

УДК 524.335.2

ПЗС-фотометрия звезд типа RV-Tau (IV), R Sagittae

В.И. Бурнашев¹, Б.А. Бурнашева¹, Е.О.Вааген.²

¹ Крымская Астрофизическая Обсерватория, 98409, Украина, Крым, Научный

² Американская ассоциация наблюдений переменных звезд AAVSO, 25 Birth St., Cambridge MA 02137, USA.

Поступила в редакцию 27 марта 2005 г.

Аннотация.

УДК 524.335.2

В течение наблюдательных сезонов 1999 и 2002 гг. с помощью ПЗС-фотометров выполнены фотометрические наблюдения переменной звезды *R Sge*.

Анализ этих наблюдений вместе с литературными данными подтвердил среднее значение основного цикла переменности $P = 70^d.757$ на протяжении почти полутора веков. Уточнено значение длительного цикла переменности, составляющее 1120 дней.

Периодичность изменения длительности основного цикла исследована по совокупности значений $O - C$. Характерное время его изменений с 1881 года составляет $\Pi = 6.8$ тыс. дней.

CCD-PHOTOMETRY OF THE RV-TAU STARS.IV. R SAGITTAE.

V.I.Burnashev, B.A.Burnasheva.

The photometric observations of the *RV Tau*-type star *R Sge* was carried out in 1999-2002. Those data and other published results allow to assert that besides the common cycle $P = 70^d.757$, may be probable of the existence of the secondary period $\Pi = 1120^d$. The duration of the common cycle on the base of $O - C$ data may be experienced the periodic variations near 6.8 thousand days.

Ключевые слова: CCD-photometry, RV-Tau stars, R Sagittae

Переменная *R Sge* ($PPM137934 = HD192388 = BD + 16^{\circ}4197 10.6^m G5$) - была открыта Баксенделлом в 1859 году, который посчитал ее затменной типа βLyr . (Баксенделл, 1861).

По классификации ОКПЗ фотометрический тип переменности звезды - RVb , т.е. *R Sge* характеризуется кривой блеска, напоминающей кривые затменных типа βLyr , при этом ее средний блеск меняется в пределах нескольких десятых звездной величины.

По спектральному типу переменности, введенному Престоном и др. (1963), звезда входит в группу *A*, - т.е. группу звезд спектральных классов *G* или *K*, показывающих вблизи главного минимума в визуальной области характеристики звезд спектрального класса *M* (появляются полосы окиси титана TiO), в то же время короче $\lambda 4500 \text{ \AA}$ спектр характерен для класса *K*. Известно, что звезды, отнесенные к этой группе, во всех отношениях менее стабильны, чем звезды, входящие в группу *B* Престома.

Спектр звезды изменяется в течение периода от G0I до K0Ib (Розино и др., 1951), или от G2 до K0 (Джой, 1952); или от G0 до K0 (Престон и др., 1963).

Лучевая скорость изменяется в пределах 40 км/сек при среднем значении 10 км/сек (Джой, 1952).

На основе инфракрасных наблюдений установлено, что *R Sge* обладает значительным инфракрасным избытком, обусловленным излучением пылевой оболочки (Ллойд Эванс, 1985, Равендран, 1989). Температура оболочки, 455 К (Равендран, 1989) или 585 К (Голдсмит и др., 1987), соответствует средней температуре оболочек для звезд этого типа переменности.

Звезда имеет пониженное содержание металлов, $[Fe/H] = -0.50$ (Вальгрэн и др., 1992), и находится сравнительно высоко над галактической плоскостью ($b = -9^\circ.8$). Межзвездное поглощение, соответственно, имеет вполне умеренную величину ($E_{B-V} = 0^m.05$) (Вальгрэн и др., 1992). Добавочное поглощение, обусловленное пылевой оболочкой, составляет $E_{B-V} = 0^m.12$ (Голдсмит и др. 1987).

Таблица 1.

JD 2400000+	Фотометрическая система	Количество наблюдений	Автор
14590-29959	m_{pg}	1310	Пэйн-Гапошкина и др., 1943
33385.80-33439.86	m_{pg}	6	Розино, 1951
00324-10433	m_{vis}	777	Баксенделл, (Гарнер и Блэгг, 1916)
02377.460-06042.46	m_{vis}	440	Валентинер, 1900
03841.6-03870.5	m_{vis}	8	Паркхурст, 1897
06391.6-19287.4	m_{vis}	92	Циннер, 1932
17815.38-28445.3	m_{vis}	658	Ван-дер-Бильт, 1940
18509.4 -19709.4	m_{vis}	15	Фарнесс, Уитни, 1913
18509.6-52851.48	m_{vis}	7888	Вааген, 2004
20344-21944	m_{vis}	121	Доберк, 1919
21387.396-22029.619	m_{vis}	176	Лейнер, 1919
21448 -21913	m_{vis}	21	Лейтен, 1922
22070.512-22369.679	m_{vis}	88	Лейнер, 1920
22378.638-22782.574	m_{vis}	132	Лейнер, 1921
22787.570-23420.197	m_{vis}	180	Лейнер, 1923
23544.48 -24135.16	m_{vis}	56	Цесевич, 1953
23545.6-25983.2	m_{vis}	246	Анерт, 1930
23665.39-25780.43	m_{vis}	348	Бейер, 1931
37488.92-37616.64	UBV	19	Престон и др, 1963
39258- 39270	UBV+	2	Эгген, 1967
	узкопол.		
40734.68-41253.61	UBVR	21	Дю-Пюи, 1973
42572-42693	BV	6	Доусон, 1979
44495.65-44535.52	UBV	5	Доусон, Паттерсон, 1982
45957.340-48262.246	UBV	25	Зольдос, 1993
46242.57-46243.58	UBVRI	2	Голдсмит, 1987
	JHKLMN	4	
51545.49 -51389.46	BVR	7	Бурнашев и др., 2002
52424.46 -52483.42	BVRI	7	Бурнашев и др., 2005

1 Наблюдения и редукции

Фотометрические исследования этой переменной имеют богатую историю, кратко резюмированную в таблице 1, где указаны период наблюдений в соответствующей фотометрической системе, число измерений и литературный источник.

Более подробно эта таблица будет описана нами далее.

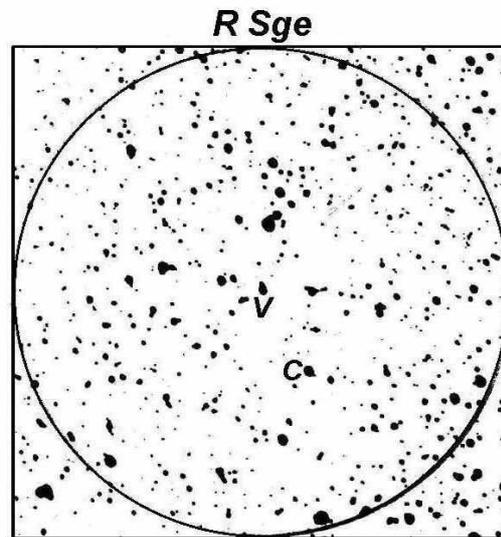


Рис. 1. (а).Карта окрестности переменной *R Sge*. Диаметр окружности соответствует 1° . Звезда сравнения обозначена как *C*.

Период наблюдений переменной *R Sge* в Крымской обсерватории охватывал два летних сезона: 1999 и 2002 гг. В течение этого времени наблюдательная аппаратура непрерывно изменялась и совершенствовалась, в частности, изменился набор светофильтров и фотоприемников.

Фотометрические наблюдения в 1999 году в системе, близкой к *BVR* Джонсона, были выполнены в Крымской астрофизической обсерватории с помощью ПЗС-фотометра, установленного на 20-см максутовском телескопе АЗТ-7. (Бурнашев и др., 2002).

Летом 2002 года проведены наблюдения с ПЗС-фотометром, который был построен на основе матрицы фирмы APOGEE, и установлен в прямом фокусе 70-см телескопа АЗТ-8. Фотометрическая система этого фотометра реализована с помощью комбинации светофильтров, выпускавшихся ранее в России. И в этой системе кривые реакции также весьма далеки от стандартных. Коэффициенты связи со стандартной системой для сезона наблюдений 2002 г. определены нами ранее (Бурнашев и др., 2006)

На рисунке 1а показана карта окрестностей переменной *R Sge*. Карта представляет собой участок небесной сферы размером $1^\circ \times 1^\circ$, скопированный из атласа Ференберга (1970). Переменная обозначена значком "*v*", звезда сравнения, отмеченная на рисунке как "*c*", применялась многими исследователями (Престон и др., 1963; ДюПюи, 1973).

