

Azərbaycan Milli Elmlər Akademiyası

**AZƏRBAYCAN  
ASTRONOMİYA  
JURNALI**

**Cild 6 – № 2 – 2011**

Azerbaijan National Academy of Sciences

Национальная Академия Наук Азербайджана

**AZERBAIJANI  
ASTRONOMICAL  
JOURNAL**

**АСТРОНОМИЧЕСКИЙ  
ЖУРНАЛ  
АЗЕРБАЙДЖАНА**

Volume 6 – No 2 – 2011

Том 6 – № 2 – 2011

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.

**Baş Redaktor:** Ə.S. Quliyev

**Baş Redaktorun Müavini:** E.S. Babayev

**Məsul Katib:** P.N. Şustarev

**REDAKSIYA HEYƏTİ:**

Cəlilov N.S.	AMEA N.Tusi adına Şamaxı Astrofizika Rəsədxanası
Hüseynov R.Ə.	Bakı Dövlət Universiteti
İsmayilov N.Z.	AMEA N.Tusi adına Şamaxı Astrofizika Rəsədxanası
Qasimov F. Q.	AMEA Fizika İnstitutu
Quluzadə C.M.	Bakı Dövlət Universiteti

**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](http://www.shao.az)) nəşr olunur.

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

**e-mail:** [aaj@shao.az](mailto:aaj@shao.az)

**tel.:** (+99412) 439 82 48

**faks:** (+99412) 497 52 68

© 2011 Azərbaycan Milli Elmlər Akademiyası.

© 2011 AMEA N.Tusi adına Şamaxı Astrofizika Rəsədxanası.

Bütün hüquqlar qorunmuşdur.

**Bakı – 2011**

“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

**Редакционная коллегия:**

Джалалов Н.С. (Шамахинская Астрофизическая Обсерватория)

Гусейнов Р.Э. (Бакинский Государственный Университет)

Исмаилов Н.З. (Шамахинская Астрофизическая Обсерватория)

Гасымов Ф.К. (Институт физики НАНА)

Гулузаде Дж.М. (Бакинский Государственный Университет)

**Технический редактор:** Аскеров А.Б.

**Адрес редакции:**

Азербайджан, Баку, AZ-1001, ул. Истигалиyyət 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](mailto:aaj@shao.az)

**тел.:** (+99412) 439 82 48

**факс:** (+99412) 497 52 68

© Национальная Академия Наук Азербайджана, 2011 г.

© Шамахинская Астрофизическая Обсерватория им. Н.Туси НАНА, 2011 г. Все права защищены.

**Баку - 2011**

**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

**Editorial board:**

Jalilov N.S. (Shamakhy Astrophysical Observatory)

Huseynov R.A. (Baku State University)

İsmayilov N.Z. (Shamakhy Astrophysical Observatory)

Gasimov F.G. (Institute of Physics of ANAS)

Guluzade J.M. (Baku State University)

**Technical Editor:** Asgarov A.B.

**Editorial Office address:**

ANAS, 10, Istiglalıyyat 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](mailto:aaj@shao.az)

**tel.:** (+99412) 439 82 48

**fax:** (+99412) 497 52 68

© 2011, Azerbaijan National Academy of Sciences.

© 2011, Shamakhy Astrophysical Observatory named after N.Tusi, ANAS. All rights reserved..

**Baku -2011**

## MÜNDƏRİCAT

KOMETLƏR VƏ TRANSNEPTUN PLANET CİSİMLƏRİ Ə.S.Quliyev	5
DR TAU ULDUZUNUN FOTOMETRİK VƏ UB SPEKTRAL DƏYİŞKƏNLİYİ N.Z. İsmayılov, H.N. Adıgözəlzadə, G.R. Bahəddinova	19
HD 191765=WR134 VƏ HD 192163=WR136 ULDUZLARININ SPEKTRAL TƏSNİFİ C.N. Rüstəmov, İ.M. Məmmədova	26
VOLF-RAYE TİPLİ HD 191765 ULDUZUNUN FOTOMETRİK TƏDQIQI C.N. Rüstəmov, B.İ. Abdullayev	31

## CONTENTS

## СОДЕРЖАНИЕ

COMETS AND TRANSNEPTUNIAN PLANETARY BODIES A.S. Guliyev	5	КОМЕТЫ И ТРАНСНЕПТУНОВЫЕ ПЛАНЕТНЫЕ ТЕЛА А.С. Гулиев	5
VARIABILITY OF BRIGHTNESS AND UV SPECTRUM OF DR TAU N.Z. Ismayilov, H.N. Adygezalzado, G.R. Bahaddinova	19	ПЕРЕМЕННОСТЬ БЛЕСКА И УФ- СПЕКТРА DR TAU Н.З. Исмаилов, А.Н. Адыгезалзаде, Г.Р. Бахаддинова	19
THE SPECTRAL CLASSIFICATION OF THE WOLF-RAYET TYPE STARS HD 191765=WR134 AND HD 192163=WR136 J.N. Rustamov, I.M. Mammadova	26	СПЕКТРАЛЬНАЯ КЛАССИФИКАЦИЯ ЗВЕЗД ТИПА ВОЛЬФА-РАЙЕ HD 191765=WR134 И HD 192163=WR136 Д.Н. Рустамов, И.М. Мамедова	26
PHOTOMETRIC INVESTIGATIONS OF THE WOLF-RAYET TYPE STAR HD 191765 J.N. Rustamov, B.I. Abdullayev	31	ФОТОМЕТРИЧЕСКИЕ ИССЛЕДОВАНИЯ ЗВЕЗДЫ ТИПА ВОЛЬФА-РАЙЕ HD 191765=WR134 Д.Н. Рустамов, Б.И. Абдуллаев	31

## КОМЕТЫ И ТРАНСНЕПТУНОВЫЕ ПЛАНЕТНЫЕ ТЕЛА

© 2011 г. А.С.Гулиев

*Шамахинская Астрофизическая Обсерватория им Н.Туси НАН Азербайджана  
(e-mail: ayuib54@yahoo.com)*

Подвергнуты детальному анализу результаты по транснептуновым кометным семействам с учетом новейших данных. Предположение о существовании четырех семейств полностью подтверждается. Уточнены параметры плоскостей, вблизи которых группируются перигелии комет соответствующих семейств. Прослеживается раздвоение семейства комет с афелийными расстояниями от 28 до 38 а.е. Получены результаты, подтверждающие реальность существования кометного семейства с афелийными расстояниями от 73 до 90 а.е. Найдены новые данные о перенаселенности кометных узлов в зонах движения карликовых планет: Плутона, Эриды, Макемаке и Хаумеа. Детально рассмотрены критические замечания, касающиеся этих семейств и возможности трансфера комет из транснептуновой зоны. В статье найдены новые аргументы в пользу участия транснептуновых тел в пополнении системы наблюдаемых комет.

**Ключевые слова:** карликовые планеты, кометные семейства, транснептуновые тела, неизвестные планеты

### ВВЕДЕНИЕ

За последние десятилетия в кометной космогонии развивается новое направление, в котором источником значительной части периодических и промежуточных комет рассматривается непосредственно транснептуновая зона. Эта идея в чисто теоретическом плане была высказана раньше некоторыми авторами [1-3], но использование конкретных кометных данных было детально разработано в ряде работ автора настоящей статьи. В частности, в работе [4], происхождение большинства «нептуновых» комет было связано с неизвестным планетным телом в зоне Нептун-Плутон, а в статье Гулиева и Дадашова [5], примерно в том же плане, изучался вопрос о транснептуновых кометных семействах. Вопрос о возможности существования двух неизвестных планетных тел – источников комет, поднят в статье Гулиева [6], однако в то время подобная идея выглядела несколько смелой, поэтому цитируемая работа была опубликована в порядке дискуссии. Дальнейшее пополнение в системе комет показало, что закономерности, найденные в трех цитируемых работах, не только сохранились и по сей день, их значимость со временем неуклонно росла. Смысл предложенного механизма сводится к следующему: в транснептуновой зоне существует огромный кометный резервуар; в этом резервуаре

существуют также относительно большие планетные тела; последние в состоянии, время от времени, «подбрасывать» кометные ядра в зону видимости; часть наблюдаемых комет может быть результатом также и столкновительных и эруптивных процессов, происходящих в телах транснептуновой зоны. Предложенный механизм был поддержан специалистами по физике комет, в частности Л.М.Шульманом [7,8] рассматривающим его в качестве одной из ключевых позиций в предложенной им теории происхождения комет. Сценарий инъекции комет из транснептуновой зоны ассоциируется также и с концепцией Э.М.Дробышевского [9] о существовании множеств заплутоновых луноподобных тел.

На определенном этапе развития нашей концепции изучался случай Плутона [10-12], Эриды [13] и некоторых других новонайденных крупных транснептуновых планетных тел и гипотетических планет, и были получены достаточно хорошие соответствия вычислений с данными наблюдений. Заметим, что основным поставщиком комет в предложенной схеме является гипотетическое тело, находящееся на расстояниях 250 – 400 а.е. и движущееся почти перпендикулярно к эклиптике [14]. После открытия объекта 2008 KV42, имеющего наклон орбиты  $103^\circ$  и перигелийное расстояние больше 20 а.е., предположение о

таком теле не выглядит чересчур фантастическим. Такие тела, как Плутон, Эрида, Хаумеа и др., по мнению автора, в предполагаемом процессе играют вспомогательную роль.

Основной целью настоящего исследования является: анализ нашей концепции о транснептуновых кометных семействах на базе новейших данных; поиск новых транснептуновых кометных групп; анализ некоторых критических и альтернативных взглядов относительно существования транснептуновых источников групп, высказанных в работах [15-18].

### ХАРАКТЕРИСТИКИ ИСПОЛЬЗОВАННЫХ КОМЕТНЫХ ДАННЫХ И МЕТОДИКА ТЕСТИРОВАНИЯ КОМЕТНЫХ УЗЛОВ

Прежде всего, отметим основные характеристики кометных данных, использованных в настоящей работе. Анализу подвергаются данные долгопериодических комет, открытых до начала июня 2010 г. (последней кометой является C/2010 F1). Они заимствованы из каталога Марсдена и Уилямса [19] и, частично, из электронных циркуляров Международного Астрономического Союза за период после выхода указанного каталога. При этом из данной совокупности мы заранее исключили кометы с  $q < 0.1 a.e.$ , так как они в основном группируются в 5 семействах, происхождение которых, видимо, связано с другими процессами. Вопрос об этих группах и их происхождении обсуждался, в частности, в книге автора [20] настоящей статьи. Кроме того, в зависимости от поставленной задачи мы иногда будем использовать данные для комет, афелии которых расположены за определенной границей. Таким образом, в наших исследованиях мы пользуемся не только кометными каталогами, обновляющимися раз в три года, но также и данными промежуточного периода. Последние иногда отличаются меньшей точностью. Этим частично может объясняться тот факт, что списки некоторых выделенных групп, приведенные в работе [19], несколько отличаются от наших списков. Например, для кометы C/1490 Y1 мы использовали данные из ранних изданий кометного каталога, что касается комет C/1999 J2, C/1999 S3 и C/2001

G1, то их первоначальные данные в каталоге Марсдена и Уилямса [19] претерпели определенные изменения, после чего эти кометы уже не стали членами «группы Плутона». Однако, после уточнения в группе оказались некоторые ранее неучтенные другие кометы. Например, если судить по данным к началу 2004 г. (момент подготовки статьи Гулиев и Набиев [12]), количество соответствующих комет составляет даже не 59, а 60. Стало быть, все наши статистические выводы для того времени остаются в силе. Эти небольшие расхождения показывают, что Калиничева и Томанов неплохо разобрались с нашими списками комет, чего не скажешь относительно остальной части нашей концепции, но об этом позже.

Кратко напомним суть нашего подхода к кометным данным. Если крупное транснептуновое тело каким-то образом «производит» наблюдаемые кометы, то в районе движения этого тела должен наблюдаться некоторый избыток удаленных узлов кометных орбит. Поэтому наш подход прежде всего основывается на изучении пространственного распределения удаленных узлов кометных орбит для выбранных интервалов расстояний. При этом, для оценки избыточности количества узлов в интервале  $\Delta R$  относительно плоскости движения какого-либо планетного тела с параметрами  $\Omega_p; I_p$ , оно сравнивается с аналогичными интервалами (их количество составляло либо 67, либо 229) относительно других плоскостей и выводится ряд величин для сравнительного анализа:  $N_p; n; \sigma; t; \alpha$  - количество узлов на интервале  $\Delta R$  относительно плоскости ( $\Omega_p; I_p$ ), среднее значение количества узлов на том же интервале относительно других плоскостей, среднеквадратичное отклонение, нормированная разность и доверительная вероятность, соответственно. В качестве границ интервала  $\Delta R$  в первом приближении можно брать перигелийное и афелийное расстояния планетного тела.

В работах Гулиева и Набиева [10,11] описан и использован также усложненный вариант упомянутой схемы, где анализу подвергаются не количество кометных узлов, а их частоты. При этом данные каждой долгопериодической кометы в вариантах ( $\Omega_p; I_p$ ) фигурируют

только один раз, и частоты по плоскостям оказываются совершенно независимыми. Напомним, что этот вариант рассматривался по требованию одного из оппонентов в период рецензирования цитируемых работ. В том и другом случае наш подход практически не обременен влиянием эффекта селекции, так как тестированию подвергаются зоны в транснептуновых областях.

Методика тестирования удаленных узлов кометных орбит в определенных зонах, безусловно, является качественной и не решает проблему происхождения комет в целом. Мы ее рассматриваем в качестве одного из инструментов в поиске истоков комет или отдельных кометных групп. Ее эффективность пока никем не оспаривалась и вполне проверяема в случае планет-гигантов [21]. Она же оказалась многообещающей в плане объяснения гиперболических комет в солнечной системе [22]. Эта методика сыграла ключевую роль в создании качественно новой теории происхождения комет-сангрейзеров [20].

Также заметим, что плоскости сравнения выбираются исходя из принципа равноудаленности полюсов во избежание подгонки данных. Заметим, что проверка на предмет надежности избытка узлов в избранном интервале является жесткой, иногда даже слишком жесткой, так как на распределение узлов относительно выбранных плоскостей сравнения могут влиять множественные факторы. Мы же фактически допускаем существование одного единственного фактора и ставим условие, чтобы параметр  $t$  имел доверительную вероятность не меньше, чем 0.95. В целом, в цитируемых работах Томанова и Калиничевой наш методологический подход к кометным данным не оспаривается, имеет место некоторое расхождение в списках комет с соответствующими характеристиками, но в этой работе мы будем исходить из новейших данных и стараться, чтобы эти списки были максимально корректными.

Что касается сравнения плотности узлов ДПК на различных расстояниях, используемого в статье Томанов [23], в нем не учитывается влияние селекции на распределение кометных параметров. По этой

простой причине нельзя сравнивать плотность узлов, например, на расстояниях 1 *a.e.* и 30 *a.e.* Для этого исследователь должен знать данные практически для всех комет с  $q$  до 30 *a.e.* или же, по крайней мере, теоретический закон распределения кометных параметров в этой зоне. Томанов ошибается, сравнивая плотность узлов кометных орбит на различных гелиоцентрических расстояниях. И восходящие, и нисходящие узлы кометных орбит прямым образом зависят от перигелийных расстояний. На распределение последних сильно влияет фактор селекции. Наш подход свободен от этой трудности, так как мы не сравниваем число или плотность узлов на отдельных участках шкалы расстояний, а рассматриваем фиксированный интервал расстояний по всем плоскостям и выводим средние характеристики распределения  $N(\Omega_p, I_p)$  для этого интервала.

