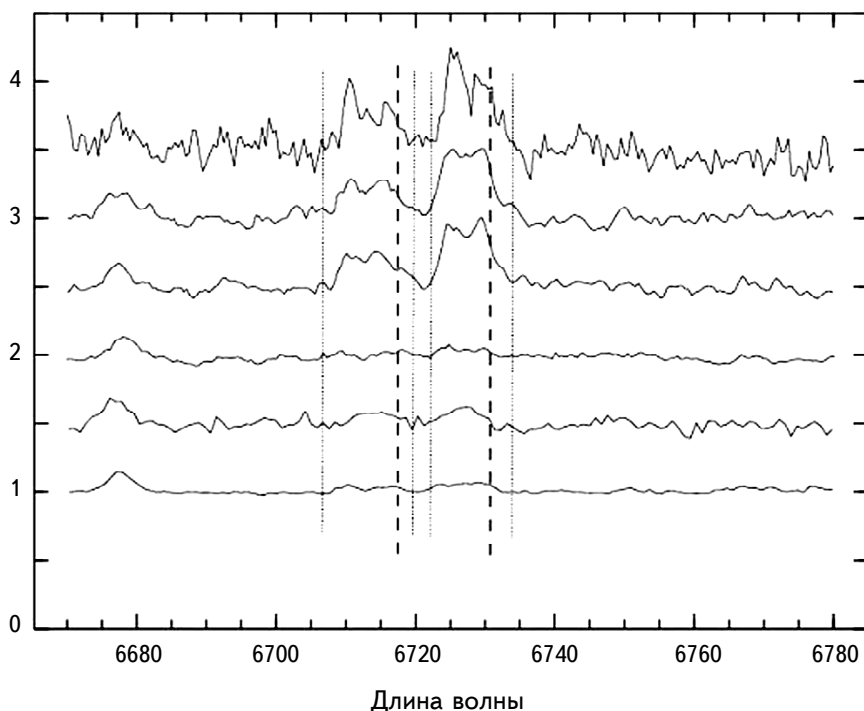


Рис.6. Вид и изменения линий [SII] в спектре PV Сеп в 2016-2018гг. Значения длин волн, соответствующие нулевой лучевой скорости, показаны пунктиром. Обозначены также пределы для FWZI линий. Спектры нормированы на континуум и сдвинуты по отношению друг к другу по оси ординат на 0.5 произвольных единиц потока.

С учетом всего сказанного, при сравнении этих результатов с данными предыдущих работ, мы обнаруживаем очень хорошее согласие. Так, авторы работы [25] выделяют в линии [OI] компоненты с -246 , -133 и -55 км с^{-1} ; в статье [26] для [OI] приводятся значения -275 и -60 км с^{-1} (при общей ширине линии от -455 до $+255 \text{ км с}^{-1}$), а для [SII] -300 и -75 км с^{-1} ; в работе [27] для [OI] при общем диапазоне от -400 до $+50 \text{ км с}^{-1}$ перечислены компоненты -300 , -170 , -100 и -50 км с^{-1} . Таким образом, компоненты с положительной лучевой скоростью наблюдаются редко, по-видимому, из-за

их слабой интенсивности.

Для понимания данного явления крайне важен факт обнаружения подобного же расщепления у сильных эмиссионных линий [FeII], которые довольно многочисленны в ближней ИК области спектра (причем их интенсивность сильно меняется) [13]. Особенно четко компоненты выявляются у 1.257 и 1.644 μm линий [FeII], с лучевыми скоростями -265, -99, +50 и +165 km s^{-1} . В той же работе показано, что излучение от компонентов с большой абсолютной скоростью фактически принадлежит коллимированному потоку, истекающему из PV Сер, а с малой - сконцентрировано вокруг звезды.

Таким образом, логично предположить, что многокомпонентная структура линий [OI] и [SII] имеет ту же природу. Однако, как мы видим, действительно хорошее согласие по скоростям между ними и [FeII] наблюдается только для высокоскоростного синесмещенного компонента, который к тому же менее всего подвержен колебаниям интенсивности; с другой стороны, высокоскоростной красносмещенный компонент вообще ни разу не наблюдался в оптическом диапазоне.