Более подробно окрестности переменной и звезды сравнения показаны на рисунке 1б, который представляет собой рабочий кадр, полученный в системе, близкой к *V*, в одну из наблюдательных ночей в 2002 году. Кадр примерно ориентирован по небесным координатам. Его размер соответствует площадке $15' \times 15'$ на небесной сфере.

Система обозначений, принятая на этой подробной карте, подразумевает, что в ближайшей окрестности переменной для звезд принята однозначная нумерация, которая начинается с самой переменной: NN 1(=*v*), 2, 3 ... и так далее. Для звезд в ближайшей окрестности звезды сравнения приняты двузначные обозначения, также начиная с звезды сравнения: NN 11(=*c*), 12, 13 ... и так далее.

На наш взгляд, такая система обозначений позволяет избежать путаницы при массовых наблюдениях переменных звезд.

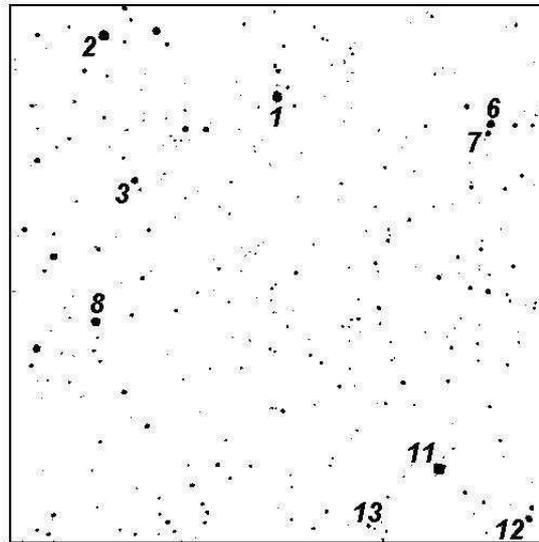


Рис. 1. (b). Более подробная карта окрестности переменной *R Sge*. Размер квадрата соответствует 15'x15'.

Учет различных инструментальных эффектов и редукция наблюдений к стандартной системе выполнена при помощи пакета стандартных программ IRAF/DAOPHOT (Стетсон, 1987).

Определение коэффициентов перехода к стандартной системе для наблюдений и другие редукции аналогичны описанным нами ранее (Бурнашев и др., 2002, Бурнашев и др., 2006)).

Для целей фотометрической привязки были проведены наблюдения стандартных звезд из списка Ландольта (1992) в экваториальной площадке SA 95, а также рассеянного скопления M67, часто применяемого для фотометрических привязок.

Для этого скопления были взяты *BVI*-данные Монтгомери и др. (1993), дополненные фотометрией в полосе R_c , которая была выполнена Шевалье и Иловайски (1991), и пересчитана нами к системе Джонсона с помощью формул Бесселя (1979).

Окончательный результат, значения звездных величин и показателей цвета переменной звезды, определенные по всей совокупности наблюдений, приведен в таблице 2, где в первой колонке указана дата, во второй – дата юлианского периода, в третьей и последующих – значения V , $B - V$, $V - R$, $V - I$, вместе с их среднеквадратичными погрешностями. В последней колонке указано число наблюдений.

В поле звезды сравнения, обозначенной как s на рис. 1a ($PPM\ 137916 = SAO\ 105859 = BD + 16^\circ 41' 9.5'' G5$), и, как отмечено выше, применявшейся многими исследователями, попадает еще несколько звезд, для которых на рис. 1b применено обозначение "11, 12, 13". Полученные результаты фотометрической привязки звезд сравнения по всей совокупности наблюдений, включающих до 14 независимых оценок блеска, приведены в таблице 3.

Указана также погрешность полученного результата. Расхождения в имеющихся независимых определениях звездной величины и цвета для звезды сравнения показывают разброс, сравнимый с точностью наших измерений:

$$V = 8^m 887, B - V = 0^m 884 \text{ (Престон и др., 1963),}$$

$$V = 8^m 87, B - V = 0^m 88, V - R = 0^m 68 \text{ (ДюПюи, 1973).}$$

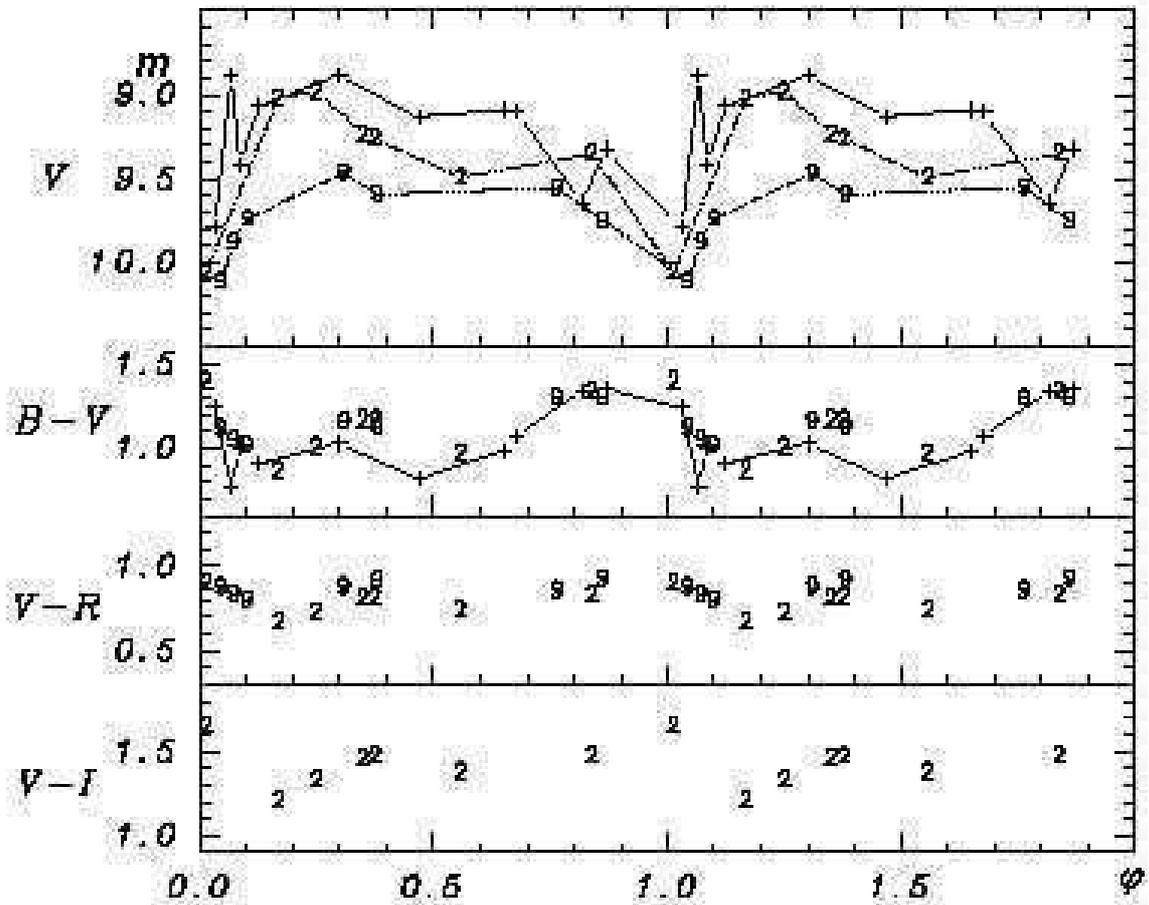


Рис. 2. Фазовые кривые блеска и цвета *R Sge* для периода $P = 70^d.757$. Кресты – по данным Зольдоса (1993), цифрами отмечены крымские наблюдения: 9 – 1999г, 2 – 2002г.

Сводная фазовая кривая блеска для *R Sge*, построенная по наблюдениям 1999 и 2002 гг. для среднего значения периода $P = 70^d.757$ приведена на рис 2. Крестами отмечены ближайшие по времени фотоэлектрические наблюдения Зольдоса (1993), относящиеся к 1991 году. Цифры соответствуют нашим наблюдениям, выполненным в 1999 и 2002 гг. Одним из свойств переменной *R Sge* является выраженная нестабильность периода, поэтому при вычислении фазы учитывалось изменение начальной эпохи, отсчитывавшейся от ближайшего наблюдавшегося минимума:

$JD_0 = 2448353$ для наблюдений Зольдоса, $JD_0 = 2451291$ для наших наблюдений 1999 года, $JD_0 = 2452352$ для наблюдений, выполненных в 2002 году.

Средняя ошибка каждого наблюдения сравнима с размером значка. Как видно, разброс значений V , $B-V$, $V-R$, $V-I$ вполне реален и вызван переменностью звезды, – каждый цикл переменности в какой-то степени уникален и неповторим. При этом, как видно, поведение показателей цвета, в отличие от блеска, отличается от цикла к циклу в гораздо меньшей степени и является характерным для звезд этого типа переменности: изменения цветов несколько запаздывают по отношению к

Таблица 2.

