

Azərbaycan Milli Elmlər Akademiyası

AZƏRBAYCAN ASTRONOMİYA JURNALI

Cild 8 – № 4 – 2013

Azerbaijan National Academy of Sciences

Национальная Академия Наук Азербайджана

AZERBAIJANI
ASTRONOMICAL
JOURNAL

АСТРОНОМИЧЕСКИЙ
ЖУРНАЛ
АЗЕРБАЙДЖАНА

Volume 8 – No 4 – 2013

Том 8 – № 4 – 2013

Azərbaycan Milli Elmlər Akademiyasının “AZƏRBAYCAN ASTRONOMIYA JURNALI” Azərbaycan Milli Elmlər Akademiyası (AMEA) Rəyasət Heyətinin 28 aprel 2006-cı il tarixli 50-saylı Sərəncamı ilə təsis edilmişdir.

REDAKSIYA HEYƏTİNİN TƏRKİBİ:

Baş Redaktor: Ə.S. Quliyev

Baş Redaktorun Müavini: E.S. Babayev

Məsul Katib: P.N. Şustarev

Üzvlər:

Asvarov A.İ	AMEA Fizika İnstitutu
Cəlilov N.S.	AMEA Şamaxı Astrofizika Rəsədxanası
Ətayi Ə.Ə.	AMEA Şamaxı Astrofizika Rəsədxanası
Həziyev Q.Ə	AMEA Naxçıvan Bölməsinin Batabat Astrofizika Rəsədxanası
Hüseynov V.A.	Bakı Dövlət Universiteti
İsmayilov N.Z.	AMEA Şamaxı Astrofizika Rəsədxanası
Quluzadə C.M.	Bakı Dövlət Universiteti
Mikayılov X.M.	AMEA Şamaxı Astrofizika Rəsədxanası

Beynəlxalq Şura:

Baleqa Y.Y.	Rusiya Elmlər Akademiyası
Çuryumov K.İ.	Kiyev Milli Universiteti, Ukrayna
Dağkəsəmənli R.D.	Rusiya Elmlər Akademiyası
Həsənov S.Ə.	MDU, Rusiya
Musayev F.A.	Rusiya Elmlər Akademiyası
Crosby N.B.	Aeronomiya İnstitutu, Belçika
Obridko V.N.	Rusiya Elmlər Akademiyası
Rozelot J.-P.	Fransa
Ştaude Y.	Potsdam Astrofizika İnstitutu, Almaniya
Teyfel V.Q.	Astrofizika İnstitutu, Qazaxıstan

Texniki redaktor: Əsgərov A.B.

İnternet səhifəsi: <http://www.shao.az/AAJ>

Ünvan: Azərbaycan, Bakı, AZ-1001, İstiqlaliyyət küç. 10, AMEA Rəyasət Heyəti
Jurnal AMEA N.Tusi adına Şamaxı Astrofizika Rəsədxanasında (www.shao.az) nəşr olunur.

Məktublar üçün: ŞAR, Azərbaycan, Bakı, AZ-1000, Mərkəzi Poçtamt, a/q №153

e-mail: aaj@shao.az; **tel.:** (+99412) 439 82 48; **faks:** (+99412) 497 52 68

© 2013 Azərbaycan Milli Elmlər Akademiyası.
© 2013 AMEA N.Tusi adına Şamaxı Astrofizika Rəsədxanası.
Bütün hüquqlar qorunmuşdur.
Bakı – 2013

“Астрономический Журнал Азербайджана” Национальной Академии Наук Азербайджана (НАНА). Основан 28 апреля 2006 г.

Web- адрес: <http://www.shao.az/AAJ>

Главный редактор: А.С.Гулиев

Заместитель главного редактора: Э.С.Бабаев

Ответственный секретарь: П.Н.Шустарев

Технический редактор: Аскеров А.Б.

Адрес редакции: Азербайджан, Баку, AZ-1001, ул. Истиглалият 10, Президиум НАНА

Журнал издается в Шамахинской Астрофизической Обсерватории (ШАО) им. Н.Туси НАНА

Адрес для писем: Азербайджан, Баку, AZ-1000, Главпочтамт, а/я №153, ШАО

e-mail: aaj@shao.az

тел.: (+99412) 439 82 48

факс: (+99412) 497 52 68

© Национальная Академия Наук Азербайджана, 2013 г.

© Шамахинская Астрофизическая Обсерватория им. Н.Туси НАНА, 2013 г. Все права защищены.

Баку - 2013

Azerbaijani Astronomical Journal of the Azerbaijan National Academy of Sciences (ANAS) is founded in 28 April 2006.

Online version: <http://www.shao.az/AAJ>

Editor-in-Chief: A.S. Guliyev

Associate Editor-in-Chief: E.S. Babayev

Secretary: P.N. Shustarev

Technical Editor: Asgarov A.B.

Editorial Office address: ANAS, 10, Istiglaliyyat Street, Baku, AZ-1001, the Republic of Azerbaijan

Journal is published in the Shamakhy Astrophysical Observatory named after N.Tusi of ANAS.

Address for letters: ShAO, P.O.Box No153, Central Post Office, Baku, AZ-1000, Azerbaijan

e-mail: aaj@shao.az

tel.: (+99412) 439 82 48

fax: (+99412) 497 52 68

© 2013, Azerbaijan National Academy of Sciences.

© 2013, Shamakhy Astrophysical Observatory named after N.Tusi, ANAS. All rights reserved.

Baku -2013

MÜNDƏRİCAT

KOMET NÜVƏLƏRİNİN PARÇALANMASINDA METEOR SELLƏRİNİN MÜMKÜN ROLU BARƏDƏ Ə.S Quliyev., G.İ. Koxirova, Ü.C. Poladova	5
DİSK AKKRESİYA NƏZƏRİYYƏLƏRİNƏ GÖRƏ T BUĞA ULDUZLARININ MAQNİT SAHƏLƏRİ N.Z. İsmayılov, G.R. Bahəddinova, H.A. Abdı	10
A CMI ULDUZUNUN ATMOSFERİNİN YÜKSƏK DISPERSİYALI RƏQƏMSAL SPEKTRİNDƏN İSTİFADƏ EDƏRƏK SPEKTROFOTOMETİK TƏDQIQI I. HİDROGEN XƏTLƏRİNİN PROFİLLƏRİNİN TƏDQIQI C.M. Quluzadə, S.H. Məmmədov, Z. F. Şabanova, M.M. Tahirov	18
AB AUR ULDUZUNUN SPEKTRİNDƏ PERİODİK DƏYİŞMƏLƏR N.Z. İsmayılov, O.V. Xəlilov, G.B. Məmmədخانова	26

CONTENTS

ON POSSIBLE ROLE OF METEOR
STREAMS IN THE SPLITTING OF
COMETARY NUCLEI

A.S. Guliyev, G. I. Kokhirova, U.D. Poladova

5

MAGNETIC FIELDS OF T TAURI STARS
IN THE FRAMEWORK OF DISK
ACCRETION THEORIESN.Z. Ismailov, G.R. Bahaddinova,
H.A. Abdi

10

SPECTROPHOTOMETRIC ANALYSES
OF THE α CMi STELLAR ATMOSPHERE
ON HIGH DISPERSION DIGITAL
SPECTRAI. INVESTIGATION OF THE
HYDROGEN LINE PROFILESD.M. Kuli-Zade, S.H. Mamedov,
Z.F. Shabanova, M.M. Tahirov

18

PERIODICAL VARIABILITY IN THE
SPECTRUM OF AB AUR STARN.Z. Ismailov, O.V. Khalilov,
G.B. Mammadkhanova

26

СОДЕРЖАНИЕ

О ВОЗМОЖНОЙ РОЛИ МЕТЕОРНЫХ
ПОТОКОВ В РАСПАДЕ КОМЕТНЫХ
ЯДЕР

А.С. Гулиев, Г.И. Кохирова, У.Д. Поладова

5

МАГНИТНЫЕ ПОЛЯ У ЗВЕЗД ТИПА Т
ТЕЛЬЦА В РАМКАХ
ТЕОРИЙ ДИСКОВОЙ АККРЕЦИИН.З. Исмаилов, Г.Р. Бахаддинова,
Г.А. Абди

10

СПЕКТРОФОТОМЕТРИЧЕСКИЙ
АНАЛИЗ АТМОСФЕРЫ α CMi ПО
ВЫСОКОДИСПЕРСИОННЫМ
ЦИФРОВЫМ СПЕКТРАМII. ИССЛЕДОВАНИЕ ПРОФИЛЕЙ
ВОДОРОДНЫХ ЛИНИЙД.М. Кули-Заде, С.Г. Мамедов,
З.Ф. Шабанова, М.М. Таиров

18

ПЕРИОДИЧЕСКАЯ ПЕРЕМЕННОСТЬ
В СПЕКТРЕ AB AURН.З. Исмаилов, О.В. Халилов,
Г.Б. Мамедханова

26

О ВОЗМОЖНОЙ РОЛИ МЕТЕОРНЫХ ПОТОКОВ В РАСПАДЕ КОМЕТНЫХ ЯДЕР

© 2013 г. А.С. Гулиев¹, Г.И. Кохирова², У.Д. Поладова¹

¹Шамахинская астрофизическая обсерватория им. Н.Туси НАН Азербайджана

²Институт астрофизики АН Таджикистана
(email: ayuib54@yahoo.com)

В статье рассматриваются особенности 114 комет, подвергшихся делению ядер. Список комет содержит реально разделившиеся кометы, фрагменты кометных пар, исчезнувшие кометы с обозначением D и некоторые кометы с крупномасштабными образованиями в атмосфере. Исследуются отдельные аспекты гипотезы о том, что деление происходит в результате ударов в период прохождения ядер через метеорные потоки. Для анализа этого предположения исследуются расположения орбит разделившихся комет относительно зоны, охватывающей движения 68 метеорных потоков из каталога Кука. Отдельно рассматриваются расположение ближних и дальних узлов кометных орбит относительно плоскости движения метеорных потоков. Установлено, что ближние и дальние узлы имеют статистически значимый (доверительная вероятность больше 0.95) избыток относительно 24 и 15 потоков, соответственно.

Ключевые слова: метеорные потоки, кометы, распад

ВВЕДЕНИЕ

Распад кометных ядер на несколько фрагментов является весьма интересным и распространенным явлением. Тем не менее, единого мнения среди специалистов о причинах таких явлений не существует. Не исключено, что разделение кометных ядер происходит из-за различных причин, не имеющих ничего общего между собой. Судя по литературе по физике комет, в основном обсуждаются следующие причины, приведшие к развалу кометных ядер: приливное воздействие со стороны Солнца; гравитационное влияние планет-гигантов, с которыми кометные ядра сближаются до распада; неравномерная сублимация на поверхности кометного ядра, в результате которой последнее получает форму гантели и делится на две части, вращательное движение ядра и т.д.

Настоящая статья посвящается проверке одного из возможных механизмов распада кометных ядер, предложенного в работе [1]. Согласно этому механизму, распад происходит вследствие прохождения кометных ядер через метеорные потоки и получения ими разрушительных ударов. Автор цитируемой работы считает, что именно таким путем образовались известные семейства коротко-перигелийных комет (Крейца, Мейера, Крахта, Марсдена и т.д.). В

настоящей работе мы будем рассматривать статистические аспекты данной идеи, однако объектами исследования станут не коротко-перигелийные, а другие кометы.

Объекты исследования и их особенности. В настоящее время в научной литературе нет общепризнанного списка распавшихся комет. Списки, предложенные отдельными авторами, не противоречат друг другу существенно, но отличаются количеством данных. В нашей работе при составлении собственного списка, мы использовали следующие данные по кометам:

1. Список, предложенный Х.Ибадиновым [2]
2. Данные, заимствованные из работы Boehnhardt [3]. В этой работе содержатся также данные по появлению в кометных атмосферах крупных образований, что может рассматриваться как результат импакта ядер метеорными телами.
3. Данные по парам комет-близнецов [4], отличающихся друг от друга только по моменту прохождения через перигелий в пределах в нескольких лет
4. Данные исчезнувших комет, получивших обозначение D (например, комета Биэлы с обозначением 3D). При этом мы делаем неявное предположение о том, что главной причиной потери комет является их распад, хотя не исключаются и некоторые другие причины.

5. Были использованы данные каталога Марсдена и Уилямса [5], выпущенного в 2008 году, а также данные, приведенные в электронных циркулярах МРЕС за 2008-2013 гг.

Список, составленный таким образом, состоит из 114 комет. Из них 25 являются периодическими, 15-исчезнувшими, и 84-долгопериодическими. При составлении списка из кометных пар использованы данные только для ядер с обозначением А. Первичный анализ их характеристик показывает следующее:

- Перигелийные расстояния их орбит расположены в пределах от 0.1 (как мы уже отметили, сангрейзеры в этой работе не рассматриваются) до 5.72 *а.е.*;
- Соотношение прямых и ретроградных орбит равно 79:35;
- Соотношение комет с $q < 1$ и $q > 1$ *а.е.* составляет 52:62;
- Количество орбит с $e > 1$; $e = 1$; и $e < 1$ составляет 20, 20 и 74, соответственно.
- Широты перигелиев распределены в пределах от -78° до $+86^\circ$, с небольшим преобладанием вблизи эклиптики; положительные и отрицательные широты имеют соотношение 59:55
- Если за основу брать интервал 45° , то долготы перигелиев в пределах от 0° до 360° распределены следующим образом: 16;10;21;7;10;15;23;12, соответственно.

Таким образом, беглый анализ показывает, что распавшиеся кометы не обладают какими-то специфическими свойствами, а причину их распада следует искать во внешней среде.

Целью работы является проверка распределения орбит распавшихся комет относительно плоскости орбит 68 известных метеорных потоков, данные о которых собраны в статье Кука [6]. В конечном итоге мы стараемся продемонстрировать, что количество узлов орбит распавшихся комет в зонах движения некоторых метеорных потоков заметно увеличивается.

Методика исследования является аналогичной той, что была использована в работе [7]. На первом этапе, используя формулы сферической астрономии, вычисляются элементы вспыхивающих комет

относительно плоскости каждого метеорного потока. При этом за точку отсчета для угловых элементов орбит принимается восходящий узел орбиты выбранного потока. Далее, вычисляются гелиоцентрические расстояния ближних и дальних узлов кометных орбит. Тем самым определяется количество (N) узлов, попавших в заданный интервал вдоль орбиты потока. В дальнейшем, при условии сохранения заданного интервала, такая же задача решается для других «псевдо-потоков», полученных путем варьирования параметров Ω (долгота восходящего узла) и I (наклон) орбиты выбранного метеорного потока. Найденные таким образом количества узлов (n_i) сравниваются с величиной N применением соответствующих методов математической статистики. При этом Ω варьируется от 0° до 330° с шагом 30° , а I - от 0° до 90° с такими шагами, чтобы полюса соответствующих плоскостей на небесной сфере были равноудалены друг от друга. В конечном счете, кроме N и n_i определяются следующие величины: $\bar{n}$, σ , t и α – средняя величина кометных прохождений по рассматриваемым 67 зонам, нормированная разность ($t = (N - \bar{n}) / \sigma$), дисперсия и доверительная вероятность, соответственно. В качестве проверки достоверности величин t и α целесообразно использовать односторонний критерий Стьюдента, что приводит к значениям 1.67 и 0.95, соответственно.

Результаты расчетов.

Вышеописанным способом мы рассмотрели распределение ближайших и дальних узлов орбит распавшихся 114 комет относительно плоскости 68 метеорных потоков из каталога Кука [6]. При вычислении в первом подходе в качестве исходного интервала мы брали (q, Q) , т.е. от перигелийного до афелийного расстояния потока.

Если величина оказалась меньше 1.67, то исходный интервал изменялся, т.е. сужался в разумных пределах. Расчеты показали, что в рамках поставленной задачи 39 из рассматриваемых 68 метеорных потоков представляют интерес. Конкретные результаты по ним представлены в Таблице 1.

Таблица 1. Результаты расчетов по метеорным потокам.

