

МОДЕЛЬ ПЫЛЕВОЙ ОБОЛОЧКИ УГЛЕРОДНОЙ МИРИДЫ V CgB ПО ДАННЫМ ФОТОМЕТРИИ, СПЕКТРОСКОПИИ ИК-ДИАПАЗОНА И СПЕКЛ-ПОЛЯРИМЕТРИИ

© 2020 г. А. А. Федотьева^{1,2*}, А. М. Татарников²,
Б. С. Сафонов², В. И. Шенаврин², Г. В. Комиссарова²

¹Физический факультет Московского государственного
университета им. М.В. Ломоносова, Москва, Россия

²Государственный астрономический институт им. П.К. Штернберга
Московского государственного университета им. М.В. Ломоносова, Москва, Россия

Поступила в редакцию 18.10.2019 г.

После доработки 21.11.2019 г.; принята к публикации 05.12.2019 г.

Представлены данные *UBVJHKLM* фотометрии углеродной мириды V CgB. ИК-наблюдения осуществлялись на временном интервале 1989–2018 гг., а данные в фильтрах *U*, *B* и *V* были получены в 2001–2014 гг. Проведен анализ кривых блеска и показателей цвета звезды. Период пульсаций V CgB в ИК-полосах *JHKLM* оказался равным 355^d, а для полос *BV* оптического диапазона составил 352^d. В фильтрах *JHK*, помимо периодических пульсаций, хорошо заметны синусоидальные изменения среднего уровня блеска с характерным периодом ~8300 сут. Были выявлены закономерности между цветом и блеском для фильтров инфракрасного и оптического диапазонов. Фазовые кривые демонстрируют зависимость амплитуды изменения блеска от длины волны. Обсуждаются особенности кривых блеска для разных фильтров и показателей цвета. Построена модель сферически-симметричной околозвездной пылевой оболочки, позволяющая одинаково хорошо (в рамках модельных предположений) воспроизвести наблюдаемое SED и в максимуме, и в минимуме блеска, а также согласующаяся с наблюдениями V CgB методом дифференциальной спекл-поляриметрии. Модель характеризуется следующими параметрами: оптическая толщина $\tau_K = 0.33$, внутренний и внешний радиусы оболочки — 8 а.е. и 40 000 а.е. соответственно. Оболочка содержит сферические углеродные пылинки (3/4 по массе) и пылинки из карбида кремния. Пылинки с радиусом 0.5 мкм составляют 90% массы оболочки. Оставшиеся 10% массы приходятся на более мелкую пыль с радиусом 0.1 мкм. По данным наблюдений сделана оценка болометрического потока излучения V CgB: 2.6×10^{-7} эрг/см²с и 5.1×10^{-7} эрг/см²с в минимуме и максимуме блеска соответственно. Эффективная температура звезды в максимуме блеска составила $T_{\max} = 3000$ К, а в минимуме блеска — $T_{\min} = 2400$ К.

Ключевые слова: углеродные звезды, AGB-звезды, спекл-интерферометрия, поляриметрия, пылевые оболочки.

DOI: 10.31857/S0320010820010015

1. ВВЕДЕНИЕ

Звезда V CgB является долгопериодической переменной типа Миры Кита — миридой. Звезды этого типа находятся на диаграмме Герцшпрунга–Рессела в верхней части асимптотической ветви гигантов (AGB-звезды) и имеют светимость $\geq 10^3 L_{\odot}$ и эффективную температуру ≤ 3000 К. На этом этапе эволюции они теряют вещество со скоростью выше $10^{-8} M_{\odot}$ /год и окружены расширяющейся газопылевой оболочкой. Звезды типа Миры Кита

являются физическими переменными — они пульсируют, изменяя свои размеры и эффективную температуру.

V CgB принадлежит к классу углеродных мирид, имеет спектральный класс C6.2e и, согласно Самусю и др. (2017), изменяет свой блеск с периодом $P \approx 357^d_{63}$. В работе Тарановой и Шенаврина (2004) приведены средние значения показателей цвета *J–H*, *K–L* и *L–M* и кривые блеска в полосе *J* и показателей цвета *J–H*, *K–L* и *L–M* за 1998–2003 гг., что соответствует примерно пяти периодам колебаний. Кривые блеска в ИК-диапазоне за 3.5 периода приведены также в

* Электронный адрес: fedotieva2010@yandex.ru

статье Прайса и др. (2010). В этой работе получены оценки периодов колебаний блеска в полосах 1.25, 2.2, 3.5 и 4.8 мкм — от 350 до 391 сут. Помимо этого, авторы указывают на наличие заметного ($\sim 1/6$ периода) фазового сдвига между оптической и ИК-кривыми блеска.