Это обстоятельство довольно естественно объясняется комбинацией двух факторов. Во-первых, в непосредственных окрестностях PV Сер имеют место постоянные и довольно кратковременные вариации околос звездного поглощения, вызванные образованием и перераспределением пылевых частиц в диске в процессе истечения и отдельных выбросов вещества [12]. Среднее значение этого поглощения, оцененное по линиям [FeII], составляет порядка $A_v = 10^m$ [13]. На заметное влияние околос звездных пылевых облаков указывает также зависимость эквивалентной ширины эмиссии $H\alpha$ от блеска PV Сер (рис.5), имеющая особенности, характерные для звезд типа UX Ori [28]. Поскольку наклон оси околос звездного диска PV Сер к картинной плоскости незначителен [29], логично предположить, что вблизи звезды излучение красносмещенной (то есть, противоположной от нас) ветви истечения в оптическом диапазоне попросту экранируется этим диском и становится хорошо различимым только в ближнем ИК. Во-вторых, как обоснованно предполагается в работе [13], наблюдавшийся авторами небольшой (2"-3") эмиссионный сгусток (фактически миниатюрный джет) мог быть выброшен PV Сер в ходе вспышки 2004-2005гг., зафиксированной в [12]; это заставляет подозревать, что и при меньших по амплитуде проявлениях активности вокруг звезды (по крайней мере вдоль оси истечения) появляются небольшие конденсации, излучающие в запрещенных линиях. Различия в их плотностях, скоростях и размерах и создают достаточно быстро варьирующие профили линий [OI] и [SII].

Логичным умозаключением из вышеизложенного является предположение, что и после описанного в разделе 3.1 максимума блеска на рубеже 2016-

2017гг. можно ожидать появления подобного же сгустка, который в ближайшие годы станет возможным наблюдать непосредственно (и тем самым получить подтверждение данной гипотезы). Аналогичные наблюдения образования новых начальных сгустков в джетах после вспышек крайне редки и отмечались, насколько нам известно, пока только у спутника Z CMa [30] и новооткрытого фуора V2494 Cyg [31]. Как объект, испытывающий достаточно частые и мощные вспышки, PV Сер в этом смысле открывает хорошие возможности для проверки и тщательного исследования данного механизма.

4. *V350 Сер.* Звезды PV Сер и V350 Сер не только были открыты одновременно, но довольно похожи и по общему виду спектра, поэтому вполне логично сравнить оба объекта.

Как уже указывалось выше, V350 Сер с 1978г. практически все время находится в максимуме; соответственно, полученный нами и рассматриваемый в данной работе спектр относится к спокойному периоду в состоянии звезды. По общему виду он вполне согласуется с результатами предыдущих наблюдений. Некоторые фрагменты показаны на рис.7.

Измеренные эквивалентные ширины наиболее характерных линий FeI, FeII и HeI показали превосходное согласие со значениями 1990г., приведенными в [19]. Интенсивность флуоресцентных линий FeI в нашем спектре несколько снижена по сравнению с периодом 1978-1994гг. [20]. Также практически не изменились интенсивности запрещенных линий [OI] и [SII]. Линия H α в нашем спектре 2015г. имеет выраженный профиль Р Суг (рис.7). По эквивалентной ширине (около $-24 \text{ \AA}$ для основного эмиссионного компонента, и $0.2 \text{ \AA}$ для абсорбционного, который опускается ниже уровня континуума) она соответствует данным 1990, 1994, 2005 и 2007гг. [19,6,21]. Лучевые скорости запрещенных эмиссий оказались отрицательными: -117 км с^{-1} для [OI] и -97 км с^{-1} для [SII]. Для линии H α были получены значения $+46$ и -270 км с^{-1} (эмиссионные пики) и -167 км с^{-1} (абсорбционный компонент). Эти значения для H α очень