Meteor stream	q	W (deg)	i (deg)	Q	$t_{\text{near}}(r_1, r_2)$	$t_{\text{dist}}(r_1, r_2)$
Virginids	0.26	350.7	3	5.0	-	1.67(3-5)
d Leonids	0.64	338.7	6	4.6	1.79 (0.67-1.10)	-
k Serpentids	0.45	14.7	64	-	-	1.77(1.30-3.00)
m Virginids	0.48	35.7	10	5.76	-	1.71(3.20-5.70)
a Bootids	0.75	36.7	18	4.55	-	2.22(2.60-4.20)
j Bootids	0.95	40.7	19	1.55	-	2.85(1.36-1.53)
April Lyrids	0.919	32.4	79	55.1	1.7 (0.97-1.39)	-
Orionids	0.571	28.7	163.9	29.63	1.81(0.62-1.29)	-
c Scorpiids	0.68	74.6	6	5.54	-	1.9(4-5.54)
Northern d Aquarids	0.07	139.7	20	5.17	-	2.51(3-3.8)
Southern d Aquarids	0.069	305.7	27.2	5.65	2.06(0.069-1.19)	-
Southern Piscids	0.42	357.7	3	4.24	2.74(0.53-1.09)	-
Librids	0.48	259	4	12.52	1.68(0.81-1.15)	-
Sagittariids	0.1	260.7	99	-	1.97(0.15-1.08)	-
q Ophiuchids	0.46	262.8	4	5.34	1.69(0.81-1.14)	-
Southern Taurids	0.375	40.6	5.2	3.485	1.69(0.81-1.15)	-
Northern Taurids	0.359	230.8	2.3	4.82	1.77(0.60-1.15)	-
June Bootids	1,02	98.7	18	5.52		1.68(1.60-4.00)
July Phoenicids	0.96	290.3	85	4.04	1.88(1.50-1.71)	-
o Draconids	1.01	113.7	43	-	1.67(1.21-2.08)	-
Southern i Aquarids	0.208	311.7	6.9	4.512	2.24(0.67-1.39)	-
Perseids	0.953	139.7	113.8	55.05	1.99(0.98-2.63)	1.68(0-5.00)
k Cygnids	0.99	154.7	38	5.19	2.5(1.14- 1.70)	-
Aurigids	0.802	158.6	146.4	-	1.68(0.81-1.36)	-
Daytime Sextantids	0.16	4.3	22	2.34	-	1.75(0.23-1.69)
Andromedids	0.86	247.7	13	6.2	-	1.85(1.40-6.20)
October Draconids	0.996	197	30.7	6.02	-	1.70(4.60-5.30)
e Geminids	0.77	206.7	173	52.77	1.76(0.81-1.48)	2.53(4-6)
Leo Minorids	0.65	211.7	124	116.55	2.36 (0.72-1.27)	-
Monocerotids	0.14	78.3	24.8	83.86	1.88(0.40-2.65)	-
s Hydrids	0.244	79.7	125.5	59.77	-	1.86(1.80-3.40)
Northern c Orionids	0.47	258.9	2	3.97	1.76(0.82-1.13)	-
Southern c Orionids	0.47	79.6	7	3.89	2.17(0.80-1.16)	-
d Arietids	0.838	258.5	1.8	3.42	1.72(0.89-1.36)	-
Ursids	0.939	271.4	53.6	10.46	1.90(10-1.40)	1.91(3.40-5.40)

Как видно из Таблицы 1, в 39 случаях мы нашли статистически значимые значения величины t . Их доверительная вероятность α оказалась больше 0.95. В работе [7] аналогичная задача была решена для выявления возможной роли метеорных потоков во вспышечной активности комет. В той постановке вопроса только в 12 случаях получены результаты по t , представляющие интерес. Кроме того, в данном случае ближайшие узлы дают больше эффекта, нежели дальние. Видимо, для распада кометного ядра требуются большие концентрации ударных метеорных тел, чем в случае вспышек. В отличие от работы [7], мы не нашли вариант, когда весь интервал (q, Q) метеорного потока дает эффективный результат.

Выводы и дискуссия.

Результаты этой работы показывают, что столкновения с метеорными потоками могут рассматриваться как одна из причин распада кометных ядер. Прохождение через плотные слои потоков может привести к тому, что ядра получают либо разрушительные удары и распадаются сразу на несколько частей, либо возникают трещины, которые впоследствии приводят к делению. Безусловно, полученные доказательства могут показаться косвенными. Для развития предложенной гипотезы было бы весьма желательно проведение модельных расчетов при вариации начальных условий (плотность потоков, скорость импактов, угол удара и т.д.). Мы отдаем себе отчет в том, что принятые протяженности базовых интервалов носят несколько произвольный характер, отличаются друг от друга, и не основаны на реальных физических критериях. Иногда их ширины превышают 1 а.е. Все это вроде бы указывает на искусственность выбранной методики и иллюзорность полученных результатов. Однако отрицательные результаты для многих потоков указывают на то, что путем подгонки базовых интервалов невозможно получить желаемые результаты. Напомним, что при исследовании зон движения метеорных потоков на предмет частоты вспышек [7] и распада комет мы получили положительные результаты только для 12 случаев. А в данном случае положительный эффект показывают 39 из 68

потоков. Мы свои расчеты построили на базе каталога Кука [6], исходя из предпосылки о том, что он содержит данные для наиболее мощных потоков. Однако есть необходимость изучения феномена распада комет путем учета также и других метеорных потоков, не входящих в данный каталог.

СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. A.S. Guliyev **Origin of short-perihelion comets**. 2010, Publishing company, "Elm", Baku, 151P.
2. Х.И. Ибадинов. **Дезинтеграция кометных ядер**. Док. диссертация, 1998, М.: ИКИ РАН, 296 с.
3. H. Boehnhardt. **Comet splitting – observations and model scenarios**. Earths, Moon, Planets. 2005, 89, 91-115.
4. А.С.Гулиев, Ш.А. Набиев. Кометы – близнецы. **Azərbaycan Astronomiya Jurnalı**. 2006, № 1-2, 5-9.
5. B.G. Marsden and G.V. Williams, 2008, **Catalogue of Cometary Orbits**, 17th edition. SAO, Cambridge, 209p.
6. A.F. Cook, 1973. A working list of meteor streams. In "Evolutionary and Physical Properties of Meteoroids", Hemenway, C.L., Millman, P.M., Cook, A.F. (eds.). Washington, DC: NASA SP-319. pp. 183-191.
7. А.С. Гулиев, Г.И. Кохирова, У.Д. Поладова. О возможной роли метеорных потоков в вспышечной активности комет. **Azərbaycan Astronomiya Jurnalı**. T.8, №1, с.5-9.

KOMET NÜVƏLƏRİNİN PARÇALANMASINDA METEOR SELLƏRİNİN MÜMKÜN ROLU BARƏDƏ

Ə.S Quliyev., G.İ. Koxirova, Ü.C. Poladova

Məqalədə nüvələri parçalanmaya məruz qalmış 114 kometin xüsusiyyətləri öyrənilir. Tərtib olunmuş siyahı real parçalanmış kometlərdən, komet cütüklərinin fraqmentlərindən, yoxa çıxmış və D kimi işarələnmiş kometlərdən və atmosferində irimiqyaslı törəmələr olmuş kometlərdən ibarətdir. Komet nüvələrinin meteor sellərindən keçməsi zamanı parçalanma hipotezinə ayrı baxılır. Bu hipotezin təhlili üçün parçalanmış kometlərin orbitlərinin Kuk kataloqunda əks olunmuş 68 meteor sellərinə nisbətən yerləşməsi tədqiq olunur. Meteor sellərinə nisbətən komet orbitlərinin yaxın və uzaq düyünlərinin paylanması ayrıca öyrənilir. Göstərilmişdir ki, yaxın və uzaq düyünlər uyğun olaraq 24 və 15 selə nisbətən əhəmiyyətli (etimad ehtimalı 0.95-dən yuxarı) artıqlığa malikdirlər. Alınmış nəticələr meteor sellərinin komet nüvələrinin parçalanmasında əsas səbəblərdən biri olması fərziyyəsini təsdiq edir.

Açar sözlər: meteor selləri, kometlər, parçalanma

ON POSSIBLE ROLE OF METEOR STREAMS IN THE SPLITTING OF COMETARY NUCLEI

A.S. Guliyev, G. I. Kokhirova, U.J. Poladova

The features of 114 comets, whose nuclei were undergoing of the fragmentation, were considered in the paper. The list of comets contains actually divided comets, fragments of cometary pairs, disappeared comets designated as D, and some comets having the large scale formations in atmosphere. Some aspects of the hypothesis that the splitting is a result of impacts during the passing of nuclei through meteor streams were investigated. For an analysis of this suggestion the location of the splitting comets orbits relative to the zone covering the motion of 68 meteor streams of the Cook's catalogue was investigated. The dispositions of the nearest and distant nodes of comets orbits relative to the plane of motion of meteor streams were considered separately. It is found that the number of the nearest and distant nodes of the divided comets orbits have the statistically significant excess (the confidence probability more than 0.95) relative to orbits of 23 and 15 streams, respectively. The obtained results confirm the suggestion, that meteor streams might be considered as one of reasons of the fragmentation of cometary nuclei.

Keywords: meteor streams, comets, splitting

МАГНИТНЫЕ ПОЛЯ У ЗВЕЗД ТИПА Т ТЕЛЬЦА В РАМКАХ ТЕОРИЙ ДИСКОВОЙ АККРЕЦИИ

© 2013 г. Н.З. Исмаилов, Г.Р. Бахаудинова, Г.А. Абди

*Шамахинская астрофизическая обсерватория НАН Азербайджана
(ismailovn@yahoo.com)*

Некоторые модели магнитосферной аккреции, разработанные в последние годы, предсказывают то, что у CTTS напряженность магнитного поля должна быть зависимой от основных параметров звезды – массы M_* , радиуса R_* , периода вращения P_{rot} и темпа аккреции массы $\dot{M}$. Определение этих параметров звезды позволит оценить напряженность поверхностного магнитного поля для классических звезд типа Т Тельца. Используя статистически значимые количества звезд, мы получили эмпирические формулы, которые позволяют определить один из ключевых параметров – темп аккреции массы $\dot{M}$. Также, альтернативным методом этот параметр был вычислен, используя болометрическую светимость, массу, и радиус звезды. Полученные значения напряженности магнитного поля в рамках трех моделей дисковой аккреции дают значительное различие для отдельных звезд и не согласуются с измерениями магнитного поля из прямых наблюдений.

Ключевые слова: аккреционные диски, магнитные поля, звезды до Главной Последовательности

ВВЕДЕНИЕ

По нынешним представлениям, классические звезды типа Т Тельца (CTTS) окружены диском, из которого активно происходит аккреция вещества на центральную звезду. Исследование процессов взаимодействия молодой маломассивной звезды со своим диском очень важно для понимания ранней стадии эволюции в таких системах. Продолжительная аккреция на поверхность звезды может перераспределять массу и угловой момент диска, в результате чего мы наблюдаем необычно медленные скорости вращения у CTTS. Результаты наблюдений показывают, что аккреционные диски как-то регулируют периоды вращения у CTTS. Впервые Учида и Шибата [1] предложили идею о том, что вещество из диска может аккрецировать на поверхность звезды через магнитные силовые линии. Хартман и др. [2] исследовали формирование профилей бальмеровских линий в аккреционном потоке и показали, что абсорбционные компоненты, смещенные в красную часть спектра, есть признак падение вещества на поверхность звезды.

Проблема аккреции вещества на центральную звезду является общей темой для физически активных объектов разного типа (см., например, звезды типа АМ Геркулеса [3],

рентгеновские источники, пульсары [4], активные ядра галактик и черные дыры [5]). Модель магнитосферной аккреции очень важна для CTTS, т.к. здесь учитывается наблюдаемое медленное вращение этих звезд. Существование сильных магнитных полей на поверхности звезд типа Т Тельца подтверждается наблюдением у них сильного рентгеновского и сантиметрового радиоизлучения [6, 7]. Измерения разных авторов показали, что TT3 имеют магнитные поля порядка 1-3 kG (см., например, [8-10]).

Используя модель Гоппа и Ламба [4], предложенную для рентгеновских пульсаров, Камензинд [11] и Конигл [12] применили дипольное магнитное поле, которое создает магнитосферу, простирающуюся на несколько звездных радиусов, где темп аккреции на поверхность звезды составляет 10^{-9} - $10^{-7} M_{\odot} \text{год}^{-1}$. Основные теории магнитосферной аккреции (МА) предполагают, что когда давление падающего аккреционного вещества становится равным давлению магнитного поля звезды, в области равновесия должно резко увеличиваться температура вещества. Расстояние от звезды, на котором происходит такое равновесие, называется радиусом коротации. При предположении о существовании такого равновесия Конигл [12], Камерон и Кампбелл [13] и Шу и др. [14] получили аналитическое

выражение для дипольного магнитного поля звезды в зависимости от параметров звезды и ее аккреционного диска. Используя эти выражения, можно вычислить напряженность поверхностного магнитного поля звезды в зависимости от массы, радиуса, периода вращения и темпа аккреции вещества. В настоящей работе мы использовали известные физические параметры статистически значимого количества звезд типа Т Тельца для оценки величины магнитного поля в рамках теории дисковой аккреции.

МЕТОДИКА ВЫЧИСЛЕНИЯ И РЕЗУЛЬТАТЫ

Мы использовали списки звезд, приведенные в работах Хартигана и др. [15], и Артеменко и др. [16]. С методами применения каждого выражения для напряженности магнитного поля в рамках вышеизложенных трех теорий дисковой аккреции можно ознакомиться в работе Джон-Крулла и др. [17]. Одним из основных параметров для определения магнитного поля звезд в рамках теорий дисковой аккреции является темп аккреции вещества $\dot{M}$. Надо сказать, что определение этого параметра разными методами дает иногда достаточно сильное различие у разных звезд. Метод оценки темпа аккреции массы изложен в работе [15], где приводятся вычисленные значения этого параметра для 42 звезд. Среднее значение по всем звездам параметра $\log \dot{M}$ по данным из [15] составило $\log \dot{M} = -6.796 \pm 0.983$. Здесь $\dot{M}$ выражается в единицах $M_{\odot} \text{ год}^{-1}$.

Для получения этого параметра для других звезд типа Т Тельца нами было использовано два различных метода. В первом методе нами построены диаграммы зависимости различных физических параметров, таких как светимость, масса, радиус, эквивалентные ширины W_{λ} линий серии Бальмера H_{α} (данные Кохена и Кухи, [18]), H_{β} (данные Гюллбринга и др. [19]) и $\text{HeI } \lambda 5876 \text{ \AA}$ (данные Беристiana и др. [20]) от величины, $\dot{M}$ приведенной в списке [15]. Чтобы избежать систематических ошибок по данным разных авторов, для значений эквивалентных ширин линий водорода мы использовали данные только указанных авторов. Основная цель

построения таких диаграмм заключалась в том, чтобы получить калибровочные соотношения между этими параметрами. При каждом наборе данных в массиве в зависимости от доступности данных было собрано от 28 до 42 значений по отдельным массивам.

Построенные диаграммы были аппроксимированы линейным полиномом. Также были вычислены коэффициенты корреляции между вышеуказанными параметрами с параметром $\dot{M}$. На Рис.1 приведена зависимость эмиссии $W_{\lambda} \text{ HeI}$ и H_{α} от темпа аккреции массы $\log \dot{M}$ для группы звезд с хорошо известными параметрами. Коэффициент корреляции по W_{λ} линии H_{α} составляет $r = 0.26 \pm 0.18$, а по линии $\text{HeI } 5876 \text{ \AA}$ - $r = 0.45 \pm 0.13$. Так как H_{α} -эмиссия имеет составное происхождение от излучающей оболочки, хромосферы и частично от горячих аккреционных слоев, такая низкая степень корреляции с темпом аккреции вещества в этой линии кажется естественной. Линия HeI имеет более высокий потенциал возбуждения, и в основном, образуется в аккреционной зоне. Несмотря на это, по эквивалентным ширинам указанных двух линий наблюдается слабая корреляция с темпом аккреционной массы.

Значительно большую корреляцию мы обнаружили между параметрами светимости $r = 0.60 \pm 0.05$ и радиуса $r = 0.69 \pm 0.08$ с параметром $\log \dot{M}$. На Рис.2 приведены графики, показывающие зависимость между светимостью и радиусом и параметром $\log \dot{M}$. Каждое из этих распределений аппроксимировано линейной прогрессией, выражающей переходы:

$$\log \frac{\dot{M}}{M_{\odot} \text{ год}^{-1}} = 1.966 \cdot \log \frac{L}{L_{\odot}} - 7.005 \quad (1)$$

$$\log \frac{\dot{M}}{M_{\odot} \text{ год}^{-1}} = 1.001 \cdot \log \frac{R}{R_{\odot}} - 9.218 \quad (2)$$

Как видно из Рис.2, разброс точек достаточно велик, и для одного и того же значения радиуса различие темпа аккреции массы может отличаться на два порядка – от 10^{-6} до $10^{-8} M_{\odot} \text{ год}^{-1}$. К такому же результату приводят

вычисления по формулам (1) и (2) при учете величины дисперсии от среднего.

Второй метод определения темпа аккреции массы следующий. Для звезд из списка [15] из литературы мы собрали все необходимые параметры (средние значения блеска в V-полосе, величину межзвездного покраснения A_V , болометрическую поправку к соответствующему спектральному классу - BC_v, расстояние до звезды r (ps)) и после вычисления величины болометрической светимости используя формулу (2), приведенную в работе [15], был вычислен темп аккреции для отдельных звезд. Полученные значения величины темпа аккреции при таком вычислении дает среднее значение $\log \dot{M} = -6.895 \pm 0.921$, что достаточно хорошо согласуется со средним значением параметра, приведенного в работе [15]. Сравнение значений вычисленного нами параметра $\log \dot{M}$ с данными этой работы показало, что для большинства звезд получается удовлетворительное совпадение, в то время как для отдельных звезд различие может доходить до двух порядков. Коэффициент корреляции между этими значениями составил $r = 0.64 \pm 0.11$. Таким образом, второй метод определения параметра $\log \dot{M}$ может привести к примерно таким же ошибкам, как первый. Учитывая это, в дальнейшем мы применили только первый метод определения параметра $\log \dot{M}$ с помощью вышеприведенных формул (1) и (2).