#### **ПЛУТОН, ЭРИДА, ХАУМЕА, МАКЕМАКЕ И ДОЛГОПЕРИОДИЧЕСКИ КОМЕТЫ**

Итак, анализ начнем с Плутона. Предположение о связи некоторых комет с ним впервые было высказано Шьютте [24]. Этот вопрос детально, с применением дополнительных критериев, изучался в работах Гулиева и Набиева [10-12], ставших объектами цитируемой критики Калиничевой и Томанова. Объем настоящей работы не позволяет повторить все вычисления, проделанные в цитируемых наших работах с учетом новейших данных. Обратим внимание лишь на некоторые моменты, ставшие объектами анализа и критики. В период публикации работы [10], мы выделили 51 комету, пересекающую плоскость движения планеты на интервале от 29.5 до 49.5 *a.e.* Удельный вес этих комет составлял тогда 7 процентов (51 из 724 комет). В период публикации последней работы из указанного цикла [10-12] он практически не изменялся (59 из 833). По новейшим данным за 2000-2010 гг удельный вес таких комет стал 8.9 процентов. Это означает, что все эффекты, найденные в работе [10], не только остаются в силе, но и их доверительная вероятность увеличивается, так как последняя сильно зависит от количества данных. Тем не менее, ниже приведем еще три примера, пополняющие наши аргументы. Один из них основывается на изучении самых

точных кометных данных. Речь идет о распределении  $N(\Omega_p, I_p)$  для 199 долгопериодических комет класса 1A из каталога Марседена и Уилямса [19], т.е. о кометах с наиболее точными «первоначальными» орбитами. Если в качестве базисного интервала для удаленных узлов принять 40.9 – 48.2 а.е., то получим суммарную картину, отраженную в Табл.1 (вторая строка). Другой пример основывается на изучении 290 ДПК после 2000 г., где в качестве базового интервала принимается 42.0 – 49.5 а.е. (Табл.1)

Наконец, третий вариант охватывает анализ всех ДПК с  $Q > 29.5$ , за исключением тех, которые пересекают плоскость движения

Сатурна, Урана и Нептуна на расстояниях 9-10, 18.2 – 20.2 и 28 – 30 а.е., соответственно. Если в качестве базового интервала взять 45.5 – 49 а.е., то получим совокупность параметров, отраженную в Таблице 1.

Все три варианта подтверждают выводы, сделанные ранее. С другой стороны, они показывают, что район афелия орбиты Плутона является более эффективным, чем район перигелия.

В этой же таблице приводятся результаты расчетов относительно четырех карликовых и пяти гипотетических планет. Кратко можно напомнить, что за исключением случая Макемаке, все результаты имеют высокие доверительные вероятности.

**Таблица 1.** Результаты расчетов по тестированию узлов относительно отдельных интервалов транснептуновой зоны

Тип комет	Планета – предмет тестирования	Интервал расстояний	$N_0$	$n$	$\sigma$	$t$	$\alpha$
ДПК класса А	Плутон	40.9 – 48.2	10	5.49	2.81	2.16	0.98
ДПК после 2000 г	Плутон	42.0 -49.5	14	7.63	2.81	2.27	0.99
Кометы с $Q > 29.5$ а.е. не пересекающие зоны планет-гигантов	Плутон	45.5 – 49	12	6.17	2.39	2.43	0.99
Кометы с $Q > 38.7$ а.е. после 2000 г	Эрида	38.7 – 89.8	36	24.64	5.01	2.27	0.99
Кометы с $Q > 35.2$ а.е.	Хаумеа	44-50	19	10.39	3.36	2.56	0.99
Кометы с $Q > 38.17$ а.е.	Макемаке	38.7 – 51.6	18	25.48	4.65	1.61	
Кометы с $Q > 28$ а.е.	Гип.пл	28-37.5	60	46.3	6.61	2.1	0.97
Кометы с $Q > 48$ а.е.	Гип. пл.	49.4-57	28	16.6	4.56	2.34	0.99
Кометы с $Q > 100$ а.е.	Гип. пл.	100 - 112	14	8.98	2.40	2.09	0.98
Кометы с $Q > 73$ а.е.	Гип.пл	73-89	25	15.9	4.26	2.14	0.98
Кометы с $Q > 162$ а.е.	Гип.пл.	162 - 179	13	6.48	2.73	2.39	0.99



Таблица 2. Результаты расчетов по тестированию частоты узлов относительно отдельных интервалов транснептуновой зоны.

Тип комет	Планета – предмет тестирования	Интервал расстояний, а.е.	H	h	$\sigma$	t	$\alpha$
Кометы с $Q > 29.5$ а.е.	Плутон	29.5 – 49.5	0.074	0.037	0.016	2.28	0.99
Кометы с $Q > 37.8$ а.е.	Эрида	37.8 -97.6	0.102	0.048	0.038	1.41	0.92
Кометы с $Q > 35.2$ а.е.	Хаумеа	35.2-51.1	0.055	0.032	0.013	1.74	0.96
Кометы с $Q > 38.5$ а.е.	Макемаке	38.5-53.1	0.032	0.027	0.011	0.51	0.69
Кометы с $Q > 122$ а.е.	Гип. планета. источник возм. ГК	122-137	0.02146	0.008	0.003	4.38	0.99

Теперь переходим ко второму варианту анализа узлов кометных орбит, где статистика касается не количества узлов, а их частот. Как было отмечено выше, в этом варианте используется принцип «одна комета – одна плоскость». Результаты проверки приведены в Таблице 2, где H и h являются частотами относительно планетного тела и среднее значение по 67 плоскостям, координаты которых определены из условия равноудаленности полюсов. Смысл остальных обозначений приведен выше. Мы видим, что результаты, за исключением случая Макемаке, являются удовлетворительными или же хорошими. Самой эффективной ( $t = 4.38$ ) оказывается гипотетическая планета, согласно [22] являющаяся, по мнению авторов цитированной работы, источником гиперболических избытков скоростей некоторых комет.

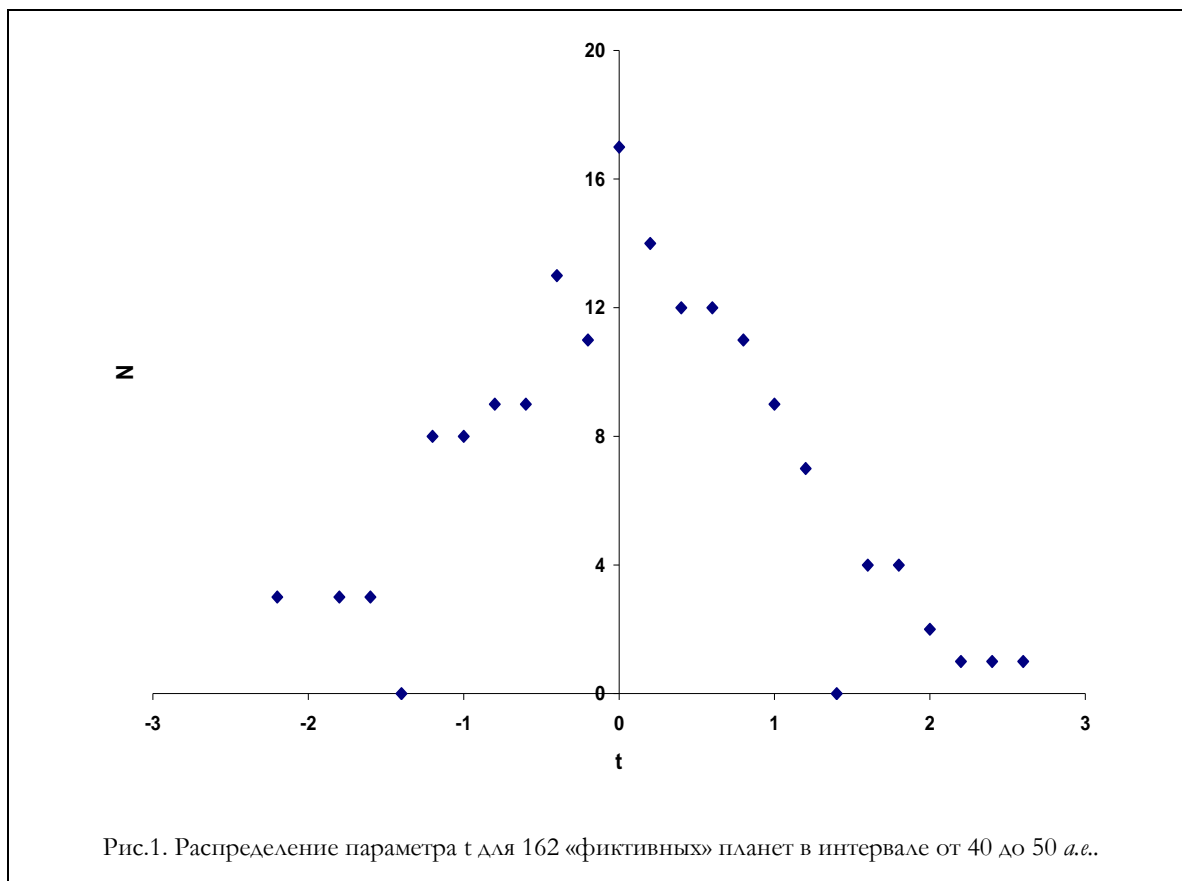
#### О ХАРАКТЕРИСТИКЕ ПАРАМЕТРА t

Значения этого параметра для карликовых планет являются положительными и достаточно высокими. Кроме того, как мы видели в случае Плутона, он склонен к увеличению со временем. Это безусловно свидетельствует о том, что в районах движения таких планетных тел интенсивность комет больше, чем в других зонах. В этом разделе мы попытаемся ответить на вопрос о том, как

вообще должно выглядеть распределение  $N(t)$  для избранных интервалов в транснептуновой зоне.

Чтобы ответить на этот вопрос, постараемся построить распределение параметра t для множества «фиктивных» планет. За основу нашего анализа выберем расстояние от 40 до 50 а.е. и предположим, что там по круговой орбите движется планета с параметрами  $\Omega_p$ ,  $I_p$ . Кстати, выбранный интервал соизмерим с интервалами движения трех планет (Плутона, Макемаке, Хаумеа) и полностью входит в интервал расстояния Эриды. Варьируя параметры  $I_p$  от  $0^\circ$  до  $45^\circ$  с интервалом  $5^\circ$  и  $\Omega_p$  от  $-15^\circ$  до  $345^\circ$  с интервалом  $20^\circ$ , постараемся для каждой планеты решить вышеприведенную задачу относительно ДПК с  $Q > 40$  а.е. и вычислить значение параметра t.

Полученная картина в графическом варианте приведена на Рис.1. Несмотря на отдельные отклонения, распределение близко к нормальному. Центр этого распределения соответствует значению 0. Это означает, что t практически в одинаковой степени может быть и положительным и отрицательным. Кроме того, подавляющее большинство значений с точки зрения статистики находятся в пределах ошибок.



Это еще раз подкрепляет нашу точку зрения о том, что если бы на распределение узлов не оказали влияния планеты, во всех случаях мы должны были иметь  $t$  около нуля.

### О ДРУГИХ КОНТРАГУМЕНТАХ ПО РАБОТАМ О ПЛАНЕТНО-КОМЕТНОЙ СВЯЗИ

Томанов в своих многочисленных работах за 1980 – 1990-х годы уверял своих читателей в том, что в решении задач кометной космогонии вместо понятия сферы действия нужно использовать понятие сферы влияния, объем которой значительно больше. Но в своих последних критических работах он опять возвращается к понятию сферы действия. В цитируемых статьях Калининцева и Томанов ставят требование о том, что минимальное расстояние кометы от орбит транснептуновых планетных тел должно быть меньше радиуса сфер действия. Но реальность этого жесткого условия авторов вызывает сомнения, поскольку не учитывается статистический характер решаемой нами задачи, всевозможные ошибки и т.д. Однако даже это замечание не носит, по нашему

мнению, принципиальный характер. Дело в том, что в своих расчетах авторы получили данные прямо подтверждающие нашу гипотезу. Обратимся к данным таблиц из статей Калининцева и Томанова [16.17]. У 7 из 59 комет минимальное расстояние от Плутона составляет меньше 0.1  $a.e.$  а у 32 - меньше 1  $a.e.$  Непонятно - почему авторы не пытались оценить степень случайности этих величин. Цитируем Томанова [18]: «...Малые значения  $\Delta_{\min}$  свидетельствуют лишь о геометрической близости кометных орбит к орбите Эриды». По Томанову получается, что сама Эрида тут не причем. Тогда не понятно, откуда у кометных орбит такая тяга к ее орбите. Аналогичные суждения можно высказать и относительно минимального межорбитального расстояния Плутон-ДПК. У 4 и 7 ДПК  $r_{\min}$  оказываются меньше 1 и 2  $a.e.$ , соответственно. Опять-таки, если бы авторы могли оценить меру случайности этих значений, то можно было бы считать их критику, как заслуживающую внимания. Но дело только этим не ограничивается. Если авторы исходят из минимальных межорбитальных расстояний, они должны

Таблица 3. К статистике кометных афелиев в транснептуновой области

Инт. Q	28-37.5	37.5-48	48-56.8	56.7-73	73-91	91-97	97-119
N(Q)	23	5	10	2	23	1	27
N <sub>t</sub>	9.5	10.5	8.8	16.3	18	6	22

были бы привлекать к анализу и те кометы, у которых орбиты минимально отклонены от орбит Эриды и Плутона. У таких комет узлы могут быть где угодно. Впрочем, эти вопросы подробно рассмотрены в статье Гулиева [21].

Далее. Калиничева и Томанов [15] пишут: «...Учет негравитационных возмущений не производился, поскольку для почти параболических комет они меньше, чем для короткопериодических, и находятся в пределах ошибки вычислений». Хорошо известно, что параметры  $A_1$  и  $A_2$  негравитационной силы в случае долгопериодических комет иногда на порядок больше, чем у короткопериодических. Это и понятно. Если негравитационная сила связана с физическими процессами на ядрах, как это предполагается в кометной астрономии, то такие процессы на долгопериодических кометах, в среднем, имеют большие масштабы, чем у короткопериодических. Если же она связана с транснептуновыми планетными телами, то и в этом случае долгопериодические кометы больше подвержены ее влиянию, нежели короткопериодические. Да и достаточно взглянуть на каталог Марсдена и Уилямса [19] и провести элементарное сравнение, чтобы понять эту простую истину.

Не меньшее удивление вызывают и средние ошибки элементов орбит древних и современных комет, приведенные Калиничевой и Томановым в цитируемых работах. Было бы хорошо, если бы они более подробно описали - каким образом эти

ошибки были выведены. У нас же имеются очень серьезные сомнения относительно их реальности. Чтобы не быть голословным, ниже приводим сравнение элементов орбит наугад выбранной кометы C/2010 G2 для двух эпох ее наблюдения.

Это сравнение для наугад выбранной кометы (по-видимому, можно было бы найти кометы с лучшими контрастами данных) абсолютно не укладывается в те рамки, которые приводятся в цитируемых статьях. Особенно фантастическими выглядят приведенные ошибки для древних комет. Срок наблюдения их в большинстве случаев составляют не больше 10 дней (как у кометы C/2010 G2 в первый период), да и точности наблюдений были намного ниже нынешнего. Следовательно, расчеты авторов и в этой части не вызывают большого доверия.

Весьма рискованной является попытка авторов интегрировать назад движения долгопериодических комет использованием интегратора Эверхарда. Даже Марсден и его коллеги, имеющие в своем распоряжении мощные информационные и вычислительные ресурсы, довольствовались лишь вычислением «первоначальных» и «будущих» орбит, при этом эти исследователи проводят градации полученного материала по точности (1A, 1B, 2A и 2B). Интегрируя кометную орбиту в транснептуновой зоне, не имея достаточного знания об источниках возмущения, без учета негравитационных сил т.д., дело, мягко говоря, рискованное.

Однако основные допущения

C/2010 G2 (Hill) 2010-H25 T 2011 Aug. 28.978 TT q 2.00883 (2000.0) e 1.0 Peri. 136.220 Node 247.034 Incl. 104.136 From 97 observations 2010 Apr. 10-18.	C/2010 G2 (Hill) T 2011 Sept. 2.0079 TT q 1.980520 (2000.0) e 0.979484 Peri. 137.4204 Node 246.7652 Incl. 103.7294 From 266 observations 2010 Apr. 10-June 12.
--	---

Калиничевой, Томанова не ограничиваются вышеперечисленными. Авторы пишут: «...наибольшее сближение Плутона и кометы может быть достигнуто не более чем через  $\sim 100$  лет от момента прохождения через перигелий». Ни в одной из наших обсуждаемых работ не говорится о том, что некоторые ДПК буквально недавно (даже в течение последних 3000 лет) имели тесные сближения с транснептуновыми телами. В работе [10] даже вводится ограничение:  $P > 1000$  лет для изучаемых комет, с установкой на то, что их контакты с планетами могли иметь место много тысяч лет назад.

### О СТЕПЕНИ РЕАЛЬНОСТИ ТРАНСНЕПТУНОВЫХ КОМЕТНЫХ СЕМЕЙСТВ

В свете резкого увеличения за последние годы количества открытых комет, в том числе и транснептуновых, есть настоятельная необходимость проверки результатов работы Гулиева и Дадашова [5] более чем 20-летней давности. Помимо увеличения численности транснептуновых кометных групп, появление новых также не исключается.

