

**МИНИСТЕРСТВО ВЫСШЕГО И СРЕДНЕГО СПЕЦИАЛЬНОГО  
ОБРАЗОВАНИЯ РЕСПУБЛИКИ УЗБЕКИСТАН**

**НАЦИОНАЛЬНЫЙ УНИВЕРСИТЕТ УЗБЕКИСТАНА  
ИМЕНИ МИРЗО УЛУГБЕКА**

**Физический факультет  
Кафедра астрономии и физики атмосферы**

**КУРСОВАЯ РАБОТА**

**ПЕРЕМЕННЫЕ ЗВЕЗДЫ**

**Выполнила: Ковалева А.**

**Принял: Ахунов Т.А.**

**Ташкент 2014**

Переменные звёзды - звёзды, у которых наблюдаются колебания блеска. Число известных к настоящему времени переменные звёзды очень велико (свыше 28 000). Более 15000 звёзд заподозрены в переменности, но ещё не достаточно изучены. Около 3000 переменные звёзды открыто в ближайших галактиках - Магеллановых Облаках и около 700 (не считая новых звёзд) - в Туманности Андромеды. Более 1000 переменные звёзды обнаружено в шаровых скоплениях нашей Галактики. Переменные звёзды имеют спец. обозначения (если они не были уже обозначены буквой греческой алфавита). Первые 334 переменные звёзды каждого созвездия обозначают последовательностью букв латинского алфавита: R, S, T, ..., Z, RR, RS, ..., RZ, SS, ST, ..., ZZ, AA, ..., AZ, QQ, ..., QZ с добавлением названия соответствующего созвездия (например, RR Lyr, или RR Лиры). Следующие переменные звёзды обозначаются V 335, V 336 и т. д. Переменные звёзды делятся на два больших класса: затменно-переменные и физически переменные звёзды. Затменно-переменные звёзды представляют собой систему из двух звёзд, вращающихся вокруг общего центра масс, причём плоскость их орбит столь близка к лучу зрения земного наблюдателя, что при каждом обороте наблюдается затмение одной звезды другой. Это приводит к ослаблению суммарного блеска системы. В нашей Галактике обнаружено свыше 4000 звёзд этого класса. У одних, типа Алголя ( $\beta$  Персея), блеск вне затмения практически постоянен (рис.1, а), у других же, типа ( $\beta$  Лиры), периоды постоянства блеска отсутствуют, что даёт основание считать компоненты таких систем эллипсоидальными, вытянутыми взаимным притяжением. Изменения блеска вне затмения у таких систем объясняются непрерывным изменением обращённой к наблюдателю площади светящейся поверхности звёзд (рис.1, б). Периоды изменения блеска затменно-переменных звёзд (совпадающие, естественно, с их орбитальными периодами) очень разнообразны: от десятков минут до десятков лет.

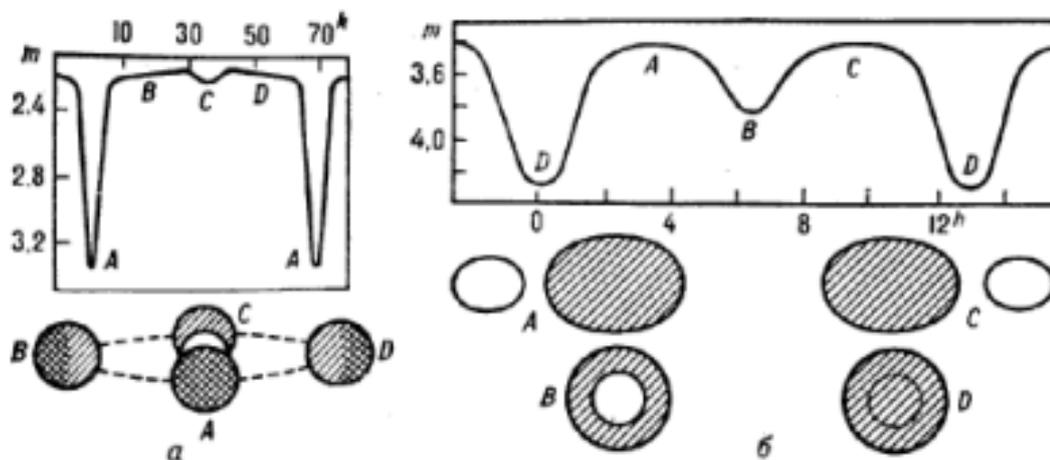
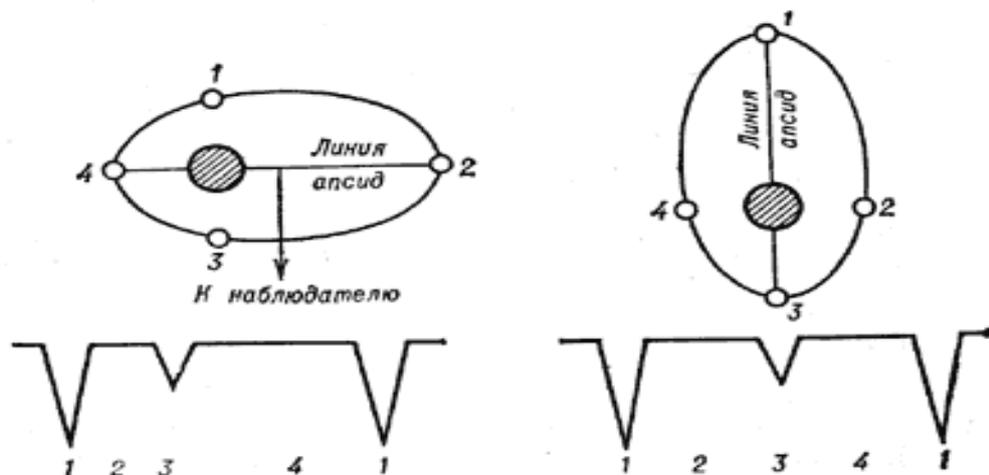