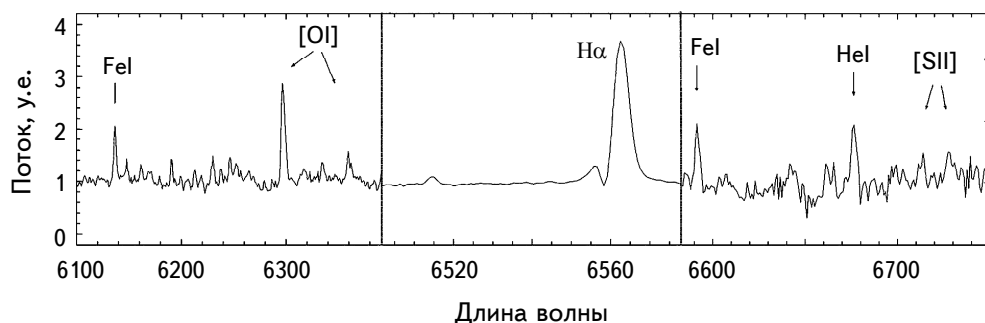


Рис.7. Фрагменты нормированного к континууму спектра V350 Сер, показывающие Р Суг профиль линии H α , запрещенные линии [OI] и [SII], и флуоресцентные линии FeI.

хорошо согласуются с результатами 2005 и 2007гг.

Таким образом, активность V350 Сер со времени подъема блеска, т.е. уже более 40 лет, находится на практически неизменном уровне. Однако сопоставление имеющихся литературных данных о профиле линии $H\alpha$ приводит нас к любопытному и ранее нигде не упоминавшемуся заключению. А именно, от момента первых наблюдений (1978) и до июля 1985г. включительно [18,32,20] профиль Р Суг в линии $H\alpha$ не наблюдался, в то время как с октября 1986 г. он присутствует постоянно [20,19,6,21 и настоящая работа].

Вышеперечисленные факты указывают, что V350 Сер окружена аккрецирующим диском, который не только создает избыток в далеком ИК диапазоне, но и иногда проявляет себя в UX Ori-подобных ослаблениях блеска [33]. Впрочем, на поглощении наличие диска сказывается не сильно: $A_V = 1^m.2$ [34]. После подъема блеска вокруг звезды образовалась довольно плотная расширяющаяся оболочка с диапазоном скоростей в несколько сот километров в секунду и из-за постепенного увеличения плотности в ней появились профили типа Р Суг. Вопрос о существовании у V350 Сер коллимированного потока пока остается открытым. С одной стороны, подобный поток не был обнаружен прямыми наблюдениями (результаты [19] не вполне убедительны); с другой стороны, не исключено, что V350 Сер может быть источником объекта Хербига-Аро HH 235 [35], хотя довольно слабые запрещенные линии [OI] и [SII], во всяком случае, указывают на незначительную интенсивность ударного возбуждения в оболочке самой звезды.

5. Обсуждение. Отсутствие каких-либо фотосферных линий в спектре PV Сер весьма затрудняет ее классификацию и определение других параметров. Спектральный тип A5 был оценен в [4] довольно условно. В работе [10] упоминается единственный случай, когда в 1978г. в синей области спектра PV Сер наблюдались абсорбционные линии, соответствующие позднему типу (G8-K0); поскольку подобный спектр никогда более не наблюдался, к этой оценке тоже следует отнестись с осторожностью.

Точно так же разнились принятые для расчетов оценки расстояния PV Сер (взятые авторами в основном из различных звездно-астрономических исследований): 500 пк [4], 440 пк [27], 280 пк [34] и 325 пк [12]. В настоящее время, благодаря доступности данных обсерватории Gaia, параллакс PV Сер известен весьма точно; он соответствует расстоянию 340 пк [36].

Также и оценка поглощения в направлении на PV Сер представляет собой достаточно трудную задачу. Цвет звезды и быстрое падение интенсивности континуума в синей области указывают лишь, что поглощение значительно. Основная его часть, несомненно, возникает в околозвездном диске. Оно заметно меняется во времени, существенно влияя на наблюдаемые колебания

блеска PV Сер. Более того, как показано в [13], наблюдается существенная разница в поглощении между северной и южной (излучение которой проходит через диск) долями истекающего потока.