Напомним, что при исследовании транснептуновых групп в наших работах ставятся следующие условия:

1. Концентрация афелиев промежуточных комет (в данном случае от 28 до 119 а.е.) в избранных интервалах гелиоцентрических ( $\Delta R$ ) расстояний должна выходить за рамки случайности.
2. Афелии или перигелии кометных орбит по широтам должны концентрироваться вблизи определенной плоскости с параметрами  $\Omega_p; I_p$ . При этом концентрация должна удовлетворять требованиям статистических критериев.
3. В найденной плоскости с параметрами  $\Omega_p$  и  $I_p$  на интервале  $\Delta R$  или его подинтервалах должен быть также значимый избыток узлов ДПК.
4. Следует также ожидать, что кометы, попавшие по узлам и афелиям в выделенные группы, могут иметь специфические отличия от остальных ДПК.

Последнее условие является как бы дополнительным и не совсем обязательным,

так как его выполнение лишь усиливает предположение относительно относительно транснептуновых групп и их родоначальниц, а невыполнение вовсе не принижает значимости рабочей гипотезы.

Для проверки первого условия используем более жесткий статистический подход, нежели в [5]. Исследуемую область  $R$  от 28 до 119 а.е. разобьем на неравные интервалы так, чтобы некоторые из них совпали с интервалами предполагаемых сгущений  $Q$  (Табл.3). В третьей строке таблицы разместим частоты афелиев в случае их равномерного распределения в исследуемом интервале.

Для проверки гипотезы согласия данных второй и третьей строк Таблицы 3 применим два критерия согласия –  $\chi^2$  Пирсона и Колмогорова-Смирнова. В первом случае суммарная  $\chi^2$  - вероятность двух распределений, составляет 41.5, а вероятность их согласия – меньше 0.01. Во втором случае значение параметра  $\lambda$  критерия составляет 1.4, а вероятность согласия распределений около 0.04. Немаловажно, что оба статистических параметра склонны к увеличению со временем. Следовательно, распределение афелийных расстояний промежуточных комет далеко не равномерно. Объяснение этого факта какими-то динамическими факторами, например резонансами, или неизвестной особенностью определения  $1/a$ , нам неизвестно.

Анализ начнем с группы комет с  $Q$  от 28 до 38 а.е. На основании изучения этой группы была построена рабочая гипотеза [4] о существовании в зоне Нептун-Плутон планетного тела, перешедшая затем в настоящую гипотезу. В момент появления этой гипотезы количество комет было всего лишь 10. Две из них были отнесены к семейству Плутона. У шести из остальных 8 обнаружена резкая концентрация вблизи плоскости с параметрами  $I_p = 30^{\circ}.5$ ;  $\Omega_p = 287^{\circ}.3$ . К настоящему времени численность группы увеличилась до 21. Поэтому результаты проверки работы на основе новых данных представляет несомненный интерес.

Из 21 кометы две (C/2002 A1 и C/2002 A2) с большой долей вероятности являются фрагментами одной разделившейся кометы.

Таблица 4. Периодические кометы, возможные члены семейства Плутона

комета	Q	R	B'
C/1998Y1	44.16	42.77	-0.86
C/2000B4	29.19	36	-0.21
C/2001M10	48.02	46.59	4.99
C/2010 E5	45.7	42.4	-4.24

В дальнейшем анализе будем использовать данные для одной из них. Только у 4 комет широты перигелиев относительно плоскости движения Нептуна составляют меньше  $10^{\circ}$ . Поэтому сегодня, как и 20 лет назад, трудно назвать эту группу семейством Нептуна. У 2 комет широты перигелия относительно плоскости движения Плутона составляют около  $7^{\circ}$ .

Расчеты, применяемые в работе [5], выявили следующую картину. Перигелии 10 из 18 комет имеют тенденцию концентрироваться вблизи плоскости

$$I_p = 25^{\circ}.76; \quad \Omega_p = 273^{\circ}.03 \quad (1)$$

в пределах от  $-7^{\circ}.48$  до  $8^{\circ}.31$ . Если бы мы не исключили комету C/2002 A2, то количество таких комет было бы 11. Вероятность случайности этого события чрезвычайно мала и выходит за рамки общепринятых ошибок. Вычисленная плоскость немного отличается от плоскости, вычисленной в статье Гулиева [4]. Следовательно, спустя более 20 лет обнаруженная картина для «нептуновых» комет остается в силе, несмотря на то, что после открытия каждой кометы этой категории положение плоскости минимальной дисперсии незначительно изменяется. Что касается перигелиев оставшихся 8 комет, то расчеты по ним выявили достаточно интересную картину. Оказалось, что 5 из них расположены вблизи плоскости с параметрами  $\Omega_p = 264^{\circ}.4$ ;  $I_p = 43^{\circ}.71$ . Следовательно, мы имеем возможность выдвинуть рабочую гипотезу о существовании еще одной группы среди рассматриваемых комет. Ее состоятельность может быть объектом дальнейшего анализа по мере открытия новых комет.

Теперь проверим выполнение третьего условия для данной группы комет. Расчеты показывают, что плоскость (1) на расстояниях пересекает орбиты 60 комет с  $Q > 28$  а.е. Аналогичные расчеты для 67 других плоскостей, удаленных друг от друга одинаковыми расстояниями полюсов, дают картину, отраженную в соответствующей строке Таблицы 1.

При этом, варьируя положение плоскости в пределах статистических весов, можно найти такие пары, при которых значение  $t$  станет 3.4. Что касается второй плоскости, то по ней мы нашли менее уверенный результат для параметра  $t$  (1.2).

В некоторых наших ранних работах [25,26] обсуждался вопрос о существовании семейства Плутона среди комет с  $Q < 52$  а.е. При этом мы исходили из близости кометных афелиев по широте и по расстоянию от орбиты планеты. Оказалось, что в этом смысле только две кометы представляют определенный интерес. Анализ новейших данных показывает, что к настоящему времени количество таких комет увеличилось до шести. В Таблице 4 приводим список других четырех комет, открытых после публикации цитируемых работ.

Видно, что их афелийные расстояния вполне соизмеримы с расстоянием планеты R в соответствующих долготах, а широты перигелиев относительно плоскости движения Плутона в среднем такого же порядка, как и у комет семейства Юпитера относительно плоскости его движения. По нашему мнению, установить природу связи перечисленных комет с Плутоном (если таковая действительно имеется) путем интегрирования их орбит назад, предельно сложно. Для этого, прежде всего, кометные орбиты должны иметь

достаточно высокую точность, должны быть известны все источники возмущения и т.д.

### О ДВУХ ТРАНСПЛУТОНОВЫХ КОМЕТНЫХ СЕМЕЙСТВАХ

Томанов [17] пытается вести независимое исследование кометных групп на расстояниях 48-57 *a.e.* и 102-112 *a.e.* Группировка кометных афелиев в этих зонах вроде бы им не оспаривается, однако факт наличия избытка узлов долгопериодических комет в указанных интервалах ставится под сомнение. В этой связи мы решили заново рассмотреть результаты работ [5.6] с учетом данных по новым кометам с соответствующими характеристиками. Напомним, что в первой из указанных статей вычислена следующая плоскость минимальных дисперсий афелиев для кометной группы с  $Q$  от 48 до 57 *a.e.*

$$I_p = 29^{\circ}.6; \quad \Omega_p = 272^{\circ}.9. \quad (2)$$

Томанов же, анализируя нашу гипотезу, по неизвестным причинам исследует кометные данные относительно плоскости

$$I_p = 29^{\circ}.6; \quad \Omega_p = 262^{\circ}.9$$

и делает определенные критические выводы по нашим результатам. Поскольку имеет место явная подмена плоскостей, результаты соответствующих расчетов автора не заслуживают внимания и проверки. Заметим, что вопрос избытка узлов относительно плоскости (2) рассматривался в наших работах неоднократно. Тем не менее, учитывая пополнения кометной системы и уточнения орбит некоторых комет, вернемся к этому вопросу еще раз исходя из данных каталога Марсдена и Уилямса [19] и Циркуляров МРЕС дальнейшего периода. В настоящее время известны 10 комет с афелиями от 48 до 57 *a.e.* Расчеты показывают, что у четырех из них (35P, 109P, C/1984 A1 и C/2001 M10) афелии имеют отклонения от плоскости

$$I_p = 29^{\circ}.3 \quad \Omega_p = 289^{\circ}.5; \quad (3)$$

в пределах от  $-2^{\circ}.3$  до  $4^{\circ}.0$ . Состав кометного списка и полученная плоскость имеют небольшое отклонение от данных работы Гулиева и Дадашова [5].

Теперь проведем расчеты узлов ДПК относительно плоскости (3). По данным нашего списка эту плоскость на интервале 48 – 57 *a.e.* пересекают 28 ДПК с  $Q > 48$  *a.e.* Это много или мало? Чтобы ответить на этот вопрос мы применили тестирование узлов на указанном интервале, которое привело к следующим величинам

$$N_0 = 20.2; \quad \sigma = 4.82; \quad t = 1.62$$

Последнее значение несколько меньше требуемого 1.96. Поэтому было решено найти подинтервал, где можно получить желаемое значение  $t$ . Оказалось, что если за основу брать интервал 49.4 – 57.0 *a.e.*, то можно получить следующую картину, отраженную в соответствующей строке Таблицы 1.

В данном случае параметр  $t$  имеет достаточно значимое значение (2.34). Учитывая статистический характер решаемой задачи и точность использованных данных можно говорить о правомочности указанной подмены базового интервала.

Аналогичный анализ проделан относительно кометной группы с  $Q$  от 99 до 117 *a.e.* За счет открытий последних лет концентрация афелиев в этой зоне не только сохранилась, но и стала еще заметнее. Правда, при этом границы  $Q$  несколько увеличились и стали 97 и 118 *a.e.*, соответственно. Этой зоне в настоящее время соответствуют данные для 25 комет. Расчеты показывают, что у 11 из них афелии сконцентрированы в широтах от  $6^{\circ}.0$  до  $-9^{\circ}.5$  относительно плоскости с параметрами  $I_p = 29^{\circ}.8; \quad \Omega_p = 351^{\circ}.7$ . У остальных широты варьируются в пределах от  $-56^{\circ}$  до  $78^{\circ}$ . Для определения вероятности сгущения афелиев вблизи малых значений мы использовали критерий Колмогорова-Смирнова, который показал результат больше 0.95. Следовательно, результаты работы Гулиева [4] до сих пор сохраняют силу.

Теперь коротко относительно расположения узлов на вычисленной плоскости. Тестирование дает значение  $t$  для указанной зоны 1.42. Однако, если использовать интервал 100 – 112 *a.e.*, то значение параметра  $t$  оказывается 2.1. (Табл.1, десятая строка).

Таким образом, замечание Томанова относительно отсутствия избытков узлов в указанных двух зонах не правомочно и его критика не приемлема.

### **О КОМЕТНЫХ ГРУППАХ С Q ОТ 73 ДО 90 А.Е. И ОТ 156 ДО 186 А.Е.**

Несмотря на то, что в интервале 73-89 а.е. было определенное сгущение афелиев, найти следы их концентраций вблизи определенной плоскости в работе Гулиева и Дадашова [5] не удавалось. В период выполнения цитируемой работы количество таких комет было 11, однако к настоящему времени оно увеличилось до 23. Расчеты, проведенные на базе алгоритма, описанного в указанной работе, показывают, что перигелии у 9 из них расположены вблизи плоскости  $I_p = 38^{\circ}.25$ ;  $\Omega_p = 356^{\circ}.41$  в широтах от  $-8^{\circ}.85$  до  $8^{\circ}.86$ . Применение критерия Колмогорова-Смирнова показывает, что отклонение от равномерного распределения имеет вероятность около 0.96 (параметр критерия  $\lambda = 2.0$ ). Однако найти какой-либо признак избытка узлов ДПК относительно этой плоскости удалось только после вариации плоскости с учетом среднеквадратичных отклонений  $I_p$  и  $\Omega_p$ . В частности для зоны  $I_p = 37^{\circ}$ ;  $\Omega_p = 356^{\circ}$  и  $75 < R < 89$  а.е. найдена картина, отраженная в предпоследней строке Таблицы 1.

Поэтому, с определенной оговоркой, можно говорить, что все три вышеприведенные условия выполняются и для этой группы.

Существование группы из комет с Q в пределах 160 - 180 а.е. предполагалось в работе Гулиева [27]. Однако эта группа осталась малоизученной, в виду ограниченности данных. В настоящее время известны 15 комет с Q от 156 до 186 а.е. Перигелии 7 из них (C/1973 N1, C/1935 A1, C/1936 O1, C/1973 N1, C/1811 W1, C/1961 T1, C/1987 B2) распределены в пределах от -30.8 до 90.84 от плоскости с параметрами  $I_p = 41.95$ ;  $\Omega_p = 88.53$ . Вероятность такого расположения перигелиев выходит за рамки случайностей. Кроме того, расчеты показали, что пояс, охваченный расстояниями от 161.4 до 172.7 а.е. в этой плоскости, пересекают 8 ДПК. Доверительная

вероятность избыточности этой величины составляет около 0.9. Однако расчеты показывают, что если слегка варьировать параметры  $I_p$  и  $\Omega_p$  с учетом их среднеквадратичных отклонений, можно добиться желаемого значения t. В частности, если за основу брать зону

$I_p = 41^{\circ}.95$ ;  $\Omega_p = 86^{\circ}.5$ ;  $161.8 < R < 179$  а.е., то получим соответствующую картину, отраженную в последней строке Таблицы 1.

### **ГИПОТЕЗА МЕЖЗВЕЗДНОГО ПРОИСХОЖДЕНИЯ КОМЕТ И РАСПРЕДЕЛЕНИЕ ПЕРИГЕЛИЕВ ДПК**

Предложенная нами модель трансфера комет из транснептуновой области, абсолютно не совместима с гипотезой, которую в течение нескольких десятилетий отстаивает Томанов и его коллеги. Возможно, причины неоднократных попыток критики нашего подхода следует искать именно в этом. В частности, в недавней работе [23] Томанова, где перебирая различные гипотезы и концепции происхождения комет, он снова возвращается к межзвездной гипотезе. По его мнению, она лучше других объясняет наблюдаемые особенности ДПК. Эта гипотеза неоднократно рассматривалась нами [14,28] и были установлены ее основные недостатки. Главным из них является то, что нет достаточно четкой концентрации кометных перигелиев в направлении апекса пекулярного движения Солнца. При отсутствии такой концентрации все остальные аргументы теряют смысл, так как они в самой концепции занимают второстепенные позиции.

В работе [28] мы установили, что на небесной сфере есть области, где количество перигелиев ДПК значительно больше, чем в апексальной зоне адекватной площади. Такие области выбирались наугад, хотя способ выбора в данном случае особой роли не играет. В настоящей работе мы вынуждены еще раз вернуться к этому вопросу. Однако в отличие от цитируемой работы, точки сравнения на небесной сфере выберем исходя из более строгих принципов. На северной полусфере относительно эклиптики выберем 73 точки так, чтобы они по параметрам  $L$  и  $\sin B$  распределялись равномерно.

Таблица 5. Результаты статистики перигелиев на север от эклиптики

$\theta$	$N_0$	$n$	$\sigma$	$t$	$\alpha$	$k$
$10^\circ$	11	8.5	4.5	0.55	0.30	15
$20^\circ$	47	40.2	12.8	0.53	0.28	17
$30^\circ$	90	77.0	22.3	0.58	0.29	13
$40^\circ$	147	130.4	25.3	0.66	0.50	20

Проведем подсчет  $10^\circ$ ,  $20^\circ$ ,  $30^\circ$  и  $40^\circ$ – окрестности каждой из них на предмет населенности кометными перигелиями. В результате окажется, что указанным окрестностям солнечного апекса соответствуют перигелии 11, 47, 90 и 147 комет, соответственно. Результаты проведенной статистики приводятся в Таблице 5. Здесь  $N_0$ ,  $n$ ,  $\sigma$ ,  $t$  и  $\alpha$  означают количество перигелиев в  $\theta$ –окрестности апекса, среднее значение перигелиев по окрестностям 73 точек, стандартно, нормированная разность и доверительная вероятность разницы  $N_0 - n$ . Через  $k$  обозначено количество зон, где численность перигелиев больше, чем в апексальной зоне.