Распределение энергии в спектре V CгВ исследовалось в работе Аоки и др. (1999). Авторы обращают внимание на присутствие умеренного избытка излучения в инфракрасной области, а также заметной особенности на 11.3 мкм, обусловленной присутствием SiC в околозвездной среде (Трефферс, Коэн, 1974). Эти факты свидетельствуют о наличии пылевой оболочки, излучающей в ИК-диапазоне и содержащей в своем составе пылинки из карбида кремния.

В работе Хофманна и др. (2000) приводятся данные интерферометрических наблюдений V CгВ в полосе K — угловой диаметр звезды вблизи максимума блеска 1999 г. (при $\varphi = 0.93$ по определенным в настоящей работе эфемеридам) был равен 7.9 ± 0.2 mas. Авторы по наблюдениям в ближнем ИК-диапазоне оценили болометрический поток ($F_{\text{bol.max}} = 52.8 \times 10^{-8}$ эрг/см² с) и вычислили температуру ($T_{\text{eff}} = 2325$ К) звезды вблизи максимума блеска.

Оценки эффективной температуры V CгВ у разных авторов отличаются: от 2090 К у Берго и др. (2001) до 2950 К у Килстона (1975).

Межзвездное поглощение в направлении V CгВ невелико. Груневеген и др. (1998) оценили $A_V = 0.1$, а Мензис и др. (2006) — $A_V = 0.04$. В ИК-диапазоне межзвездным поглощением до V CгВ можно пренебречь.

В настоящей работе мы представляем результаты исследования параметров переменности V CгВ в оптическом и ИК-диапазонах по данным фотометрии, полученным на большом временном интервале, а также оценку физических параметров околозвездной пылевой оболочки и центральной звезды — углеродной мириды. Определение параметров проводилось в фазах пульсационного максимума и минимума с использованием данных, полученных в широком спектральном диапазоне 0.4–100 мкм. В качестве спектров центрального источника излучения использовались модели атмосфер углеродных звезд Арингера и др. (2009). Это позволило сделать надежную оценку параметров центральной звезды (прежде всего — температуры). Привлечение результатов наблюдений методом дифференциальной спекл-поляриметрии с высоким угловым разрешением обеспечило оценку количества мелкой пыли в околозвездной оболочке.

2. НАБЛЮДЕНИЯ

2.1. Фотометрические наблюдения

Фотометрические наблюдения V CгВ в полосах JHKLM проводились на 1.25-м телескопе Крымской астрономической станции ГАИШ с InSb-фотометром в 1989–2018 гг. Описание фотометра и первичной редукиции данных приведено в работах Наджиба и др. (1986) и Шенаврину и др. (2011). В качестве ИК-стандарта была выбрана звезда BS 5932: $J = 1.82$, $H = 0.96$, $K = 0.77$, $L = 0.54$, $M = 0.86$. Ошибка измерений блеска не превышает $0^{\text{m}}02$.

UBV-фотометрия V CгВ проводилась на 60-см телескопе Крымской астрономической станции ГАИШ в 2001–2014 гг. с фотометром конструкции Лютого (1971). В качестве стандарта использовалась звезда HD 137630 = SAO 64699. Согласно Геттеру и Хьюитту (1984), ее блеск составляет: $B = 8.22$, $V = 7.02$. Точность оценок блеска в фильтрах B и V не хуже $0^{\text{m}}02$ (падает до $0^{\text{m}}05$ при блеске слабее 15^{m} в фильтре B), точность в фильтре U около $0^{\text{m}}05$ в районе максимумов блеска и падает до $0^{\text{m}}2$ при блеске слабее 17^{m} . Последнее связано с отсутствием цветовых уравнений редукиции инструментальной величины для столь красных звезд и трудностью учета возможной красной утечки фотометра при показателях цвета $U - V > 7^{\text{m}} - 8^{\text{m}}$. Результаты фотометрии в фильтре U в работе не используются и приводятся для справки. В табл. 1 приведены результаты ИК-фотометрии V CгВ в 1989–2018 гг., а в табл. 2 — оптической фотометрии в 2001–2014 гг.