В Табл.1 приведен список звезд, для которых была вычислена напряженность магнитного поля в рамках трех вышеуказанных моделей. Количество звезд ограничено в связи с отсутствием значений различных параметров, среди которых основной - период вращения звезды. В первой части таблицы, где название звезд приведены обычным шрифтом, включены звезды из списка [15], а вторая часть, где название звезд приведено жирным шрифтом – звезды из списка [16], для которых темп аккреции вычислен по нашему методу. В столбцах Табл.1 приведены: B1 - напряженность магнитного поля в модели [12], B2 – [13] и B3 – [14]. Как видно из Табл.1, результаты вычислений по разным моделям различаются.

Отметим, что эти значения напряженности магнитного поля относятся к экваториальной части звезды. На полюсах значения B должны быть в два раза выше, и в зависимости угла наклона i относительно наблюдателя среднее значение для разных звезд будет отличаться.

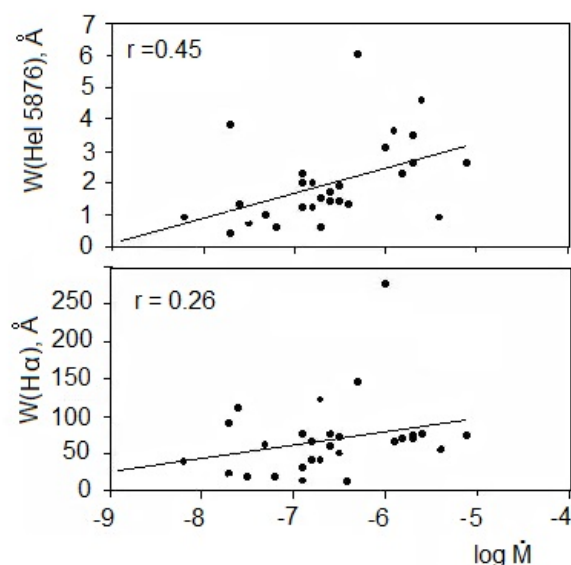


Рис.1. Диаграммы зависимости значений эквивалентных ширин линий HeI $\lambda 5876 \text{ Å}$ (верхняя панель) и $H\alpha$ (нижняя панель) от темпа аккреции вещества $\log \dot{M}$.

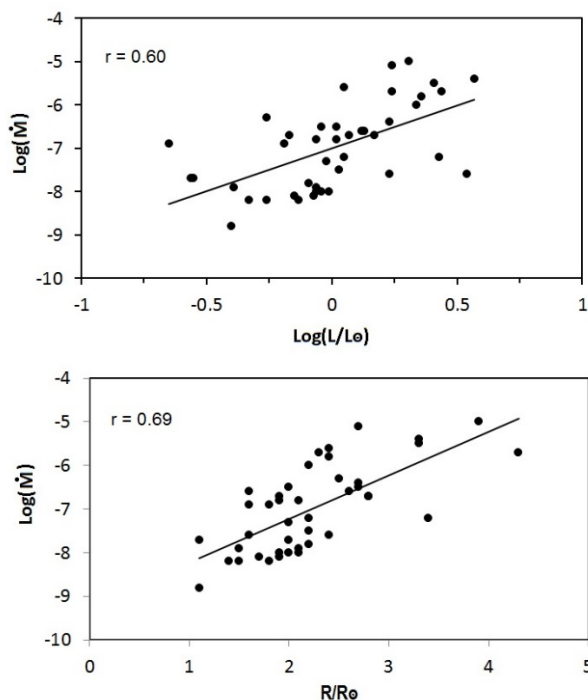


Рис.2 Зависимость темпа аккреции вещества от светимости (верхняя панель) и радиуса (нижняя панель).

Чтобы проверить правильность результатов вычисления нужно сопоставить их с результатами наблюдений, т.е. нужно сравнить полученные значения напряженности магнитного поля с наблюдательными данными.

В работе Боувие и др.[24] приводятся результаты измерений магнитного поля разными авторами по наблюдательным данным. Несколько измерений мы также нашли в других источниках. В Табл.2 приведены эти данные вместе с вычисленными величинами по теории магнитосферной аккреции. Как видно из Табл.2, не наблюдается совпадение измерений практически ни в одной модели.

ЗАКЛЮЧЕНИЕ

Измерение круговой поляризации в спектральных линиях, чувствительных к магнитным полям, по-видимому, является прямым методом измерения напряженности магнитного поля звезд. Типичные звезды типа Т Тельца имеют v_{ini} около 10 км/с. Это означает, что в оптическом диапазоне эффект Зеемана не позволяет выявить расширение спектральных линий. Тем не менее, оптические наблюдения могут быть использованы в технике эквивалентных ширин, примененный впервые Басри и др. [26], где обнаружено магнитное поле на поверхности TTS. Последние измерения магнитного поля у TTS показали, что в локальных областях видимой части фотосферы может быть обнаружено магнитное поле около 2.5 KГс. Например, у солнечных пятен наблюдается локальное магнитное поле от 1.5 KГс до 3 KГс. Исследования топологии магнитного поля на поверхности TTS также показали, что магнитное поле на расстоянии $R \leq R_*$ имеет довольно сложную структуру [24]. На расстоянии гораздо большем, чем R_* глобальное магнитное поле снижается до 50-100 Гс. Такая структура, по-видимому, способствует взаимодействию звезды с внешним диском.

Существуют довольно твердые признаки наличия магнитосферной аккреции у CTTS: внешние части дисков разрушены,

существуют горячие пятна, профили линий указывают на признаки аккреции вещества. Анализ наблюдений вращательной модуляции у некоторых звезд свидетельствует о существовании наклона оси вращения звезды и магнитосферной оси. Наблюдаемая быстрая переменность у молодых звезд с характерным временем от часа до нескольких дней также может быть признаком в пользу взаимодействия центральной звезды с диском.

Несмотря на эти аргументы в пользу моделей дисковой магнитосферной аккреции, наши вычисления показали, что предстоит еще выполнить много работ в этом направлении. Здесь мы перечислим проблемы: для разных звезд наблюдательные параметры, такие как светимость, радиус, масса, темп аккреции вещества и период вращения определяются с низкой точностью. Параметр $\log \dot{M}$, приводимый в литературе, у разных авторов у одной и той же звезды иногда отличается на два порядка. Нами применяемые выше методы вычислений этого параметра также дают такой же порядок разброса. В совокупности это все приводит к большим неточностям в определении величины напряженности магнитного поля и затрудняет диагностику магнитосферы.

Казалось бы, для решения вопроса о точности параметров нужно использовать несколько хорошо исследованных двойных звезд типа Т Тельца. У двойных систем более точно можно определить основные фундаментальные параметры. Однако, в этом случае возникают другие проблемы в связи с геометрией компонент и околозвездного диска. В любом случае, можно отобрать широкие пары, например, визуально-двойные TTS с углом наклона эллиптической орбиты к лучу зрения $i \geq 45^\circ$ и выполнить у такой пары спектральные наблюдения для выявления признаков магнитосферной аккреции. У таких пар орбитальный период обычно составляет десятки лет, что позволяет также определить периоды вращения отдельных компонент. Например, классические звезды Т Тау и НК Тау могут быть реальным кандидатом для такой задачи.

Таблица 1. Результаты вычислений величины магнитного поля для группы молодых звезд в рамках трех моделей магнитосферной аккреции.

Объект	$\log(L/L_{\odot})$	P, дни	R/R $_{\odot}$	M/M $_{\odot}$	$\log M_{\odot} / M_{\odot} \dot{\vartheta}^{-1}$	B1, Гс	B2, Гс	B3, Гс
AA Tau	-0.19	8.19	1.8	0.38	-6.9	3495	1432	4039
BP Tau	-0.06	7.5	1.9	0.45	-6.8	3461	1399	4003
CI Tau	0.02	16.1	2.1	0.42	-6.8	5943	2491	6827
CY Tau	-0.33	7.5	1.4	0.58	-8.2	2133	649	2467
DD Tau	-0.26	5.74	2.5	0.15	-6.3	790	414	916
DE Tau	0.02	7.6	2.7	0.24	-6.5	1025	485	1186
DF Tau	0.31	7.18	3.9	0.17	-5	1342	869	1553
DG Tau	0.24	6.3	2.3	0.67	-5.7	7857	3575	9102
DI Tau	-0.09	7.65	2.2	0.31	-7.8	529	192	612
DK Tau	0.23	8.18	2.7	0.38	-6.4	1839	822	2125
DL Tau	-0.17	9.35	1.9	0.37	-6.7	4276	1830	4936
DN Tau	0.03	6.32	2.2	0.42	-7.5	769	277	891
DQ Tau	-0.02	4.72	2	0.43	-7.3	932	343	1083
DR Tau	0.24	5.77	2.7	0.38	-5.1	5449	3013	6317
DS Tau	0.13	8.08	1.6	1.28	-6.6	19026	6710	21992
GG Tau	0.17	3.59	2.8	0.29	-6.7	354	153	412
GI Tau	0.07	7.09	2.8	0.29	-6.7	788	348	912
GK Tau	0.05	4.61	2.2	0.41	-7.2	734	277	853
GM Aur	0.23	6.02	1.6	0.52	-7.6	2010	686	2329
HN Tau	-0.56	13.33	1.1	0.72	-7.7	18411	6003	21185
RW Aur	0.36	2.64	2.4	0.85	-5.8	2702	1130	3155
RY Tau	0.54	23.26*	2.4	1.63	-7.6	7560	2229	8656
UY Aur	0.12	2.97	2.6	0.29	-6.6	397	173	463
HN Tau	-0.56	13.33	1.1	0.72	-7.7	18411	6003	21185
IW Tau	-0.06	5.6	1.9	0.45	-8	617	201	715
Lk Ca4	-0.07	3.37	1.9	0.45	-8.1	302	95	352
Lk Ca7	-0.06	5.64	2.1	0.34	-7.9	409	142	474
V819 Tau	-0.13	5.6	1.8	0.48	-8.2	608	189	705
V826 Tau	-0.04	3.7	2	0.44	-8	319	103	371
V827 Tau	-0.01	3.75	2.1	0.43	-8	274	89	319
V830 Tau	-0.15	2.75	1.7	0.48	-8.1	351	109	409
V836 Tau	-0.26	7	1.5	0.54	-8.2	1506	463	1743
BM And	0.74	18.58	4.03	1.19	-5.5	9997	4394	11469
DI cep	0.708	9.24*	3.7	1.74	-5.6	7251	2894	8371
DM Tau	-0.523	15.2	1.28	0.48	-8.0	6628	2191	7617
EZ Ori	0.771	2.34	2.25	1.62	-5.5	6968	2752	8145
GW Ori	1.791	3.3*	6.82	3.48	-3.5	7134	3548	8313
LkHa 191	1.08	2.08	3.97	2.68	-4.9	3381	1359	3956
LX Ori	0.66	3.05	2.94	1.9	-5.7	3789	1415	4418
SU Aur	0.799	2.73	2.32	1.65	-5.4	8243	3293	9622

T Tau	0.95	2.81	3.44	2.41	-5.1	5048	1995	5891
V1079 Tau	-0.131	6.03	1.54	1.02	-7.3	5839	1889	6767
V1121Oph	0.176	8.6	2.07	1.11	-6.7	7848	2811	9066
V2251Oph	0.18	14.15	2.07	1.11	-6.7	14223	5183	16358
V360 Ori	0.65	5.55	3.2	1.62	-5.7	5086	1981	5898
V625 Ori	0.83	5.54	4.67	1	-5.4	1642	737	1904
V649 Ori	0.91	4.95	4.3	1.8	-5.2	3603	1501	4183
V687 Mon	1.81	7.98	12	3.6	-3.4	3973	2034	4593
V866 Sco	0.602	6.78	3.34	1.14	-5.8	3789	1549	4386
V895 Sco	0.05	3.78	1.98	1.15	-6.9	2641	878	3073
XZ Tau	-0.77	3.24	1.08	0.38	-8.5	843	254	983
DH Tau	-0.252	7.06	1.94	0.3	-7.5	965	369	1116
AB Aur	1.67	6.23*	2.5	2.4	-8.0	1237	306	1434

Примечание к Табл.1. Название звезд, приведенные обычным шрифтом, звезды из списка [15], а жирным шрифтом, из [16]. Все параметры, необходимые для вычислений, взяты из этих работ. Период для D1Сер приведен из работы Исмаилова [21]., для RY Tau - из работы Исмаилова и Адыгезалзаде [22], а для AB Aur - из работы Исмаилова и др.[22]. B1-напряженность магнитные поля в модели Конига [12], B2 – Камерон и Кампбел [13] и B3 – Шу и др.[14].

Таблица 2. Сравнение для разных звезд величины напряженности магнитного поля по данным теории и наблюдений.

Объект	B1, Гс	B2, Гс	B3, Гс	Внабл, Гс
AA Tau	3495	1432	4039	2570
BP Tau	3461	1399	4003	2170
DE Tau	1025	485	1186	1350
DF Tau	1342	869	1553	2980
DK Tau	1839	822	2125	2580
DN Tau	769	277	891	2140
GG Tau	354	153	412	1570
GI Tau	788	348	912	2690
GK Tau	734	277	853	2130
GW Ori	7134	3548	8313	1110
T Tau	5048	1995	5891	2390

Примечание к Табл.2. Данные измерений магнитного поля для звезд GW Ori и T Tau взяты из Джонстона и Пенстона [25], остальные данные взяты из Боувье и др. [24].

СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. Uchida Y., Shibata K. Magnetically buffered accretion to a young star and the formation of bipolar flows, **PASJ**. 1984, v.36, p.105-118.
2. Hartmann L., Hewett R., Calvet N. Magnetospheric accretion models for T Tauri stars. 1: Balmer line profiles without rotation, **Astrophys.J.** 1994, v.426, p.669-687.
3. Warner B., Rapid Oscillations in Cataclysmic Variables.Publ. **Astron. Soc. Pac.** 2004, v.116, p.115-132.
4. Ghosh P., Lamb F.K. Accretion by rotating magnetic neutron stars. II - Radial and vertical structure of the transition zone in disk accretion. **Astrophys. J**, 1979, v. 232, p. 259-276.
5. Koide S., Shibata K., Kudoh T. Relativistic Jet Formation from Black Hole Magnetized Accretion Disks: Method, Tests, and Applications of a General

- Relativistic Magnetohydrodynamic Numerical Code, **Astrophys. J.** 1999, v. 522, p. 727-752.
6. Montmerle T., Koch-Miramond L., Falgarone E., and Grindlay J. E. Einstein observations of the Rho Ophiuchi dark cloud - an X-ray Christmas tree. **Astrophys. J.** 1983, v. 269, p.182-201.
 7. Andr e P. In **Protostars and Molecular Clouds** (T. Montmerle, C. Bertout, eds.), CEA, Saclay. 1987, p.143-187.
 8. Johns-Krull C.M., Valenti J.A., Hatzes A.P., Kanaan A. Spectropolarimetry of Magnetospheric Accretion on the Classical T Tauri Star BP Tauri. **Astrophys.J.** 1999a, v.510, p.L41-L44.
 9. Johns-Krull C.M., Valenti J.A., Saar S.H., Hatzes A.P. In **Magnetic Fields Across the Hertzsprung-Russell Diagram** (G.Mathys et al., eds.), **ASP Conf. Series, San Francisco**. 2001, p. 527-532.
 10. Guenther E.W., Lehmann H., Emerson J. P., Staude J. Measurements of magnetic field strength on T Tauri stars. **Astron. Astrophys.** 1999, v.341, p.768-783.
 11. Camenzind M. Magnetized disk. - Winds and the origin of bipolar outflows. **Rev. Mod. Astron.**, 1990, v.3, p.234-265.
 12. K nigle A. Disk accretion onto magnetic T Tauri stars. **Astrophys. J.** 1991, v.370, p.L39-L43.
 13. Cameron A.C., Campbell C.G. Rotational evolution of magnetic T Tauri stars with accretion discs, **Astron. and Astrophys.** 1993, v. 274, p. 309-318.
 14. Shu F.N., Najita J., Ostriker E., Wilkin F. et al. Magnetocentrifugally driven flows from young stars and disks. 1: A generalized model. **Astrophys. J.** 1994, v.429, p.781-796.
 15. Hartigan P., Edwards S., Ghandour L., Disk accretion and mass loss from young stars. **Astrophys.J.** 1995, v.452, p.736-768.
 16. Artemenko S. A., Grankin K. N., Petrov P. P. Rotation effects in classical T Tauri stars. **Astron. Letters**. 2012, v.38, p.783-792.
 17. Johns-Krull C.M., Valenti J.A., Korresko C. Measuring the magnetic field on the classical T Tauri star BP Tau. **Astrophys.J.** 1999b, v.516, p.900-915.
 18. Cohen M., Kuhl L.V. Observational studies of pre-main sequence evolution. **Astrophys.J., Suppl.Ser.** 1979, v.41, p. 743-843.
 19. Gullbring E., Hartmann L., Brice   C., Calvet N. Disk Accretion rates for T Tauri Stars. **Astrophys.J.** 1998, v.492, p.323-341.
 20. Beristean G., Edward S., Kwan J., Helium Emission From Classical T Tauri Stars: Dual Origin In Magnetospheric Infall And Hot Wind. **Astrophys.J.** 2001, v.551, p.1037-1064.
 21. Ismailov N.Z. A periodical variability of the T Tauri type star DI Cep. **Astron.Rep.** 2004, v.48, p.393.
 22. Ismailov N.Z., Khalilov O.V., Spectral observations of AB Aur. **Odessa Astron. Publ.** 2010, v.23, p.49-52.
 23. Ismailov N.Z., Adygezalzade H.N. Spectral and photometric researcher of RY TAU. **Odessa Astron. Publ.** 2010, v.23, p.53-56.
 24. Bouvier J., Alencar S. H. P., Harries T. J., Johns-Krull C. M., Romanova M. M. Magnetospheric Accretion in Classical T Tauri Stars. **Protostars and Planets V.**, B. Reipurth, D. Jewitt, and K. Keil (eds.), **University of Arizona Press, Tucson**. 2007, v.951, p.479-494.
 25. Johnstone R.M., Penston M.V. A search for magnetic fields in the T Tauri Stars GW Ori, Co-347151 and RU Lup. **MNRAS**. 1986, v.219, p.927-941.
 26. Basri G., Marcy G. W., Valenti J. A. Limits on the magnetic flux of pre-main-sequence stars. **Astrophys.J.** 1992, v.390, p.622-633.