Как видно из таблицы, некоторое превосходство параметра  $N_0$  над  $n$  существует, однако его доверительная вероятность, определяемая по распределению Стьюдента, не превышает 0.5 и находится в пределах ошибок. Также видно и то, что в каждом конкретном случае есть значительное количество зон, где численность перигелиев больше, чем в апексальной зоне. Все это говорит о том, что распределение перигелиев не соответствует положениям рассматриваемого варианта гипотезы межзвездного происхождения ДПК. Одновременно мы вынуждены еще раз напомнить, что по нашим расчетам указанное распределение характеризуется явной (статистически достоверной) перенаселенностью перигелиев в поясе вблизи плоскости  $I_p = 86^\circ$ ;  $\Omega_p = 273^\circ$ . Вблизи этой плоскости количество афелиев промежуточных комет и узлов орбит ДПК увеличивается в интервале 250–400 *a.e.* Все эти три факта в совокупности с большой долей вероятности говорят о наличии мощного кометного источника в указанной зоне.

Наконец, исследование проблемы происхождения короткоперигелийных комет в контексте межзвездной концепции [29] также

не может считаться удачным в методологическом плане. В цитируемом источнике проигнорирован факт разделения сангрейзеров на отдельные группы. Перигелии орбит даже крейцовых комет, не говоря о других, значительно отклоняются от апекса. И, самое главное, не учтен факт чрезмерной молодости системы короткоперигелийных комет. Многие из таких комет погибают буквально на глазах у наблюдателей. Впрочем, не имея возможности широко дискутировать этот вопрос в настоящей статье, отсылаем читателя к комплексным исследованиям Гулиева [20], выполненным сравнительно недавно.

Существование в межзвездном пространстве кометных ядер вполне возможно, однако вероятность проникновения их в Солнечную систему является предметом отдельного исследования. Имея наблюдательные подтверждения наличия в Солнечной системе мощного источника льдисто-каменных тел, искать источник комет вне Солнечной системы – дело рискованное, прежде всего в плане методологии.

## ЗАКЛЮЧЕНИЕ

Несмотря на практическое удвоение количества комет, открытых с 1980-х годов, результаты работ [5,6,14] сохраняют силу. В ходе соответствующих расчетов нам удалось вычислить более точные данные по каждому семейству. Вдобавок, в настоящей статье доказано существование еще одного семейства комет с афелийными расстояниями от 73 до 90 *a.e.* Мы нашли ряд новых аргументов в пользу участия транснептуновых тел, в т.ч. карликовых планет, в пополнении системы наблюдаемых комет. Одновременно, есть много косвенных аргументов, основанных на кометных данных, свидетельствующих о том, что количество планетных тел – инжекторов комет, намного больше. Детальный анализ контраргументов Томанова и его коллег по этой части показал, что они поверхностны и



тенденциозны, а иногда явно ошибочны. Интегрирование орбит долгопериодических комет назад в пределах до 3000 лет, если даже оно проделано предельно корректно - с учетом негравитационных эффектов и всех источников возмущения, не в состоянии выявить степень взаимосвязи комет и транснептуновых планетных тел. Во всяком случае, такое предположение относительно периода времени нами нигде не сделано, и оно наивно по своей сути. Приведенные в этой работе конкретные количественные данные и соображения логического характера еще раз доказывают перспективность идеи о взаимосвязи некоторой части ДПК и транснептуновых планетных тел. Эта идея абсолютно не противоречит идее о миграции периодических и промежуточных комет (типа кометы Галлея) из транснептуновой зоны в результате длительного и накопленного возмущающего действия планет-гигантов [30,31]. Наоборот, по нашему мнению, учет влияний карликовых планет в соответствующих численных и модельных расчетах увеличит их эффективность в плане соответствия фактическим данным.

#### СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

- Kritzingер Н. Н., Hypothesische transneptunische planeten, **Die Sterne**, 1963. v. 33. n. 1/2, pp. 6–9.
- Whipple F. L., Evidence for a comet belt beyond Neptune, **Nat. Acad. Sci. Proc.**, 1964. v. 54. p. 711.
- Opik E. J., Comet families and transneptunian planet, **Irish. Astron. J.**, 1971, v. 10. n.1–2, pp. 35–92.
- Гулиев А. С., О возможности существования в зоне Нептун–Плутон неизвестной планеты, **Кинематика и физика небесн. тел.**, 1987, т. 3, n.2, сс. 28–33.
- Гулиев А. С., Дадашов А. С., О транснептуновых кометных семействах, **Астрон. вестник.**, 1989, т.23, n.1, сс. 88–95.
- Гулиев А. С., О возможности существовании двух транснептуновых планет, **Письма в АЖ**. 1992, т18, n.2, сс. 182–188.
- Шульман Л.М., Происхождения комет, **Вісник астрон. школы**, 2003, т.4, n. 2, сс. 43–54.
- Shulman L.M. Origin of comets, **Astronomy and Space Physics at Kyiv University, Programme and book of abstracts**, 2005, pp. 41–42.
- Дробышевский Э.М., Крупномасштабная электрохимия в ледяных луноподобных телах и природа малых тел Солнечной системы, **Препринт Физико-Технического Института им. Иоффе**, 1984, n.897, 22 с.
- Гулиев А.С., Набиев Ш.А., Плутон и кометы. 1. Существует ли группа комет. связанная с Плутоном, **Кинематика и физика небесных тел.**, 2001, т.18, n.6. сс. 525- 531.
- Гулиев А.С., Набиев Ш.А., Плутон и кометы.2. Особенности кометной группы. имеющей возможную связь с Плутоном, **Кинематика и физика небесных тел.**, 2004, т. 20, n. 3, сс. 283-288.
- Гулиев А.С., Набиев Ш.А., Плутон и кометы.3. Возможные механизмы взаимосвязи комет с Плутоном. **Кинематика и физика небесных тел.**, 2005, т. 21, n.1, сс. 53-59.
- Гулиев А. С., Транснептуновый объект 2003 UB 313 как источник комет, **Астрон. Вестник**, 2007, т. 41, n. 1, сс. 51–60.
- Гулиев А.С., Результаты исследования узловых расстояний долгопериодических комет, **Кинематика и физика небесн.тел.**, 1999, т. 15, n.1, сс. 85-92.
- Калиничева О.В., Томанов В.П., Об отсутствии связи кометных орбит с Плутоном, **Астрономический Вестник**, 2009, т. 43, n. 6, сс.520-523.
- Калиничева О.В., Томанов В.П., О гипотезе генетической связи комет с Плутоном и с транснептуновым объектом 2003 UB 313, **Кинематика и физика небесных тел.**, 2009, т. 25, n.5, сс. 355-363.
- Томанов В.П., О связи комет с планетами, **Кинематика и физика небесных тел.**, 2007, т. 23, n. 5, сс. 273-285.
- Томанов В.П., О космогонических выводах в статье А.С.Гулиева «Транснептуновый объект 2003 UB 313 как источник комет», **Астрономический Вестник**, т. 43, n. 6, сс. 575-576.
- Marsden B.G., Williams G.V., Catalogue of Cometary Orbits, **16th edition, SAO. Solar. Stellar & Planetary Science Division**, Cambridge, 2008, 197 p.
- Гулиев А.С., Происхождение короткопериодических комет, Баку, «ЭЛМ», 2010, 151с.
- Гулиев А. С., О связи долгопериодических комет с известными и неизвестными планетами, **Письма в АЖ**, 2007, т. 33, n. 7, сс. 631-640.
- Guliyev A.S., Dadashov A.S., On hyperbolic comets, **Proceedings of the International Astronomical Union**, 2010, v. 5, pp. 81-84.
- Томанов В.П., О происхождении комет, **Кинематика и физика небесных тел.**, 2009, т. 25, n.5, сс. 327-354.
- Schute C. H., Two new families of comets, **Pop. Astron.**, 1949, n.57, pp. 76–78.

25. Гулиев А.С., О существовании кометного семейства Плутона, **Кометный Циркуляр**, 1980, n. 267, с. 4.
26. Гулиев А.С., О существовании кометного семейства Плутона, **Цирк. Шемахинской астрофизической обсерватории**, 1983, n. 70, сс. 20-26.
27. Гулиев А.С., Об одном трансплутоновом кометном семействе, **Кинематика и физика небесных тел.**, 1994, т. 11, n. 2, сс. 44-46.
28. Гулиев А. С., Об одном варианте межзвездной гипотезы происхождения комет, **Кинематика и физика небесных тел.**, 1985, т. 1, n. 3, сс. 47-52.
29. Томанов В.П., Кузмищев В.В., Короткоперигелийные кометы, **Кинематика и физика небесных тел.**, 2006, т. 22, n. 5, сс. 374-384.
30. Emel'yanenko V.V., Dynamical evolution of comets from high-eccentricity trans-Neptunian orbits to near-Earth space, **Dynamics of Populations of Planetary Systems, Proceedings IAU Colloquium N197**, 2005, pp. 323-328.
31. Kiseleva E.L., Emel'yanenko V.V., Trans-Neptunian Objects as a Source of Jupiter-Family Comets, **Proceedings IAU Symposium №236**, 2006, Praha, Czech Republic, pp.119-122.

## KOMETLƏR VƏ TRANSNEPTUN PLANET CISİMLƏRİ

Ə.S.Quliyev

Transneptun komet ailələri üzrə nəticələri ən son verilənlər əsasında təhlil olunmuşdur. Dörd komet ailəsinin varlığı öz təsdiqini tapır. Müvafiq komet ailələri üzrə perihelilərin qruplaşdığı müstəvilərin parametrləri dəqiələşdirilmişdir. Afeli məsafələri 29 a.v. - dən 38 -ə qədər olan komet qrupunun ikili xarakteri izlənilir. Afeli məsafələri 73 – 90 a.v. təşkil edən komet ailəsinin reallığı təsdiq olunmuşdur. Cırıtdan planetlərdən Pluton, Eris, Makemake və Haumeanın hərəkət zonalarında komet düyün nöqtələrinin faktı təsdiq olunmuşdur. Baxılan ailələrə və transneptun zonasından komet transferinə aid bəzi tənqidi qeydlər məqalədə təhlil edilmişir. Məqalədə müşahidə olunan komet sisteminin artımında transneptun cisimlərinin iştirakına aid yeni arqumentlər tapılmışdır.

**Açar sözlər:** cırıtdan planetlər, komet ailələri, transneptun cisimləri, naməlum planetlər

## COMETS AND TRANSNEPTUNIAN PLANETARY BODIES

A.S Guliyev

Analyses of results on transneptunian cometary families are delaminated in details with an allowance for the newest data. The assumption of existence of four families is confirmed completely. Parameters of planes near which perihelion of comets of corresponding families are grouped are specified. It is observed bifurcation of family of comets with aphelion distances from 29 up to 38 a.u. The results confirming a reality of existence of cometary family with aphelion distances from 73 up to 90 a.u are received. New data about overpopulation of cometary nodes in zones of movement of dwarf planets: Pluto, Eris, Makemake and Haumea are obtained. Critical remarks, concerning these families and an opportunity of a transfer of comets from transneptunian zones are considered in details. New arguments in favour of participation transneptunian bodies in observable comets system's completion are found in the article.

**Key words:** dwarf planets, comet family, transneptunian bodies, unknown planets

## ПЕРЕМЕННОСТЬ БЛЕСКА И УФ-СПЕКТРА DR TAU

© 2011 г. Н.З. Исмаилов, А.Н.Адыегалзаде, Г.Р.Бахаудинова

*Бакинский Государственный Университет*

*Шамахинская Астрофизическая Обсерватория им Н.Туси НАН Азербайджана  
(box1955n@yahoo.com)*

Приводятся результаты исследований многолетних УФ спектральных и фотометрических наблюдений звезды типа Т Тельца DR Тау. Показано, что переменность блеска носит иррегулярный характер, наблюдается сезонное изменение с амплитудой более  $2^m$  в V-полосе при постоянном уровне среднегодового значения. По фотометрическим V-значениям блеска обнаруживается два значимого периода,  $P_1=5.48$  и  $P_2=7.44$ , которые наблюдаются только в отдельные годы. Спектральный класс по абсорбционному УФ спектру определен как K5-M0. Выявлены группы спектральных линий, переменность которых имеет сходную картину.

**Ключевые слова:** молодые звезды, фотометрия, УФ спектроскопия, переменность, DR Tau

### ВВЕДЕНИЕ

DR Тау является одной из классических звезд типа Т Тельца. В начале 1979 г., после вспышки, блеск звезды увеличился на  $\sim 3^m$  [1] и после этого остается на уровне  $V \sim 11^m-12^m$ , при этом меняется с амплитудой  $\Delta V \sim 1^m-3^m$  [2]. По мнению ряда авторов, такая переменность может быть связана с присутствием горячего или холодного пятна на поверхности звезды [3-5], а также сильным вуалированием оптического спектра [6]. В Табл.1 собраны параметры звезды, полученные разными авторами.

По данным фотометрических наблюдений разные авторы обнаруживали периоды, отличающиеся на несколько дней [12-14]. Недавно Перси и др. [15] был найден период 5.0 дней.

Спектральные наблюдения показали, что эмиссионный спектр меняется в течение нескольких часов [16, 17]. В работе [18] показано, что по изменениям эмиссионного спектра и степени вуалирования, данные можно объяснить в рамках концепции магнитосферной аккреции, однако возникают

трудности с объяснением профилей водородных линий при предположении о постоянстве темпа аккреции в дипольном магнитном поле.

Долговременные спектральные наблюдения (Аленкар и др. [19]) не обнаружили каких-либо периодических изменений в спектре звезды. Однако по данным [18], сильные эмиссионные линии показывают периодическую переменность с периодом 4.5-5.0 дней.

Кроме того, еще Джон и Басри [20] обнаруживали изменения в компонентах линии H $\alpha$  с периодом 5.1 дней.

В работах Кравцовой и Ламзина [21] и Ардила и др. [22] было показано существование абсорбционного Р Cуг-компонента. В целом, DR Тау выделяется необычными свойствами и по аккреции, и истечению вещества от других звезд типа Т Тельца. Целью настоящей работы является исследование результатов фотометрических и УФ-спектральных наблюдений звезды.

**Таблица.1.** Параметры звезды DR Тау

Параметр	Масса $M_*$	Возраст $t$ (год)	Температура $T_{eff}$ (K)	Светимость $L_*(L_\odot)$	Радиус $R_*(a.e.)$	Межзв. погл. $A_V$ (mag)	Экв.ширина $W$ (H $\alpha$ )	Фотометрическая величина $R$ (mag)
Значение	0.74	7.20E+05	4060	2.50	1.2	0.95	77	10.91
Ссылки	[7]	[7]	[8]	[9]	[10]	[8]	[11]	[10]

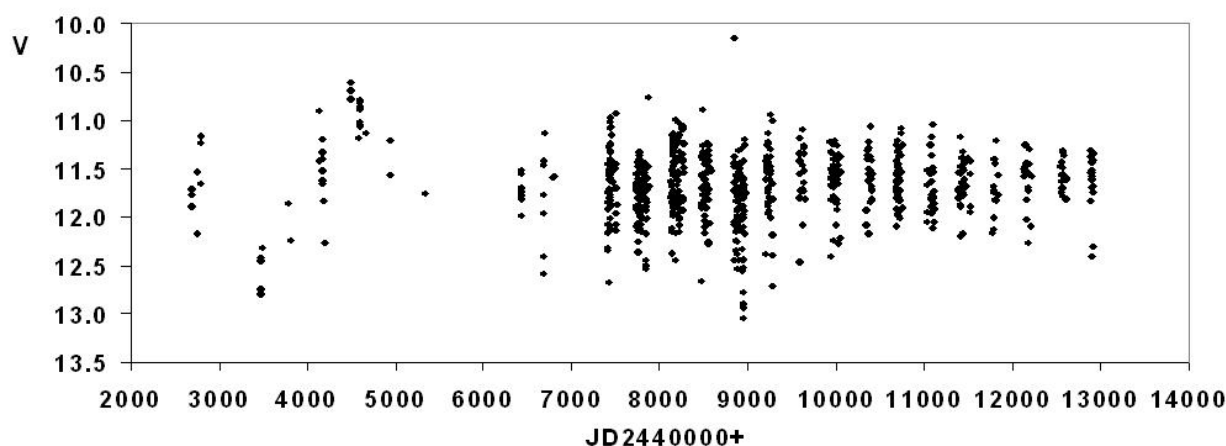


Рис.1. Сводная кривая блеска DR Тау.