Data	JD 2400000+	V	sig	B-V	sig	V-R	sig	V-I	sig	n
15/06/1999	51345 ^d .49	9 ^m 547	0 ^m 007	1 ^m 298	0 ^m 020	0 ^m 863	0 ^m 008			3
22/06/1999	51352 ^d .43	9 ^m 747	0 ^m 002	1 ^m 305	0 ^m 001	0 ^m 928	0 ^m 005			6
05/07/1999	51365 ^d .41	10 ^m 106	0 ^m 010	1 ^m 124	0 ^m 010	0 ^m 878	0 ^m 005			3
07/07/1999	51367 ^d .43	9 ^m 880	0 ^m 008	1 ^m 048	0 ^m 017	0 ^m 844	0 ^m 006			3
09/07/1999	51369 ^d .41	9 ^m 743	0 ^m 003	1 ^m 021	0 ^m 007	0 ^m 797	0 ^m 007			3
24/07/1999	51384 ^d .42	9 ^m 460	0 ^m 003	1 ^m 165	0 ^m 011	0 ^m 879	0 ^m 004			3
29/07/1999	51389 ^d .46	9 ^m 585	0 ^m 008	1 ^m 129	0 ^m 010	0 ^m 923	0 ^m 011			3
29/05/2002	52424 ^d .46	10 ^m 059	0 ^m 012	1 ^m 398	0 ^m 021	0 ^m 903	0 ^m 016	1 ^m 655	0 ^m 014	3
09/06/2002	52435 ^d .46	9 ^m 015	0 ^m 008	0 ^m 871	0 ^m 008	0 ^m 669	0 ^m 011	1 ^m 212	0 ^m 016	3
15/06/2002	52441 ^d .41	8 ^m 982	0 ^m 004	1 ^m 006	0 ^m 017	0 ^m 734	0 ^m 016	1 ^m 325	0 ^m 008	3
22/06/2002	52448 ^d .43	9 ^m 230	0 ^m 007	1 ^m 170	0 ^m 012	0 ^m 808	0 ^m 011	1 ^m 462	0 ^m 011	3
24/06/2002	52450 ^d .41	9 ^m 264	0 ^m 012	1 ^m 168	0 ^m 016	0 ^m 819	0 ^m 005	1 ^m 470	0 ^m 025	3
07/07/2002	52463 ^d .43	9 ^m 492	0 ^m 012	0 ^m 971	0 ^m 014	0 ^m 742	0 ^m 023	1 ^m 381	0 ^m 013	3
27/07/2002	52483 ^d .42	9 ^m 347	0 ^m 005	1 ^m 341	0 ^m 011	0 ^m 828	0 ^m 006	1 ^m 475	0 ^m 014	3

Таблица 3.

Звезды в поле:	V	sig	n	B-V	sig	n	V-R	sig	n	V-I	sig	n
2	9 ^m 335	0 ^m 011	7	0 ^m 769	0 ^m 008	7	0 ^m 591	0 ^m 008	7			
3	11 ^m 508	0 ^m 015	12	0 ^m 591	0 ^m 011	12	0 ^m 457	0 ^m 005	12	0 ^m 861	0 ^m 008	6
6	10 ^m 655	0 ^m 009	7	0 ^m 521	0 ^m 008	7	0 ^m 403	0 ^m 004	7	0 ^m 779	0 ^m 008	7
7	12 ^m 330	0 ^m 011	7	0 ^m 786	0 ^m 010	7	0 ^m 575	0 ^m 006	7	1 ^m 066	0 ^m 008	7
8	10 ^m 170	0 ^m 010	5	1 ^m 756	0 ^m 014	5	1 ^m 650	0 ^m 009	5	3 ^m 011	0 ^m 009	5
11	8 ^m 872	0 ^m 001	14	0 ^m 880	0 ^m 000	14	0 ^m 679	0 ^m 004	14	0 ^m 253	0 ^m 000	7
12	11 ^m 654	0 ^m 012	13	0 ^m 609	0 ^m 007	13	0 ^m 494	0 ^m 004	13	0 ^m 936	0 ^m 012	6
13	13 ^m 686	0 ^m 012	9	0 ^m 590	0 ^m 022	8	0 ^m 472	0 ^m 007	11	0 ^m 915	0 ^m 010	6

кривой блеска и все показатели достигают наибольшего значения во время вторичного максимума.

2 Анализ результатов

История фотометрических наблюдений *R Sge* суммирована в таблице 1. Как видно, большая часть почти полуторавекового ряда, начинающегося с октября 1859 г., и перекрывающего почти семь с половиной сотен периодов изменений блеска, получена по визуальным и фотографическим оценкам.

Точные фотоэлектрические наблюдения еще довольно скудны и разрозненны и недостаточно плотны. Среднее значение основного периода изменений блеска, равное 70^d.757, оценено нами по всей совокупности фотографических, визуальных и фотоэлектрических оценок.

В первом столбце таблицы 1 отмечен период наблюдений, во 2-м – фотометрическая система, в 3-м – количество оценок блеска переменной в соответствующей системе. При этом указаны только результаты наблюдений, которые были применены для дальнейшего анализа. Сомнительные наблюдения (отмеченные самими авторами, как неуверенные) были отброшены. В последнем столбце дана соответствующая литературная ссылка.

Самый большой ряд визуальных оценок блеска, начиная с 1909 г. до осени 2002 г. базируется на данных AAVSO (Вааген, 2004). Этот ряд дополнен, кроме ранних оценок Баксенделла, опубликованных Тарнером и Блэггом (1916), и несколькими рядами других авторов, также и наблюдениями

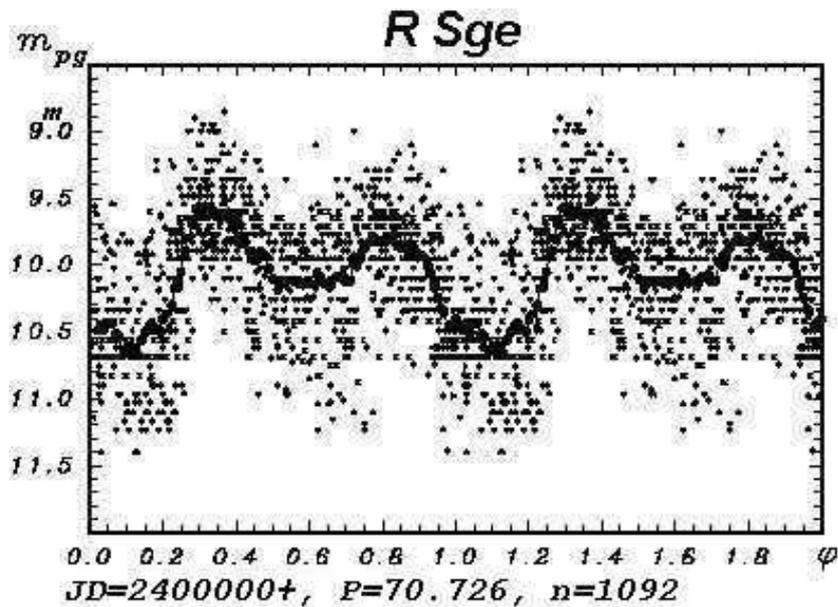


Рис. 3. Сводная фазовая кривая для периода $P = 70^{\text{d}}.726$ в интервале 1907 – 1940г.

Лейнера, преобразованных нами из степенной шкалы в шкалу звездных величин. Кроме того, сюда отнесены и фотоэлектрические наблюдения нескольких авторов.

В фотографической области наиболее обширный ряд оценок блеска *R Sge* получен Пэйн – Гапошкиной и др. (1943) по снимкам Гарвардской коллекции.

Кроме гарвардской фотометрии, есть только несколько наблюдений Розино (1951). Считая, что гарвардская фотографическая система не слишком отличается от фотоэлектрической системы *B* и добавив к нашим наблюдениям также фотометрию других авторов, приведенную в таблице 1, мы получили довольно обширный ряд, перекрывающий почти 504 периодов изменения блеска звезды, правда, с большими пробелами.

Оказалось, что оба ряда наблюдений, и фотографических и визуальных, довольно плотно заполняют временной интервал с 1907 г. по 1940 г. Таким образом, можно считать, что для этого интервала мы имеем два плотных и независимых ряда оценок блеска.