Рис. 1. Кривая блеска и схема системы  $\beta$  Персея (а) и  $\beta$  Лиры (б). Буквами А, В, С, D обозначены взаимные положения звёзд, отвечающие

максимумам и минимумам кривой блеска;  $m$  - звёздная величина; время указано в часах ( $h$ ), светлый кружок - более яркая звезда.

Затменно-переменные звёзды предоставляют уникальную возможность определения ряда важнейших характеристик звёзд, особенно в том случае, если известны расстояние до системы и кривая изменения лучевых скоростей входящих в систему звёзд. По продолжительности затмения можно определить диаметры звёзд в долях большой полуоси их относительно орбиты, а затем и в километрах. По светимости  $L$  и размерам звёзд можно определить эффективную температуру  $T_{eff}$  их поверхности. Наблюдая изменения в спектре в ходе затмения, можно изучить строение атмосферы затмевающей звезды (сквозь которую просвечивает второй компонент системы) на разных глубинах. Особенно интересные результаты даёт исследование систем типа  $\xi$  Возничего, у которых наблюдаются затмения горячей звезды ( $sp$ , класса  $B$ ) красным сверхгигантом (класса  $K$ ) с обширной атмосферой. Изменения интенсивности линий поглощения в ходе затмения позволили определить содержание хим. элементов в атмосфере сверхгиганта на разных высотах, по сдвигу линий удалось измерить скорость вращения звезды вокруг оси. Затменно-переменные звёзды является главным источником сведений о самой важной характеристике звёзд - их массе, для определения которой применяют 3-й закон Кеплера, связывающий орбитальный период, большую полуось орбиты и массы компонентов системы. У некоторых затменно-переменных звёзд наблюдается вращение большой оси эллиптической орбиты (линии апсид), вызванное взаимной приливной деформацией компонентов (рис.2); на кривой блеска это отражается в виде медленного смещения положения вторичного (меньшего) минимума. Скорость этого вращения определяется степенью концентрации вещества к центру звезды, и наблюдения таких звёзд дают чуть ли не единственную возможность проверки выводов теорий внутренних строений звёзд.



## Рис. 2. Кривая блеска и схема системы с вращением линии апсид (большой полуоси орбиты).

В этой курсовой работе рассмотрены затменные звезды на примере RZ Tauri

RZ Tauri (=HD 285892) - короткопериодная сверхконтактная двойная звезда, основные свойства которой хорошо изучены. Эту систему можно было отнести к А-типу переменной звезды W Ursae Majoris; первичный (более глубокий) минимум происходит, когда большая, более массивная звезда затмевается ее меньшим, менее массивным компаньоном, и их общая оболочка существенно превышает полость Роша контакта.

Немало усилий которые были предприняты, чтобы изучить спектр RZ Tauri привели к противоречащим результатам. Только единственная работа *Struve* и др. (1950) в которой они пытались измерить радиальную скорость нашли  $e = 0.0$ ,  $K_1 = 135 \text{ km/s}$ , и  $K_2 = 250 \text{ km/s}$ , получая  $q = M_2/M_1 = 0.54$ . Это значение  $q$  намного больше, чем значение, определенное из решений кривой блеска, описываемых ниже, так как трудно измерить широкие линии поглощения сверхконтактной системы. Эти результаты основаны только на семи спектрограммах, и необходима кривая радиальной скорости лучше. В любом случае, *Niarchos* и *Duerbeck* (1991) предлагали, что это несоответствие может также произойти из-за эффекта обращения поперечной конвекции, необходимой для передачи яркости.