## ФОТОМЕТРИЯ

UBVRI- величины нами были собраны по литературным данным, накопленным в архивах [23, 24]. На Рис.1 приведена сводная кривая блеска звезды в V-полосе. Данные охватывают временной интервал наблюдений около 28 лет (с 1975 по 2003 г.). Всего было использовано около 800 оценок в фильтрах В и V, около 300 - в фильтре U. Для поиска периодов нами был применен метод Скаргла [25], позже усовершенствованный в работе [26].

Как видно из этого рисунка, после подъема блеска в 1979 г. [1], наблюдается значительное изменение его около примерно постоянного среднего, и поэтому мы отнесли эту звезду ко II-ому типу по нашей схеме классификации кривых блеска молодых звезд [27].

Как известно, большинство звезд типа Т Тельца имеют периоды осевого вращения в интервале 2-10 *дней* [28]. С целью поиска периодов в интервале 1-50 *дней* весь массив данных V-значений блеска был разбит по отдельным сезонам наблюдений. Всего было получено 16 отдельных массивов, по которым вычисление спектра мощности и окна были выполнены отдельно. Выбор наиболее достоверного периода из вероятных периодов выполнялся по двум основным требованиям: 1) спектр мощности должен быть наибольшим, 2) повторяемость по различным массивам должна быть наибольшей. Кроме того, также проверялось существование близких значений периодов по данным других авторов.

На Рис.2 приведена одна из типичных

периодограмм по данным наблюдений за промежуток времени 26.08.1990 - 13.01.1991. Наблюдаемые здесь пики соответствуют положениям периодов  $P_1=5.^d8\pm 0.1$  и  $P_2=7.^d4\pm 0.1$ . Такие диаграммы были построены для каждого из сезонных массивов. В Табл.2 приведены результаты нашего анализа по всем массивам. Как видно, из выбранных частот наиболее сильные пики соответствуют значениям периодов 5.8 и 7.4 *дня*.

Как видно из Табл.2, из 16 разных массивов наиболее часто с наибольшим значением мощности обнаруживаются всего два периода: периоды  $P_1=5.^d8$  и  $P_2=7.^d4$ . Мы проверили периодограммы, полученные для DR Тау по данным [23], где был приведен спектр мощности в цифровом виде по фотометрическим данным. Здесь приведенные данные также однозначно показывают существование наиболее значимых двух периодов  $P_1=5.^d8$  и  $P_2=7.^d4$ . Однако, эти периоды слабы или вовсе не выявляются по остальным массивам данных. Значимость полученных значений периодов составляет 25-30%.

Для изучения статистического распределения блеска звезды были построены диаграммы распределения блеска по отдельным фотометрическим полосам. На Рис.3 приведены такие диаграммы для UBVRI-полос. Диаграммы показывают, как статистически распределяется блеск звезды по всем наблюдаемым состояниям, начиная от минимального значения блеска и до максимального, с шагом  $0.^m1$  в каждой

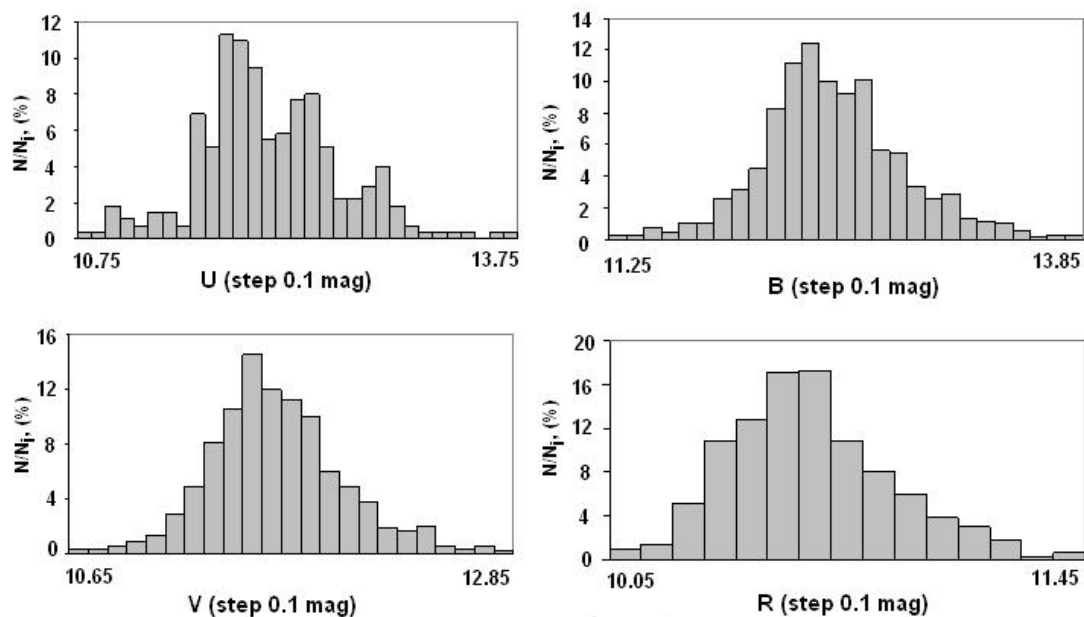


Рис.3. Диаграммы распределения блеска по отдельным UBVR- полосам для DR Тау. По абсциссе показаны границы наблюдаемого блеска от максимума до минимума яркости, каждый столбик соответствует шагу  $0.^m1$ .

фотометрической полосе. По ординате приводится количество наблюдаемых значений блеска при данном значении в процентах, относительно всех наблюдений. По абсциссе показаны границы наблюдаемого блеска от максимума до минимума яркости, а ширина каждого столбца соответствует шагу  $0.^m1$ .

По диаграммам можно определить максимальный интервал изменения блеска звезды по отдельным полосам.

Блеск звезды меняется в U-полосе в интервале  $10.^m65 - 13.^m75$ , в B-  $11.^m25 - 13.^m85$ , в V-  $10.^m65 - 13.^m85$  и в R-  $10.^m05 - 11.^m45$ .

Излучение звезды носит крайне неустойчивый характер, так как всего около 12% из всех состояний звезда бывает в более часто наблюдаемом состоянии. Полный интервал изменений блеска в каждой полосе составляет  $\Delta U = 3.^m0$ ,  $\Delta B = 2.^m60$ ,  $\Delta V = 2.^m20$ ,  $\Delta R = 1.^m40$ . Такое распределение амплитуд является довольно типичным для звезд типа T Тельца (см., например, [29]).

Из диаграмм распределений блеска (Рис.3) видно, что выделяемые максимумы располагаются несимметрично относительно всего интервала изменения блеска в каждой полосе. В U-полосе наблюдается значительное отклонение от нормального распределения, причем наблюдаются частые

ослабления блеска. Аналогичные ослабления наблюдаются и в других полосах. Кроме того, после заметного максимума на диаграммах наблюдаются частые ослабления блеска. Это свидетельствует о том, что данная звезда, аналогично RY Тау, имеет признаки звезд типа UX-ров.

**Таблица 2.** Результаты частотного фурье-анализа по фотометрическим данным.

Частота, $d^1$	Спектр мощности	Период, $d$	Повторяемость по массивам
0.040	16.04	25.3	1
0.052	12.2	19.4	2
0.064	14.3	15.6	1
0.099	10.84	10.1	2
0.117	12.27	8.5	4
0.135	21.16	7.4	3
0.155	12.85	6.5	2
0.171	17.38	5.8	5
0.305	11.88	3.3	3

### СПЕКТРОФОТОМЕТРИЯ УФ- СПЕКТРА

УФ- спектрограммы звезды были взяты из архива IUE. Спектры IUE были получены в течение 1979-1990 гг., с помощью трех камер; первая из них охватывает диапазон  $1175 - 2000 \text{ \AA}$  (Short Wavelength Prime - SWP), вторая и третья –  $2000 - 3200 \text{ \AA}$  (Long Wavelength Prime

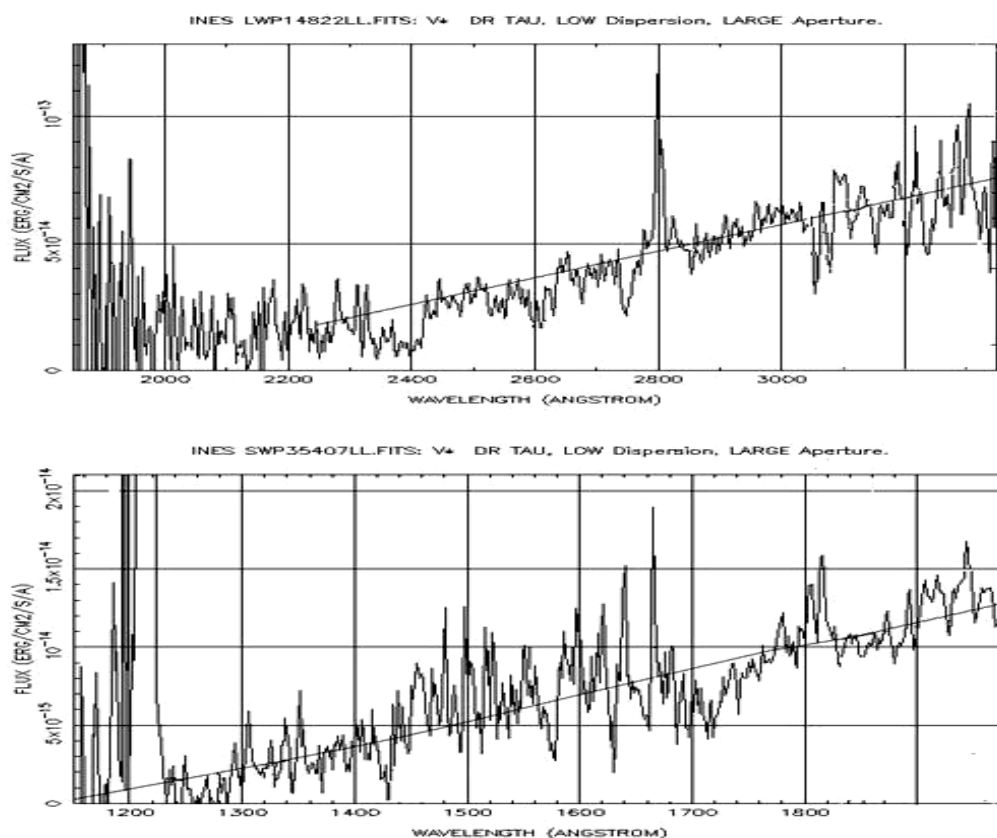


Рис.4. Примеры спектрограмм типа LWP (наверху) и SWP для DR Тау.

– LWP и Long Wavelength Redundant - LWR). Спектральное разрешение составляет около 6  $\text{Å}$ . Методика обработки этих спектрограмм подробно изложена в работе Исмаилова и др. [30].

Во избежание учета межзвездного покраснения в спектральных линиях, а также дополнительных ошибок из-за разнородности полученных спектрограмм, мы применяли классический метод обработки спектрограмм, в котором измерение производится в относительных единицах: после проведения уровня непрерывного спектра определялись.

На Рис.4 приведены примерные IUE-регистрограммы типа SWP и LWP, соответственно. Там же показан уровень проведенного нами континуума. Как видно из Рис.4, в УФ-части спектра звезды наблюдается абсорбционный и эмиссионный спектры. Нами были измерены спектральные параметры 25 эмиссионных и 35 абсорбционных линий. Абсорбционный спектр звезды соответствует позднему спектральному классу, где доминируют линии FeI, MnI, FeII CrI, CrII и др. Эмиссионный спектр соответствует более высокой степени

возбуждения, где наблюдаются такие линии, как SiIII, SiIV, CIV, OII, GdIII, и др. Дублет MgII 2798, 2805  $\text{Å}$  также наблюдается в эмиссии. Наибольшее количество измерений нами получено по LWP-спектрограммам для линий MgII  $\lambda$ 2798, 2805  $\text{Å}$ . Это позволяет проверить существование периодических изменений, которые были обнаружены по фотометрическим данным. Наши результаты показывают, что как по абсорбционному, так и по эмиссионному спектру не удастся выявить периодических изменений с периодами до 50 дней.

Так как оптический спектр звезды сильно вуалирован, попытки определить спектральный класс звезды по спектру оптического диапазона были неудачными [31]. Согласно [31] спектральный класс звезды должен быть позднее K5, а по [32] - спектр был отнесен к классу M0.

Для определения спектрального класса мы использовали спектры стандартных звезд, взятые из архива IUE [33]. Согласно полученных нами интенсивностей разных линий мы оценили спектральный класс звезды. Например, по линии CrII  $\lambda$  2866  $\text{Å}$  по

разным датам получены разные оценки  $R_b$ , в среднем, от 0.15 до 0.25, что соответствует спектральному классу M0-K8. По линии FeII  $\lambda 2607 \text{ \AA}$  при  $R_b$ , равной 0.5-0.8, получено K1-G5, а по линии FeII  $\lambda 2746 \text{ \AA}$  при  $R_b$ , равной 0.15-0.20, спектральный класс звезды определен как K2-K4V. Так как абсорбционный спектр меняется со временем, нужно взять наиболее свободное состояние от вуалирования абсорбционного спектра. Таким образом, в нашей методике спектральный класс меняется в пределах K5-M0. Этот результат неплохо согласуется с данными [31, 32].

Спектральные линии, показывающие одинаковый тип переменности,

сгруппированы в отдельные группы. На Рис.5 для примера приводится временное изменение интенсивностей отдельных спектральных линий. Как видно, наблюдается сходство картины изменений со временем для разных групп линий. Это говорит о том, что существуют отдельные участки на уровне фотосферы звезды, где физические условия могут значительно отличаться. Рис.5 также показывает, что наблюдается кратковременное изменение интенсивностей спектральных линий абсорбционного спектра с характерным временем в несколько дней. Аналогичные изменения наблюдаются и для эмиссионного спектра, причем интенсивности эмиссионных линий меняются в 3-4 раза.

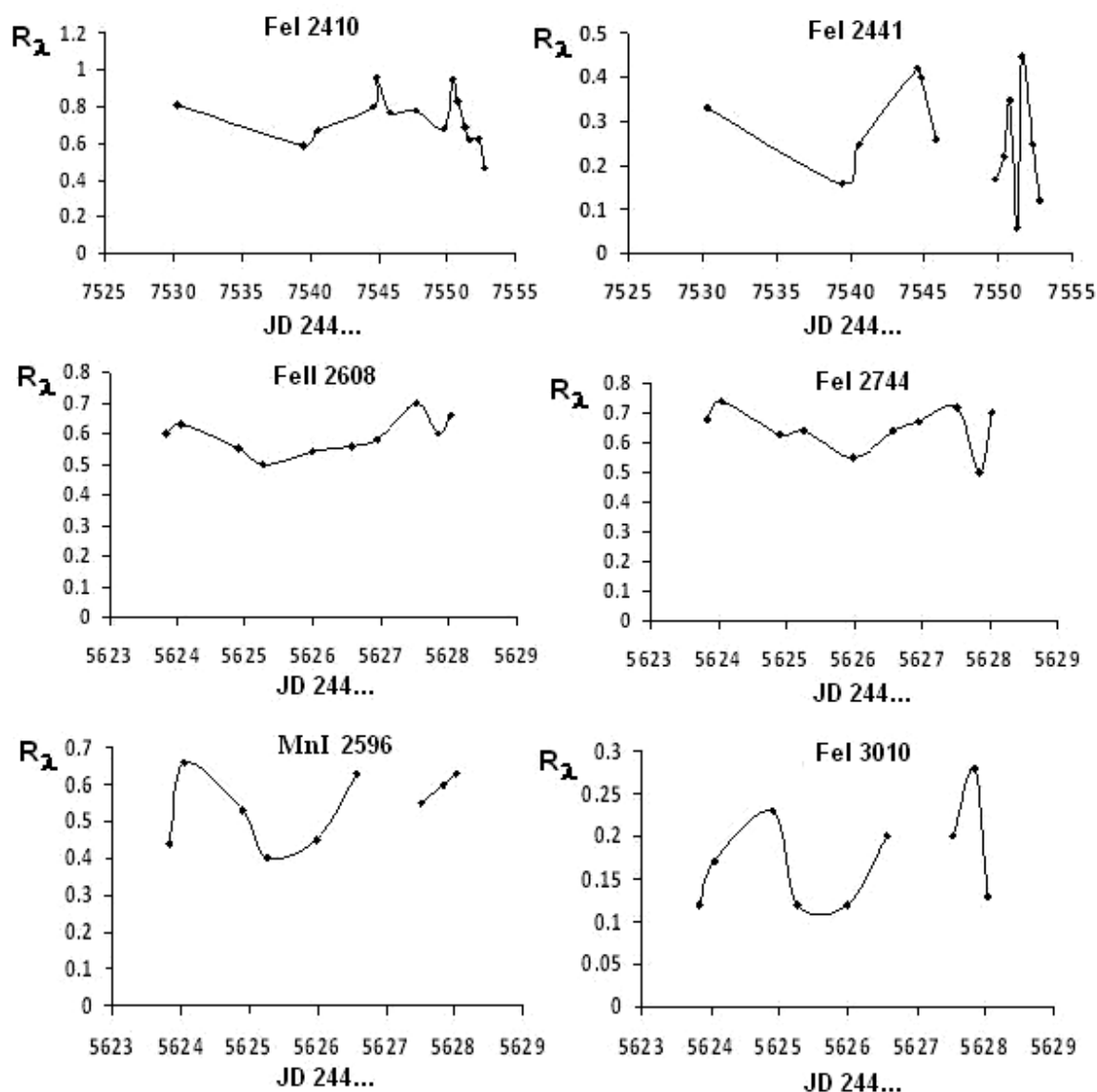


Рис.5. Изменение глубин абсорбционных спектральных линий по трем разным группам линий.