Неудивительно, что оценка болометрической светимости PV Сер оказывается непростой задачей. Если рассмотреть самые последние работы, то в [12] болометрическая светимость собственно звезды была оценена в $\approx 17 L_{\odot}$ (при спектральном классе G8, взятом из [10]), а светимость аккреционного диска, который и создает значительную долю общего излучения PV Сер, оказалась значительно большей: $\approx 40 L_{\odot}$ при низком уровне блеска и $\approx 80 L_{\odot}$ в максимуме 2006г. Однако в работе [13] оценка аккреционной светимости по данным 2012г. оказалась на порядок меньшей: $\approx 5.7 L_{\odot}$, что авторы объясняют дальнейшим снижением темпа аккреции. Если учесть, что в [13] используется явно завышенное расстояние до объекта (500 пк при реальном 340 пк), это расхождение окажется еще более сильным. Таким образом, можно принять, что в настоящем состоянии глубокого минимума блеск PV Сер определяется практически только излучением собственно звезды, т.е. $L_{\text{bol}} \approx 20 L_{\odot}$.

Ситуация с V350 Сер, спектральный класс которой надежно известен, проще. Расстояние до скопления NGC 7129, в которое входит эта звезда, оценивалось разными авторами от 800 до 1260 пк. Однако параллаксы, полученные с помощью космической обсерватории Gaia, позволили получить довольно точное значение 900 пк [37]. Оценив среднее значение V для V350 Сер по кривой блеска 1993-2014гг. как $16^{\text{m}.1}$ [16], приняв вышеуказанные значения расстояния и поглощения, а также учитывая болометрическую поправку для спектрального класса M2 [38], мы получили для послевспышечной светимости этого объекта оценку $3.3 L_{\odot}$. К сожалению, выделить составляющую аккреционной светимости по имеющимся данным невозможно.

Главный вопрос - необычный характер переменности обеих звезд и их классификация - по-прежнему остается открытым. Рассмотрим вначале V350 Сер. Очевидно, что подъем блеска звезды вызван резким ростом темпа аккреции, но последующее устойчивое состояние на максимальном уровне в своем роде уникально. Недавно опубликованная еще одна историческая кривая блеска 1970-1985гг. подтверждает, что рост яркости начался именно в 1971-1972гг. и никаких других заметных вспышек с 1885г. не происходило [33].

V350 Сер была предварительно отнесена к классу возможных эсоров [5], а впоследствии исключена оттуда [6], прежде всего ввиду отсутствия рекуррентных вспышек (хотя по светимости она соответствует типичным эсорам). С другой стороны, по кривой блеска объект в точности соответствует классическим фуорам с медленным нарастанием светимости, например, V1515 Суг, причем после 1997г. наблюдается даже характерное для многих фуоров очень медленное понижение блеска [16]. Возможная связь с коллимированным

истечением также роднит V350 Ser с фуорами. Стоит отметить также впечатляющую неизменность спектральных характеристик на протяжении практически 40 лет (не считая линии $H\alpha$). Р Cug-компоненты в линиях $H\alpha$ и NaD с широким и почти прямоугольным профилем также напоминают фуоры [6,21]. Довольно низкая светимость V350 Ser нетипична для фуоров, но все же не исключительна. Однако в остальном изобилующий эмиссиями спектр V350 Ser соответствует звездам CTTS, а не фуорам. Мы склонны согласиться с предположением, высказанным в [16], о сходстве между V350 Ser и V1647 Ori - недавно обнаруженным эруптивным объектом, сочетающим в себе признаки и фуора, и эксора.

Собранные к настоящему моменту наблюдательные факты позволяют с достаточной уверенностью сделать вывод о существовании целого класса промежуточных объектов между фуорами и эксорами, к которому можно отнести (хотя бы предположительно) почти два десятка объектов, причем половина из них видна только в ИК диапазоне. Судя по всему, V350 Ser тоже принадлежит к их числу. Если последующие наблюдения подтвердят стабильность или дальнейшее усиление Р Cug компонента в линии $H\alpha$, можно будет допустить, что V350 Ser постепенно продолжает развитие к состоянию типичного фуора. В заключение отметим, что важную информацию для классификации фуоров и фуороподобных объектов можно получить из инфракрасных спектров. К сожалению, насколько нам известно, ИК спектроскопия V350 Ser пока не проводилась.