*Struve* и др. (1950) нашли, что спектр был F0, и *Hill* и др. (1975) классифицировал эту звезду как A7 V или A8 V. *Van Hamme* и *Wilson* (1986) скорректировали спектральный класс, определённый *Struve* с F0 до A4.5 V ( $M_1 = 1.76M$ ), принимая во внимание вращательное снижение яркости и передача яркости. С другой стороны, *Mochnecki* и *Doughty* (1972b) предлагали, что спектральный класс - не F0, а F6! Попытки определения спектрального класса этой звезды, основанные на широкополосных цветах не решили проблему. *Meistas* и *Straižys* (1981) нашли, что межзвездное поглощение для RZ Tauri было  $A = 2.23$ , что является намного больше, чем измеренное среднее число  $A=1.37$  для других ближайших звезд и подтверждавшее, что эта звезда не окрашивалась в красный цвет, характерный для звезд B9 V. *Batten* и др. (1978) не распознали эту звезда как A.D.S. 3359 (= HR 1467).

Анализ кривой блеска был более плодотворен. *Schilt* (1925) получил 403 фотографических измерений RZ Tauri, *Oosterhoff* (1930) получил 356 фотографических измерение и *Rybka* (1930) получил 163 визуальных измерений. *Hurahata* и *Kitamura* (1953) издали их фотоэлектрические нормали в фиолетовом ( $\lambda = 3950 \text{ \AA}$ ), синем ( $\lambda = 4650 \text{ \AA}$ ), и желтом ( $\lambda = 5550 \text{ \AA}$ ) свете и получили период ( $P = 0.41567109$  дня), который правильно идентифицировал первичные и вторичные минимумы предыдущих кривых блеска. *Hinderer* (1960) получил 181 фотоэлектрических измерений в синем ( $\lambda = 3875 \text{ \AA}$ ) свете и 182 фотоэлектрических измерений в зеленом ( $\lambda = 5050 \text{ \AA}$ ) свете. 307 наблюдений в VRI-системе Джонсона

полученные *Joel A. Eaton* сохранены как Файл 78 в Архивах IAU Неопубликованных Наблюдений Переменных Звезд (*Breger 1981*), кажется, не проанализированы.

Кривые блески, которые оказали самое большое влияние, были изданы *Binnendijk (1963)*, состоящие из 510 желтых ( $\lambda_{eff} = 5300 \text{ \AA}$ ) и 507 синих фотоэлектрических наблюдений ( $\lambda_{eff} = 4420 \text{ \AA}$ ). Таблица 1 обеспечивает внесение в список и краткое резюме всех современных решений кривой блеска. Замечательно то, что все шесть основаны на тех же самых двух кривых блеска, изданных *Binnendijk*! Ясно то, что необходимы новые кривые блеска и новый анализ для этой системы.

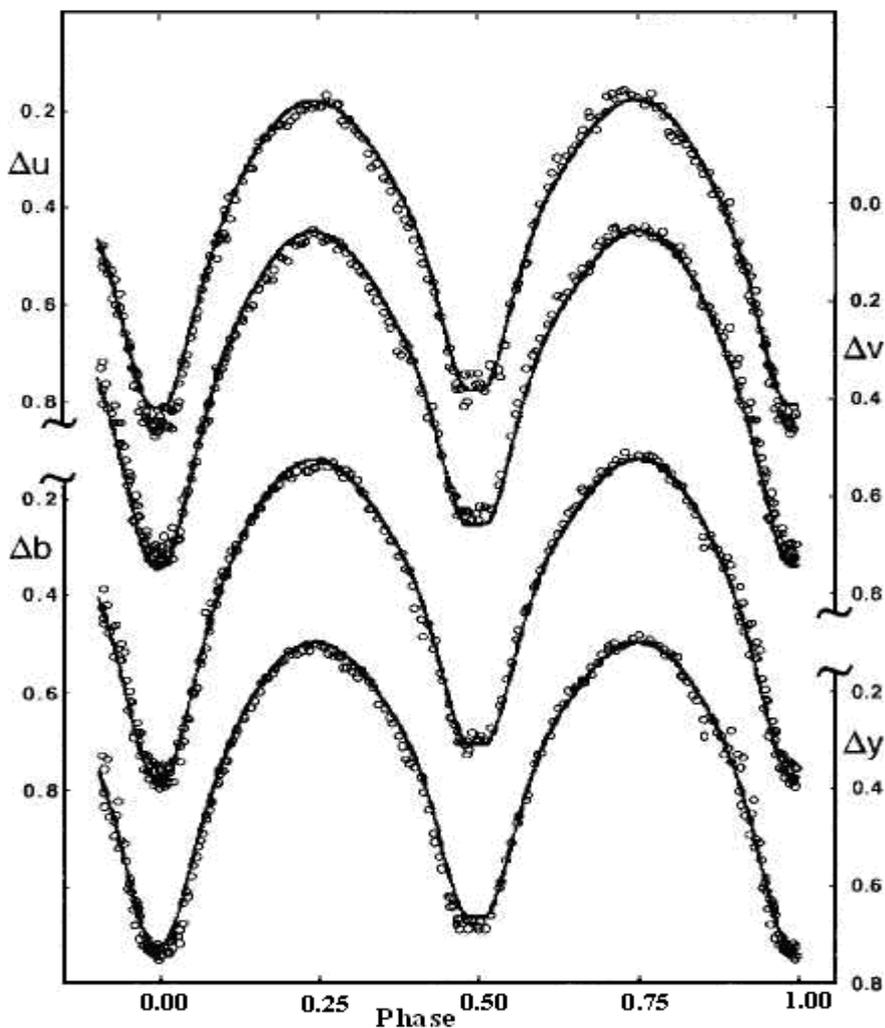
Наблюдения RZ Tauri в *uvby*-системе Стромгрена были получены тремя ночами в январе 1983 со пульс-считающим фотометром на 0.6 м телескопе в обсерватории SAN на горном плато. Все наблюдения были сделаны в нормальном режиме и были редуцированы с преобразованием и коэффициентами поглощения, полученными ночью до наблюдения, которым управляли. Используемая звезда сравнения была *BD+18°657*, и использовалось уравнение (2), чтобы вычислить фазы. Эти точки данных показаны в рис. 3, и использовались, чтобы произвести нормальные точки, внесенные в список в Таблице 2. Таблицы данных были депонированы как Файл 315E в Архивах IAU Неопубликованных Наблюдений Переменных Звезд (*Breger и др. 1990*). Обязанности Бреджера были приняты Эдвардом Шмидтом в Университете Линкольна в Небраске (*Schmidt 1996*).