2.2. Дифференциальная спекл-поляриметрия

Дифференциальная спекл-поляриметрия (ДСП) — это метод исследования распределения поляризованного потока в астрофизических объектах с дифракционным разрешением для данного телескопа. Мы реализуем метод на специализированном приборе — спекл-поляриметре (СПП), установленном на 2.5-м телескопе КГО ГАИШ МГУ. Прибор представляет собой комбинацию двухлучевого поляриметра и спекл-интерферометра видимого диапазона. В качестве детектора применяется быстрая ПЗС-матрица с электронным усилением. Конструкция прибора подробно описана в работе Сафонова и др. (2017).

Наблюдения V CгВ, которые мы используем в данной работе, были получены в полосе R_c 21 января 2019 г., на фазе пульсаций 0.2. Прибор был смонтирован в фокусе Нэсмита, коррекция за поляризационные аберрации была выполнена по методике Сафонова и др. (2019). Также для сравнения мы будем рассматривать наблюдения тем же методом и в той же спектральной полосе звезды без оболочки HIP71251, выполненные 27.05.2018.

Таблица 1. Результаты фотометрических *JHKLM*-наблюдений V СгВ

JD 2400000+	<i>J</i>	<i>H</i>	<i>K</i>	<i>L</i>	<i>M</i>
47577.6	4.47	3.18	2.10	0.95	0.62
47638.4	3.93	2.79	1.73	0.61	0.20
47643.4	3.83	2.74	1.81	0.55	0.32
47665.5	3.61	2.50	1.63	0.39	0.07
47680.4	3.35	2.20	1.39	0.19	-0.04
47943.4	4.25	3.04	2.04	0.86	0.54
48020.5	3.58	2.52	1.68	0.47	0.14
48137.3	3.64	2.35	1.48	0.35	0.10
49444.6	3.98	2.83	1.92	0.68	0.29
49491.4	3.50	2.37	1.52	0.31	0.06
49883.3	3.43	2.30	1.43	0.26	0.02
50980.4	3.09	1.94	1.15	0.04	-0.06
51010.3	3.15	1.94	1.13	0.06	-0.05
51038.3	3.37	2.05	1.24	0.14	0.03
51065.2	3.60	2.28	1.36	0.24	0.07
51180.6	4.18	2.91	1.86	0.74	0.52
51199.6	4.08	2.81	1.79	0.66	0.39
51205.6	4.04	2.81	1.79	0.69	0.43
51302.4	2.92	1.85	1.11	0.04	-0.11
51321.4	2.98	1.88	1.15	0.03	-0.02
51327.4	2.79	1.70	0.96	-0.10	-0.17
51351.3	2.85	1.74	1.00	-0.12	-0.12
51384.3	3.19	1.94	1.13	-0.03	-0.09
51452.2	4.20	2.79	1.69	0.42	0.38
51645.5	3.30	2.22	1.31	0.17	-0.01
51683.4	3.14	1.99	1.14	0.04	-0.13
51708.4	3.08	1.90	1.08	-0.02	-0.14
51740.3	3.27	2.04	1.13	0.05	-0.03
51768.3	3.52	2.23	1.32	0.18	0.07
51777.3	3.62	2.31	1.34	0.22	0.07
51802.2	3.91	2.57	1.53	0.38	0.28
51950.7	3.98	2.77	1.78	0.64	0.34
51976.6	3.56	2.46	1.56	0.40	0.16