D SK AKKRES YA N Z R YY L R N  GÖRƏ T BUĞA ULDUZLARININ MAQN T SAHƏLƏRƏ

N.Z.  smayilov, G.R. Bah ddinova, H.A. Abdi

Son vaxtlar irəli sürülmüş disk akkresiya modellərinə görə hər bir CTTS tipli ulduz onun kütləsindən M_* , radiusundan R_* , fırlanma periodundan P_{rot} v  diskd ki maddənin akkresiya tempindən $\dot{M}$ asılı olan maqnit sahəsinə malikdir. Bu göstərilən kəmiyyətlərə  l cm kl  hər bir T Bu a tipli ulduzun səthindəki maqnit sahəsinin intensivliyini qiymətləndirmək olar. Statistik əhəmiyyətli sayda parametrlərə məlum olan ulduzlar seçməklə $\dot{M}$ parametrini təyin etmək üçün empirik düsturlar alınmışdır. Alternativ bir metodla isə həmin kəmiyyət ulduzun bolometrik ı ıqlı ı, kütlə və radiusundan istifadə edilərək hesablanmışdır. Alınan parametrlər əsasında    müxtəlif disk akkresiya modeli üçün hesablanmış maqnit sahəsinin intensivlikl r  eyni bir ulduz üçün bir-birindən əhəmiyyətli dərəcədə fərqli qiymətlər vermişdir v  müşahidədən alınan qiymətlərə uy unlu  təşkil etməmişdir.

A ar s zl r: Akkresiya disk r , maqnit sah l r , Ba  Ardıcılı a  atmamı  ulduzlar

MAGNETIC FIELDS OF T TAURI STARS IN THE FRAMEWORK OF DISK ACCRETION THEORIES

N.Z. Ismailov, G.R. Bahaddinova, H.A. Abdi

Some models of magnetospheric accretion, developed in recent years, predict that in CTTS the magnetic field must be dependent on the basic parameters of the star – mass M_* , radius R_* , the period of rotation P_{rot} and the mass accretion rate $\dot{M}$. The determination of these parameters of the star will enable to estimate the strength of the surface magnetic field for classical T Tauri type stars. Using a statistically significant number of stars, we have derived empirical formulas which allow to define one of the key parameters - the mass accretion rate $\dot{M}$. Also, by an alternative method, this parameter was calculated using the bolometric luminosity, mass and radius of the star. The obtained values of the strength of magnetic field within the framework of the three models of disk accretion give a significant difference for different stars, and do not agree with the measurements of the magnetic field from direct observations.

Key words: Accretion disks, magnetic fields, Pre-Main Sequence stars

СПЕКТРОФОТОМЕТРИЧЕСКИЙ АНАЛИЗ АТМОСФЕРЫ α CMi ПО ВЫСОКОДИСПЕРСИОННЫМ ЦИФРОВЫМ СПЕКТРАМ

I. ИССЛЕДОВАНИЕ ПРОФИЛЕЙ ВОДОРОДНЫХ ЛИНИЙ

© 2013 г. Д.М. Кули-Заде¹, С.Г. Мамедов², З.Ф. Шабанова¹, М.М. Таиров¹

¹Бакинский Государственный Университет

²Шамахинская астрофизическая обсерватория им. Н.Туси НАН Азербайджана
(e-mail: ckulizade@mail.ru)

Впервые на основе спектральных материалов, полученных с помощью двойного монохроматора высокой дисперсии в спектре α Малого Пса (Процион) построены профили бальмеровских линий водорода. Определены спектрофотометрические характеристики линий с большой точностью. Результаты сравниваются со спектром Солнца как звезды. Обсуждается механизм уширения водородных линий в атмосфере Проциона. Показывается, что механизм уширения в различных участках крыльев профилей линий заметно меняется.

Ключевые слова: Процион, профили бальмеровских линий, спектрофотометрические характеристики, механизмы уширения

ВВЕДЕНИЕ

Звезда α CMi спектрального класса F 5 IV-V пока является единственной звездой, спектр которой получен с помощью цифрового двойного монохроматора высокой дисперсии и высокого спектрального разрешения [1]. Она является двойной системой с общей массой $M=2.10M_{\odot}$. Звезда-спутник с массой $M=0.60 M_{\odot}$ вращается вокруг главной звезды с массой $M=1.50M_{\odot}$. Радиус и светимость главной звезды ($R=2.05R_{\odot}$ и $L=7.7L_{\odot}$) гораздо больше радиуса и светимости спутника ($R=0.012R_{\odot}$ и $L=0.0005L_{\odot}$).

Из анализа этих данных можно предполагать, что звезда-спутник не может существенно повлиять на спектр главной звезды. Поэтому под спектром звезды α CMi мы будем иметь в виду спектр главной звезды.

В данной работе исследуются профили бальмеровских линий водорода H_{β} , H_{γ} и H_{δ} в спектре α CMi на основе цифровых спектральных материалов, полученных с помощью двойного монохроматора высокого спектрального разрешения и высокой дисперсии. Спектральное разрешение в области линии H_{β} составляет около $5 m\text{\AA}$. Это позволяет проводить более детальное исследование профилей бальмеровских линий в спектре звезды α CMi (Проциона) и

определять их спектрофотометрических характеристики с большой точностью.

По полученным точным профилям линий можно судить о механизмах формирования и уширения водородных линий в атмосфере α CMi.

1. Наблюдательный материал и методика построения профилей линий

В работе были использованы цифровые спектральные материалы, полученные Гриффеном и др. [1] с помощью цифрового быстросканирующего двойного монохроматора высокой дисперсии. Остаточная интенсивность в этом материале дается с шагом $5 m\text{\AA}$, что позволяет построить профили фраунгоферовых линий в спектре α CMi (Проциона) и определить их основные спектрофотометрические характеристики (эквивалентные ширины W , полуширины $\Delta\lambda_{1/2}$, четвертьширины $\Delta\lambda_{1/4}$ и центральные глубины R_0) с большой точностью.

Кстати, отметим, что понятие четвертьширины впервые введены первым автором этой работы [2]. Он показал, что существенное изменение механизма уширения линий начинается именно на

уровне четвертьширины профилей линий поглощения.

В указанном спектральном материале хорошо представлены линии бальмеровской серии водорода H_{β} ($\lambda 4861.342\text{\AA}$), H_{γ} ($\lambda 4340.475\text{\AA}$) и H_{δ} ($\lambda 4101.748\text{\AA}$). Эти линии довольно широкие, их крылья простираются на 30-35 $\text{\AA}$ в обе стороны от центра линий. Слабые линии, находящиеся на крыльях этих линий, не могут деформировать их профили и легко устранимы.

Для широких бальмеровских линий достаточно построить профили с шагом 5-50 $m\text{\AA}$. Для ядра профилей линий мы использовали шаг 5 $m\text{\AA}$, для средних частей профиля – 20 $m\text{\AA}$, а для крыльев – 50 $m\text{\AA}$. Методика построения профилей изложена в [3,10].

2. Наблюдаемые профили бальмеровских линий

Наблюдаемые профили бальмеровских линий водорода в спектре α Малого Пса приведены в Таблице 1, где в первом столбце даны расстояния от центра линии в $\text{\AA}$, в третьем, пятом и седьмом – остаточные интенсивности линий в спектре α CMi. Для

сравнения, во втором, четвертом и шестом столбцах таблицы даны остаточные интенсивности тех же линий в спектре полного потока от всего диска Солнца по данным одного из авторов данной работы [2], где использован высокодисперсионный цифровой спектральный материал, полученный с помощью Фурье-спектрометра [4].

Обработка спектральных материалов и вычисления спектрофотометрических характеристик профилей линий проводились программой Origin.

На Рис.1 приведены наблюдаемые профили бальмеровских линий в спектре Проциона и в спектре Солнца как звезды. Как видно, в спектре Проциона профили линий более широкие, чем в спектре Солнца как звезды. Это, безусловно, связано с различием физических условий возбуждения атомов водорода в атмосфере Проциона и Солнца. Кроме того, из Рис.1 и Табл.1 явно видно, что максимальное различие профилей наблюдается на уровне четвертьширины профилей линий. С приближением к крыльям линий это различие заметно уменьшается и на далеких крыльях приближается к нулю.

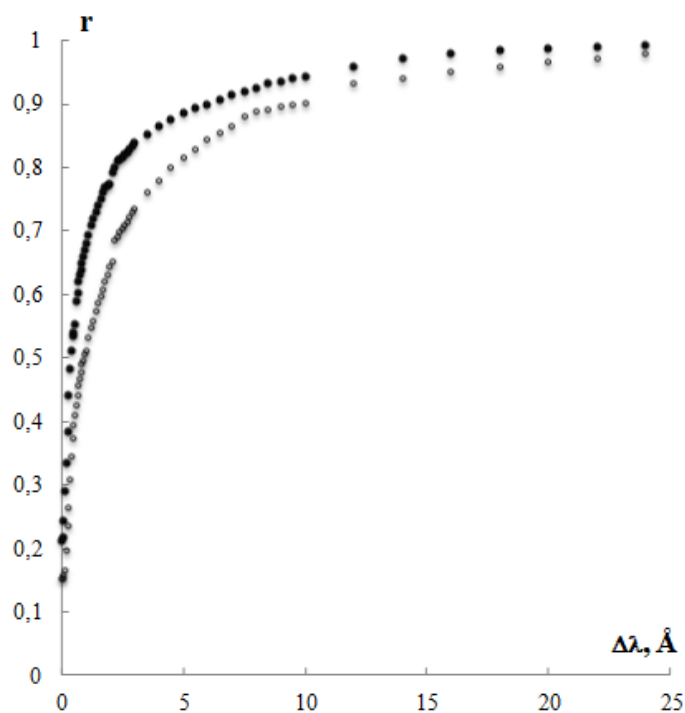


Рис.1 Профиль бальмеровской линии H_{δ} в спектре Проциона и Солнца как звезды (●● - Солнце, oo – Процион)

Таблица 1. Профили бальмеровских линий в спектре α CMi (Проциона) и Солнца как звезды.

$\Delta\lambda, \text{\AA}$	$r(\Delta\lambda)$					
	$H_{\delta} (\lambda 4101.743 \text{\AA})$		$H_{\gamma} (\lambda 4340.475 \text{\AA})$		$H_{\beta} (\lambda 4861.342 \text{\AA})$	
	Солнце как звезда	α CMi	Солнце как звезда	α CMi	Солнце как звезда	α CMi
1	2	3	4	5	7	8
0.00	0.212	0.152	0.172	0.150	0.150	0.138
0.05	216	153	180	155	152	142
0.10	242	157	196	164	156	146
0.15	290	164	228	175	180	155
0.20	334	197	270	198	230	166
0.25	384	236	324	221	290	184
0.30	440	264	382	253	348	202
0.35	482	308	436	296	430	240
0.40	510	344	492	338	486	277
0.45	534	373	534	370	518	313
0.50	540	393	562	393	546	347
0.55	554	411	580	414	572	384
0.60	590	425	596	432	593	424
0.65	602	442	614	446	610	442
0.70	620	456	626	462	626	475
0.75	630	468	642	473	642	492
0.80	640	477	654	487	660	507
0.85	650	490	666	494	672	522
0.90	660	496	678	502	682	534
0.95	671	506	688	513	692	547
1.00	680	512	698	523	700	556
1.10	694	533	714	541	716	574
1.20	708	548	728	547	732	588
1.30	720	557	740	570	742	600
1.40	730	573	754	585	758	614
1.50	740	586	764	594	768	626
1.60	750	598	772	608	780	634
1.70	760	608	780	617	786	645
1.80	770	621	788	630	794	656
1.90	772	632	794	639	798	666
2.00	774	643	800	648	808	672
2.10	792	653	806	657	812	680
2.20	800	685	812	666	818	685
2.30	810	690	820	672	824	690
2.40	814	698	824	676	830	697

1	2	3	4	5	7	8
2.50	816	704	830	680	832	702
2.60	820	709	834	687	836	710
2.70	824	715	840	695	840	717
2.80	828	723	844	702	844	722
2.90	834	729	848	706	848	728
3.00	840	736	852	711	850	746
3.50	852	762	870	737	862	757
4.00	866	780	884	756	878	786
4.50	876	800	896	780	888	800
5.00	886	817	906	797	900	819
5.50	894	830	914	819	906	830
6.00	900	844	920	830	914	839
6.50	906	856	926	840	920	848
7.00	914	865	930	849	924	856
7.50	920	880	936	860	932	864
8.00	924	888	940	871	940	872
8.50	932	890	944	880	944	878
9.00	936	896	950	892	950	886
9.50	940	900	954	897	952	893
10.00	944	902	956	900	956	900
12.00	960	932	968	914	966	928
14.00	972	942	976	929	976	948
16.00	980	950	981	942	0983	960
18.00	986	960	986	957	988	967
20.00	988	966	989	968	992	976
22.00	990	973	993	981	995	1.000
24.00	992	980	994	986	997	
26.00	995	985	996	995	999	
28.00	997	990	998	1.000	1.000	
30.00	999	996	1.000			

3. Спектрофотометрические характеристики профилей линий

Обычным методом, описанном нами в [4,5], были определены основные спектрофотометрические характеристики (эквивалентные ширины W , полуширины $\Delta\lambda_{1/2}$, четвертьширины $\Delta\lambda_{1/4}$ и центральные глубины R_0) профилей бальмеровских линий в спектре α CMi, которые приведены в Таблице 2.