PV Ser, которая, в отличие от V350 Ser, показывает повторные эрупции, также не может быть отнесена к эксорам по целому ряду причин, детально рассмотренных в исследованиях [39] и [13]. Упомянем лишь основные: PV Ser является объектом большей массы и светимости, чем классические эксоры. Она окружена довольно массивным аккреционным диском. По расчетам [40] и [12] во время и сразу после взрыва скорость аккреции была примерно $10^{-6} M_{\odot} \text{ г}^{-1}$, а впоследствии она понизилась до $10^{-7} M_{\odot} \text{ г}^{-1}$ [13], но даже и это значение больше, чем в классических CTTS звездах. Несомненно, PV Ser находится на более ранней эволюционной стадии, чем эксоры. Наконец, она связана с биконической кометарной туманностью и генерирует мощный и протяженный (2.6 пк) коллимированный поток [7,8], что совершенно нехарактерно для эксоров.

Весьма примечательно, однако, что практически все перечисленные выше свойства, наоборот, характерны для фуоров. От классических фуоров, в свою очередь, PV Ser отличается очень развитым эмиссионным спектром и, разумеется, повторными эрупциями. Тем самым она, как и V350 Ser, оказывается объектом, напоминающим V1647 Ori, промежуточным между фуорами и эксорами. Число таких "промежуточных" объектов в последние

годы растет; к ним могут принадлежать, в частности, V346 Nor, V2492 Cyg, V1180 Cas. Мы планируем в дальнейшем вернуться к вопросам классификации молодых эруптивных звезд.

Авторы признательны наблюдателям AAVSO за предоставление данных, имеющих неопределимое значение для исследования переменных звезд. Наблюдения на телескопах САО РАН выполняются при поддержке Министерства науки и высшего образования Российской Федерации (включая соглашение No05.619.21.0016, уникальный идентификатор проекта RFMEFI61919X0016).

Авторы благодарят рецензента за ценные советы и комментарии.

Данная работа была частично финансово поддержана Комитетом по науке РА в рамках научного проекта 18Т-1С329.

¹ Бюраканская астрофизическая обсерватория им. В.А.Амбарцумяна НАН РА,
e-mail: hasmik.andreasyan@gmail.com

² Специальная астрофизическая обсерватория РАН

PV CEP AND V350 CEP: STARS ON THE WAY BETWEEN FUORS AND EXORS

H.R.ANDREASYAN¹, T.Yu.MAGAKIAN¹, T.A.MOVSESSIAN¹, A.V.MOISEEV²

On the base of new observations in 2015-2020 and literature data unusual eruptive variables PV Cep and V350 Cep are considered. It was shown that PV Cep underwent another outburst followed by a decrease in brightness, which generally lasted from 2011 to 2019, and currently the star is in a deep minimum. The outburst was accompanied by significant changes in the intensity and profiles of a number of lines, including $H\alpha$, [SII], and [OI]. The forbidden lines generally have negative radial velocities and are divided into four components, the velocities and relative intensities of which are variable. V350 Cep practically all the time remains at the maximum brightness level, its spectrum virtually does not change last years. The available data suggest that the pronounced P Cyg profile of the $H\alpha$ line in the spectrum of V350 Cep appeared only several years after the luminosity rise, in 1986. The luminosities of the stars in the current state are estimated as $20 L_{\odot}$ and $3.3 L_{\odot}$, respectively. It is concluded that both stars can represent so-called intermediate objects between the fuor and exor classes.