Таблица 1. Продолжение

JD 2400000+	<i>J</i>	<i>H</i>	<i>K</i>	<i>L</i>	<i>M</i>
52007.5	3.05	2.00	1.24	0.12	-0.06
52012.5	3.05	1.98	1.21	0.08	-0.10
52035.4	2.92	1.85	1.10	0.05	-0.09
52071.4	2.99	1.85	1.11	-0.03	-
52124.3	3.38	2.11	1.30	0.12	0.09
52125.3	3.39	2.15	1.28	0.13	0.07
52153.2	3.82	2.49	1.55	0.31	0.30
52188.2	4.31	2.90	1.79	0.55	0.51
52211.2	4.55	3.15	2.00	0.72	0.66
52309.6	4.28	3.02	1.93	0.75	0.52
52381.5	3.24	2.12	1.23	0.07	-0.15
52391.4	3.26	2.10	1.24	0.07	-0.10
52418.4	3.11	1.97	1.10	-0.01	-0.24
52486.3	3.58	2.27	1.37	0.18	0.13
52514.3	3.90	2.56	1.57	0.35	0.31
52540.2	4.22	2.86	1.82	0.62	0.60
52694.6	3.66	2.52	1.62	0.38	0.15
52724.5	3.18	2.07	1.29	0.10	-0.14
52740.5	3.10	2.01	1.22	0.04	-0.21
52752.5	3.09	1.93	1.16	0.00	-0.15
52774.4	3.09	1.93	1.14	-0.05	-0.23
52801.4	3.24	2.03	1.18	-0.04	-0.17
52832.3	3.67	2.37	1.42	0.14	-0.04
52867.3	4.15	2.78	1.73	0.39	0.19
53072.5	3.82	2.56	1.60	0.29	0.10
53100.5	3.75	2.49	1.47	0.17	-0.05
53127.4	3.75	2.44	1.44	0.16	-0.02
53135.4	3.75	2.42	1.46	0.16	0.01
53191.3	4.11	2.70	1.65	0.34	0.16
53216.3	4.46	2.95	1.85	0.47	0.37
53486.5	3.39	2.13	1.28	0.07	-0.12
53539.4	3.63	2.32	1.45	0.22	0.16
53566.3	4.08	2.65	1.63	0.32	0.21

Таблица 1. Продолжение

JD 2400000+	<i>J</i>	<i>H</i>	<i>K</i>	<i>L</i>	<i>M</i>
53600.3	4.57	3.03	1.96	0.59	0.50
53788.7	3.39	2.21	1.38	0.15	-0.06
53816.5	3.30	2.08	1.24	0.03	-0.19
53830.5	3.31	2.06	1.24	0.02	-0.14
53869.4	3.60	2.24	1.34	0.09	-0.02
53875.5	3.68	2.34	1.39	0.12	-0.02
53921.3	4.41	2.97	1.78	0.40	0.09
53952.3	4.97	3.48	2.14	0.70	0.60
53965.2	5.13	3.61	2.26	0.86	0.64
54156.6	4.13	2.81	1.69	0.33	0.00
54219.4	4.02	2.66	1.60	0.26	-0.03
54251.4	4.22	2.84	1.71	0.38	0.18
54284.3	4.55	3.07	1.94	0.58	-0.04
54306.3	4.71	3.30	2.08	0.73	0.49
54336.2	4.87	3.50	2.27	0.94	0.69
54479.7	3.52	2.44	1.56	0.31	-0.01
54577.5	3.60	2.35	1.45	0.18	0.09
54605.3	3.94	2.62	1.61	0.33	0.09
54641.3	4.36	2.97	1.84	0.53	0.40
54659.3	4.54	3.12	1.99	0.66	0.55
54692.3	4.76	3.38	2.16	0.87	0.62
54700.3	4.74	3.41	2.19	0.89	0.68
54895.6	3.31	2.15	1.31	0.14	-0.12
54931.5	3.33	2.16	1.31	0.16	-0.07
54969.4	3.65	2.36	1.51	0.30	0.13
54985.3	3.84	2.53	1.63	0.41	0.21
55019.3	4.31	2.94	1.91	0.64	0.51
55024.3	4.33	2.98	1.94	0.70	0.57
55049.3	4.50	3.15	2.05	0.80	0.56
55056.2	4.53	3.16	2.07	0.84	0.58
55270.6	3.09	1.93	1.18	0.03	-0.13
55319.4	3.81	2.48	1.53	0.26	0.11
55408.3	4.51	3.16	2.03	0.77	0.59