**Таблица 1. Современные исследования кривой блеска RZ Tauri.**

<i>Paper</i>	<i>Method of Analysis</i>	<i>i</i>	$q=M_2/M_1$
<i>Binnendijk (1963)</i>	<i>Russell &amp; Merrill</i>	81.5°	0.54 (assumed)
<i>Mochnecki &amp; Doughty (1972b)</i>	<i>Mochnecki &amp; Doughty (1972a)</i>	84.7° ± 1°	0.38 ± 0.01
<i>Maunder (1972)</i>	<i>Lucy (1968a,b)</i>	82°	0.54 (assumed)
<i>Wilson &amp; Devinney (1973)</i>	<i>WD</i>	82.88° ± 0.35°	0.3721 ± 0.0047
<i>Niarchos (1978)</i>	<i>Kopal</i>	86.1° (yellow) 83.1° (blue)	0.54 (assumed)
<i>Jabbar &amp; Kopal (1983)</i>	<i>Kopal</i>	70.0°	0.16
<i>Morris &amp; Naftilan (1997)</i>	<i>WD</i>	81.54° ± 0.45°	0.3563 ± 0.0023

Насколько устойчива форма кривой блеска и периодичность? Ранние утверждения необычного поведения в кривой блеска трудно оценить. *Schilt*

(1925) утверждал, что кривая блеска казалась асимметричной и результаты *Oosterhoff (1930)* указывающие на то, что кривая блеска была переменная в форме.



**Рис 3. Отличительные  $uvby$  кривые блеска *RZ Tauri*, полученные в *SAN* в течении сезонов наблюдения 1982-1983 и теоретические кривые блеска, произведенные в соответствии с *lc* программой. Кривые *lc* нормализованы, чтобы соответствовать средним из максимумов.**

Однако, это возможно, произошло из-за ошибочных периодов, которые они использовали ( $P = 0.3440033$  дня и  $0.20783530$  дня, соответственно), заставляя их смещать их первичные и вторичные минимумы вместе. *Huruhata* и *Kitamura (1953)* утверждали, что их кривые блеска были асимметричны, но эта асимметрия более сильна в их кривой синего света, чем их кривая блеска в желтом и может произойти из-за увеличенного шума в их данных в более коротких длинах волны. Ясного свидетельства асимметрии не существует. Подобие между решениями *Wilson u Devinneya*

(1973) и решение, полученное в существующей статье также демонстрирует стабильность RZ Tauri.