Оба ряда были проанализированы с помощью пакета программ Пельта (1992). При этом визуальные и фотографические наблюдения анализировались отдельно. Это дало дополнительный независимый контроль достоверности получаемых результатов. Наиболее выдающийся пик на периодограммах соответствует периоду $P = 70^{\text{d}}.726$, то есть отличный от среднего за более длительный интервал значения $P = 70^{\text{d}}.757$.

В качестве примера на рисунке 3 показана фазовая кривая для фотографических наблюдений. Значения фазы переменности φ вычислены по следующим элементам:

$$MinI = JD2400271 + 70^{\text{d}}.726 \cdot E.$$

(В качестве начальной эпохи принят момент главного минимума, наблюдавшийся Баксенделлом.) Обращает на себя внимание довольно большой разброс, особенно значительный в главном минимуме. Визуальные наблюдения показывают примерно такую же картину. На рисунке 4 показаны средние кривые изменения блеска *R Sge*, по визуальным и фотографическим оценкам. Каждая точка соответствует среднему значению на интервалах фазы $\Delta \varphi = 0.04$. Указано общее

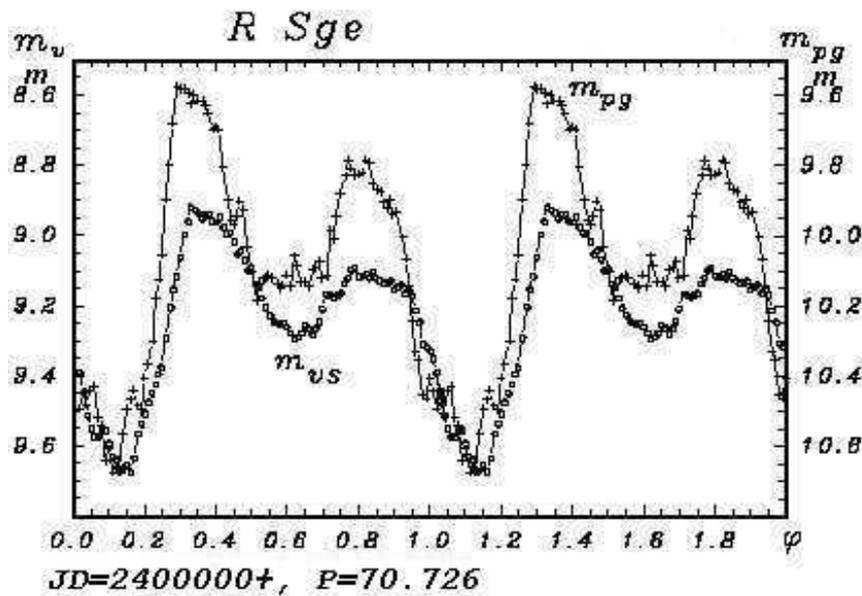


Рис. 4. Средние фазовые кривые для фотографических и визуальных наблюдений *R Sge* для периода $P = 70^d.726$ в интервале 1907 – 1940г. ($n_v = 2902$, $n_{pg} = 1092$).

число оценок, принятых при осреднении.

Отчетливо видны мелкие детали, повторяющиеся на обеих кривых. Отметим еще раз, что оба ряда наблюдений, фотографических и визуальных, можно рассматривать независимо, поэтому эти детали вполне реальны.

Известно, что для звезд типа *RV Tau* моменты минимумов, определенные по визуальным и фотографическим наблюдениям, не совпадают. По 145 близким наблюдаемым моментам минимумов для обоих рядов в интервале с 1905 по 1940 гг нами определено среднее запаздывание визуальных минимумов относительно фотографических, составляющее 3.^d5.

Ряд визуальных оценок блеска переменной, хотя и имеет довольно продолжительные пробелы, значительно превышает по длительности ряд фотографических оценок. Поэтому фотографические наблюдения в данном случае в основном служили для контроля результатов, полученных по визуальным наблюдениям. Для обоих рядов с помощью программы Пельта (1992) были построены периодограммы.

При этом мы сочли более правильным в дальнейшей обработке иметь дело не с звездными величинами, а с изменениями блеска, выраженными в интенсивностях, отнесенными к некоторой средней величине, соответствующей среднему блеску: $m_{vis} = 9^m7$; $m_{pg} = 10^m9$:

$$I_{vis} = 10^{\frac{(9.7 - m_{vis})}{2.5}}, \tag{1}$$

$$I_{pg} = 10^{\frac{(10.9 - m_{pg})}{2.5}}. \tag{2}$$

Полученные периодограммы для интенсивности излучения звезды показаны на рис. 5,6. Отметим при этом, что переход от логарифмической шкалы звездных величин к шкале интенсивностей, кроме прочих достоинств, позволяет более отчетливо выделять особенности, вызванные огрехами в исходных данных. В частности, на рис.5 в области спектра низких частот,

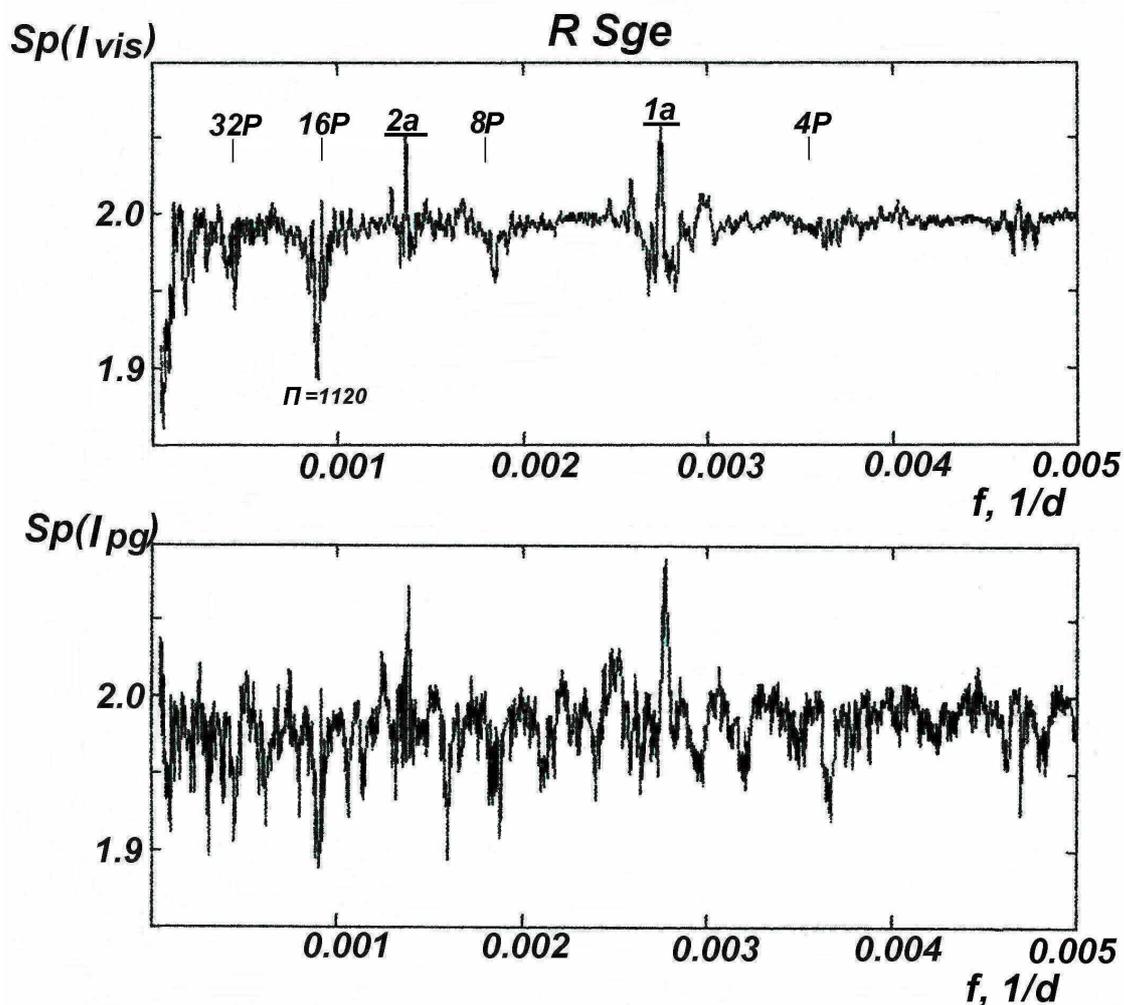


Рис. 5. Периодограмма для фотографических и визуальных наблюдений *R Sge* за 1859 – 2003г.г. (низкочастотная часть).

хорошо видна деталь периодограммы, вызванная ежегодными сезонными пробелами в наблюдениях (1a) и его двухлетняя гармоника (2a).

Как видно, пробелы в наблюдениях приводят к тому, что на периодограмме появляются очень заметные, довольно широкие детали, при этом особенность, соответствующая лунному месяцу, почти не видна, очевидно, в силу ее большей размытости.