Таблица 1. Продолжение

JD 2400000+	<i>J</i>	<i>H</i>	<i>K</i>	<i>L</i>	<i>M</i>
55431.2	4.41	3.10	2.00	0.82	0.51
55468.2	4.22	2.95	1.94	0.72	0.58
55672.4	3.68	2.39	1.48	0.31	0.13
55699.4	3.95	2.70	1.68	0.49	0.31
55729.4	4.24	2.99	1.86	0.72	0.63
55755.3	4.26	3.04	1.92	0.79	0.58
55762.3	4.23	3.00	1.90	0.81	0.57
55781.3	4.16	2.96	1.90	0.80	0.52
55783.3	4.16	2.95	1.89	0.81	0.54
55794.3	4.08	2.91	1.86	0.76	0.53
55819.2	3.94	2.79	1.82	0.68	0.52
56004.5	3.31	2.14	1.30	0.17	0.08
56005.5	3.32	2.13	1.31	0.18	0.00
56033.4	3.65	2.39	1.48	0.32	0.17
56058.4	3.93	2.66	1.66	0.51	0.41
56081.4	4.13	2.87	1.80	0.66	0.47
56091.4	4.20	2.93	1.86	0.72	0.53
56111.3	4.25	3.04	1.89	0.79	0.59
56147.3	3.98	2.84	1.81	0.73	0.56
56358.6	3.19	2.03	1.22	0.11	0.02
56411.5	3.91	2.62	1.62	0.44	0.39
56434.4	4.14	2.83	1.76	0.61	0.48
56470.3	4.17	2.93	1.82	0.74	0.67
56488.3	4.07	2.86	1.80	0.71	0.47
56493.3	4.03	2.83	1.78	0.70	0.48
56517.3	3.98	2.80	1.78	0.73	0.41
56818.4	4.02	2.81	1.82	0.74	0.60
56849.3	3.88	2.69	1.78	0.73	0.49
56871.3	3.73	2.64	1.73	0.64	0.35
56883.3	3.66	2.58	1.69	0.60	0.52
57103.6	3.66	2.39	1.47	0.36	0.24
57125.5	3.86	2.58	1.62	0.47	0.34
57205.4	3.83	2.64	1.67	0.60	0.50

Таблица 1. Окончание

JD 2400000+	<i>J</i>	<i>H</i>	<i>K</i>	<i>L</i>	<i>M</i>
57229.3	3.72	2.58	1.67	0.59	0.44
57262.2	3.40	2.35	1.55	0.50	0.32
57270.2	3.25	2.25	1.51	0.43	0.30
57528.4	4.30	3.09	2.01	0.91	0.71
57559.4	4.32	3.13	2.02	0.96	0.78
57567.3	4.25	3.09	1.99	0.93	0.84
57585.3	4.08	2.96	1.91	0.84	0.58
57595.3	3.97	2.88	1.89	0.80	0.56
57625.2	3.77	2.73	1.79	0.65	0.46
57640.2	3.53	2.52	1.62	0.53	0.27
57812.6	3.38	2.18	1.33	0.27	0.24
57835.5	3.68	2.44	1.51	0.40	0.33
57855.5	3.92	2.66	1.68	0.56	0.54
57878.4	4.05	2.80	1.77	0.68	0.64
57909.4	4.08	2.85	1.85	0.74	0.52
57973.3	3.69	2.60	1.72	0.59	0.52
57978.3	3.64	2.58	1.67	0.56	0.49
58232.5	4.23	2.96	1.93	0.70	0.55
58253.4	4.30	3.07	1.99	0.78	0.63
58295.3	4.14	3.00	1.98	0.72	0.47
58336.3	3.88	2.78	1.87	0.64	0.51
58350.3	3.72	2.68	1.80	0.58	0.31

3. ПЕРЕМЕННОСТЬ V CRB

На рис. 1 приведены кривые изменения блеска мириды в фильтрах *V*, *J* и *M* и показателей цвета *B–V*, *J–K*. Анализ кривых в случае V CrB несколько затрудняется близостью периода пульсаций звезды к году. Особенно это заметно в оптическом диапазоне, где с 2001 г. и вплоть до минимума 2011 г. звезда наблюдалась лишь на нисходящей ветви кривой блеска, а в 2011–2015 гг. на период видимости пришлись фазы минимума блеска звезды.

В инфракрасной области спектра V CrB доступна наблюдениям в течение большего времени в году. Кроме того, ИК-наблюдения охватывают более 30 пульсационных периодов мириды. Поэтому в фильтрах *JHK*, помимо периодических пульсаций, хорошо заметны синусоидальные изменения среднего уровня блеска (рис. 1). Они происходят с характерным временем ~ 8300 сут (22.7 года) и амплитудой $0^m2–0^m6$. Фазы этих колебаний в

разных фильтрах совпадают, а амплитуда падает с увеличением длины волны. В фильтрах *L* и *M* периодические изменения среднего уровня блеска не наблюдаются. Кажущееся снижение среднего уровня блеска в фильтре *M* после 2014 г. связано с тем, что звезда была доступна наблюдениям лишь вблизи ее пульсационных минимумов.