Для сравнения, в этой же таблице, приведены также характеристики этих линий в спектре Солнца как звезды, определенные по высокодисперсионным цифровым спектральным материалам, полученным Курочом и др. [4] с помощью фурьеспектрометра, и заимствованные из работы [6]

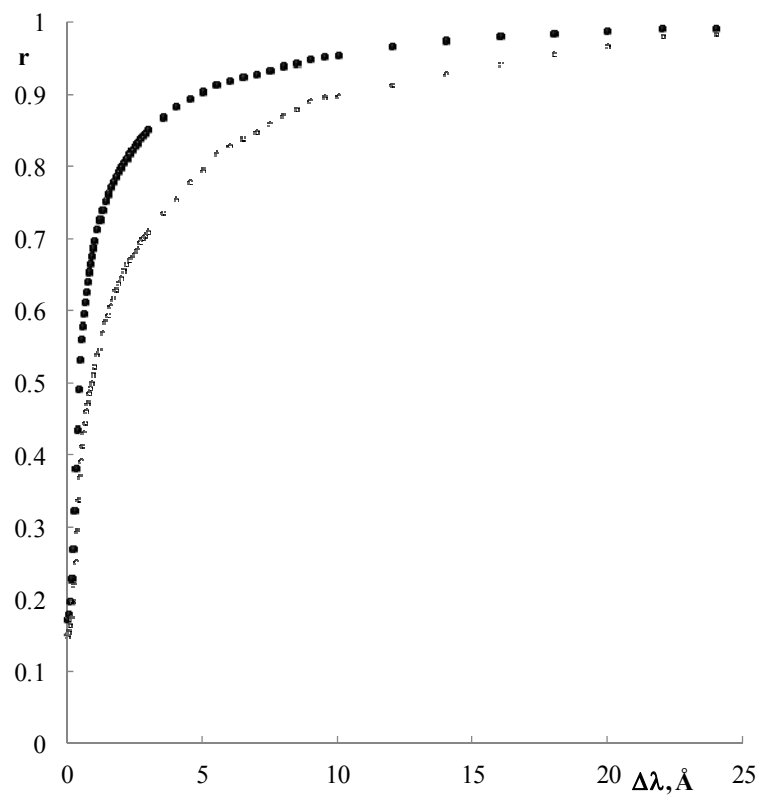


Рис.2. Профиль бальмеровской линии H_γ в спектре Прокциона и Солнца как звезды (●● - Солнце, оо – Прокцион)

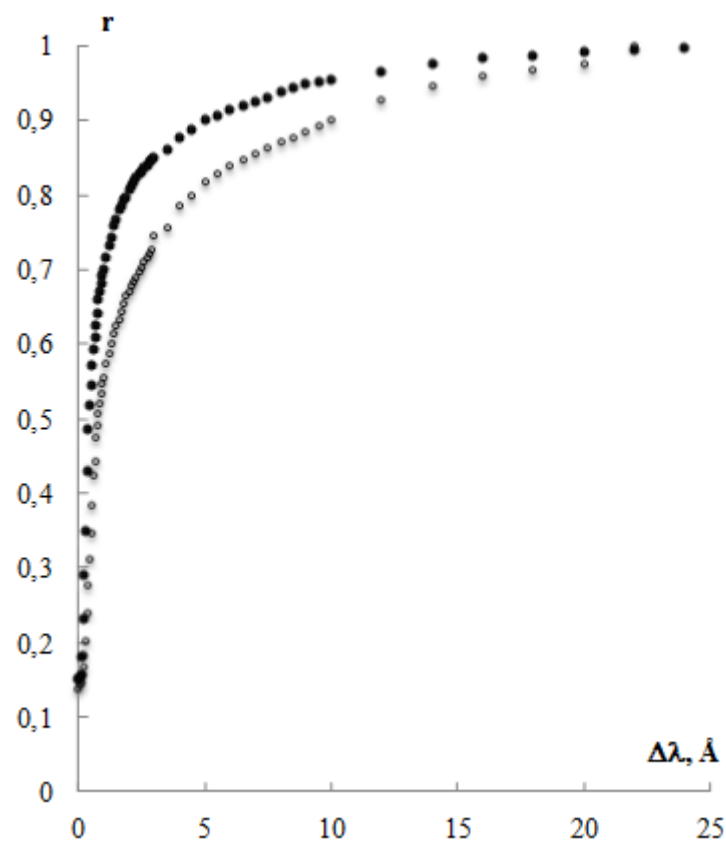


Рис.3. Профиль бальмеровской линии H_β в спектре Прокциона и Солнца как звезды (●● - Солнце, оо – Прокцион)

Таблица 2. Основные спектрофотометрические характеристики бальмеровских линий в спектре Прокциона и Солнца как звезды

Линии Величины	H_{δ}		H_{γ}		H_{β}	
	Прокцион	Солнце как звезда	Прокцион	Солнце как звезда	Прокцион	Солнце как звезда
$W, \text{\AA}$	6.38	3.95	6.63	3.54	6.04	3.56
R_0	0.848	0.788	0.850	0.828	0.862	0.850
$\Delta\lambda_{1/2}, \text{\AA}$	2.80	1.32	2.68	1.12	2.20	1.10
$\Delta\lambda_{1/4}, \text{\AA}$	8.20	4.41	9.62	3.82	8.21	3.43

4. О механизмах уширения водородных линий в атмосфере α Сми

Как известно, механизм уширения водородных линий в звездных атмосферах значительно отличается от механизма уширения линий других химических элементов. Если в уширении металлических линий основную роль играет затухание излучения, в уширении водородных линий важную роль играет эффект Штарка. Вопрос о расширении водородных линий в спектре Солнца и звезд рассматривался в работах [3, 5, 6, 7, 8] и др.

Некоторые авторы считают, что в уширении водородных линий, наряду с эффектом Штарка, немалую роль играют собственное давление и затухание излучения. В случае Солнца анализ различных механизмов уширения показывает, что протяженные крылья водородных линий лучше описываются теорией, учитывающей влияние быстрых электронов. Статистический эффект Штарка не может объяснить протяженные крылья бальмеровских линий водорода.

Очевидно, что область формирования сильных бальмеровских линий водорода охватывает всю атмосферу звезды. Если центральные части линий образуются на самых верхних частях атмосферы и, частично, в хромосфере звезды, то далекие крылья образуются в глубоких слоях атмосферы, где физические параметры сильно отличаются от таковых в верхних слоях. Поэтому естественно ожидать, что различные участки сильных водородных линий эффективно расширяются различными механизмами.

Кули-Заде [2] предложил простой метод для быстрого, грубого анализа механизма уширения сильных фраунгоферовых линий в звездных атмосферах, который наглядно показывает изменения механизма уширения в крыльях данной линии.

В крыльях сильных фраунгоферовых линий остаточная интенсивность может выражаться простой эмпирической формулой

$$r(\Delta\lambda) = 1 - \frac{c}{(\Delta\lambda)^n} [1 - R(\Delta\lambda)], \quad (1)$$

где $\Delta\lambda$ расстояние данной точки профиля от центра линии, c – сила крыла, $R(\Delta\lambda)$ – глубина данной точки профиля и n – показатель закона изменения $r(\Delta\lambda)$ от $\Delta\lambda$.

Очевидно, что (1) можно переписать в виде

$$\lg \left[\frac{R(\Delta\lambda / \Delta\lambda_{1/2})}{1 - R(\Delta\lambda / \Delta\lambda_{1/2})} \right] = \lg c - n \lg \left(\frac{\Delta\lambda}{\Delta\lambda_{1/2}} \right), \quad (2)$$

где $\Delta\lambda_{1/2}$ полуширина профиля линии.

Ясно, что (2) есть уравнение прямой,

выражающей $\lg \left[\frac{R(\Delta\lambda / \Delta\lambda_{1/2})}{1 - R(\Delta\lambda / \Delta\lambda_{1/2})} \right]$ от

$\lg \left(\frac{\Delta\lambda}{\Delta\lambda_{1/2}} \right)$, наклон которой к оси абсцисс

определяет показатель закона изменения остаточной интенсивности от расстояния от центра линии n , а – отрезок, вырезаемый прямой от оси ординат силу крыла $\lg c$.

Составляя систему уравнений типа (2) по наблюдаемым данным для разных $\Delta\lambda$ и решая ее аналитическим методом, можно определить n и силу крыла c . Результаты приведены в Таблице 3.

Таблица 3.

линии	$\Delta\lambda, \text{\AA}$	N
H_{β}	$5.5 \div 9.3$	1.6
	$9.3 \div 23.4$	1.8
	$23.4 \div 31.6$	2.9
H_{γ}	$8.5 \div 14.8$	1.5
	$14.8 \div 21.4$	2.5
	$21.4 \div 26.9$	3
H_{δ}	$2.3 \div 6.9$	1.5
	$6.9 \div 12.8$	1.9
	$12.8 \div 18.6$	2.8

Оказалось, что прямая зависимости $\lg \left[\frac{R(\Delta\lambda / \Delta\lambda_{1/2})}{1 - R(\Delta\lambda / \Delta\lambda_{1/2})} \right]$ от $\lg \left(\frac{\Delta\lambda}{\Delta\lambda_{1/2}} \right)$

несколько раз ломается и состоит из нескольких отрезков прямых линий. Поэтому, разные участки прямой соответствуют разным n . Это говорит о том, что механизм уширения в крыльях профилей линий значительно меняется.

Как известно, для затухания излучения показатель $n \approx 2$, а для эффекта Штарка - $n \approx 2.5$. Из Таблицы 2 видно, что для линии H_{β} в интервале $\Delta\lambda = 5.5 \div 9.3 \text{\AA}$ - $n \approx 1.6$, в интервале $\Delta\lambda = 9.3 \div 23.4 \text{\AA}$ - $n \approx 1.8$, а в интервале $\Delta\lambda = 23.4 \div 31.6 \text{\AA}$ - $n \approx 2.9$. Таким образом, для этой линии при $\Delta\lambda > 23.4 \text{\AA}$ основным механизмом уширения является эффект Штарка. Для линий H_{γ} эффект Штарка начинает играть основную роль только при $\Delta\lambda > 21.4 \text{\AA}$, а для линии H_{δ} - при $\Delta\lambda > 12.8 \text{\AA}$.

Сила крыла тоже значительно меняется в пределах профиля линии. Резюмируя вышеизложенное можно сказать, что основным механизмом расширения далеких крыльев водородных линий в атмосфере Прокциона является эффект Штарка.

Данная работа выполнена при финансовой поддержке Фонда Развития Науки при Президенте Азербайджанской Республики - Грант № EIF - 2012-2(6) - 39/12/1

СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. Griffin R.F., Griffin R. A Fotometric Atlas of the Spectrum of Procyon, Cambridge, 1979, 140 p.
2. Кули-Заде Д.М., Контурь бальмеровских линий водорода в разрешенном и неразрешенном спектре Солнце, **Кинематика и Физика небесных тел**, 1989, 5, №3, с. 32-37
3. Кули-Заде Д.М., **Фраунгоферов спектр Солнца**, Баку, 2006, Издательство ЭЛМ, 346 с.
4. Kurucz R.L., Furenlid I., Brault J., Testerman L., **Solar flux atlas from 296 to 1300 nm.**, New Mexico, National Solar observatory, 1984, 239 p.
5. Кули-Заде Д.М. **Физика Солнца**, Баку, 2012, 232 с.
6. Кули-Заде Д.М., Профили бальмеровских линий водорода в спектре Прокциона по высокодисперсионным спектрам, **Вестник БГУ**, 2010, №4, с. 155-160.
7. Zelenka A., Synthesis of several solar hydrogen lines, **Astron. and Astrophys.**, 104, p. 264-275, 1981.
8. Vernazza J.E., Avrette E.H., Loesser R., Structure of the Solar. Chromosphere. III Models of the EUV. Brightness components of the quiet Sun., **Astrophys. J., Suppl. ser.**, v. 45. p. 635-725, 1981.
9. Кули-Заде Д.М., Новый эмпирический анализ механизма уширения фраунгоферовых линий, **Доклады АН Азерб.** 1999, 55, №1,2, с.117-120.
10. Кули-Заде Д.М., Наблюдаемые контурь бальмеровских линий водорода в разрешенном и неразрешенном спектре Солнца, **Вестник БГУ**, 1996, №1, с. 70-78.

α CMi ULDUZUNUN ATMOSFERİNİN YÜKSƏK DİSPERSİYALI RƏQƏMSAL SPEKTRİNDƏN İSTİFADƏ EDİLMƏKLƏ SPEKTROFOTOMETRİK TƏDQİQİ

I. HİDROGEN XƏTLƏRİNİN PROFİLLƏRİNİN TƏDQİQİ

C.M. Quluzadə, S.H. Məmmədov, Z. F. Şabanova, M.M. Təhirov

Kiçik Köpək bürcünün α (Procion) ulduzunun ikili monoxromator vasitəsilə alınmış materialları əsasında ilk dəfə olaraq hidrogenin Balmer xətlərinin profilləri qurulmuşdur. Bu xətlərin spektrofotometrik xarakteristikaları böyük dəqiqliklə tapılmışdır. Alınmış nəticələr Günəşin ulduz kimi müşahidəsindən alınan spektri ilə müqayisə edilmişdir. Procion ulduzunun atmosferində hidrogen xətlərinin genişlənməsi mexanizmləri barəsində mülahizələr irəli sürülmüşdür. Xətlərin profillərinin qanadlarının müxtəlif hissələrində genişlənmə mexanizminin diqqətə cərpacaq dərəcədə dəyişməsi müəyyən edilmişdir.

Açar sözlər: Procion, Balmer xətlərinin profilləri, spektrofotometrik xüsusiyyətlər, genişlənmə mexanizmləri

SPECTROPHOTOMETRIC ANALYSES OF THE α CMi STELLAR ATMOSPHERE ON HIGH DISPERSION DIGITAL SPECTRA

I. INVESTIGATION OF THE HYDROGEN LINE PROFILES

D.M. Kuli-Zade, S.H. Mamedov, Z.F. Shabanova, M.M. Tahirov

For the first time on the basis of spectral material obtained by a double monochromator with high dispersion in the spectrum of α CMi (Procyon) star, profiles of the Balmer lines of hydrogen were constructed. Spectrophotometric characteristics of lines have been determined by high accuracy. The results are compared with the spectrum of the Sun as a star. The mechanism of broadening of the hydrogen lines in the atmosphere of Procyon is discussed. It is shown that the broadening mechanism in different parts of the wings of the line profiles varies considerably.

Keywords: Procyon, Balmer line profiles, spectrophotometric characteristics, broadening mechanisms

ПЕРИОДИЧЕСКАЯ ПЕРЕМЕННОСТЬ В СПЕКТРЕ AB Aur

© 2013 г. Н.З. Исмаилов¹, О.В. Халилов¹, Г.Б. Мамедханова²*Шамахинская астрофизическая обсерватория им. Н.Туси НАН Азербайджана¹**Институт Физики НАН Азербайджана²**(e-mail: ismailovn@yahoo.com)*

Приведены результаты спектральных исследований звезды типа Ae/Be Хербига AB Aur по спектрам, полученным в УФ и оптическом диапазоне. Впервые показано, что интенсивности группы линий в УФ спектре показывают периодическую переменность с периодом $P = 6.1 \pm 0.1$ дней. Наибольшую амплитуду дисперсии показывают спектральные линии с более короткой длиной волны. По спектральным наблюдениям, выполненным в ШАО и в КрАО показано, что эквивалентные ширины эмиссионной линии H_{α} , а также линий D NaI, HeI $\lambda 5876 \text{ \AA}$ меняются с периодами 6.1 ± 0.1 и 123.7 ± 0.3 дней. Наблюдаемые периодические изменения в спектре могут возникать в результате модуляции аккреционной зоны при осевом вращении звезды.

Ключевые слова: звезды Ae/Be Хербига, AB Aur, переменность спектра, периоды

ВВЕДЕНИЕ

В каталоги молодых звезд [1, 2] AB Aur включена как активная, спектрально - переменная звезда типа Ae Хербига. Ранние спектральные наблюдения [1-5] показали, что абсорбционный спектр звезды соответствует классу B9-A0, интенсивности и лучевые скорости эмиссионных компонент у водородных линий являются переменными. Линии H β имеют типичные профили типа P Cyg, наблюдаются сильные, немного диффузные эмиссионные компоненты в линиях бальмеровской серии. Иногда линии серии прослеживаются до H $_{10}$ -H $_{12}$ и даже до H $_{15}$ [6].

Переменность структуры и интенсивности линии H $_{\alpha}$ наблюдали Зайцева и Колотилов [7], Гаррисон и Андерсон [8] Катала и др. [9], Финкенцеллер и Янкович [10], Шевченко [11, 12]. В работах [8, 9] показано, что, кроме сильного эмиссионного компонента с красным смещением, у линии H $_{\alpha}$ наблюдается слабый фиолетовый эмиссионный компонент, имеющий смещение до -300 км/с .

В работах Прадере и др. [13], Катала и др. [9] была найдена переменность смещений крыльев линий MgII $\lambda 2895 \text{ \AA}$ и K CaII с периодами $P_1 \approx 5^h$ и $P_2 \approx 32^h$, соответственно. Это объясняется неоднородностью расширяющейся оболочки звезды, которая выявляется вследствие звездной модуляции. Скорость вращения у AB Aur получена $80 \pm 5 \text{ км/с}$ по [14] и 75 км/с по [13]. Найденные

периоды указывают на отсутствие симметрии в истечении вещества с поверхности звезды, что свидетельствует о дифференциальном вращении оболочки AB Aur, причем период P_2 , по-видимому, близок к периоду вращения самой звезды.

Лучевые скорости звезды, измеренные Бильсом [3], показали изменение V_r от -67 до $+7 \text{ км/с}$. Измерения Финкенцеллера [15] и Финкенцеллера и Янковича [10] показали стабильные лучевые скорости около среднего значения $+21 \text{ км/с}$.

Анализ, проведенный Исмаиловым и Алиевой [16] показал, что профили линий водорода H $_{\alpha}$ и H $_{\beta}$ имеют сложную клочкообразную структуру. Это свидетельствует о существовании неоднородной оболочки звезды. Скорости отдельных сгустков в оболочке AB Aur достигают от -24 до $+80 \text{ км/с}$. Градиент скорости центрального смещения профилей водородных линий на уровне линии H $_{\beta}$ показывает линейную зависимость от глубины линии, а на уровне линии H $_{\alpha}$ имеет более сложную форму. Скорость истечения вещества в оболочке звезды происходит с замедленным темпом, в направлении от поверхности звезды к периферии [16].

Несмотря на то, что внезапные “алголоподобные” понижения блеска у AB Aur были отмечены в начале века (см., например, [17]), многочисленные фотоэлектрические наблюдения после 60-х

годов [18-23] не показали каких-либо сильных изменений блеска звезды. Максимальное изменение блеска по указанным работам составляет не более $0^m.3$ в V -полосе.