Keywords: *PMS-stars: fuors: exors: stars PV Cep and V350 Cep*

ЛИТЕРАТУРА

1. *А.Л.Гюльбудагян, Т.Ю.Магакян*, Письма в Астрон. ж., **3**, 113, 1977.
2. *M.Cohen, L.V.Kuhi, E.A.Harlan*, *Astrophys. J. Lett.*, **215**, L127, 1977.
3. *Т.Ю.Магакян, А.С.Амирханян*, Астрон. Цирк., **1038**, 6, 1979.
4. *M.Cohen, L.V.Kuhi, E.A.Harlan et al.*, *Astrophys. J.*, **245**, 920, 1981.
5. *G.H.Herbig*, in "ESO Workshop on Low Mass Star Formation and Pre-Main Sequence Objects", ed. *B.Reipurth*, ESO, Garching, 1989, p.233.
6. *G.H.Herbig*, *Astron. J.*, **135**, 637, 2008.
7. *B.Reipurth, J.Bally, D.Devine*, *Astron. J.*, **114**, 2708, 1997.
8. *M.Gomez, B.A.Whitney, S.J.Kenyon*, *Astron. J.*, **114**, 1138, 1997.
9. *R.M.Levreault*, *Astrophys. J.*, **277**, 634, 1984.
10. *Т.Ю.Магакян, Т.А.Мовсесян*, *Астрофизика*, **44**, 515, 2001, (*Astrophysics*, **44**, 419, 2001).
11. *Т.А.Мовсесян, Т.Ю.Магакян, Д.М.Саргсян и др.*, *Астрофизика*, **51**, 461, 2008, (*Astrophysics*, **51**, 387, 2008).
12. *M.Kun, E.Szegedi-Elek, A.Moór et al.*, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **413**, 2689, 2011.
13. *A.Caratti o Garatti, R.G.Lopez, G.Weigelt et al.*, *Astron. Astrophys.*, **554**, A66, 2013.
14. *А.Л.Гюльбудагян, А.Л.Саркисян*, Астрон. Цирк., **972**, 7, 1977.
15. *A.Yu.Pogossiantz*, *IBVS*, 3624, 1991.
16. *S.Ibryamov, E.Semkov, S.Peneva*, *Res. Astron. Astrophys.*, **14**, 1264, 2014.
17. *E.H.Semkov, S.I.Ibryamov, S.P.Peneva*, *Bulg. Astron. J.*, **27**, 75, 2017.
18. *M.Cohen, G.A.Fuller*, *Astrophys. J.*, **296**, 620, 1985.
19. *L.F.Miranda, C.Eiroa, M.Fernandez et al.*, *Astron. Astrophys.*, **281**, 864, 1994.
20. *Т.Ю.Магакян, Т.А.Мовсесян, Е.Р.Оганесян*, *Астрофизика*, **42**, 165, 1999, (*Astrophysics*, **42**, 121, 1999).
21. *S.E.Dahm, L.A.Hillenbrand*, *Astron. J.*, **149**, 200, 2015.
22. *V.L.Afanasiev, A.V.Moiseev*, *Astron. Lett.*, **31**, 194, 2005.
23. *V.L.Afanasiev, A.V.Moiseev*, *Baltic Astron.*, **20**, 363, 2011.
24. *M.V.Penston, P.M.Keavey*, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **180**, 407, 1977.
25. *T.Neckel, H.J.Staude, M.Sarcander et al.*, *Astron. Astrophys.*, **175**, 231, 1987.
26. *M.Corcoran, T.P.Ray*, *Astron. Astrophys.*, **321**, 189, 1997.
27. *B.Acke, M.E. van den Ancker, C.P.Dullemond*, *Astron. Astrophys.*, **436**, 209, 2005.
28. *V.P.Grinin, A.A.Arkharev, O.Yu.Barsunova et al.*, *Astron. Lett.*, **35**, 114, 2009.
29. *M.Hamidouche*, *Astrophys. J.*, **722**, 204, 2010.
30. *E.T.Whelan, C.Dougados, M.D.Perrin et al.*, *Astrophys. J. Lett.*, **720**, L119, 2010.
31. *Т.Ю.Магакян, Т.А.Мовсесян, Е.Н.Никогоссян и др.*, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **432**, 2685, 2013.
32. *R.W.Goodrich*, *Astron. J.*, **92**, 885, 1986.
33. *R.Jurdana-Šepić, U.Munari, S.Antoniucci et al.*, *Astron. Astrophys.*, **614**, A9, 2018.
34. *M.Kun, Z.Balog, S.J.Kenyon et al.*, *Astrophys. J. Suppl.*, **185**, 451, 2009.

35. *T.A.Movsessian, T.Yu.Magakian, A.V.Moiseev et al.*, Astron. Bull., **70**, 206, 2015.
36. *C.A.L.Bailer-Jones, J.Rybizki, M.Fouesneau et al.*, Astron. J., **156**, 58, 2018.
37. *T.Cantat-Gaudin, C.Jordi, A.Vallenari et al.*, Astron. Astrophys., **618**, A93, 2018.
38. *P.Hartigan, K.M.Strom, S.E.Strom*, Astrophys. J., **427**, 961, 1994.
39. *D.Lorenzetti, T.Giannini, V.M.Larionov et al.*, Astrophys. J., **732**, 69, 2011.
40. *D.Lorenzetti, V.M.Larionov, T.Giannini et al.*, Astrophys. J., **693**, 1056, 2009.