Еще одна особенность, которую можно отметить, глядя на рис. 1, — значительные изменения амплитуды пульсационных колебаний блеска мириды. Видно, что в фильтре *J* максимумы блеска 2004 и 2007 гг. были почти на $0^m7–0^m8$ слабее, чем соседние. При этом показатель цвета *J–K* оказался аномально красным для фазы максимума ($J–K > 2^m4$). Изменение амплитуды было хорошо заметно и в коротковолновом диапазоне. А в полосах *L* и *M* поведение мириды в максимумах 2004 и 2007 гг. ничем не выделялось (см. рис. 1 и табл. 1, 2).

На рис. 1 видно, что показатель цвета *B–V* меняется в значительных пределах — примерно от

Таблица 2. Результаты фотометрических UBV -наблюдений V CrB

JD 2400000+	U	B	V	JD 2400000+	U	B	V
52054	17.10	10.58	7.57	53170	17.49	12.90	9.42
52064	14.26	10.71	7.66	53174	17.78	13.00	9.50
52069	16.09	10.84	—	53182	17.22	13.23	9.64
52092	15.61	11.27	8.07	53194	—	13.49	9.79
52107	16.44	11.58	8.29	53203	—	13.76	10.00
52121	—	11.58	8.53	53205	—	13.88	10.04
52160	—	13.28	9.34	53217	—	14.45	10.21
52186	—	14.17	9.87	53231	—	14.76	10.52
52187	—	14.09	9.90	53256	—	15.68	10.91
52697	16.45	11.92	8.33	53269	—	15.86	11.04
52739	15.40	10.38	7.53	53454	15.42	11.55	8.30
52754	15.40	10.48	7.64	53465	15.81	11.50	8.32
52773	15.00	10.82	7.90	53500	15.81	11.74	8.56
52798	15.99	11.34	8.30	53526	15.85	12.20	8.92
52808	—	11.71	8.56	53548	16.71	12.79	9.32
52809	15.85	11.64	8.54	53550	16.81	12.81	9.37
52814	16.18	11.78	8.63	53562	18.20	13.12	9.57
52821	16.90	12.02	8.80	53588	—	13.87	10.05
52826	—	12.18	8.89	53597	—	14.03	10.14
52840	16.57	12.64	9.22	53615	—	14.79	10.53
52856	17.15	13.13	9.49	53624	—	14.85	10.61
52860	—	13.30	9.60	53647	—	15.16	10.69
52866	—	13.46	9.70	53821	16.30	11.24	8.31
52904	—	14.63	10.29	53845	17.01	11.69	8.65
52908	—	14.75	10.40	53854	16.92	11.95	8.86
52914	—	15.01	10.47	53889	18.00	13.13	9.70
53087	15.91	11.85	8.60	53905	17.37	13.72	10.09
53096	16.04	11.92	8.69	53908	—	13.81	10.15
53112	16.36	12.09	8.84	53943	—	15.12	10.83
53118	16.42	12.16	8.89	53965	—	16.23	11.17
53133	16.75	12.32	8.99	53972	—	16.46	11.30
53147	16.57	12.46	9.08	54150	17.58	13.13	9.19
53160	17.47	12.70	9.28	54179	17.82	13.13	9.23

Таблица 2. Окончание

JD 2400000+	<i>U</i>	<i>B</i>	<i>V</i>	JD 2400000+	<i>U</i>	<i>B</i>	<i>V</i>
54200	17.81	13.27	9.27	55417	—	15.56	10.10
54218	—	13.52	9.38	55709	—	15.52	9.86
54233	—	13.78	9.57	55734	—	16.25	10.15
54264	18.40	14.55	9.95	55771	—	16.97	10.04
54292	18.30	15.42	10.31	55795	—	15.85	9.73
54299	17.74	15.59	10.35	55823	—	14.90	9.20
54317	—	16.71	10.51	55832	—	14.83	9.16
54331	—	16.82	10.62	56041	—	13.59	8.98
54523	15.56	11.77	7.90	56058	—	14.17	9.21
54553	15.63	12.44	8.43	56092	—	15.06	9.57
54593	17.35	13.47	9.08	56119	—	15.55	9.79
54617	—	14.20	9.46	56136	—	15.01	9.41
54643	—	15.10	9.79	56177	—	13.73	8.61
54652	—	15.32	9.91	56405	—	13.27	9.03
54660	—	15.79	9.97	56479	—	15.04	9.51
54679	—	15.97	10.20	56515	—	14.70	9.16
54688	—	16.85	10.18	56530	—	14.93	9.34
55281	15.51	11.83	8.51	56841	—	14.48	9.27
55319	—	12.96	9.35	56871	18.30	13.53	8.72
55338	—	13.61	9.70	56900	16.74	12.42	8.10