По данным [24, 25] околозвездная оболочка АВ Aur состоит из двух компонент - вращающегося компактного диска и расширяющегося газа на расстояние более 1000 *а.е.* и окружающего центральную звезду. В работе [24] был обнаружен диск с радиусом 450 *а.е.* в линии молекулы ^{13}CO ($J=1-0$). Фукава и др.[26] показали, что около звезды имеется газовая оболочка, растянутая на расстояние 580 *а.е.*, и обнаружен центральный диск и ассоциирующиеся с ним два спиральных рукава, растянувшихся на 200-450 *а.е.* Позже было показано, что диск во внешних частях является неоднородным, что объясняется образованием первичных протопланетных тел [27]. Согласно [28, 29] звезда имеет возраст около 2×10^6 лет, и по теории образования планет к этому времени должны сформироваться протопланеты.

В работе [30] проведено исследование УФ спектра АВ Aur, отождествлены спектральные линии. Показано, что в отличие от результатов предыдущих работ, выполненных в оптическом диапазоне, линии $\text{MgII } \lambda 2800 \text{ \AA}$ показывают падение вещества на поверхность звезды.

В настоящей работе нами приведены результаты исследования звезды АВ Aur на основе новых спектральных наблюдений, полученных как в оптическом, так и УФ диапазонах.

НАБЛЮДЕНИЯ И РЕЗУЛЬТАТЫ

1. УФ диапазон. УФ спектрограммы АВ Aur были взяты из архива данных IUE и обработаны по методу, приведенному в работе [31]. Мы разделили весь материал по УФ спектрограммам на три продолжительные серии наблюдений: (1) наблюдения в интервале времени JD2445268-2445270, за 3 дня непрерывных наблюдений, всего 27 точек измерений, (2) в интервале времени JD 2446010-2446016, всего 7 дней непрерывно, 16 точек, (3) наблюдения за 14 лет, 1978-1992 гг., всего 57 точек. Мы измерили около 15 различных абсорбционных линий у 57 SWP

($\lambda 1000 - 2000 \text{ \AA}$) и около 10 линий у 46 LWP ($\lambda 2000 - 3000 \text{ \AA}$) спектрограммам. Дублет h и k $\text{MgII } \lambda 2795, 2802 \text{ \AA}$ наблюдается в одной бленде вместе с эмиссией. Эта бленда содержит и абсорбционный, и эмиссионный компонент. Мы сочли нужным измерить каждый компонент в отдельности.

Наши измерения показали, что в далекой УФ части спектра линии, требующие высокого потенциала ионизации - CIV1549, HeII1640, SiIV1403, SiIII 1533 и др., - в течении выбранных интервалов времени (1) и (2) не показывают значительных изменений, превосходящих уровень ошибок 3σ . Также наблюдается определенная группа линий SiII 1817, H $_2$ 1435, SiII 1915, у которых в эти даты наблюдаются значительные изменения. Однако, за весь интервал времени в 14 лет все измеренные линии показывают значительные изменения, превышающие уровень 3σ . Результаты анализа этого эффекта иллюстрируются на Рис.1-3. На Рис.1 показаны примеры временных изменений разных спектральных линий S I $\lambda 1276 \text{ \AA}$ и Si II $\lambda 1817 \text{ \AA}$, CIV $\lambda 1549 \text{ \AA}$, SiII $\lambda 1808 \text{ \AA}$ для серии наблюдений (1). Сплошная прямая на рисунках - уровень среднего значения, пунктирные прямые, -уровень ошибок 3σ . Этот рисунок показывает, что в 3-х дневных сериях (1) линии Si II $\lambda 1817 \text{ \AA}$ и SiII $\lambda 1808 \text{ \AA}$ показывают больший уровень дисперсии, чем остальные две линии.

На Рис. 2 и 3 приведены аналогичные графики для этих же линий для 7-дневной и 14-летней серий наблюдений, соответственно. Как видно, только при многолетних наблюдениях можно заметить значительную дисперсию изменений, превышающую уровень 3σ .

Для наиболее полного массива измерений интенсивности по линии $\text{MgII } \lambda 2800 \text{ \AA}$ мы провели поиск периодических изменений по методу Скаргла [32-34]. Массив содержит всего 46 точек. В спектре мощности был выделен пик, который также наблюдался и в массивах, составленных по интенсивностям других спектральных линий. Этот пик находится при частоте $\nu = 0.1641 \text{ d}^{-1}$, что соответствует периоду $P = 6.1 \pm 0.1$ дней.

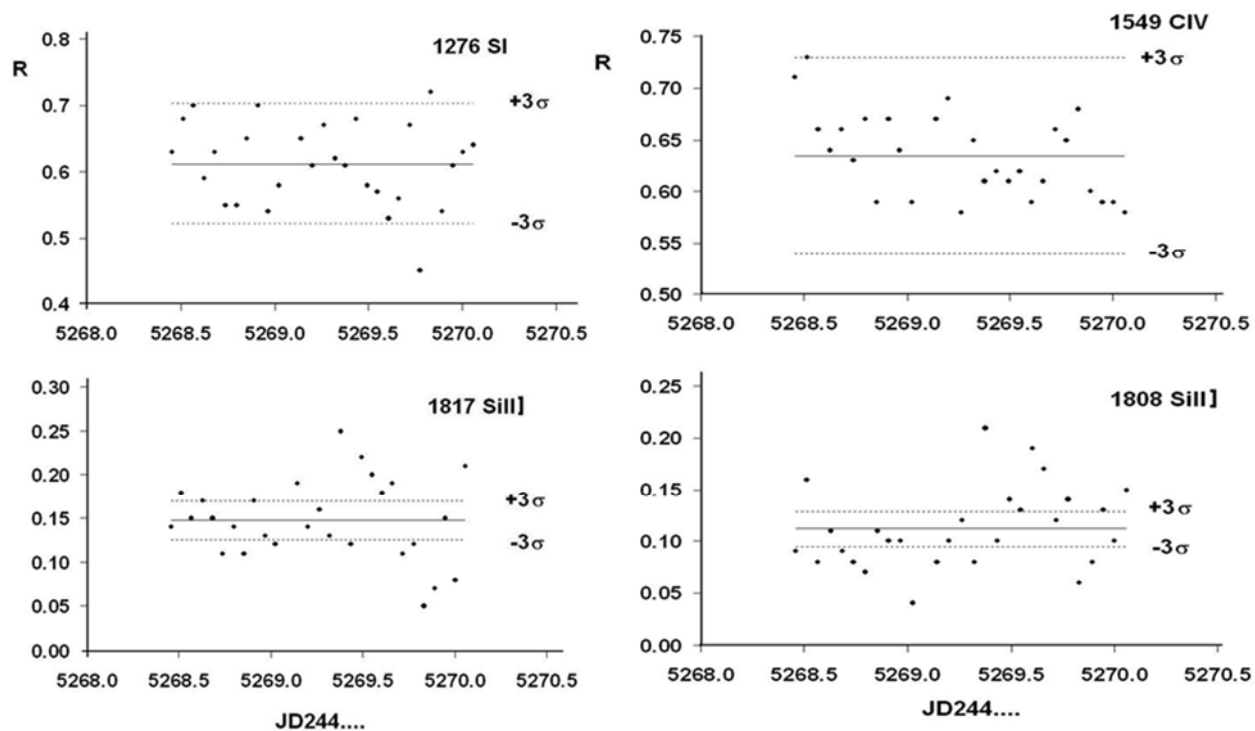


Рис.1. Примеры временных изменений разных спектральных линий Si I $\lambda 1276 \text{ Å}$ и Si II $\lambda 1817 \text{ Å}$, CIV $\lambda 1549 \text{ Å}$, Si II $\lambda 1808$ для 3-дневной серии наблюдений. Сплошная прямая –уровень среднего значения, пунктирные прямые, уровень ошибок 3σ .

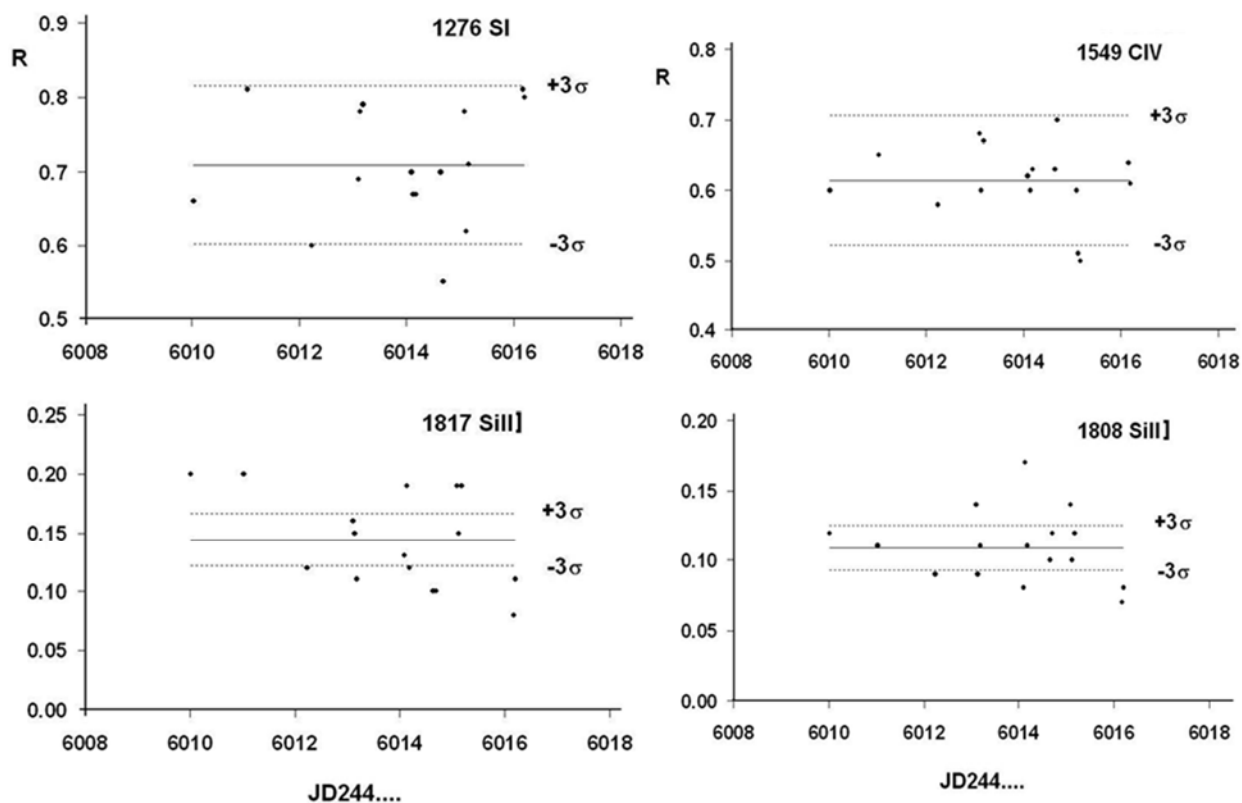


Рис.2. Примеры временных изменений разных спектральных линий Si I $\lambda 1276 \text{ Å}$ и Si II $\lambda 1817 \text{ Å}$, CIV $\lambda 1549 \text{ Å}$, Si II $\lambda 1808$ для 7-дневной серии наблюдений. Сплошная прямая –уровень среднего значения, пунктирные прямые, уровень ошибок 3σ .

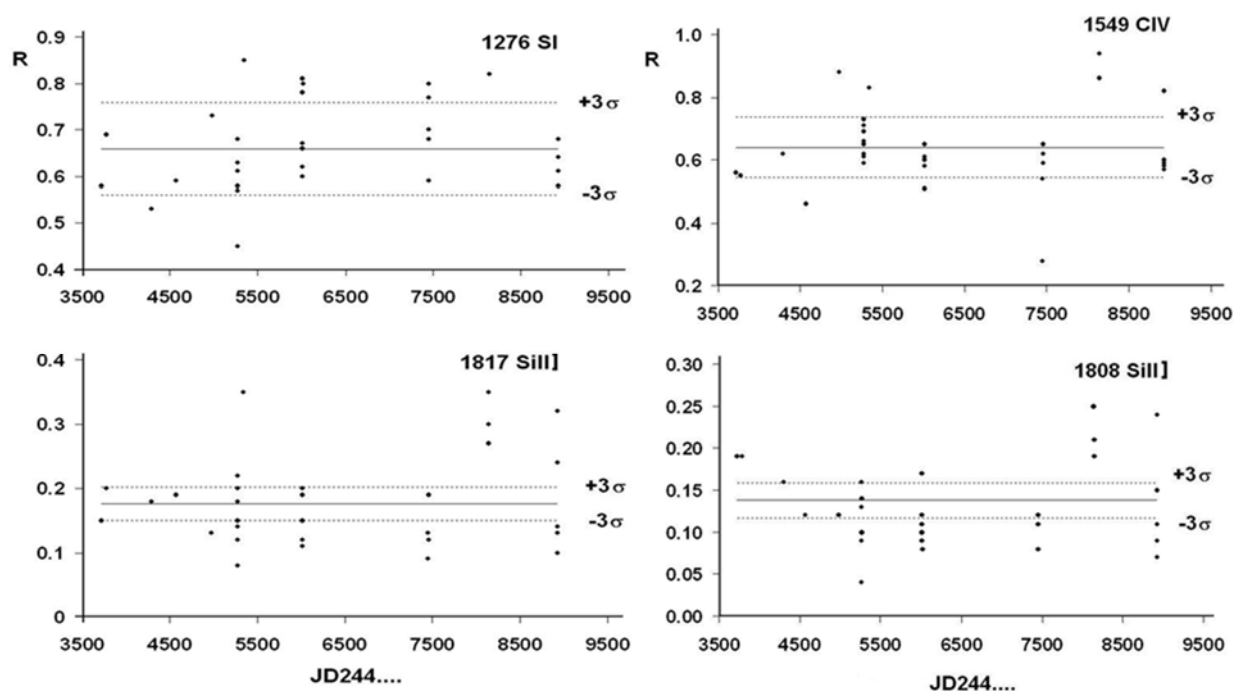


Рис. 3. Примеры временных изменений разных спектральных линий Si I $\lambda 1276 \text{ Å}$ и Si II $\lambda 1817 \text{ Å}$, CIV $\lambda 1549 \text{ Å}$, Si III $\lambda 1808 \text{ Å}$ для 14-летней серии наблюдений. Сплошная прямая –уровень среднего значения, пунктирные прямые, уровень ошибок 3σ .

На Рис.4 для примера показана фазовая кривая по данным измерений 7-дневной серии наблюдений для линии FeII 2742, 2600 ÅÅ . Видно, что в 7-дневном интервале точки хорошо расставлены по фазам периода.

На Рис.5 приводится зависимость интенсивности абсорбционного компонента линии MgII $\lambda 2800 \text{ Å}$ от фазы периода $P=6.1$ дней по всем измерениям. Как видно, наблюдается удовлетворительная картина периодичности. Уровень достоверности, при учете уровня белого шума, получен около 40%.

На Рис.6 приведен график зависимости уровня дисперсии ΔR для разных линий в зависимости от длины волны λ . Как видно, с увеличением длины волны наблюдается уменьшение величины дисперсии. Это означает, что более активные изменения в УФ спектре наблюдаются в более коротковолновой части спектра.

2. Оптический диапазон. Мы использовали результаты спектральных наблюдений на двух разных телескопах. Наши наблюдения были

выполнены в кассегреновском фокусе 2 м телескопа ШАО с применением эшелле спектрометра, в течение 3 лет, с 2008 по 2010 гг. Подробное описание оптической системы приведено в работах [35]. В качестве приемника был использован ПЗС-приемник, состоящий из 530x580 элементов. Спектральный диапазон охватывает $\lambda\lambda$ 4400-6800 Å . Спектральное разрешение составляло $R=14000$, отношение сигнала к шуму в области линии H_α составляло 80-100. Для выполнения наблюдений и редукции применялся пакет программ DECH20T, разработанный Галазутдиновым [36].

Были измерены эквивалентные ширины и лучевые скорости отдельных эмиссионных и абсорбционных компонент линий H_α и H_β , а также линий HeI $\lambda 5876 \text{ Å}$, NaI D₁, D₂. Средняя ошибка определения эквивалентных ширин составила 4%, а в позиционных измерениях, около $\pm 2 \text{ км/сек}$. Результаты измерений частями были приведены в работах [37, 38]. В этой работе мы анализируем эти результаты измерений на предмет периодичности.