## ЗАКЛЮЧЕНИЕ И ВЫВОДЫ

Построенная сводная кривая блеска показала, что блеск звезды является сильно переменным, с амплитудой больше  $2^m$  в отдельные сезоны, в то время как среднегодовой уровень блеска в течении десятка лет остается неизменным.

Кривая блеска звезды отнесена к II-ому типу по Шамахинской схеме классификации кривых блеска молодых звезд [27]. Наши исследования показали, что по фотометрическим V-значениям блеска обнаруживаются два значимого периода,  $P_1=5.^d8$  и  $P_2=7.^d4$ . Эти периоды были обнаружены по результатам нескольких сезонов наблюдений. Поиск периодических изменений в параметрах отдельных спектральных линий по УФ-спектру звезды не увенчался успехом.

Измерение интенсивностей как абсорбционных, так и эмиссионных линий показывает, что спектр звезды является сильно переменным. Спектральный класс звезды по абсорбционному УФ-спектру был определен как K5-M0. Нами были выделены по крайней мере три группы абсорбционных спектральных линий, характер переменности которых имеет сходную картину. Это показывает, что в атмосфере звезды наблюдаются области с локальными физическими условиями.

## СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

- Chavarría-K., C., On the brightening of pre-main-sequence star DR Tau, **A&A**, 1979, v.79, pp. L18-L21.
- Artemenko S. A., Grankin K. N. & Petrov P. P., A search for Keplerian periods in the brightness variations of T Tauri and Ae Herbig stars, **Astron. Rep.**, 2010, v. 54, p.163.
- Bouvier J., Cabrit S., Fernandez M., Martin E. L. & Matthews J. M., COYOTES - Part One - Multisite UBVRI Photometry of 24 Pre Main Sequence Stars of the Taurus-Auriga Cloud., **A&AS**, 1993, v. 101, p. 485.
- Kenyon S. J., et al., Magnetic cycles and photometric variability of T Tauri stars, **AJ**, 1994, v. 107, p. 2153.
- Ultchin Y., Regev O., Bertout C., Diamagnetic Blob Interaction Model of T Tauri Variability, **ApJ**, 1997, v. 486, p. 397.
- Basri G., Batalha C. C., Hamilton echelle spectra of young stars, I - Optical veiling, **ApJ**, 1990, v. 363, p. 654.
- Siess L., Dufour E., Forestini M., An internet server for pre-main sequence tracks of low- and intermediate-mass stars, **A&A**, 2000, v. 358, p. 593.
- Kenyon S. J., Hartmann L., Pre-Main-Sequence Evolution in the Taurus-Auriga Molecular Cloud, **ApJS**, 1995, v. 101, p. 117.
- Beckwith S. V.W., Sargent A. I., Chini R. S., Guesten R., A survey for circumstellar disks around young stellar objects, **AJ**, 1990, v. 99, p. 924.
- Kitamura Y., Momose M., Yokogawa S., Kawabe R., Tamura M., Investigation of the Physical Properties of Protoplanetary Disks around T Tauri Stars by a 1 Arcsecond Imaging Survey: Evolution and Diversity of the Disks in Their Accretion Stage, **ApJ**, 2002, v. 581, pp. 357-380.
- Cabrit S., Edwards S., Strom S. E., Strom K.M., Forbidden-line emission and infrared excesses in T Tauri stars - Evidence for accretion-driven mass loss?, **ApJ**, 1990, v. 354, p. 687.
- Richter M., Basri G., Perlmutter S., Pennypacker C., Automated CCD photometry of T Tauri stars, **PASP**, 1992, v. 104, n. 682, pp.1114-1151.
- Bouvier J., Cabrit S., Fernandez M., Martin E. L., Matthews J.M., Coyotes-I - the Photometric Variability and Rotational Evolution of T-Tauri Stars, **A&A**, 1993, v. 272, p. 176.
- Bouvier J., Covino E., Kovo O., et al., COYOTES II: SPOT properties and the origin of photometric period variations in T Tauri stars, **A&A**, 1995, v. 299, p. 89.
- Percy J.R., Grinko S., Seneviratne R., Herbst W., Self-Correlation Analysis of the Photometric Variability of T Tauri Stars, II. A Survey, **PASP**, 2010, v. 122, p. 753.
- Smith K. W., Bonnell I. A., Lewis G. F., Bunclark, P. S., Inverse P Cygni variability in the classical T Tauri star DR Tauri, **MNRAS**, 1997, v. 289, p. 151.
- Smith K.W., Lewis G. F., Bonnell I. A., Bunclark P. S., Emerson J. P., Rapid variations of T Tauri spectral features: clues to the morphology of the inner regions, **MNRAS**, 1999, v. 304, p. 367.
- Hessman F. V., Guenther E., The highly veiled T Tauri stars DG Tau, DR Tau, and DI Cep, **A&A**, 1997, v. 321, p. 497.
- Alencar S. H. P., Johns-Krull, C. M., Basri, G., The Spectral Variability of the Classical T Tauri Star DR Tauri, **ApJ**, 2001, v. 122, p. 3335.
- Johns C. M., Basri G., Hamilton Echelle Spectra of Young Stars, II. Time Series Analysis of H(alpha) Variations, **AJ**, 1995, v. 109, p. 2800.
- Kravtsova A. S., Lamzin S, Analysis of HST ultraviolet spectra for T Tauri stars: Estimating the interstellar extinction and the contribution from an accretion shock to the emission-continuum formation, **A. Astron. Lett.**, 1996, v. 28, p. 835.
- Ardila D. A., Basri G., Walter F. M., Valenti J. A., Johns-Krull, C. M., Observations of T Tauri Stars Using the Hubble Space Telescope GHRS. II. Optical and Near-Ultraviolet Lines, **ApJ** 2002, v. 567, p. 1013.
- Herbst W., Herbst D. K., Grossman E. J., Weinstein D., Catalogue of UBVRI photometry of T Tauri stars and analysis of the causes of their variability, **Astron.J.**, 1994, v. 108, pp. 1906-1923.
- Grankin K.N., Melnikov S.Yu., Bouvier J., et al., Results of the ROTOR-program. I. The long-term photometric variability of classical T Tauri stars, **Astron.Astrophys**, 2007, v. 461, p. 183.



25. Scargle J.D., Studies In Astronomical Time Series Analysis, II. Statistical Aspects Of Spectral Analysis Of Unevenly Spaced Data, **Astrophys.J.**, 1982, v. 263, pp. 835-853.
26. Horne J.H., Balinas S.L., A Prescription For Period Analysis Of Unevenly Sampled Time Series, **Astrophys.J.**, 1986, v. 302, pp. 757-763.
27. Исмаилов Н.З., Новая схема классификации кривых блеска звезд типа Т Тельца, **Астрон. журн.**, 2005, т. 82, сс. 347-354.
28. Herbst W., Korett D.L., Rotation periods of four T Tauri stars, **Astron.J.**, 1988, v. 96, pp.1949-1955.
29. Ismailov N.Z., Long-term photometric and spectral variations of DI Cephei, **Peremennye Zvezdy (Variable Stars)**, 2008, v. 28, n. 5.
30. Ismailov N.Z., Quliyev N.K., Khalilov O.V., Herbst W., Periodic variability in the emission spectrum of T Tauri, **A&A**, 2010, v. 511, p.13.
31. Guenther E., Hessman L.V., Spectral variability of DR Tau, **Astron.Astrophys**, 1993, v. 268, p. 192-200.
32. Appenzeller I.R., Reitermann A., Stahl O., High-resolution spectroscopy of DR Tauri, **PASP**, 1988, v. 100, p. 815.
33. Исмаилов Н.З., Алимарданова Ф.Н., Бахаддинова Г.Р., Халилов О.В., Исследование ультрафиолетового спектра молодых звезд, I. Метод обработки спектрограмм архива IUE, **Известия БГУ**, 2010, n.1, сс.167-173.

## VARIABILITY OF BRIGHTNESS AND UV SPECTRUM OF DR TAU

N.Z. Ismayilov, H.N. Adygezalade, G.R. Bahaddinova

Results of investigations a long-time photometric and UV spectral observations data of T Tauri type star DR Tau are presented. It is shown that brightness variability bears irregular character; yearly mean value of the brightness, having a constant value in V-band, changes within a season with the amplitude larger than  $2^m$ . Only for some years there were discovered two high probability periods for the brightness variability in V-band:  $P_1=5.^d8$  and  $P_2=7.^d4$ . On the absorption in the UV spectrum a spectral type of the star was determined as K5-M0. Some groups of spectral lines with similar character of variability were discovered.

**Key words:** young stars, photometry, UV spectroscopy, variability, DR Tau

## DR TAU ULDUZUNUN FOTOMETRİK VƏ UB SPEKTRAL DƏYİŞKƏNLİYİ

N.Z. İsmayilov, H.N. Adıgözəladə, G.R. Bahəddinova

T Buğa tipli DR Tau ulduzunun uzunmüddətli spektral və fotometrik müşahidələrinin nəticələrinin tədqiqi verilmişdir. Göstərilmişdir ki, parlaqlığın dəyişməsi irrequlyar xarakter daşıyır, V-zolaqda parlaqlığın illik orta qiyməti sabit olduğu halda mövsüm daxilində  $2^m$ -dən böyük amplitudla dəyişir. V-zolaqda parlaqlığın dəyişməsində yalnız müəyyən illərdə müşahidə oluna bilən iki cür yüksək ehtimallı period aşkar olunmuşdur:  $P_1=5.^d8$  və  $P_2=7.^d4$ . UB spektrdə udulma xətlərinə əsasən ulduzun spektral sinfinin K5-M0 olduğu müəyyən edilmişdir. Dəyişmə xarakteri eyni olan bir neçə spektral xətlər qrupunun olduğu müəyyən edilmişdir.

**Açar sözlər:** cavan ulduzlar, fotometriya, UB spektroskopiya, dəyişkənlik, DR Tau

## СПЕКТРАЛЬНАЯ КЛАССИФИКАЦИЯ ЗВЕЗД ТИПА ВОЛЬФА-РАЙЕ HD 191765=WR134 И HD 192163=WR136

© 2011 г. Д.Н. Рустамов, И.М.Мамедова

*Шамахинская Астрофизическая Обсерватория им.Н.Туси НАН Азербайджана  
(e-mail: janmamed@yahoo.com)*

По эшелле-спектрограммам, полученным в 2005-2010 гг. в касегреновском фокусе 2-м телескопа Шамахинской Астрофизической Обсерватории им.Н.Туси НАН Азербайджана, исследованы профили эмиссионных линий HeII $\lambda$ 5411, CIV $\lambda$ 5808, HeI5875 в спектрах звезд типа Вольфа-Райе HD 191765=WR134 и HD 192163=WR136. Определены эквивалентные ширины и полуширины этих эмиссионных линий. Используя современную классификационную схему для спектральной классификации звезд WR азотной последовательности, определены спектральные подтипы звезд HD 191765=WR134 и HD 192163=WR136.

**Ключевые слова:** звезды типа Вольфа-Райе, спектральная классификация звезд

### ВВЕДЕНИЕ

Спектральная классификация звезд типа Вольфа-Райе (WR) является важной для понимания их природы. С помощью разумной спектральной классификации звезды подразделяются на определенные группы (спектральные типы). Для “нормальных” звезд спектральная классификация зависит от эффективной температуры и блеска. В классификационной схеме абсорбционных спектров “нормальных” звезд, эффективная температура и блеск взаимосвязаны. Этот факт связан с тем, что у этих звезд абсорбционные линии и непрерывный спектр формируются приблизительно в одной и той же области звезды. Однако мощный эмиссионный линейчатый спектр звезд WR формируется в протяженной, разреженной, радиально расширяющейся оболочке звезды, которая сильно удалена от области образования непрерывного спектра. Поэтому, спектральные типы звезд WR не связаны с эффективной температурой и блеском. Спектральные типы звезд WR, скорее всего, отражают ионизационное состояние оболочек этих звезд.

Предложены различные классификационные схемы для спектральной классификации звезд типа WR [1, 2, 3]. Исследованные нами звезды типа WR, HD 191765=WR134 и HD 192163=WR136, относятся к азотной последовательности. Поэтому, мы применили усовершенствованную современную

классификационную схему, предложенную для звезд WR азотной последовательности в [3].

Звезда типа Вольфа-Райе HD 191765=WR134 (WN6, SB1) окружена кольцевой туманностью S 109 и находится в созвездии Лебедя. В этом созвездии находятся 8 звезд типа WR (от WR133 до WR140) и звезда HD 191765, которая является самой фотометрически и спектрально переменной среди этих звезд, после затменно-переменной звезды типа WR V 444 Cyg. Звезда HD 191765 является также самой переменной среди звезд подтипа WN6. Нахождение на большой высоте  $z$  от галактической плоскости, присутствие кольцевой туманности вокруг этой звезды и выявленная фотометрическая переменность с периодом 7.44 дня [4, 5], интерпретировалась присутствием компактной компоненты у этой звезды (WR+C).

Звезда типа WR, HD 192163=WR136 (WN6, SB1), является одиночной WN6 звездой и является стандартом для подтипа WN6 [6]. Интересной особенностью этой звезды является то, что она находится в центре кольцевой туманности NGC 6888 и генетически связана с нею [7]. В [8] была обнаружена переменность лучевых скоростей и профилей различных линий в спектре звезды HD 192163 с периодом 4<sup>d</sup>.5 и это было подтверждено авторами работы [9]. Основываясь на этих данных, авторы предположили, что звезда HD 192163 является тесной двойной системой (ТДС), одна

компонента которой является нейтронной звездой. Следовательно, звезды HD 191765 и HD 192163 могут быть звездами WR с компактными компонентами. Существование таких объектов предсказывается теорией эволюции ТДС [10]. Однако дальнейшие исследования не подтвердили природу этих объектов как WR+C двойных систем. Во-первых, обнаруженная спектральная и фотометрическая периодичность для большинства этих объектов оказалась не строго периодической, а квазипериодической. Во-вторых, рентгеновские наблюдения показали, что рентгеновская светимость этих “одиночных” звезд WR очень низка ( $L_x \leq 10^{33}$  эрг/с), что трудно совместить с представлением об аккреции звездного ветра звезды WR на релятивистский объект.

В работе [11] была высказана гипотеза о том, что “одиночные” звезды WR, расположенные в центрах кольцевых туманностей, могут быть ТДС, содержащими в качестве спутников маломассивные “нормальные” K, M звезды. Основанием для такой гипотезы является то, что наблюдается большое число маломассивных рентгеновских двойных систем, состоящих из маломассивной оптической K-M звезды и аккрецирующей нейтронной звезды. Прародителями этих маломассивных рентгеновских двойных систем могут быть звезды типа WR, содержащими в качестве спутников маломассивные “нормальные” K, M звезды.

Следовательно, природа звезд типа WR, HD 191765 и HD 192163, не до конца разгадана. Для установления их природы целесообразно определение их различных параметров.

Целью данной работы является определение спектральных подтипов этих звезд.

## НАБЛЮДЕНИЯ И РЕЗУЛЬТАТЫ

Спектральные наблюдения звезды HD 191765 и HD 192163 были проведены в фокусе Кассегрена 2-метрового телескопа Шамахинской Астрофизической Обсерватории (ШАО) им. Н.Туси НАН Азербайджанской Республики. Применялся эшелле-спектрометр со светоприемником -

ПЗС-матрица, 530x580 пикселей, спектральный диапазон  $\lambda\lambda 4000-7000 \text{ \AA}$ , спектральное разрешение  $R=13600$ , отношение сигнала к шуму  $S/N \sim 100$ . Аппаратура наблюдения подробно описана в [12]. Получение и обработка ПЗС-изображений эшелле-спектрограмм осуществлялись с помощью пакета программ DECH20 и DECH20T, разработанного в САО АН РФ Галазутдиновым [13].