3^м до 7^м. Как и в ИК-диапазоне, выполняется правило — чем слабее звезда, тем она краснее (такая зависимость цвета от блеска типична для мирид, см., например, работу Локвуда, Винга, 1971). Это хорошо видно на рис. 2, где приведена диаграмма (*V*, *B*–*V*).

Кроме того, бросается в глаза расположение значительной части точек вдоль одной линии (параболы). Оценки блеска, полученные до необычного максимума 2007 г., располагаются вдоль нее со среднеквадратичным отклонением всего 0^м2, а точки, полученные начиная с этого максимума, лежат более хаотично — их СКО от соответствующей линии превышает 1^м3. Подобное поведение не получается объяснить тем, что ближе к концу ряда оптических наблюдений на период видимости приходилась в основном область минимума блеска — в периоды 2007 и 2008 гг. была достаточно подробно прописана нисходящая ветвь кривой блеска, как и в 2001–2006 гг.

На рис. 3 показана диаграмма (*J*, *J*–*K*). На ней отдельно выделены точки, полученные на восходя-

щей (треугольники) и нисходящей (кружки) фазах пульсационной кривой. Видно, что на нисходящей ветви кривой блеска показатель цвета *J*–*K* более красный, чем на восходящей при том же уровне блеска. Похожее несимметричное поведение показателей цвета в моделях углеродных звезд описывается в работе Новотного и др. (2011).

С помощью программы L2 (в ней используется фурье-анализ рядов блеска, автор Ю.К. Колпаков) для всех фильтров были определены периоды изменения блеска. Для всех кривых блеска в ИК-диапазоне анализ дал практически совпадающие значения периодов и моментов начальной фазы: даты максимумов блеска в фильтрах *JHKLМ* задаются выражением: $\text{Max}(\text{IR}) = 2447787_{\pm 5} + 355.2_{\pm 0.1} \times E$.

В оптическом диапазоне длин волн моменты максимумов задаются формулой: $\text{Max}(B, V) = 2452393 + 352 \times E$. При этом сдвиг фаз между двумя формулами на момент начала оптических наблюдений не превышает 0.04. Близкое значение момента начальной фазы получается и в том