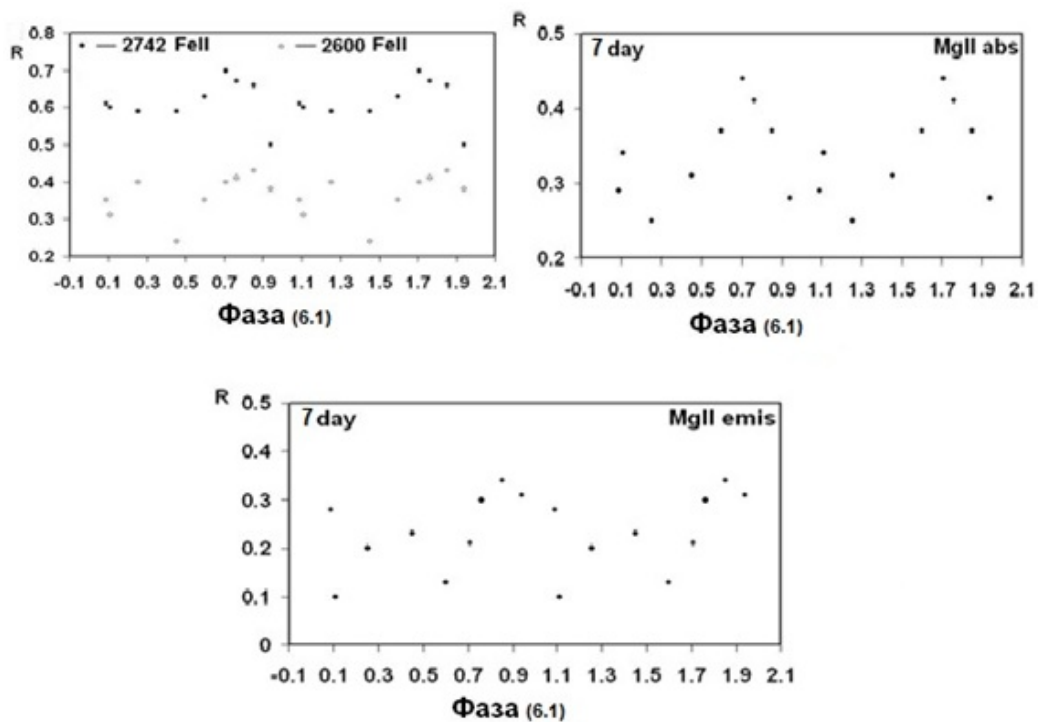


Рис.4. Фазовая кривая по данным измерений 7-дневной серии наблюдений для линии FeII 2742, 2600 Å, а также для абсорбционных и эмиссионных компонент дублета MgII λ 2800 Å.

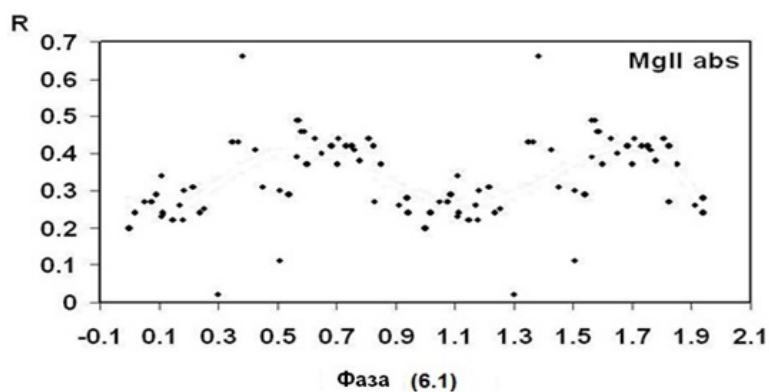


Рис.5. Фазовая кривая по интенсивности абсорбции дублета MgII λ 2800 Å.

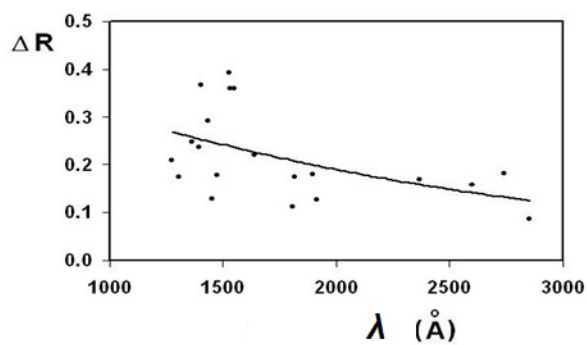


Рис.6. Зависимость дисперсии изменений ΔR отдельных спектральных линий от длины волны.

Вторая часть наблюдений AB Aur была выполнена на телескопе ЗТШ-2.6м Крымской астрофизической обсерватории (Украина). Был использован кудэ-спектрограф ASP-14 и различные ПЗС-системы в качестве приемников излучения. В наиболее ранний сезон 1986-1988 гг. была установлена ПЗС-система обсерватории Хельсинки GES + "CCD 2000" (Astromed Ltd) [39]. В 2002-2003 гг. использовался приемник "SDS9000" Photometric GmbH, а в 2009-2011 гг. наблюдения проводились с ПЗС-камерой Andor IKOM-L. Спектральное разрешение в спектральной области $\lambda\lambda$ 5800-6700 Å составляло $R \sim 20000-25000$. Для первичной обработки спектров использовались программы, разработанные в КрАО С.Г.Сергеевым (CCD ROCK, SPE и т.д.).

Мы проверили существование ранее нами обнаруженного периода $P_1 = 6.1 \pm 0.1$ дней по IUE данным (см. предыдущий раздел), по данным оптического диапазона (далее, обозначим его как P_1). Для этого привлекались спектральные параметры всех компонент измеренных спектральных линий. На Рис.7 на верхней панели приведена зависимость эквивалентной ширины эмиссии от фазы 7-дневного периода только по данным последовательных 10 ночей наблюдений в 2010 г. А на нижней панели на Рис.7 приведена переменность эквивалентных ширин других компонент с фазой этого периода. Как видно, наиболее сильная периодическая переменность наблюдается в эквивалентных ширинах фиолетовой эмиссии и центральной абсорбции линии H_α (около 5 раз). Более слабое изменение W_λ эмиссии на красном крыле (около 30%). Интересно, что эквивалентные ширины эмиссии на красном крыле меняются в противофазе с эквивалентными ширинами эмиссии на фиолетовом крыле и абсорбции.

На Рис.8 приведены значения лучевых скоростей отдельных компонент линии H_α от фазы периода $P_1 = 6.1$ дней. Видно, что эмиссия на фиолетовом крыле, по-видимому, меняется с периодом 6 дней, в то время как смещение центральной абсорбции и эмиссии красного крыла не показывают явного характера периодичности. Наименьшую переменность по смещениям также показала эмиссионная

компонента красного крыла линии H_α . Возможно, существует также фазовый сдвиг между отдельными компонентами.

Из Рис.8 и 9 видно, что эмиссия фиолетового крыла линии H_α меняется в противофазе с эмиссией красного крыла линии $HeI \lambda 5876$ Å. Этот наблюдательный факт свидетельствует о том, что наиболее динамичные области профиля вызваны телом, находящимся в околозвездном окружении и движущегося по кеплеровской орбите.

Для приведения значений эквивалентных ширин в общую систему измерений у всех спектрограмм перед измерением W_λ из спектров вычитался синтетический спектр атмосферы звезды, рассчитанный для модели ($T_{\text{эфф}} = 10000$ K, $\log g = 3.5$, $V \sin i = 85$ км/с) с использованием программы SYNTH+ROTATE [40]. Затем полученный синтетический спектр был вычтен из оригинального спектра AB Aur, далее были вычислены эквивалентные ширины эмиссии. Всего были получены 61 точка, из них 39 получены по крымским наблюдениям. Для поиска периода был применен метод Лафлера-Кинмана [41]. Этот метод основан на вычислении так называемого Θ -параметра для большого числа значений пробного периода, охватывающего диапазон величин, где предполагается наличие реального периода. Для каждого пробного периода P строится фазовая диаграмма исследуемых величин. Мы построили такие фазовые диаграммы для отдельных избранных массивов из значений эквивалентных ширин линий H_α , D NaI, $HeI \lambda 5876$ Å.

Для периодограммного анализа были сгруппированы 4 отдельных массива данных: $W(HeI)$ - 35 значений, $W(DNaI)$ - 35 значений, $W(H_\alpha)$ - для дат, когда проводились наблюдения и в $HeI + DNaI$ - 35 значений, и $EW(H_\alpha)$ для остальных дат - 61 точка. Период искался отдельно для каждого из 4-х массивов в интервале значений пробного периода от 0 до 500 дней. Общее число этих значений было 2000. В силу малой статистики каждая из 4-х периодограмм имела много минимумов-артефактов. Мы искали только такие минимумы, которые присутствовали бы на каждой Θ -периодограмме, так как случайное появление одного и того же ложного периода

у всех 4-х массивов достаточно маловероятно. В результате было найдено единственное значение $P_2 = 123.7 \pm 0.3$ дня, удовлетворяющее этому условию, не считая кратных (удвоенного и утроенного) периодов. На Рис.10 показан участок усредненной Θ -периодограммы, где отчетливо наблюдается минимум, соответствующий

этому значению. На Рис. 10 периодограммы соответствуют: **a** – усредненный массив по значениям эквивалентных ширин линий H_α , D NaI, HeI, по данным КрАО, **b** – только по значениям W_λ линии H_α , только по данным КрАО, **c** – по данным ШАО, как в случае **a**. В нижней рамке приведена усредненная периодограмма по всем массивам.

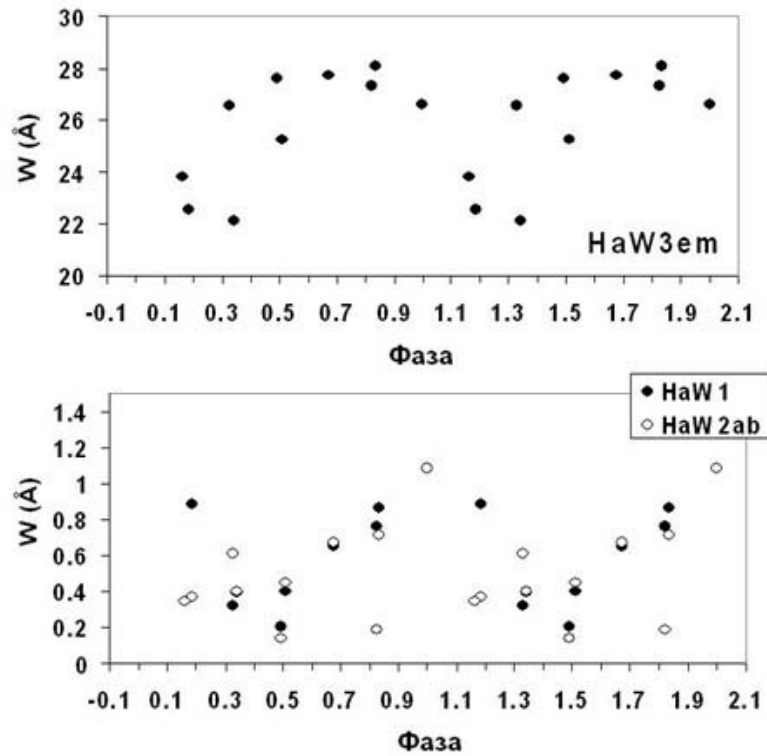


Рис.7. Фазовая переменность эквивалентных ширин отдельных компонент линии H_α .

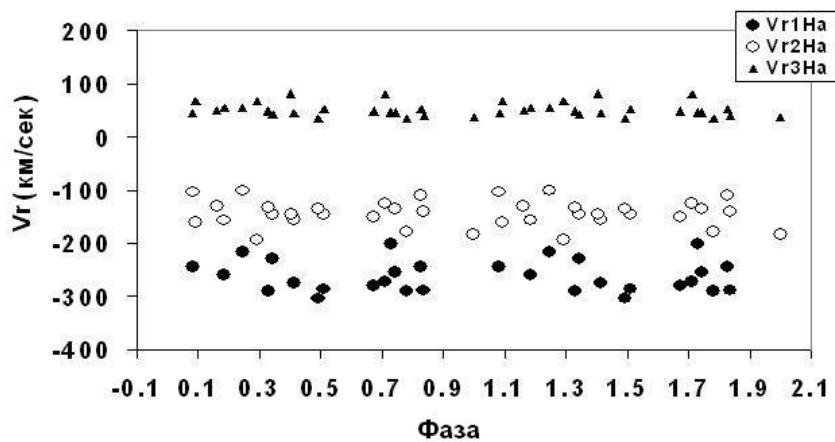


Рис.8. Фазовая переменность смещений отдельных компонент линии H_α .

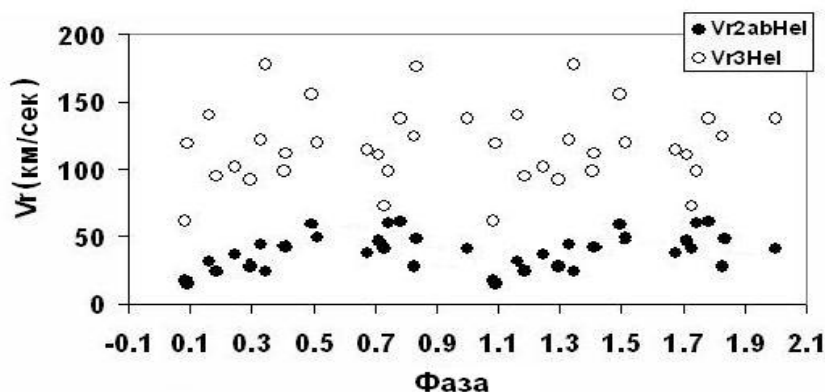


Рис.9. Изменение смещений эмиссии красной компоненты (темные кружки) и центральной абсорбции (светлые кружки) линии HeI $\lambda 5876 \text{ \AA}$.

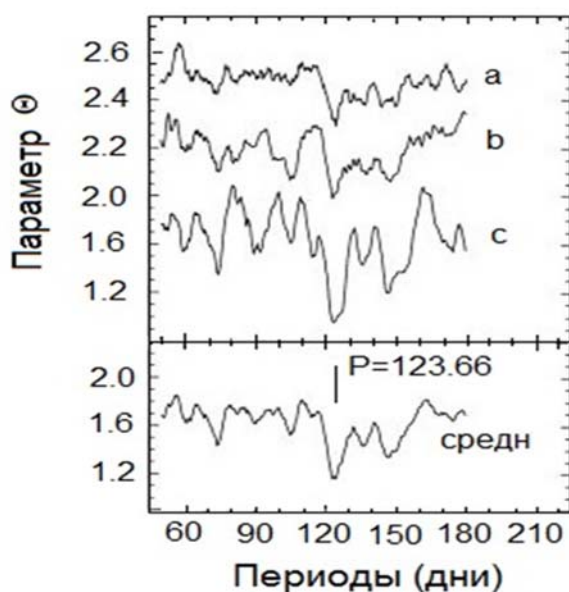


Рис.10. Участок Θ -периодограммы для разных массивов эквивалентных ширин **a** – усредненный массив по значениям эквивалентных ширин линий H_{α} , D NaI, HeI, по данным КрАО, **b** – только по значениям W_{λ} линии H_{α} , только по данным КрАО, **c** – по данным ШАО, как в случае **a**. В нижней рамке приведена усредненная периодограмма по всем массивам.

Рис.11 иллюстрирует фазовые диаграммы, построенные для эквивалентных ширин эмиссии H_{α} в фазах периода $P_2=123.7^d$ при начальной дате JD2455120.418. На Рис.11 панели сверху вниз обозначены: **a** – по всем данным линия H_{α} , **b** – данные ГАО (Пулково), **c** – данные КрАО, **d** – данные ШАО. Как видно, по всем данным можно заметить периодическое изменение эквивалентных ширин в эмиссии H_{α} .

ЗАКЛЮЧЕНИЕ И ВЫВОоды

Во многих работах, посвященных анализу прямых интерферометрических изображений АВ Aur и ее окрестностей в ИК и mm-диапазонах, отмечается, что внешний диск на расстоянии десятков и сотен а.е. имеет сложную пространственную структуру. Диск по меньшей мере, имеет 2 отдельных кольца с различным наклоном плоскости к лучу зрения, соединенных спиралевидной перемычкой [42-44]. Оценка угла наклона оси вращения i к лучу зрения сильно различается в работах разных авторов. В одной из пионерских работ [24] было определено $i = 78^\circ$, в [42, 45] – менее 20° . По-видимому, такой разброс связан с тем, что в диске сложной структуры существует пространственная стратификация вещества, распределение которого в проекции на картинную плоскость оказывается различным при наблюдениях на разных длинах волн. Для внутренней части диска определения угла наклона находятся в лучшем соответствии друг с другом: в [43] – $39^\circ \pm 2^\circ$, в [44] – $43^\circ \pm 7^\circ$. Судя по типу профилей эмиссионных линий бальмеровской серии в спектре АВ Aur, имеющих ярко выраженную P Cug-структуру, ориентация диска по отношению к лучу зрения должна быть промежуточной [46]. Мы в нашем исследовании будем исходить из предположения, что интервал возможных значений i ограничен в пределах $40^\circ - 60^\circ$.