Наиболее выдающимся, повторяющимся на обеих периодограммах, является пик, соответствующий изменению блеска переменной с периодом 1120 дней.

В свое время Цесевич и Жданова (1953), анализируя результаты измерения блеска и лучевой скорости звезды за длительный промежуток времени, определили, что переменная, помимо основного 70-дневного периода, показывает более длительные периодические изменения (1112 дней). По их мнению, вероятнее всего, эта переменность вызвана пульсациями, так как кривая лучевых скоростей при этом примерно следует в фазе с кривой блеска. Более длительный ряд наблюдений,

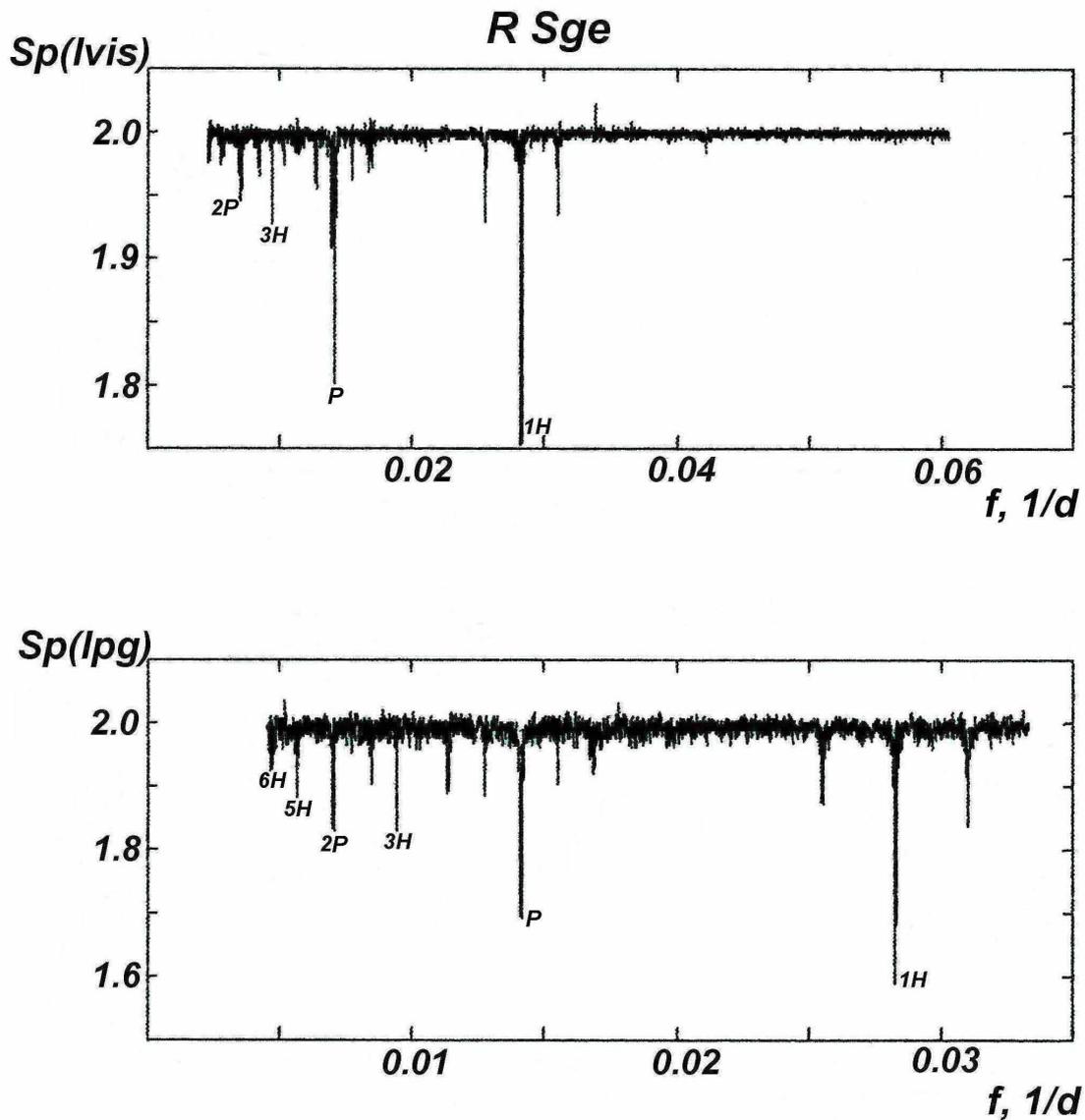


Рис. 6. Высокочастотная часть периодограммы.

находящийся в нашем распоряжении, повидимому, дает основания принять более точное значение периода медленных изменений, равное 1120 дней.

В более высокочастотной области (рис. 6) хорошо видно, что максимальный вклад в излучение дают основной период (P) и его первая гармоника ($1H$).

Среднее значение периода, полученное по всей совокупности визуальных оценок блеска почти за сто лет получилось равным $70^d.757$, т.е. отличается от полученных по независимым оценкам за 1905- 1940 гг.

Структура пиков показывает сложный и запутанный характер. На рис. 7 показаны более подробно районы периодограммы, соответствующие последовательному удвоению периода:

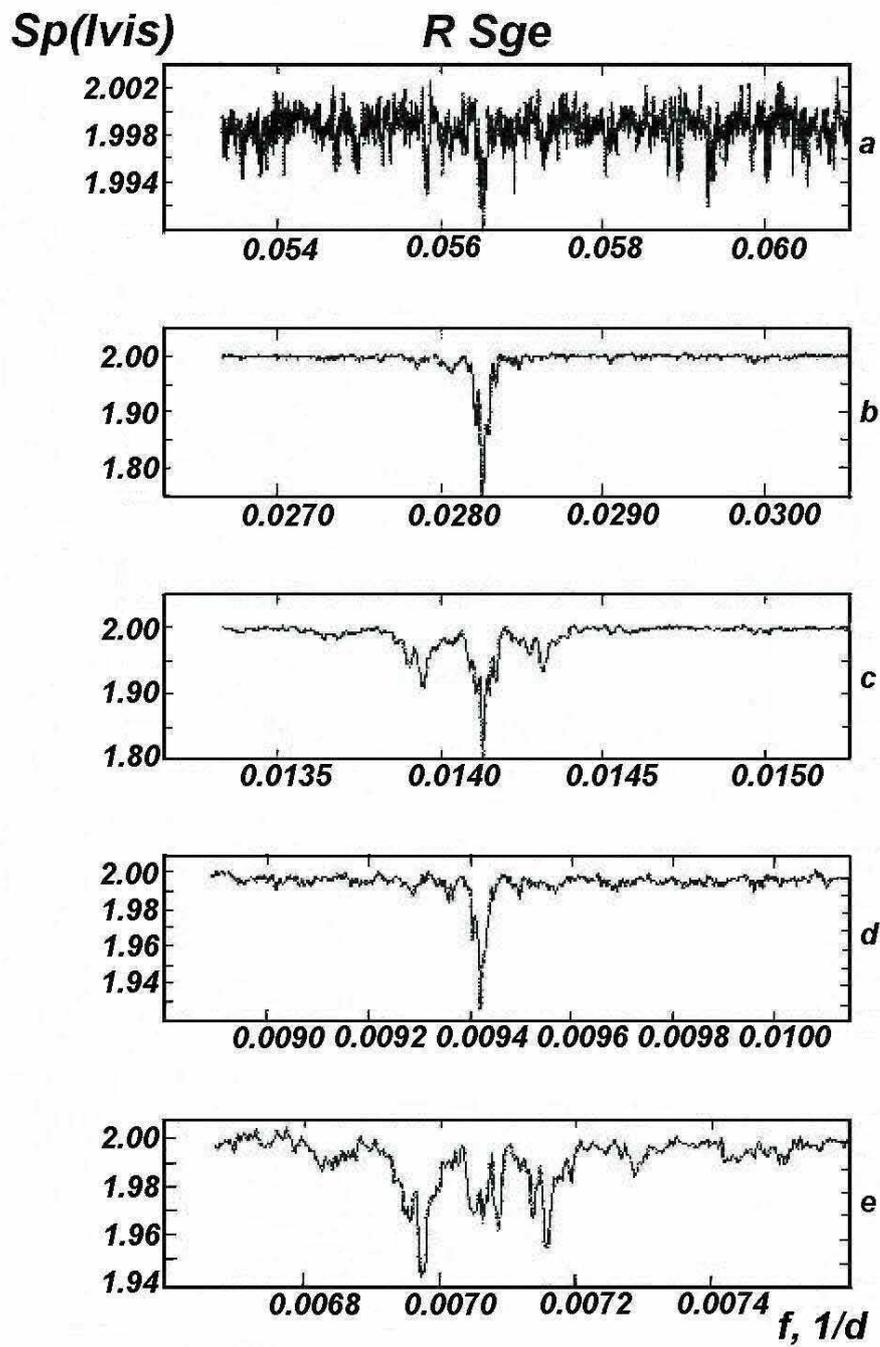


Рис. 7. (а). Более подробное строение некоторых пиков высокочастотной части периодограммы. а)–1/2 Н, б)–1Н, с)–1Р, d)–3Н, е)–2Р.