**Таблица 2. Нормальные точки сформированные из фотометрии RZ Tauri.**

<i>Phase</i>	<i>Au</i>	<i>Av</i>	<i>Ab</i>	<i>Ay</i>	<i>Weight</i>
0.00	0.8324	0.7085	0.7695	0.7345	6
0.01	0.8405	0.7079	0.7635	0.7247	7
0.03	0.7571	0.6478	0.7060	0.6802	7
0.06	0.5909	0.4721	0.5363	0.5009	12
0.09	0.4692	0.3374	0.3811	0.3666	8
0.13	0.3436	0.2282	0.2661	0.2463	10
0.19	0.2305	0.1088	0.1610	0.1313	9
0.25	0.1868	0.0564	0.1289	0.1054	11
0.31	0.2403	0.1275	0.1698	0.1584	8
0.37	0.3872	0.2742	0.3028	0.2884	10
0.43	0.5812	0.4447	0.5108	0.5039	7
0.46	0.7501	0.5984	0.6727	0.6535	8
0.48	0.7745	0.6346	0.7062	0.6733	5
0.50	0.7565	0.6306	0.6928	0.6774	3
0.52	0.7488	0.5974	0.6599	0.6406	4
0.56	0.5628	0.4104	0.4779	0.4569	9
0.63	0.3103	0.1832	0.2562	0.2173	9
0.69	0.2153	0.0774	0.1553	0.1211	8
0.75	0.1770	0.0468	0.1123	0.0855	9
0.81	0.2555	0.0889	0.1678	0.1432	10
0.87	0.3688	0.2358	0.3030	0.2770	10
0.92	0.5406	0.4066	0.4662	0.4351	15
0.96	0.7507	0.6219	0.6791	0.6485	14
0.98	0.8289	0.6927	0.7538	0.7266	5
0.99	0.8513	0.7139	0.7666	0.7285	7

С другой стороны, фотоэлектрические данные действительно подразумевают некоторые долгосрочные изменения в амплитуде кривой блеска. Список в таблице 3 средние глубины и различия между минимумами для пяти доступных фотоэлектрических светов в зеленом свете (5000-5500 Å). Трудно рассчитать эти изменения, из-за наблюдательной ошибки, предполагая, что усложнение особенностей типа крупномасштабных конвективных структур, затемнённых облаками пыли, дисками, поверхностными полосами или пятнами может существовать в этой системе. Если эти изменения света в амплитуде могут быть подтверждены, RZ Tauri присоединится к не большому классу звезд, которые демонстрировали подобное поведение (*Schaefer u Fried 1991*).

Эфемерида, изданная *Binnendijk (1963)* для первичного минимума, может быть улучшена при помощи более свежих наблюдений.

**Таблица 3. Изменения кривой блеска *RZ Tauri*.**

HJD (2400000+)	$\Delta M$	$M_{\text{pri}} - M_{\text{sec}}$ min min	References
33987.0496	0.636	0.025	<i>Huruhata &amp; Kitamura (1953)</i>
35480.3657	0.695	0.086	<i>Hinderer(1960)</i>
37676.5750	0.613	0.067	<i>Binnendijk (1963)</i>
43129.8068	0.590	0.070	<i>Breger (1981)</i>
45348.6801	0.611	0.057	<i>Morris &amp; Naftilan (1997)</i>

Таблица 4. Времена минимумов для RZ Tauri.

HJD (2400000+)	Min.	(O-C) <sub>B</sub> (days)	(O-C) <sub>M-N</sub> (days)	References
21110.3930	I	+0.0569	-0.0057	Hoffmeister (1919)
24031.9351	II	+0.0401	-0.0002	Schilt (1925)
24177.4172	II	+0.0366	-0.0027	"
24535.314	II	+0.0387	+0.0018	Tsesevich (1955)
25972.4927	I	+0.0274	-0.0007	Oosterhoff (1930)
26011.3600	II	+0.0293	+0.0013	"
26016.3454	II	+0.0266	-0.0013	"
26017.3864	I	+0.0284	+0.0005	"
26030.4760	II	+0.0243	-0.0035	Rybka (1930)
26382.349	I	+0.0300	+0.0041	Kreiner (1976)
27069.2463	II	+0.0273	+0.0050	"
27344.4186	II	+0.0240	+0.0031	"
27398.250	I	+0.0257	+0.0050	"
33987.0496	I	-0.0103	-0.0116	Huruhata et al. (1953)
35462.4918	II	-0.0000	-0.0005	Hinderer (1960)
35480.3657	II	-0.0001	-0.0005	"
37639.58024	I	+0.0002	-0.0013	Binnendijk (1963)
37639.78848	II	+0.0006	-0.0009	"
37640.61881	II	-0.0005	-0.0020	"
37642.69786	II	+0.0002	-0.0013	"
37676.57495	I	-0.0000	-0.0016	"
42844.643	I	+0.0034	-0.0117	Mallama et al. (1977)
43129.8068	I	+0.0154	-0.0009	Breger (1981)
45347.84444	I	+0.0209	-0.0011	Morris & Naftilan (1997)
45348.67500	I	+0.0201	-0.0006	"
45355.7473	I	+0.0260	-0.0013	"
47827.9828	II	+0.0452	+0.0024	Hobart et al. (1993)
47828.8143	II	+0.0454	+0.0026	"
47835.8790	II	+0.0436	+0.0008	"
47837.9562	II	+0.0425	-0.0004	"

$$\text{HJD} = 2437676.5750 + 0.41567318E, \quad (1)$$

Таблица 4 списка все времена доступных минимумов, многие взятые непосредственно из таблицы Биннендиджка II. Рис 4. показывает остатки, указывая, что линейный подгон не достаточен. Когда от двух не правильных точек данных в HJD 2433987.0496 и 2442844.643 отказывает, параболический подгон к остающимся данным дает улучшенную эфемериду для первичного минимума:

$$\text{HJD} = 2445348.6821 + 0.41567550E + 5.01 \times 10^{-11} E^2 \pm 0.0002 \pm 0.00000002 \pm 0.09 \times 10^{-11} \quad (2)$$