Спектральные наблюдения звезды HD 192163 были проведены в 2005-2009 гг. и были получены 28 эшелле-спектрограмм. Время накопления - 20 минут.

Спектральные наблюдения звезды HD 191765 были проведены в 2006-2010 гг. и были получены 17 эшелле-спектрограмм. Время накопления - 25 минут.

Усреднением двух эшелле-спектрограмм, полученных последовательно одна за другой, удалось устранить следы космических частиц.

Отождествлены спектральные линии в спектрах обеих звезд. Сильными эмиссионными линиями в спектрах исследуемых звезд, HD 191765 и HD 192163, в спектральном диапазоне ( $\lambda\lambda 4000-7000 \text{ \AA}$ ) являются: HeII $\lambda 4859$ , HeII $\lambda 5411$ , CIV $\lambda 5808$ , HeI $\lambda 5875$ , (HeII+H $\alpha$ ) $\lambda 6560$ . В спектрах обеих звезд эмиссионная линия (HeII+H $\alpha$ ) $\lambda 6560$  является самой сильной эмиссионной линией. В спектрах исследуемых звезд эмиссионные линии H $\alpha$  и HeII $\lambda 6560$  сливаются и образуют единую эмиссионную полосу, которая обозначается как (HeII+H $\alpha$ ) $\lambda 6560$ . Определены эквивалентные ширины ( $W_\lambda$ ) и полуширины ( $\Delta\lambda_{1/2}$ ) эмиссионных линий HeII $\lambda 5411$ , CIV $\lambda 5808$ , HeI $\lambda 5875$ .

В программе DECH20 имеются три возможности определения эквивалентных ширин: прямое интегрирование; построение профиля ручным способом; метод Гаусса. Мы применяли метод прямого интегрирования для определения эквивалентных ширин.

Среднеквадратичные ошибки определения эквивалентной ширины, определенные по стандартной звезде HD 189847,  $\sim 10\%$ .

Согласно [3], при спектральной классификации звезд WR азотной последовательности следующие отношения эквивалентных ширин используются как классификационные критерии:

HeII5411/HeI5875, CIV5808/HeII5411,  
CIV5808/HeI5875.

Определенные нами значения этих отношений для звезд HD 192163 и HD 191765 приведены в Табл.1 и Табл.2, соответственно. Средние значения полуширин эмиссионных линий HeII $\lambda$ 5411, CIV $\lambda$ 5808, HeI $\lambda$ 5875, определенные нами по эшелле - спектрограммам звезды HD 192163, равны 27 Å, 41 Å и 40 Å, соответственно. Средние значения полуширин этих эмиссионных линий, определенные нами по эшелле - спектрограммам звезды HD 191765, равны 40 Å, 53 Å и 56 Å, соответственно. Отметим, что ширины эшелле - порядков, в которых находятся эмиссионные линии HeII $\lambda$ 5411, CIV $\lambda$ 5808, HeI $\lambda$ 5875, равны 61 Å, 72 Å и 73 Å, соответственно. Следовательно, нет сомнения в точности определения эквивалентных ширин, связанной с возможностью нахождения этих линий на границе порядков.

В зависимости  $\log(\text{CIV5808/HeI5875})$  от  $\log(\text{HeII5411/HeI5875})$  WN подтипы хорошо отделяются (Рис.1). При спектральной классификации звезд WR азотной последовательности используется эта зависимость [3]. На Рис.1 границы различных WN подтипов отмечены пунктирными линиями. В этой зависимости только WN4 и

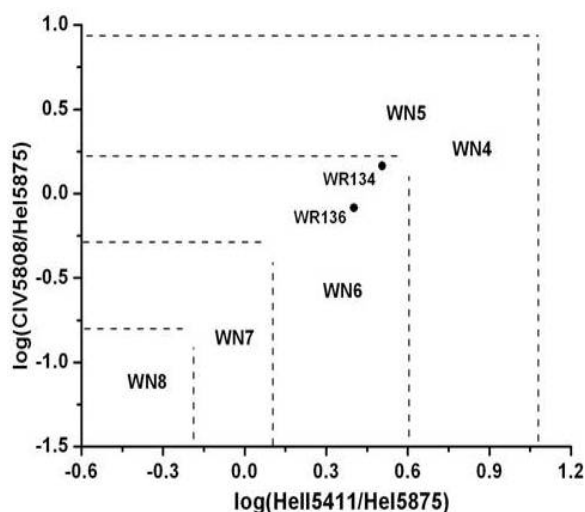


Рис.1 Положение звезд WR 134 и WR 136 на зависимости  $\log(\text{CIV5808/HeI5875})$  от  $\log(\text{HeII5411/HeI5875})$ .

WN5 подтипы не очень четко отделяются и для разделения этих подтипов используются дополнительные критерии. Точки, соответствующие HD 192163 и HD 191765, являются усредненными значениями по 28 и 17 эшелле-спектрограммам, соответственно.

Как видно из Рис.1, на зависимости  $\log(\text{CIV5808/HeI5875})$  от  $\log(\text{HeII5411/HeI5875})$  звезды HD 191765=WR134 и HD 192163=WR136 попадают в область, соответствующей подтипу WN6. Следовательно, наши результаты подтверждают принадлежность звезд HD 191765=WR134 и HD 192163=WR136 к подтипу WN6. Несмотря на то, что обе звезды попадают в область, соответствующей WN6, все же есть отличие между ними. Звезда HD 192163 более точно соответствует к подтипу WN6, а звезда HD 191765 находится на границе между WN5 и WN6. Отметим, что согласно [14, 15] в атмосфере звезды HD 192163 есть водород, а звезда HD 191765 полностью потеряла свою внешнюю водородную оболочку. Отличие между этими звездами может быть связано с этим обстоятельством.

## ВЫВОДЫ

Используя современную классификационную схему для спектральной классификации звезд WR азотной последовательности, определены спектральные подтипы звезд HD 191765=WR134 и HD192163=WR136. Подтверждена принадлежность обеих звезд к подтипу WN6.

## СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. Smith L.F., A revised spectral system and a new catalogue for galactic WR stars. *MNRAS*, 1968, v.138, pp.109-121.
2. Van der Hucht K.A., Conti P.S., Lundstrom I., Stenholm B., The sixth Catalogue of Galactic Wolf-Rayet stars, their past and present, *Space Sci., Rev.*, 1981, v.28, pp. 227-306.
3. Smith L.F., Shara M.M., Moffat A.F.J., A three-dimensional classification for WN stars, *MNRAS*, 1996, v. 281, pp. 163-191.
4. Антохин И.И., Асланов А.А., Черепашук А.М., HD 191765 возможная звезда Вольфа-Райе с маломассивным спутником, *Письма в Астрон. Журн.*, 1982, т.8, сс. 290-297.
5. Антохин И.И., Черепашук А.М., Звезды Вольфа-Райе с возможными релятивистскими спутниками.

- Оптические затмения в системе HD 191765, **Письма в Астрон. ж.**, 1984, т.10, сс. 370-376.
6. Castor J.I. and van Blerkom D., Excitation of HeII in WR envelopes, **Astrophys.J.**, 1970, 161, pp. 485-502.
  7. Лозинская Т.А., Кольцевые туманности вокруг звезд Вольфа-Райе: Волокна и диффузная среда в NGC 6888, **Письма в Астрон. Журн.**, 1980, т.6, сс. 350-355.
  8. Koenigsberger G. et all. Spectral variations of HD 192163, **Rev.Mex.Astron.Astrofiz.**, 1980, v.5, pp. 45-49.
  9. Асланов А.А., Черепашук А.М., HD 192163 – возможная двойная звезда Вольфа-Райе с релятивистской компонентой, **Письма в Астрон. Журн.**, 1981, т.7, сс. 482-488.
  10. Масевич А.Г., Тутуков А.В., **Эволюция звезд: Теория и наблюдения**, М., “Наука”, с.224.
  11. Cherepashchuk A.M., X-ray nova binary systems, **Space Sci. Rev.**, 2000, v.93, pp. 473-580.
  12. Микаилов Х.М., Халилов В.М., Алекберов И.А., Эшелле-спектрометр фокуса Кассегрена 2-х метрового телескопа ШАО НАН Азербайджана, **ŞAR Sirkulyarı**, 2005, n.109, сс. 21-29.
  13. Галазутдинов Г.А. **Препринт САО РАН**. 1992, № 92.
  14. Hamann W.R., Wessolowski U., Koesterke L., Spectral analyses of the galactic Wolf-Rayet stars: a comprehensive study of the WN class, **Astron. Astrophys.**, 1993, v.274, pp. 397-414.
  15. Hamann W.R., Wessolowski U., Koesterke L., Non-LTE spectral analyses of Wolf-Rayet stars: the nitrogen spectrum of the WN6 prototype HD 192163 (WR136), **Astron. Astrophys.**, 1994, v.281, pp. 184198.

## ПРИЛОЖЕНИЯ

**Таблица 1.** Определенные нами отношения эквивалентных ширин некоторых эмиссионных линий по 28 эшелле-спектрограммам звезды HD 192163=WR136, которые используются как классификационные критерии при классификации звезд WR азотной последовательности

JD 2450000+...	HeII5411/HeI5875	CIV5808/HeII5411	CIV5808/HeI5875
3563.397	2.52	0.33	0.82
3569.330	2.56	0.32	0.82
3574.351	2.53	0.33	0.84
3588.306	2.55	0.33	0.84
3591.326	2.50	0.34	0.84
3597.274	2.53	0.31	0.80
4338.206	2.48	0.32	0.78
4338.221	2.57	0.31	0.81
4338.237	2.50	0.33	0.82
4338.252	2.49	0.32	0.80
4338.267	2.53	0.32	0.82
4338.281	2.51	0.33	0.82
4338.301	2.51	0.34	0.86
4338.317	2.52	0.32	0.81
4338.332	2.54	0.33	0.83
4338.348	2.58	0.32	0.83
4348.217	2.57	0.31	0.80
4690.184	2.53	0.33	0.84
4690.214	2.52	0.33	0.82
4690.243	2.54	0.34	0.87
4715.183	2.53	0.33	0.84
4715.227	2.50	0.34	0.84
5029.750	2.52	0.33	0.84
5029.781	2.52	0.33	0.83
5029.809	2.49	0.33	0.82
5030.740	2.51	0.34	0.84
5033.788	2.47	0.34	0.84
5033.818	2.52	0.33	0.82

**Таблица 2.** Определенные нами отношения эквивалентных ширин некоторых эмиссионных линий по 17 эшелле-спектрограммам звезды HD 191765=WR134, которые используются как классификационные критерии при классификации звезд WR азотной последовательности

JD 2450000+...	HeII $\lambda$ 5411/HeI $\lambda$ 5875	CIV $\lambda$ 5808/HeII $\lambda$ 5411	CIV $\lambda$ 5808/HeI $\lambda$ 5875
3951.356	3.24	0.45	1.46
3952.277	3.22	0.45	1.45
4690.285	3.15	0.46	1.45
5084.307	3.18	0.46	1.46
5123.194	3.23	0.45	1.45
5343.318	3.25	0.44	1.44
5360.265	3.27	0.45	1.47
5375.283	3.29	0.45	1.48
5376.280	3.24	0.45	1.46
5382.274	3.15	0.46	1.45
5384.256	3.17	0.46	1.46
5387.313	3.22	0.45	1.45
5389.296	3.24	0.45	1.46
5398.322	3.16	0.46	1.46
5399.303	3.18	0.46	1.46
5437.300	3.17	0.46	1.46
5460.262	3.15	0.46	1.45

## HD 191765=WR134 VƏ HD 192163=WR136 ULDUZLARININ SPEKTRAL TƏSNİFİ

C.N. Rüstəmov, İ.M. Məmmədova

AMEA N.Tusi adına Samaxı Astrofizika Rəsədxanasının 2-m teleskopunun Kasseqren fokusunda HD 191765=WR134 və HD 192163 ulduzlarının 2005-2010-ci illərdə alınmış eşelle-spektroqramlarından istifadə edərək bu ulduzların WN6 spektral sinfinə mənsub olduğu təsdiq olunmuşdur. Bu ulduzların spektrində HeII $\lambda$ 5411, CIV $\lambda$ 5808, HeI $\lambda$ 5875 şüalanma xətlərinin ekvivalent enləri və yarım enləri təyin edilmişdir. Spektral təsnif zamanı azot ardıcılığına mənsub olan Volf-Raye tipli ulduzlar üçün müasir təsnifat sxemindən istifadə olunmuşdur.

**Aparıcı sözlər:** Volf-Raye tipli ulduzlar, ulduzların spektral təsnifatı

## THE SPECTRAL CLASSIFICATION OF THE WOLF-RAYET TYPE STARS HD 191765=WR134 AND HD 192163=WR136

J.N. Rustamov, I.M. Mammadova

Using eshelle-spectrograms obtained in 2005-2010 at Cassegrain focus of 2-m telescope of the Shamakhy Astrophysical Observatory named after N.Tusi of the Azerbaijan National Academy of Sciences, the profiles of the emission lines of HeII $\lambda$ 5411, CIV $\lambda$ 5808, HeI $\lambda$ 5875 in the spectra of Wolf-Rayet type stars HD 191765=WR134 and HD 192163 are investigated. The equivalent widths and semi-widths of the emission lines HeII $\lambda$ 5411, CIV $\lambda$ 5808, HeI $\lambda$ 5875 are determined. Using the modern classification scheme for the spectral classification of WR stars of the nitrogen sequence, the spectral subtypes of stars HD 191765=WR134 and HD 192163 are determined and confirmed belonging these stars to the subtype of WN6.

**Key words:** Wolf-Rayet type stars, spectral classification of stars

## ФОТОМЕТРИЧЕСКИЕ ИССЛЕДОВАНИЯ ЗВЕЗДЫ ТИПА ВОЛЬФА-РАЙЕ HD 191765=WR134

© 2011 г. Д.Н.Рустамов, Б.И.Абдуллаев

*Шамахинская Астрофизическая Обсерватория им. Н.Туси НАН Азербайджана  
(e-mail: janmamed@yahoo.com)*

Приводятся результаты фотометрических наблюдений звезды типа Вольфа-Райе HD 191765, выполненные в июле-сентябре 2010 г. на телескопе “Цейс-600” Шамахинской Астрофизической обсерватории им. Н.Туси НАН Азербайджана. Использовалась ПЗС-матрица, Argee Alta U-47, 1024x1024 пикселей. Наблюдения проведены в фильтре V международной фотометрической системы UBV. Наблюдения проведены в течение 18 ночей. В течение одной ночи выполнялись от 100 до 300 измерений. Для каждой ночи получены усредненные значения звездной величины в фильтре V. Получение и обработка фотометрических данных проведены с помощью программы MaxIm DL. Используя измерения в течение каждой ночи, исследовалась кратковременная переменность этой звезды. Среднеквадратичные ошибки одного измерения, определенные по контрольной звезде (check star), изменяются от  $0.006^m$  до  $0.009^m$ , а время накопления изменяется от 1 сек до 6 сек для разных ночей. Выявлена переменность звезды HD 191765 как в течение ночи, так и от ночи к ночи.

**Ключевые слова:** звезды типа Вольфа-Райе, фотометрия звезд

### ВВЕДЕНИЕ

Звезда типа Вольфа-Райе (WR) HD 191765 (WN6, SB1) окружена кольцевой туманностью S 109 [1] и является фотометрически и спектрально переменной. Эта звезда является самой переменной среди звезд WN6 типа. Выявленная фотометрическая переменность с периодом 7.44 дня [2, 3] интерпретировалась присутствием компактной компоненты у этой звезды.

Однако в работе [4] была высказана гипотеза о том, что “одиночные” звезды WR, расположенные в центрах кольцевых туманностей, могут быть тесными двойными системами, содержащими в качестве спутников маломассивные “нормальные” звезды. Основанием для этой гипотезы является то, что наблюдается большое число маломассивных рентгеновских двойных систем, состоящих из маломассивной оптической K-M звезды и аккрецирующей нейтронной звезды или черной дыры. Согласно эволюционному сценарию [5], производителями таких маломассивных рентгеновских двойных систем должны быть звезды WR в паре с маломассивными K-M звездами, которые образовались после стадии первичного обмена масс в режиме с общей оболочкой. Последующий взрыв как сверхновой звезды WR, образовавшейся после первичного обмена масс, приводит к

формированию маломассивной рентгеновской двойной системы. Таким образом, должны существовать звезды WR, имеющие в качестве спутников “нормальные” маломассивные звезды. В работе [4] было предложено искать наличие таких маломассивных звезд-спутников у одиночных звезд WR, расположенных в центрах кольцевых туманностей.