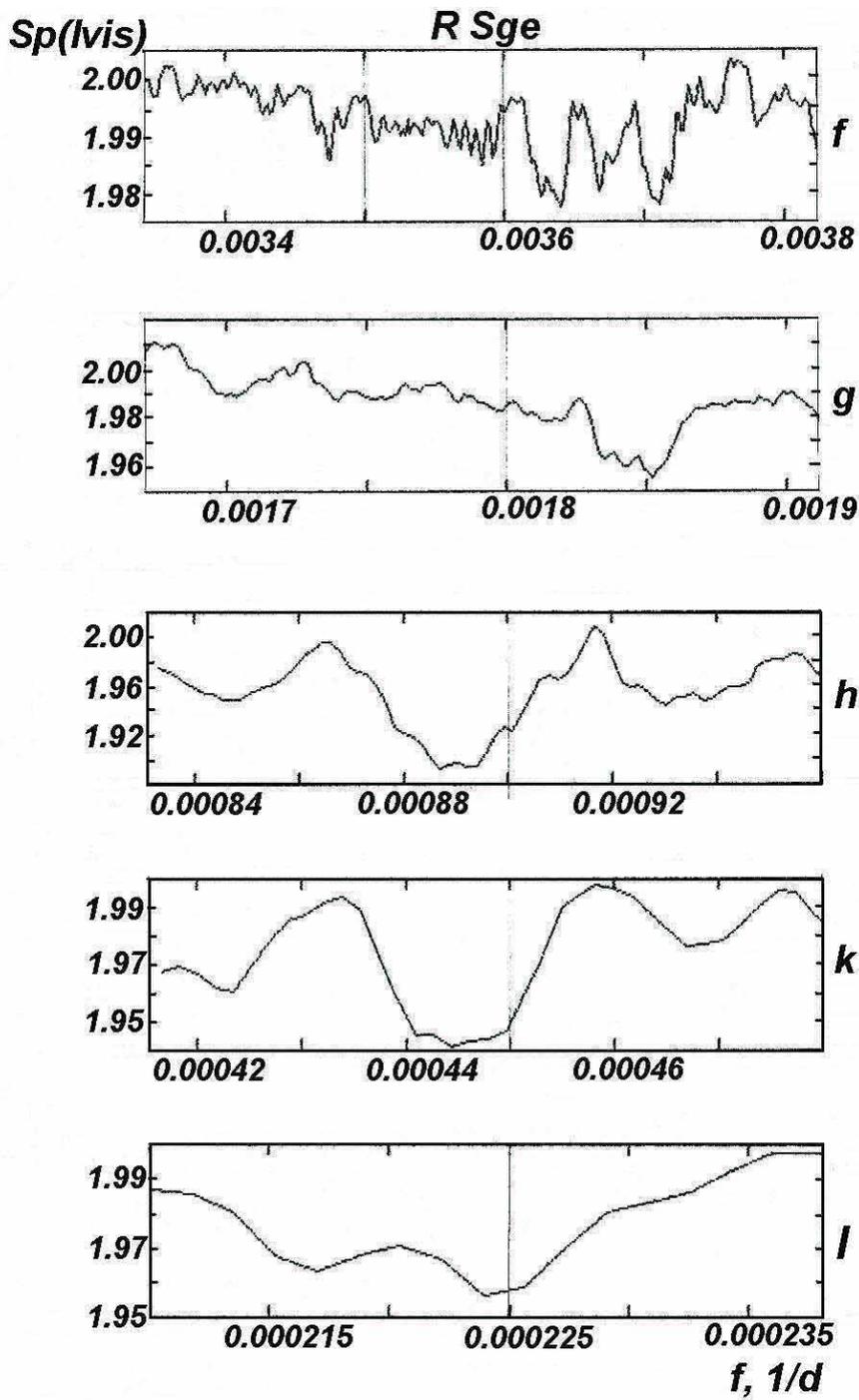


Рис. 7. (b). Строение некоторых пиков периодограммы (продолжение). f)–4P, g)–8P, h)–16P, k)–32P, l)–64P.

a)–1/2 Н -половинный период первой гармоники, b)–1Н-период первой гармоники, c)–Р-период фундаментальной моды, d)–3Н-утроенный период первого обертона, e)–2Р-удвоенный фундаментальный период, далее идут рисунки, соответствующие последовательному удвоению периода: f)–4Р, g)–8Р, h)–16Р, k)–32Р, l)–64Р.

Хорошо видно, что особенности, характерные для первой гармоники, резко отличаются от особенностей основного периода, состоящей, по крайней мере из трех пиков. Следы основного периода уже практически незаметны в области, соответствующей 8Р (рис. 7g) и даже 4Р (рис. 7f). Упомянутая-ся выше особенность, характеризующая длительный период изменения блеска $P = 1120^d$, находится как раз в области, соответствующей 16Р (рис. 7h) и ее гармоники вполне заметны до 64Р. Возможно, что такое совпадение может иметь физическое объяснение.

На всех рисунках наиболее заметной особенностью основного периода колебаний является довольно широкие спутники с обеих сторон. Известно, что подобное поведение спектра мощности может свидетельствовать, с одной стороны, о наличии близких периодов и биениях, с другой стороны, о прогрессивном изменении периода.

Для того, чтобы как-то сделать выбор между этими возможностями, нами были построены диаграммы $O - C$ – наблюдаемого минус предвычисленного моментов обоих минимумов, главного и вторичного, – для среднего периода $70^d 757$. Были использованы сводки Ждановой (1956), Ерлексовой (1971), Бейера (1931), Яккиа (1929, 1930, 1931), Цесевича (1953). Для фотографических наблюдений были взяты данные из статьи Ждановой (1956).

Кроме того, на основе всей совокупности имевшихся в нашем распоряжении фотометрических данных, как для фотографической, так и для визуальной областей, были построены графики изменения блеска, для того, чтобы независимо переопределить моменты всех минимумов. Из этих графиков сразу же виден сложный характер колебаний яркости звезды, показывающей иногда цефеидоподобные изменения с половинным, 35-дневным периодом, (JD 2401300-1500, 2421600-1800, 2425400- 6000, 2432300- 2500, 2442500- 2800), сменяющиеся периодами полуправильных, почти хаотических колебаний (JD2419300- 2420100, 2422300- 2600, 2426300- 6700, 2427300- 7700, 2430500- 2000, 2433400- 4100, 2439300- 2441100, 2442900- 3300, 2444700- 5500, 2450700- 0900). Иногда вообще трудно увидеть какие-либо изменения, – звезда почти постоянна (JD 2405700- 6500, 2426700- 7300, 2427800- 2430500, 2434800- 5400).

Отметим в этой связи, что не всегда на кривой блеска возможно точное определение моментов понижения блеска, которые могли бы считаться минимумами, что вносит дополнительную неуверенность в получаемый результат.

На рисунках 8 и 9 показан ход значений $O - C$ со временем для обоих минимумов. В отличие от общепринятого способа представления подобных графиков, для большей наглядности мы как бы "повторяем" их вдоль оси ординат. Оцененные по всей совокупности наблюдений отклонения моментов главного и вторичного минимумов также были проанализированы нами с помощью пакета Пельта.

Кружками на рисунках обозначены литературные данные, кресты – определенные нами по визуальным и фотоэлектрическим V -кривым блеска и по фотографическим и B -наблюдениям. Поскольку фактически использован один и тот же наблюдательный материал, отклонения крестов от кружков, вообще говоря, характеризуют точность определения моментов минимумов разными авторами.

Как видно, во-первых, из графиков, построенных по визуальным наблюдениям, с момента начала наблюдений основной период в течение нескольких лет, примерно до $JD2407000$ равнялся $70^d 393$, затем изменился и несколько стабилизировался около значения $70^d 757$, однако при этом испытывал циклические изменения с периодом около 7 тыс. дней. По-видимому, эти циклы и находят отражение в виде "спутников" основного периода на периодограмме (рис. 7). Во-вторых, возможно, что часть точек лежит на прямых, наклон которых характеризует отклонение продолжительности цикла от принятого при расчете. В иллюстративных целях на рисунке 9 нанесена одна такая прямая.