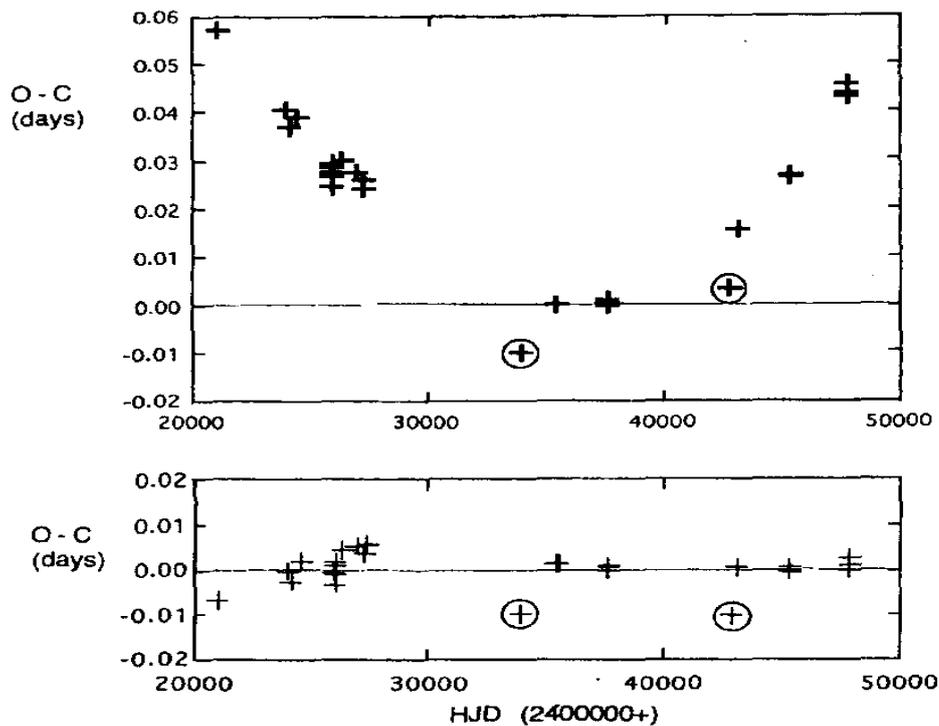


Рис 4. Внесенные в список в таблице 4, между наблюдаемыми временами минимумов и времен минимумов, рассчитанных из эфемериды Биннендиджска, как дано в (1) уравнении. Нижний график показывает эти различия, рассчитанные от эфемериды, полученной в этой статье, как дано в (2) уравнении. Две точки данных, выделенные кругами, не использовались в получении данной эфемериды в (2) уравнении.

Хобарт и др. (1994) получили подобный результат, но с меньшим количеством данных. Если Юлианская Гелиоцентрическая Дата таблица 4 обращается к первичному минимуму, это помечено "I"; вторичные минимумы помечены "II".  $(O-C)_B$  колонка дает остатки этих времен минимумов согласно эфемериде Биннендиджска, данной в (1) уравнении, и  $(O-C)_{M-N}$  колонка дает остатки согласно нашей эфемериде, данной в (2) уравнении. Не большое количество рассеяния замеченного в нижней части рис. 4, указывает на то, что эта новая эфемериды дает удовлетворительное пригодное ко всем доступным данным.

Таблица 5. Решение WD кривой блеска RZ Tauri.

	$u$	$v$	$b$	$y$
$A$	3500 A	4100 A	4700 A	5500 A
$U$	0.55	0.77	0.68	0.58
$L_1/(L_1+L_2)$	0.7350 $\pm 0.0007$	0.7321 $\pm 0.0007$	0.7300 $\pm 0.0007$	0.7279 $\pm 0.0007$
$T_1$	7300 °K			
$T_2$	7150 °K			
$\Delta\phi$	-2.23° $\pm 0.13^\circ$			

$I$	$81.54^\circ$ $\pm 0.45^\circ$
$Q$	$0.3563$ $\pm 0.0023$
$\Omega$	$2.515$ $\pm 0.014$
$G$	$0.833$ $\pm 0.073$
$A$	$0.25$ $\pm 0.28$
$(r_0)_1$	$0.463$ $\pm 0.003$
$(r_0)_2$	$0.299$ $\pm 0.004$
$A$	$4.27R_{solar}$ $\pm 0.02R_{solar}$

*uvby*-данные были смоделированы при использовании компьютерной программы версией 1992 года для двойных-звезд *Wilson-Devinney*, купленной у *R. E. Wilson* и установленной на персональный компьютер *Power Macintosh 9500/200*. Использовалась программа различных коррекций (РК) с выбором атмосфер черного тела в Моде 1, чтобы получить параметры, внесенные в список в таблице 5 и программа *lc* (кривая блеска), использовалась с теми параметрами, чтобы создать искусственные кривые блеска, показанные в рис. 3.