Как можно объяснить периодическую переменность ~ 6 дней, наблюдаемую в оптическом и УФ спектре звезды АВ Aur? Заметим, что как в УФ, так и в оптическом спектре такую переменность в основном

показывают эмиссионные компоненты линий водорода и гелия, а также резонансный дублет ионизованного магния. Если существует аккреционная зона, то эмиссионная линия HeI может формироваться в 3-х возможных высокотемпературных зонах: а) на внутренней границе диска, б) в горячих, коллимированных магнитным полем газовых потоках внутри магнитосферы и в) в области падения аккрецируемого газа на поверхность звезды, где происходит основное аккреционное энерговыделение.

Наиболее точная оценка проекционной скорости вращения звезды $v \sin i$ была дана в работе [47]: 85 ± 5 км/с. При i от 40° до 60° это приводит к величине скорости вращения звезды на экваторе от 130 до 100 км/с, соответственно. При периоде осевого вращения равным 6 суткам максимальное

значение радиуса активной в области эмиссии составит $15.6 R_\odot$ и $11.6 R_\odot$, соответственно. На самом деле, из-за фактора вязкости диск вращается не твердотельно, а с некоторым запаздыванием к верхним слоям, поэтому эти размеры могут быть гораздо меньше. Если взять за истинный радиус звезды $2.5 R_\odot$, то размеры активных областей можно выразить в звездных радиусах $6.2 R_*$ и $4.6 R_*$, соответственно. Таким образом, эта оценка показывает, что зона образования гелия должна находится по крайней мере внутри $6 R_*$, т.е. меньше, чем на расстоянии 1 а.е. от центральной звезды. Это свидетельствует о том, что зона образования гелия находится очень близко к поверхности, скорее всего в хромосфере звезды.

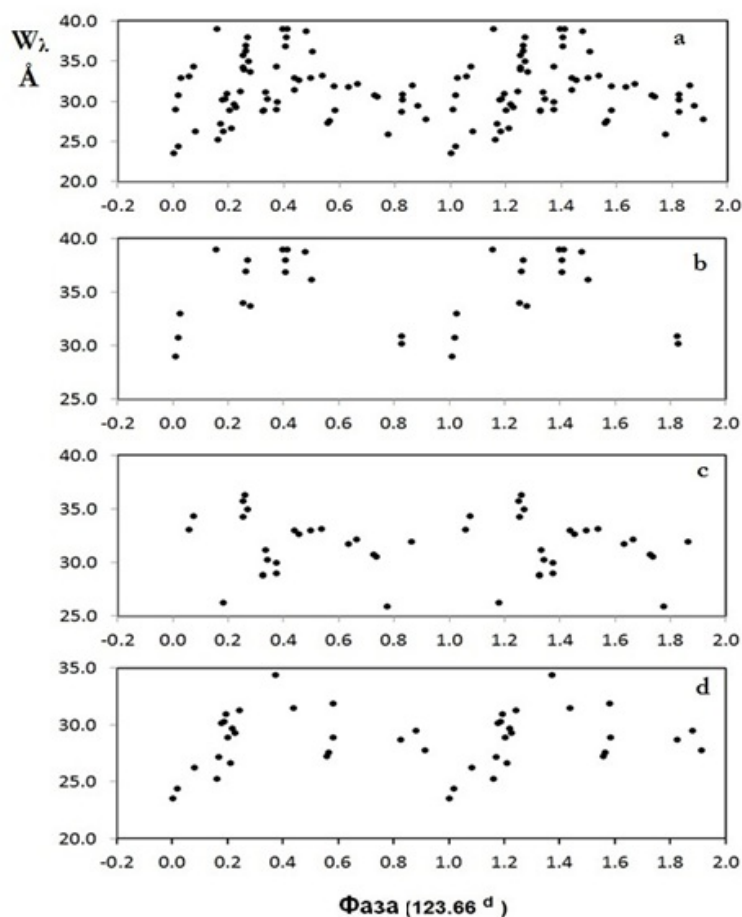


Рис.11. Фазовые диаграммы эквивалентной ширины эмиссии H_α . Панели сверху вниз обозначены: а – по всем данным линии H_α , б-данные ГАО (Пулково), с-данные КРАО, д- данные ШАО.

Таким образом, резюмируя результаты по исследованию УФ и оптического спектра звезды AB Aur, мы приходим к таким выводам:

1. Выделяется группа линий, которые не показывают быструю переменность интенсивностей (CIV1549, HeII1640, SiIV1403, SiIII 1533 и др.) за 3-7 дней интервала времени. Но есть также другая группа линий, которая показывает значительную переменность за тот же период наблюдений (SiII 1817, H₂ 1435, SiII 1915 и др.).
2. За длительный период времени все спектральные линии показывают значительную переменность. Величина дисперсии около среднего зависит от длины волны – чем больше длина волны, тем меньше дисперсия, то есть уровень разброса от среднего.
3. Впервые, по УФ спектрам звезды AB Aur, полученным в 1978-1992 гг. показано, что интенсивности некоторых абсорбционных линий, в том числе линий Mg II 2800, FeII и др., меняются с периодом 6.1 ± 0.1 дней.
4. Обнаружена синхронная, периодическая переменность эквивалентных ширин эмиссии у линий водорода и гелия, а лучевые скорости этих линий меняются в противофазе с периодом 6.1 дней. Учитывая скорость вращения звезды показано, что область активного образования гелия должна находится на расстоянии не более $15 R_{\odot}$ от поверхности фотосферы.
5. Проведенный периодограммный анализ всех измеренных эквивалентных ширин по всем спектрам, в спектре AB Aur для трех линий – H α (всего 60 значений) и HeI и D NaI (всего по 36 значений) начиная с 1986 г. (по всем данным КРАО, ГАО и ШАО) по методу Лафлера-Кинмана показал наличие периода переменности с периодом $P = 123^{\text{d}}.7 \pm 0^{\text{d}}.3$.

СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. Herbig G. H., The spectra of Be - and Ae - type stars associated with nebulosity. **Astrophys.J. Suppl.**, 1960, v. 4, p.337-351.
2. Herbig G.H., Bell K.R., Third Catalog of Emission-Line Stars of the Orion Population. **Lick Obs. Bull.**, 1988, № 1111, p. 90.
3. Beals C.S., The spectra of the P Cyg stars. **Publ.Dom.Observ.Victoria**, 1953, v.9, p.1-55.
4. Merrill P.W., Burwell C.G., Variations in structure of the hydrogen lines in the spectrum of HD31293. **Astrophys.J.** 1933, v.77, p.103-109.
5. Рачковская Т.М., Спектрофотометрические наблюдения AB Aur в 1963 и 1964 годах. **Изв. Крым. астрофиз. обсерв.**, 1967, т.36, с.210-215.
6. Чхиквадзе Я.Н., Джанишвили Э.Б., Одновременные спектральные и фотометрические наблюдения AB Возничего в 1983-1984 гг. **Бюлл. Абастум. астрофиз. обсерв.**, 1986, №61, с.83-86.
7. Зайцева Г.В., Колотилов Е.А., Контуры эмиссионной линии водорода H α в спектрах неправильных переменных звезд. **Астрофизика**, 1973, т.9, с.185-195.
8. Garrison L.M., Anderson C.M., Observational studies of the Herbig Ae-Be Stars. I. High resolution H α profiles. **Astrophys.J.**, 1977, v.218, p.438-443.
9. Catala C., Czarny J., Felenbok P., Praderie F., Spectral similarities in the visible and UV Spectrum of Herbig Ae-Be stars. **Astron. Astrophys.** 1986, v.154, p.103-114.
10. Finkenzeller U., Jankovics I., Line profiles and radial velocities of Herbig Ae/Be stars. **Astron. Astrophys.**, 1984, v.57, p.285-326.
11. Шевченко В.С., Ae/Be звезды Хербига. **Ташкент, Фан**, 1989, с. 282.
12. Шевченко В.С., Популярная Ae-звезда Хербига AB Aur. I. Исследование переменности эмиссионных линий в области 0.37- 0.88 мкм. **Астрофизика**, 1987, т.27, с.459-470.
13. Praderie F., Simon T., Catala C., Boesgaard A.M., Short term spectral variability in AB Aur; clues for activity in Herbig Ae Stars. I. The ultraviolet lines of MgII and FeII. **Astrophys.J.**, 1986, v.303, p.311-326.
14. Bohm T., Catala C., Rotations, wind and active phenomena in Herbig Ae/Be stars. **Astron.Astrophys.**, 1995, v.301, p.155-169.
15. Finkenzeller U., AB Aur and its variable hydrogen lines. **Astron.Astrophys.**, 1983, v.124, p.157-162.
16. Ismailov N.Z., Aliyeva A.A., Spectral variability of emission lines in young stars. **Astron.Astrophys.Transactions**, 2012, v. 27, p. 527–530.
17. Payne-Gaposhkin C., Variable stars in Milton field 25. **Harvard Ann.**, 1952, v.118, p.15-24.
18. Reipurth B., Zinnecker H., Visual binaries among pre-main sequence stars. **Astron.Astrophys.**, 1993, v.278, p.81-108.
19. Бродская Э.С., Фотоэлектрические наблюдения четырех неправильных переменных звезд ранних спектральных классов Вер. **Переменные звезды**, 1968, т.16, с.429-434.
20. Зайцева Г.В., Фотоэлектрические наблюдения звезд типа RW Возничего. **Переменные звезды**, 1968, т.16, с.435-439.
21. Магалашвили И.Л., Кумсиашвили Я.И., Нестационарная звезда раннего спектрального типа AB Возничего. **Бюлл. Абаст. астрофиз. обсерв.**, 1970, № 39, с.3-8.

22. Мосидзе Л.И., Трехцветная фотометрия нескольких звезд типа RW Возничего в ассоциации Orion TI, Телец TI, Цефея T2 и Возничего TI. **Переменные звезды**. 1987, т.16, с.149-156.
23. Шайминева А.И., Шутьмова И.А., UBVR-фотометрия четырех звезд Ae-Be Хербига. **Переменные звезды**. 1985, т.22, с.167-172.
24. Mannings V., Sargent A.I., A High-Resolution Study of Gas and Dust around Young Intermediate-Mass Stars: Evidence for Circumstellar Disks in Herbig AE Systems. **Astrophys. J.**, 1997, v.490, p.792-803.
25. Henning Th., Burkert A., Launhardt R., Leinwrt Ch., Stecklum B., Infrared imaging and millimetre continuum mapping of Herbig Ae/Be and FU Orionis stars. **Astron.Astrophys.**, 1998, v.336, p.565-586.
26. Fukagawa M., Hayashi M., Tamura M., et al., Spiral structure in the circumstellar disk around AB Aurigae. **Astrophys.J.**, 2004, v.605, p.L53-56.
27. Lin Sh.-Y., Ohashi N., Lim J., et al., Possible Molecular spiral arms in the protoplanetary disk of AB Aurigae. **Astrophys.J.**, 2006, v.645, p.1297-1304.
28. Anker M.E., The P.S., Tjin A.D. H.R., et al., HIPPARCOS data on Herbig Ae/Be stars: an evolutionary scenario. **Astron.Astrophys.**, 1997, v.324, p.L33-36.
29. Grady C. A., Pérez M. R., Bjorkman K. S., Massa D., Transient Infall Events in the Disk of AB Aurigae: The beta Pictoris Phenomenon at 2-4 Megayears. **Astrophys.J.**, 1999, v.511, p.925-931.
30. Ardila D. R., Basri G., Walter F. M., Valenti J. A., Johns-Krull C. M., Observations of T Tauri Stars Using Hubble Space Telescope GHRS. I. Far-Ultraviolet Emission Lines. **Astrophys.J.**, 2002, v. 566, p.1100-1123.
31. Исмаилов Н.З., Алимерданова Ф.Н., Халилов О.В., Бахаудинова Г.Р., Исследования ультрафиолетового спектра молодых звезд. I.Метод обработки спектрограмм архива IUE. **Вестник БГУ**. 2010, №1, с.167-173.
32. Scargle J.D., Studies in astronomical time series analysis. Statistical aspects of spectral analysis of unevenly spaced data **Astrophys. J.**, 1982, v. 263, p. 835-853.
33. Horne J.H., Balinas S.L., A Prescription For Period Analysis Of Unevenly Sampled Time Series. **Astrophys.J.**, 1986, v.302, p.757-763.
34. Antokhin I., Bertrand J. - F., Lamontagne R., Moffat A.F.J., The enigmatic WN8 stars: intensive photometry of four southern stars on time scales from 30 min to 3 months. **Astron.J.**, 1995, v.109, p.817-834.
35. Исмаилов Н. З., Халилов О.В., Бахаудинова Г. Р., Микаилов Х. М., Спектральная переменность II Цефея. **Астрофиз. Бюлл.**, 2013, т. 68, с.207-219.
36. Галазутдинов Г.А., Препринт **САО РАН**. 1992, № 92.
37. Исмаилов Н.З., Халилов О.В., Быстрая переменность оптического спектра AB Aur. **Астрон. Журн. Азербайджана**, 2012, №1, с.13-23.
38. Исмаилов Н.З., Халилов О.В., Исследование оптического спектра AB Aur. **Астрон. Журн. Азербайджана**, 2010, №4, с.21-28.
39. Huovelin J., Poutanen M., Tuominen I., **Helsinki Univ. of Tech. Radio Lab. Report**, VS166, 1992, p.18.
40. Piskunov N., in Stellar Magnetism, ed. Yu. V. Glagolevskij, I. I. Romanyuk (St. Petersburg: Nauka), 1992, 92p.
41. Lafler J., Kinman T. D., **Astrophys. J. Suppl. Ser.**, 1965, v.114, p.216-222.
42. Eisner J.A., Lane B.F., Hillenbrand L.A., et al., Resolved Inner Disks around Herbig Ae/Be Stars. **Astrophys. J.**, 2004, v.613, p.1049-1071.
43. Pietu V., Guilloteau S., Dutrey A., Sub-arcsec imaging of the AB Aur molecular disk and envelope at millimeter wavelengths: a non Keplerian disk. **Astron. Astrophys.**, 2005, v.443, p.945-954.
44. Hashimoto J., Tamura M., Muto T., et al., Direct Imaging of Fine Structures in Giant Planet-forming Regions of the Protoplanetary Disk Around AB Aurigae. **Astrophys. J.**, 2011, v.729, p.L17-23.
45. Grady C.A., Woodgate B.E., Bowers C.W., et al., Coronagraphic Imaging of Pre-Main Sequence Stars with the Hubble Space Telescope Imaging Spectrograph. I. The Herbig Ae Stars. **Astrophys.J.**, 2005, v.630, p.958-975.
46. Гринин В.П., Ростопчина А.Н., Ориентация околозвездных дисков Ae/Be звезд Хербига и статистика На-профилей. **Астрон. Журн.**, 1996, т.73, с.194-202.
47. Bohm T., Catala C., Rotations, wind and active phenomena in Herbig Ae/Be stars. **Astron.Astrophys.**, 1995, v.301, p.155-169.

AB AUR ULDUZUNUN SPEKTRİNDƏ PERİODİK DƏYİŞMƏLƏR

N.Z. İsmaylov, O.V. Xəlilov, G.B. Məmmədخانова

Ae/Be Herbig tipli AB Aur ulduzunun UB və optik oblastlarda alınmış spektrləri əsasında spektral tədqiqinin nəticələri verilir. İlk dəfə göstərilmişdir ki, UB spektrdəki bir qrup xətlərin intensivlikləri 6.1 ± 0.1 günlük periodik dəyişməyə malikdir. Dalğa uzunluğu kiçik olan xətlərin dəyişmə dispersiyasının amplitudu daha böyükdür. ŞAR-da və KrAR-da aparılan spektral müşahidələr göstərir ki, H α şüalanma xəttinin və D NaI, HeI $\lambda 5876$ Å xətlərinin ekvivalent enlikləri 6.1 ± 0.1 və 123.7 ± 0.3 günlük periodik dəyişmə göstərir. Spektrdə alınan periodik dəyişmələr ulduzun öz oxu ətrafında fırlanmasına görə disk akkresiya zonasının modulyasiyası nəticəsində ola bilər.

Açar sözlər: Ae/Be Herbig ulduzlar-AB Aur, spektrin dəyişkənliyi, periodlar

PERIODICAL VARIABILITY IN THE SPECTRUM OF AB AUR STAR

N.Z. Ismailov, O.V. Khalilov, G.B. Mammadkhanova

The results of spectral studies of Herbig Ae/Be type star AB Aur based on spectra obtained in the UV and optical diapasons, are presented. For the first time it was shown that intensities of the group of lines in the UV spectrum show periodical variability with period of $P = 6.1 \pm 0.1$ days. The greatest amplitude dispersions are shown by spectral lines of shorter wavelength. Intensities of lines with shortest wavelength demonstrated the higher dispersion of the amplitude variability. On the spectral observations carried out in the ShAO and CrAO it is shown that equivalent widths of the emission line H α as well as lines D NaI, He I $\lambda 5876$ Å vary with periods of 6.1 ± 0.1 and 123.7 ± 0.3 days. Observed periodic changes in the spectrum may be the result of modulation of the accretion zone during axial rotation of the star.

Key words: Ae/Be Herbig stars, AB Aur, variability of spectrum, periods