Таким образом, некоторые точки на графике могут быть указанием на дополнительные колебания с близкой частотой (около $P = 70^d 393$), вызывающих биения с периодичностью около 14 тыс. дней. Можно предположить, что

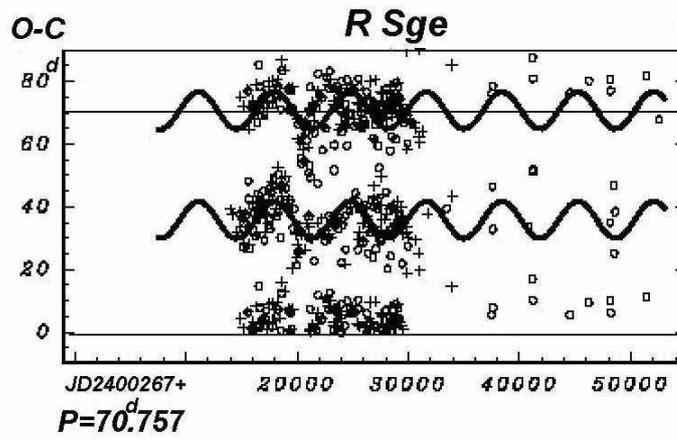


Рис. 8. Диаграмма О – С для минимумов блеска по фотографическим наблюдениям для периода $P = 70^{\text{d}}.757$.

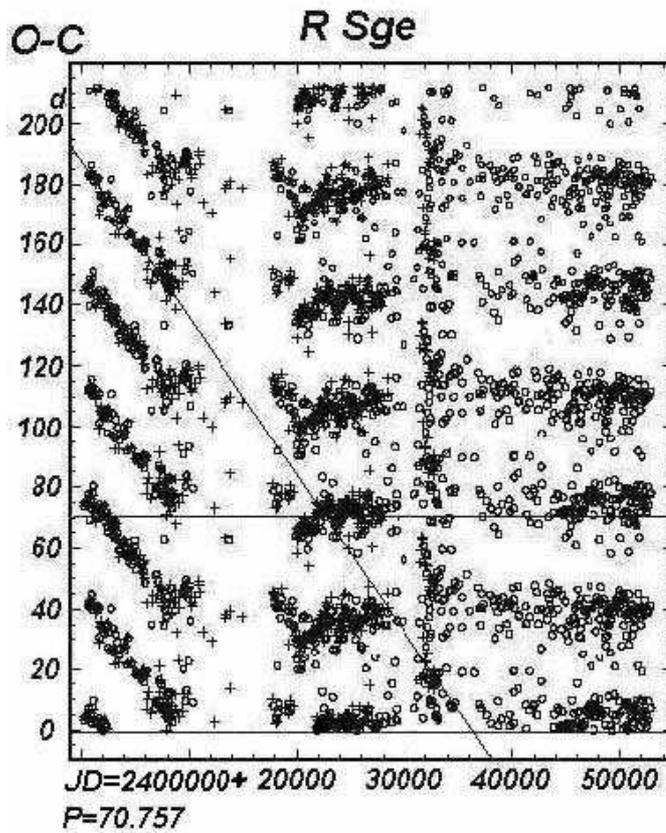


Рис. 9. Диаграмма О – С для минимумов блеска по визуальным наблюдениям для периода $P = 70^{\text{d}}.757$.

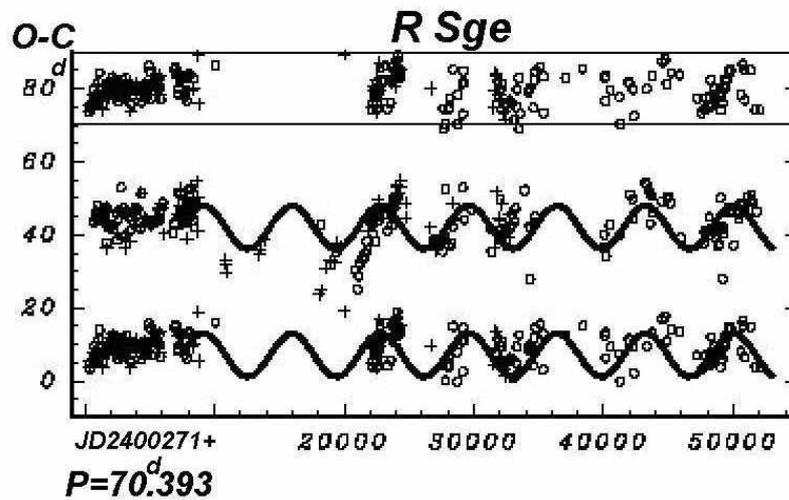


Рис. 10. (а). Диаграмма О – С для визуальных минимумов, соответствующих значению основного периода $P = 70^{\text{d}}.393$.

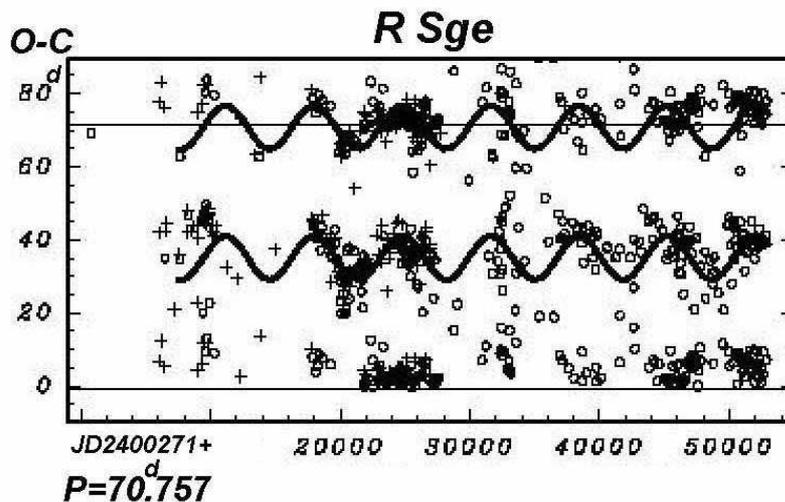


Рис. 10. (б). Диаграмма О – С для визуальных минимумов, соответствующих значению основного периода $P = 70^{\text{d}}.757$.

наиболее ярко выраженное "исчезновение" периодических изменений блеска, которое наблюдается в определенные эпохи, например, около $JD2426700$, 2427800 , 2429300 , 2434800 , вызвано именно этой причиной.

Возможно, что наклон этот слабо изменяется также циклически, то есть период этих близких колебаний также меняется. Моменты минимумов этих вторичных колебаний как бы „мигрируют“ в течение принятого периода, соответствующего наибольшему пику на периодограмме. То есть, часть

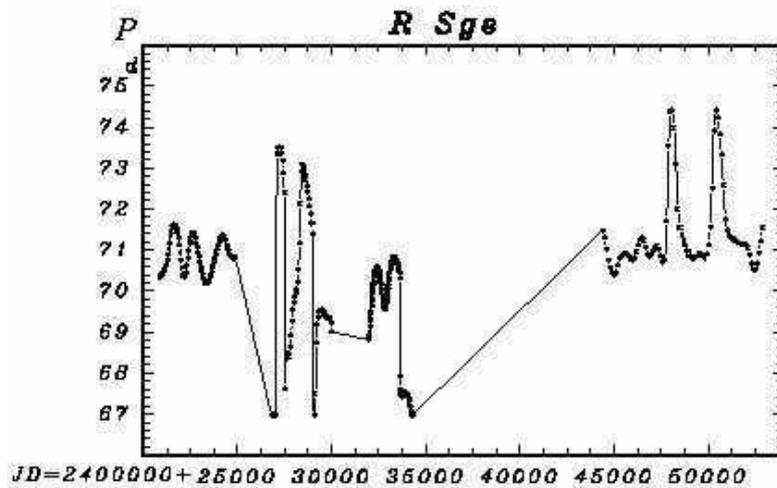


Рис. 11. Длительность периода изменения блеска по результатам вейвлет-анализа

деталей, о которых шла речь при обсуждении рисунка 5, может быть объяснена именно таким образом.

Пользуясь данными рис 9, можно попытаться разделить моменты минимумов на кривых блеска, обусловленных разными периодами. Несмотря на очевидный искусственный характер такой процедуры и неизбежный произвол отнесения той или иной точки к тому или иному значению периода, сгруппированные таким образом значения $O-C$, показанные на рисунках 10(a) и 10(b), более или менее близки к плавным кривым, которые в первом приближении можно аппроксимировать синусоидами с подходящим нуль-пунктом.