В 1986 году в работе [6] из фотометрических наблюдений найден период  $P=1^d.81$ . В дальнейшем звезда HD 191765=WR134 тщательно исследовалась в работах [7, 8]. В работе [7] найден двухдневный квазипериод, а в работе [8] - найден период  $P = 2^d.25$

Следовательно, природа звезды типа WR HD 191765 не до конца разгадана. Для установления природы этой звезды необходимы систематические фотометрические и спектральные наблюдения. В данной работе приводятся результаты фотометрических наблюдений звезды HD 191765.

### НАБЛЮДЕНИЯ

Фотометрические наблюдения звезды типа WR проведены на телескопе “Цейс-600” Шамахинской Астрофизической обсерватории (ШАО) им. Н.Туси НАН Азербайджана в июле-сентябре 2010 г.

Применялся фотометр с ПЗС -матрицей Apogee Alta U-47, 1024x1024 пикселей, в фильтре V международной фотометрической системы UBV. При фотометрических наблюдениях звезды HD 191765 авторы работы [7, 8] также использовали этот фильтр.

Звездой сравнения (reference star) была HD 228063 (Sp B8V,  $V=8^m.60$ ), контрольной (check star) - ТУС 2683-1582-1.

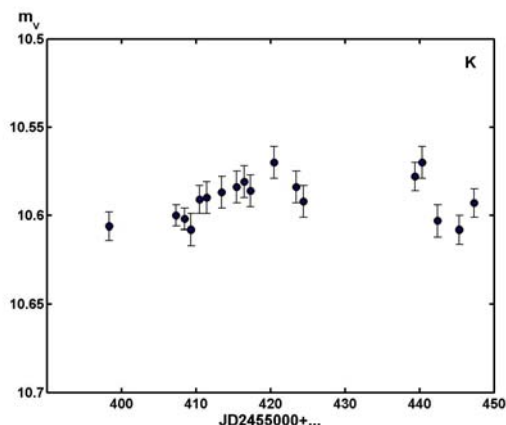


Рис.1. Зависимость усредненных значений за ночь звездных величин контрольной звезды ТУС 2683-1582-1 от юлианской даты

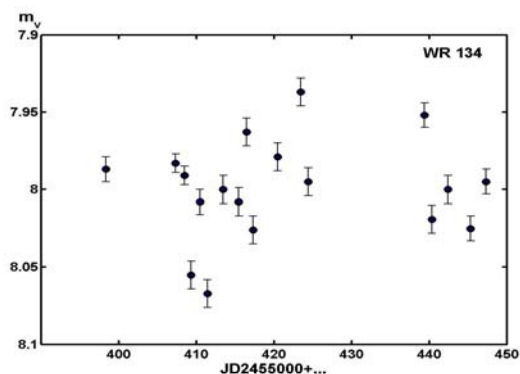


Рис.2. Зависимость усредненных значений за ночь звездных величин звезды WR 134 от юлианской даты

Информация о наблюдениях приведена в Табл.1. Здесь в первом столбце приведены юлианские даты, во втором  $N$  - число измерений, осуществляемых в течение каждой ночи, в третьем  $t$  - время накопления в секундах, в четвертом - усредненные звездные величины  $V_1$  в течение каждой ночи звезды HD 191765, в пятом - усредненные звездные величины  $V_2$  для каждой ночи контрольной звезды, в шестом - среднеквадратичные ошибки одного измерения, определенные по контрольной звезде. Как видно из этой таблицы, в течение одной ночи выполнены от

100 до 300 измерений. Используя измерения в течение каждой ночи, нами исследовалась кратковременная переменность этой звезды. Используя усредненные значения звездной величины для каждой ночи, мы исследовали переменность от ночи к ночи. Среднеквадратичная ошибка одного измерения, определенная по контрольной звезде, изменяется от  $0^m.006$  до  $0^m.009$  для разных ночей. Время накопления изменяется от 1 сек, до 6 сек для разных ночей.

Выявлена переменность звезды HD 191765 как в течение ночи, так и от ночи к ночи.

### КРАТКОВРЕМЕННАЯ ФОТОМЕТРИЧЕСКАЯ ПЕРЕМЕННОСТЬ ЗВЕЗДЫ HD 191765

На Рис.1 и Рис.2 приведены зависимости усредненных звездных величин для каждой ночи контрольной звезды (ТУС 2683-1582-1) и исследуемой звезды HD 191765 от юлианской даты, соответственно. Для каждой точки указаны среднеквадратичные ошибки измерения.

Как видно из Рис.1 и Рис.2, блеск звезды WR 134 подвергается значительным изменениям, а контрольная звезда остается стабильной в пределах ошибок. На Рис.3-7 приведены зависимости звездных величин исследуемой звезды WR 134 и контрольной звезды ТУС 2683-1582-1 от всемирного времени (UT) для пяти ночей. Как видно из этих рисунков, в некоторые ночи блеск звезды WR 134 стабилен (как на Рис.3 и Рис.6), но в некоторые ночи блеск звезды WR 134 в течение очень короткого времени подвергается значительным (в двух случаях на  $0^m.05$ , а в одном случае даже на  $0^m.1$ ) изменениям (см. Рис.4, Рис.5 и Рис.7).

Как видно из Рис.5, звездная величина звезды WR 134 в течение 10 минут изменяется от  $8^m.0$  до  $8^m.1$ , т.е. звездная величина увеличивается на  $0^m.1$  в течение  $\sim 10$  минут! Звездная величина увеличивается, следовательно, блеск звезды уменьшается. Возможное объяснение этого явления в том, что мы наблюдаем аккрецию на маломассивную (холодную) компоненту (K - M -звезде). Если бы аккрецирующая компонента была бы компактным объектом



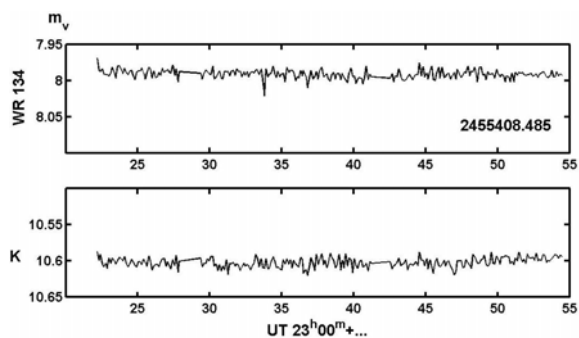


Рис.3. Зависимость звездных величин звезды WR 134 и контрольной звезды от всемирного времени при JD 2455408.485.

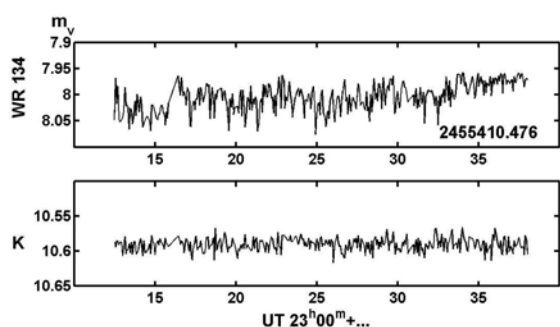


Рис.4. Зависимость звездных величин звезды WR 134 и контрольной звезды от всемирного времени при JD 2455410.476.

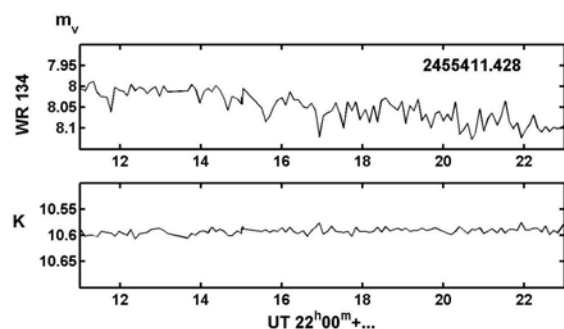


Рис.5. Зависимость звездных величин звезды WR 134 и контрольной звезды от всемирного времени при JD 2455411.428.

(например, нейтронная звезда), мы наблюдали бы увеличение блеска.

В некоторые ночи (Рис.4 и Рис.7) обнаружена переменность  $\sim 0^m.5$  в течение нескольких минут.

Отметим, что фотометрическая переменность звезды WR 134 на  $0^m.1$  в течение нескольких минут была обнаружена впервые.

## ЗАКЛЮЧЕНИЕ

Фотометрическое исследование звезды HD 191765 = WR 134 показало, что в течение

короткого времени (10 минут) звездная величина этой звезды увеличивается на  $0^m.1$ ! Такой наблюдательный факт для звезды HD 191765 = WR 134 обнаруживается впервые. В некоторые ночи обнаружена кратковременная фотометрическая переменность этой звезды на  $0^m.5$ !

Полагаем, что эти наблюдательные факты являются важными, при построении физической модели звезды HD 191765 = WR 134.

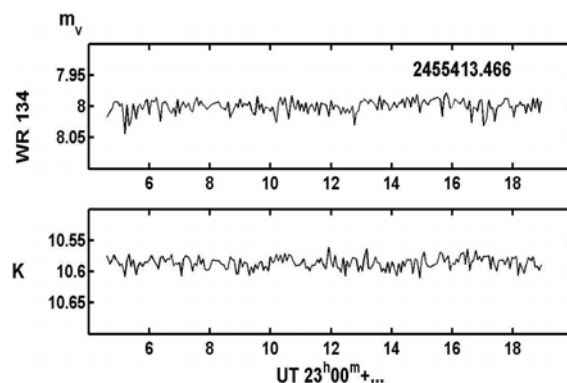


Рис.6. Зависимость звездных величин звезды WR 134 и контрольной звезды от всемирного времени при JD 2455413.466.

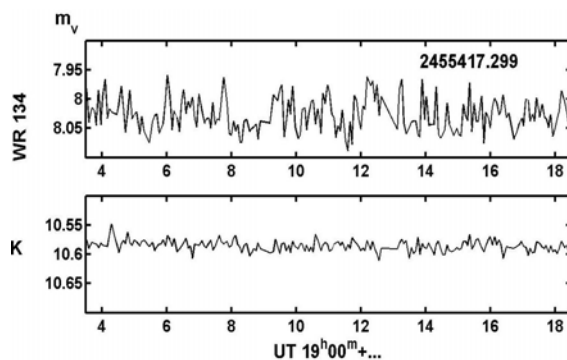


Рис.7. Зависимость звездных величин звезды WR 134 и контрольной звезды от всемирного времени при JD 2455417.299.

## СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. Van der Hucht K.A., Conti P.S., Lundstrom I., Stenholm B., The sixth catalogue of galactic Wolf-Rayet stars, their past and present, **Space Sci., Rev.**, 1981, v. 28, pp. 227-306.
2. Антохин И.И., Асланов А.А., Черепашук А.М., HD 191765 возможная звезда Вольфа-Райе с маломассивным спутником, **Письма в Астрон. Журн.**, 1982, т.8, сс. 290-297.
3. Антохин И.И., Черепашук А.М., Звезды Вольфа-Райе с возможными релятивистскими спутниками, Оптические затмения в системе HD 191765, **Письма в Астрон. ж.** 1984, т. 10, сс. 370-376.

4. Cherepashchuk A.M., X-ray nova binary systems, **Space Sci. Rev.**, 2000, v. 93, pp. 473-580.
5. Масевич А.Г., Тутуков А.В., **Эволюция звезд: Теория и наблюдения**, М., “Наука”, с.224.
6. Moffat A.F.J., Shara M.M., **AJ**, 1986, v. 92, pp. 952-960.
7. Antokhin I.I., Irsmbabetova T.R., Moffat, A.F.J., Cherepashchuk A.M., Marchenko S.V., Intensive high-precision photometric monitoring of the variable WN6 Wolf-Rayet star HD 191765, **Astrophys. Journal. Suppl. Ser.** 1992, v. 82, pp. 395-404
8. T.Morel, et al. A 2.3 day periodic variability in the apparently single Wolf-Rayet star WR 134: collapsed companion or rotational modulation, **Astrophys.Journal**, 1999, v. 518, pp. 428-441.

## Приложение

**Таблица 1.** Информация о наблюдениях и полученные результаты фотометрических наблюдений звезды типа WR HD 191765. N – число измерений, проводимых в течение одной ночи, t – время накопления в секундах,  $V_1$  – усредненная за ночь звездная величина звезды HD 191765,  $V_2$  – усредненная за ночь звездная величина контрольной звезды,  $\sigma$  - среднеквадратичная ошибка одного измерения.

JD 2455000+	N	t(сек)	$V_1$	$V_2$	$\sigma$
398.339	100	6	7.987	10.606	0.008
407.333	250	4	7.983	10.600	0.006
408.485	251	5	7.991	10.602	0.006
409.348	300	4	8.055	10.608	0.009
410.476	351	2	8.008	10.591	0.008
411.428	130	4	8.067	10.590	0.009
413.446	200	2	8.000	10.587	0.009
415.482	250	2	8.008	10.584	0.009
416.468	206	2	7.963	10.581	0.009
417.299	250	2	8.026	10.586	0.009
420.453	200	1.8	7.979	10.570	0.009
423.455	250	4	7.937	10.584	0.009
424.419	300	2	7.995	10.592	0.009
439.394	300	4	7.952	10.578	0.008
440.336	300	1.5	8.019	10.570	0.009
442.420	300	4	8.000	10.603	0.009
445.348	300	3	8.025	10.608	0.008
447.338	300	1.5	7.995	10.593	0.008

## VOLF-RAYE TIPLI HD 191765 ULDUZUNUN FOTOMETRIK TƏDQIQI

Rüstamov C.N., Abdullayev B.İ.

Volf-Raye tipli HD 191765 ulduzunun AMEA N.Tusi adına Şamaxı Astrofizika Rəsədxanasının “Zeiss-600” teleskopunda 2010-cu ilin iyul-sentyabr aylarında aparılmış fотометрик müşahidələrinin nəticələri verilmişdir. Müşahidələr beynəlxalq UBV fотометрик sisteminin V süzğəcində 18 gün müddətində aparılmışdır. Bir gecə ərzində 100-300 ölçmə yerinə yetirilmişdir. HD 191765 ulduzunun həm qısamüddətli (15-30 dəqiqə) həm də uzunmüddətli dəyişmələri tədqiq olunmuşdur. Hər gecə üçün V süzğəcində HD 191765 ulduzunun və kontrol ulduzun ulduz ölçülərinin orta qiyməti müəyyən edilmiş və bu orta qiymətin dəyişkənliyi araşdırılmışdır. Kontrol ulduza görə təyin olunan orta kvadratik meylin müxtəlif gecələr üçün 0.006 ilə 0.009 arasında dəyişdiyi müəyyən edilmişdir. Ekspozisiya müddəti 1 san ilə 6 san arasında olmuşdur. HD 191765 ulduzunun həm bir gecə daxilində, həm də gecədən gecəyə dəyişdiyi müəyyən edilmişdir.

**Aparıcı sözlər:** Volf-Raye tipli ulduzlar, ulduzların fотометriyası

**PHOTOMETRIC INVESTIGATIONS OF THE WOLF-RAYET TYPE STAR HD 191765**

Rustamov J.N., Abdullayev B.I.

The results of the photometric investigations of the Wolf-Rayet type star HD 191765 were presented. The photometric observations of the Wolf-Rayet star HD 191765 carried out in July-September 2010 with the help of telescope "Zeiss-600" of the Shamakhy Astrophysical Observatory named after N.Tusi under the Azerbaijan NAS. The CCD matrix Apogee Alta U-47 1024x1024 pixels was used. The observations carried out within 18 nights in the filter V of the international photometric system UBV. Within one night were executed from 100 to 300 measurements. For every night the average magnitude of the stars HD 191765 and control star was determined. Processing of photometric data was carried out by means of software MaxIm DL. Root-mean-square errors of one measurement defined for control star (check star) change from  $0.006^m$  to  $0.009^m$  and the exposure time changes from 1sec to 6 sec for different nights. Variability of star HD 191765 both within night and from night to the night was revealed.

**Key words:** Wolf-Rayet type stars, photometry of stars