Несколько параметров могли считаться постоянными, как показано в таблице 5. Была установлена предварительная температура в  $T = 7300 \text{ K}$ , соответствующая звезде *F0* (*Straizys u 1981 Kuriliene*). Эффективные длины волны  $\lambda$  - от *Henden* и *Kaitchuck (1982)*, и соответствующие лимб-затемняющие коэффициенты от *Al-Naimiy (1978)*. Детальное отражение позволяло и были отобраны размеры сетки  $N = 30$  (для  $\phi$ ,  $i$ ,  $\Omega$ , и  $q$ ) и  $NL = 15$  (для  $L$ ,  $g$ , и  $A$ ). Значения  $T_2$  были рассчитаны в соответствии с программой РК, принимая плавное изменение поверхностной яркости по полной общей оболочке.

Начальные значения  $\Omega$ ,  $i$ ,  $q$ , и  $L$  были взяты из собственных исследований *Wilson u Devinney's (1973) RZ Tauri*. Программа быстро и сильно сходилась к значениям, показанным в таблице 5. Испытания *Twigg (Rafert и Twigg 1980)* показали, что для А-типа W UMa системы, РК программа исправлений WD может вернуть правильные значения параметра из разнообразной сетки искусственно-произведенных данных (включая случайный шум) начиная с произвольной точки в решении. Решение в таблице 5 может быть взято как уникальное решение данных и не ошибочной, а устойчивой конвергенцией.

Полученные значения  $\Omega$  и  $q$  подтверждают, что *RZ Tauri* имеет высокую степень сверхконтакта, с параметром контакта (как определено Ваном Хэймм 1982)  $(\Omega_1 - \Omega) / (\Omega_1 - \Omega_2) = 0.3308$ . Этот параметр равняется

нолю, если предварительные данные становятся отдельными от вторичного в точке Лагранжа  $L_1$ , и равняются тому, если вторичное является настолько большим, что она извергает массу свободно в космос через точку Лагранжа  $L_2$ . Значения  $\Omega$  и  $q$  также подразумевают, что затмения были бы частичными, если  $i < 80.54^\circ \pm 0.07^\circ$ , подтверждая, что RZ Tauri имеет периодически-полные затмения. Наблюдаемая фракционная яркость предварительной  $L_1/(L_1 + L_2)$  совместима с более ранними исследованиями и были необходимы перемещения малой фаза  $\Delta\phi$ , чтобы соответствовать искусственной кривой блеска к нормальной.

Температура RZ Tauri находится в пределах диапазона перехода  $7080^\circ K \leq T_1 \leq 7940^\circ K$ , которые отделяют более горячие звезды с излучающими оболочками ( $g = 1.00$ ,  $A = 1.0$ ) от более прохладных звезд с конвективными оболочками ( $g = 0.32$ ,  $A = 0.5$ ) согласно *Rafert* и *Twigg (1980)*. Полученное значение важного затемнения  $g = 0.833 \pm 0.073$  подразумевает, что RZ Tauri - частично конвективно, но текущие модели WD, не принимают во внимание конвекцию от звезды к звезде, необходимую для баланса энергии, так что один параметр не может реалистично описать движение массы и энергии в сверхконтактной системе как плохо определено болометрическое альбедо  $A = 0.25 \pm 0.28$ , поскольку эффект отражения является довольно маленьким для сверхконтактных систем.

*Wilson* и *Devinney (1973)* отметили, что они и другие не могли воспроизвести плоский первичный минимум в данных *Биннендиджска*, и размышляли, что возможно один или два неудачных остатка были ответственны за эту очевидную плоскостность. Рис 3. показывает, что эта плоскостность реальна, и может быть смоделирована в соответствии с компьютерной программой WD. Их (решение приведенной в статье *Morris & Naftilan, 1997*) решение действительно дает слишком мелкое затмение для кривой  $\Delta u$  и слишком глубокое затмения для кривой  $\Delta \theta$ . Трудно объяснить это кроме как наблюдательной ошибкой, потому что глубиной затмений в А-типе W UMa звезды управляют почти полностью значения  $q$ ,  $\Omega$ , и  $i$ , которые являются независимыми от длины волны.

Исследование радиальной скорости *Struve и др. (1950)* дало  $K_1 = 135 \text{ km/s}$  и  $K_2 = 250 \text{ km/s}$ , что дает  $q_{sp} = 0.54$ . Было отмечено (*Wilson 1978*), что фотометрические значения  $q$  имеют тенденцию быть намного более точными, чем спектроскопические значения, но значению  $K_1$  можно приписать скромную точность.