Большинство точек более или менее близки к плавной кривой, приближенно представляемой синусоидой с периодом около 6.8 тыс дней:

$$O - C = 6 \cdot \left\{ \sin \left[\frac{2\pi}{6813} \cdot (t - 2414271) \right] \right\} + a. \quad (3)$$

Для периода $P = 70^d.393$ постоянная $a = 7^d.0$ -для моментов главного минимума и $a = 42^d.0$ -для вторичного минимума.

Соответствующие значения для диаграммы $O - C$, построенной для периода $P = 70^d.757$, и показанной на рисунке 10b, значения постоянной будут: $a = 0^d.0$ для моментов главного минимума, и $a = 35^d.0$ -для моментов вторичного минимума.

Отметим при этом, что разброс вокруг синусоид вполне реален и, возможно, вызван случайным сдвигом начальной фазы.

Обращает на себя внимание и следующее обстоятельство: „стабилизация“ или перестройка длины периода произошла около JD2408000, затем через 56 тыс. дней, около JD2432000, также происходили некоторые события, связанные с изменением периода. В связи с этим возможно ожидать, что подобные изменения могут случиться в недалеком будущем, в 2010–2014 гг.

Программные средства, предоставляемые Американской Ассоциацией наблюдателей переменных звезд, позволяют исследовать изменения периода циклических переменных (Вааген,2004). В частности, появилась возможность исследовать изменение периодов на основе WWZ-преобразования (вейвлет-Z-преобразования)(Форстер, 1996). При этом исследуемый ряд не должен иметь существенных пробелов.

Подходящими для этой цели рядами получились результаты визуальной фотометрии в интервалах: JD2420589.6–24877.22 (число измерений $n=1497$), 26814.8–29988.5 ($n=503$), 31974.5–34367.4 ($n=487$), 44394.5–52851.48 ($n=5177$). Результат применения вейвлет-преобразования к этим рядам показан на рис. 11.

По сравнению с рисунками 5-7 видны более подробные детали. В частности, довольно резкие изменения периода, видные на рисунке, могут быть указанием на то, что отмеченная выше „перестройка“ может иметь место гораздо чаще, примерно через 7 тыс. дней.

3 Заключение

Таким образом, в Крымской обсерватории выполнена ПЗС-фотометрия переменной *R Sge* в полосах *BVRI* на протяжении нескольких циклов переменности. Установлена фотометрическая последовательность звезд сравнения в окрестности переменной.

Анализ наблюдений вместе с литературными данными позволил установить наличие сложного изменения блеска, при этом среднее значение основного периода на протяжении последних почти ста лет равно $P = 70^d.757$. Подтвердилось наличие вторичного цикла переменности, открытого Цесевичем. Его уточненное значение составляет 1120 дней.

Наличие дополнительных гармоник, повидимому, свидетельствует о том, что звезда находится в переходном режиме от периодических колебаний к хаотическим.

Из анализа диаграмм *O – C* для главного и вторичного минимума установлено их сложное поведение со временем, возможно, объясняющее некоторые фотометрические особенности этой переменной.

Авторы глубоко благодарны наблюдателям и составителям базы данных AAVSO за наблюдения, использованные в данном исследовании.

Литература

- Анерт (Ahnert P.) // Astron. Nachrichten. 1930. Bd. 237. С. 123.
 Баксенделл (Baxendell J.) // Mon. Not. Roy. Astron. Soc. 1859. V.22. P.44.
 Бейер (Beyer M.) // Astron. Abhandl. 1931. V. 8. N. 3. P. 1. V. 101. P. 294.
 Бессель (Bessel M.S.) // Publ. A. S. P. 1979. V. 91. P. 589.
 Бурнашев В.И., Бурнашева Б.А., Витриченко Э.А. // Известия Крымской Астрофиз. Обс. 2002. Т. 98. С. 123.
 Бурнашев В.И., Бурнашева Б.А., Горыня Н.А., Самусь Н.Н., Сачков М.Е. // Известия Крымской Астрофиз. Обс. 2006. Т.102. С.5.
 Вааген (Waagen E.O.) // Observations from the AAVSO International Database. 2004. Private communication.
 Валентинер (Valentiner W.) // Heidelberg Veroff. 1900. Bd.1. S.188.
 Вальгрэн и др. (Wahlgren G.M. et al) // Astron J. 1992. V.104. N. 3. p. 1174.
 Ван-дер-Бильт (Van der Bilt M.J.) // J. des Observateurs. 1940. V. 23. P. 116.
 Голдсмит и др. (Goldsmith M.J., Evans A., Albinson J.S., Bode M.F.) // Mon. Not. Roy. Astron. Soc. 1987. V.227. P.143.
 Джой (Joy A.H.) // Astrophys. J. 1952. V. 115. P.25.
 Доберк (Doberck W.) // Astron. J. 1919. V. 32. P. 73.
 Доусон (Dawson D.W.) // Astrophys. J. Suppl. Ser. 1979. V. 41, P. 97.
 Доусон и Паттерсон (Dawson D.W. Patterson.) // Publ. A. S. P. 1982. V. 94. N. 559. p. 574.
 ДюПуи (DuPuy D.) // Astrophys. J. 1973. V. 185. P.597.
 Жданова И.Г. // Известия ГАО АН УССР. 1956. Т. 1. N. 2. С. 69.
 Зольдос (Zoldos E.) // Astron. Astrophys. 1993. V. 268. N. 1. P. 149.
 Ландольт (Landolt A.U.) // Astron. J. 1992. V. 104. P. 340.
 Лейнер (Leiner E.) // Astron. Nachr. 1919. Bd. 209. S.87.

- Лейнер (Leiner E.) // *Astron. Nachr.* 1920. Bd. 211. S.399.
 Лейнер (Leiner E.) // *Astron. Nachr.* 1921. Bd. 214. S.269.
 Лейнер (Leiner E.) // *Astron. Nachr.* 1923. Bd. 218. S.189.
 Лейтен (Luyten W.J.) // *Leiden Ann.* 1922. V.13. No 2. P.1.
 Ллойд Эванс (Lloyd Evans T.) // *Mon. Not. R. Astr. Soc.* 1985. V. 217. N. 2. P. 493.
 Монтгомери и др. (Montgomery K.A., Marshall L.A., Janes K.A.) // *Astron. J.* 1993. V. 106. P.181.
 Паркхурст (Parkhurst H.M.) // *Astron.J.* 1897. V.17. N.9. P.65.
 Пэйн-Гапошкина Ц. и др. (Payne-Gaposhkin C., Brenton V.K., Gaposhkin S.) // *Harvard Annals.* 1943. V. 113. N. 1. P. 1.
 Розино (Rosino L.) // *Astrophys. J.* 1951. V. 113. N. 1. P. 60.
 Стетсон (Stetson P.B.) // *Publ. A. S. P.* 1987. V. 99. P. 191.
 Пельт (Pelt J.) // *Irregularly Spaced Data Analysis (User Manual).* Helsinki. 1992. P. 267.
 Престон и др. (Preston G.W., Krzeminski W., Smak J., Williams J.A.) // *Astrophys. J.* 1963. V.137. P.401.
 Равендран (Raveendran A.V.) // *Mon. Not.R. astr. Soc.* 1989. V. 238. N. 3. P. 945.
 Тарнер и Блэгг (Turner H.H., Blagg M.A.) // *Mon. Not. R. Astr. Soc.* 1916. V. 76. N. 8. P. 659.
 Тачманн (Tuchmann Y., Lebre A., Mennissier M.O., Yarri A.) // *Astron.Astrophys.* 1993. V. 271. P. 501.
 Ференберг (Verenbergh H.) // "Atlas Stellarum 1950.0". 1970. Treugessel- Verlag. Abt. II. D-4000. Dusseldorf 4 Postfach 4065.
 Фокин (Fokin A.B.) // *Astron.Astrophys.* 1994. V.292. P.133.
 Форстер (Forster G.) // *Astron.J.* 1996. V. 112. P. 1709.
 Фарнесс, Уитни (Furness C.E., Whitney) // *Publ.Vassar.Coll.Obs.* 1913. V.3.P.1.
 Циннер (Zinner E.) // *Vamberg. Veroff.* 1932. Bd.1. H.3. S.227.
 Цесевич В.П. // *Переменные звезды, 1953.* Т.9. No 3. С.215.
 Шевалье и Иловайски (Chevallier C., Ilovaisky S.A.) // *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* 1991. V. 90. P. 225.
 Эгген (Eggen O.J.) // *Astrphys.J.Suppl.* 1967.V.14. P.307.
 Яккиа (Jaccia L.) // *Veob.Zirc.* 1929. N 11. S.7.
 Яккиа (Jaccia L.) // *Veob.Zirc.* 1930. N 12. S.3.
 Яккиа (Jaccia L.) // *Veob.Zirc.* 1931. N 13. S.45.