Когда  $K_1$  в  $\text{km/s}$ , а орбитальный период  $P$  в днях, массовая функция любого набора из двух предметов в единицах солнечной  $M_{solar}$  массы

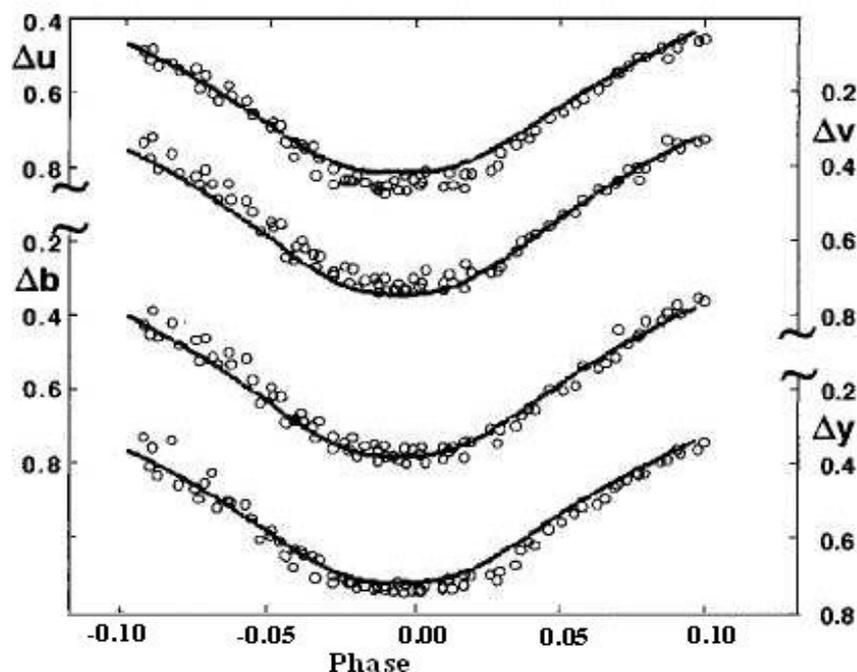


Рис. 5. То же самое как рис. 3, показывая первичный минимум.

$$f(M) = 1.03615 \times 10^{-7} K_1 P \quad (3)$$

масса его первичной звезды в единицах солнечной массы  $M_{solar}$

$$M_1 = \frac{f(q+1)^2}{q^3 \sin^3(i)} \quad (4)$$

и расстояние между центрами массы этих двух звезд в единицах солнечного радиуса  $R_{solar}$

$$a = 0.019750 * \frac{(q+1)K_1 P}{q \sin(i)} \quad (5)$$

Для RZ Tauri, эти значения  $f(M) = 0.106 M_{solar}$ .  $M_1 = 4.45 M_{solar}$ ,  $a = 4.21 R_{solar}$ , когда фотометрические ценности  $q$  и  $i$  использовались. Неискаженный радиус первичной звезды  $ar_0 = a / (\Omega - q) = 1.98 R_{solar}$ , и его средняя поверхностная скорость 275 m/s.

И массовый и неискаженный радиус предварительных выборов является большим чем, ожидался бы для F0 V звезда, указывая, что RZ Tauri развился. Если эта система началась с  $q < 0.3$ , то система, сформированная как отдельный набор из двух предметов ZAMS с  $a > 5.3 R_{solar}$ , и стала сверхконтактом как B4 ZAMS первичный развитый и расширенный (Straizys и 1981 Kuriliene). Иначе, этой системой был сверхконтакт при его формировании. Эти вычисления принимают сохранение и массы и углового момента, так, чтобы

$$a M_1^2 M_2^2 = (a M_1^2 M_2^2)_{ZAMS} \quad (6)$$

который, возможно, не соответствует для этой системы. В любом случае, массовый обмен теперь лишает возможности определять, какую из этих двух историй RZ Tauri имел.

## ЛИТЕРАТУРЫ

1. Al-Naimiy, H.M. 1978, *Ap&SS*, 53, 181
2. Batten, A. H., Flecher, J. M., & Mann, P.J. 1978, *Seventh Catalogue of the Orbital Elements of Spectroscopic Binary Systems*, *PubDAO* 15, No. 5
3. Binnendjik, L..1963, *AJ*, 68, 22
4. Breger, M. 1981, *PASP*,93,528
5. Breger, M., Jaschek, C., & Dubois, P. 1990, *Inf. Bull Var. Stars*, 3422,1
6. Henden, A. A ., & Kaitchuck, R. H. 1982, *Astronomical Photometry* (Van Nostrand Reinhold, New York), p.55
- 7.Hill, G, Hilditch, R.W., Younger, F., & Fisher, W.A. 1975. *MmRAS*, 79, 131
8. Hindrer, F. 1960, *J. des Observateurs*, 43, 161