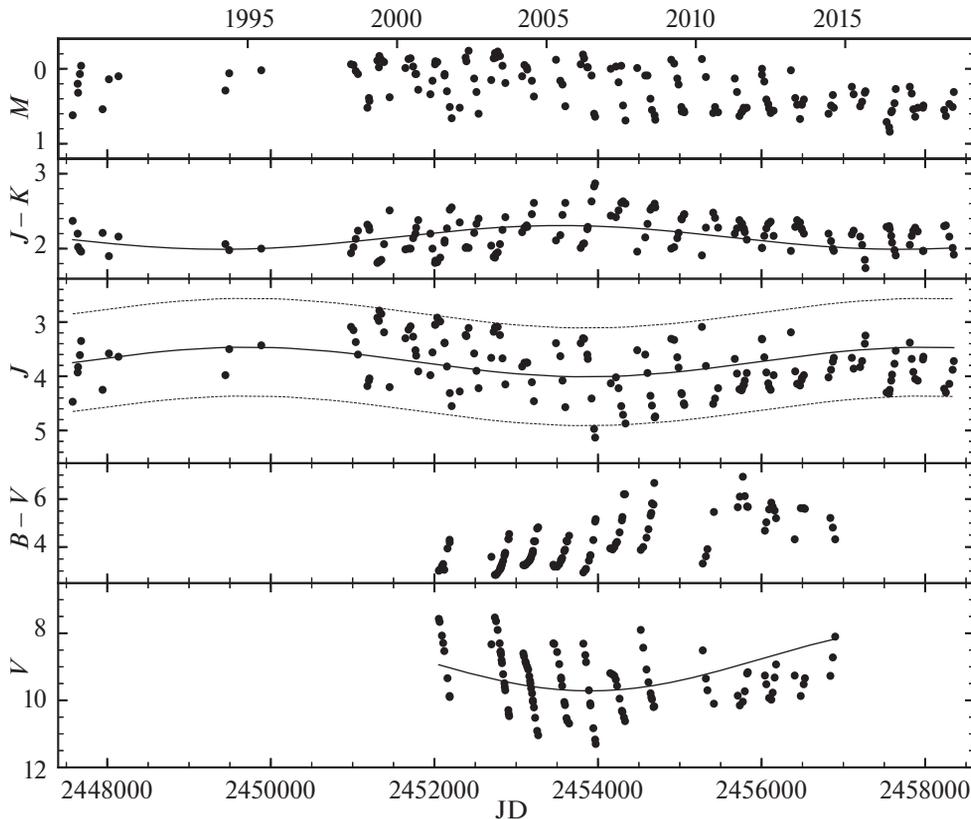


Рис. 1. Кривые блеска V , J , M и цвета $B - V$, $J - K$ мириды V CrB в 1988–2018 гг. Сплошные линии показывают долгопериодический тренд среднего уровня блеска, штриховые линии — характерный интервал изменения блеска в фильтре J .

случае, если определить момент единственного прописанного максимума (в районе $JD = 2452739$).

Кривые блеска аппроксимировались функцией, которая представляет собой сумму членов ряда Фурье вплоть до 3-й гармоники и синусоидального долгопериодического тренда среднего уровня блеска (для фильтров L и M тренд не использовался). Коэффициенты функции определялись с помощью МНК.

На рис. 4 приведены свертки кривых блеска в фильтрах J , K и M с периодом 355^d . А на рис. 5 — свертки кривых блеска в фильтрах B и V с периодом 352^d . При этом данные в фильтрах B , V , J и K освободились от влияния тренда. По фазовым кривым можно оценить среднюю амплитуду изменения блеска звезды во время пульсаций: $\Delta B \approx 4^m2$, $\Delta V \approx 2^m4$, $\Delta J \approx 1^m3$, $\Delta H \approx 1^m1$, $\Delta K \approx 0^m8$, $\Delta L \approx 0^m75$, $\Delta M \approx 0^m75$. Видно, что сначала амплитуда быстро уменьшается с ростом длины волны, а для $\lambda > 2$ мкм не меняется (аналогичная картина наблюдается, например, по данным Вайгеля и Юдина (2001) у мириды R Cas). При этом средняя амплитуда изменения показателей цвета V CrB также падает с ростом длины волны от $\sim 2^m$ (для $B - V$, меняющегося в диапазоне от 3^m5 до 5^m5) до $\sim 0^m2$ (для $K - M$).

Из рис. 4 и 5 видно, что моменты минимумов на ИК-кривых приходятся на фазу $\varphi_{IR} \approx 0.4 - 0.45$, а минимумы в фильтрах B и V — на фазу $\varphi_{opt} \approx 0.6$. Максимумы показателей цвета $J - K$ (а также других ИК-показателей для фильтров $JHKL$) и $B - V$ приходятся на эти же фазы (соответственно φ_{IR} и φ_{opt}), а у $K - M$ сдвинут относительно положения в фильтрах K и M на фазу $\varphi_{IR} \approx 0.75$. Такой сдвиг может быть вызван изменениями формы спектра и глубин полос HCN и C_2H_2 в соответствующем спектральном интервале, связанными с пульсациями V CrB (см. ниже). Эти полосы попадают в достаточно широкие кривые пропускания фотометрических фильтров K , L и M и могут вызывать наблюдающиеся изменения соответствующих показателей цвета.

На свертках в фильтрах инфракрасного диапазона хорошо заметна характерная для мирид (см., например, работы Локвуда, Винга, 1971; Колотилова и др., 1998; Наджипа и др., 2001; Есипова и др., 2012) особенность кривой блеска — наличие на фазах $0.6 - 0.7$ задержки роста блеска (ступеньки) на восходящей ветви. Кроме того, можно обратить внимание на некоторое увеличение у всех кривых дисперсии точек на фазах, близких к максимуму блеска, показывающее, что высота макси-

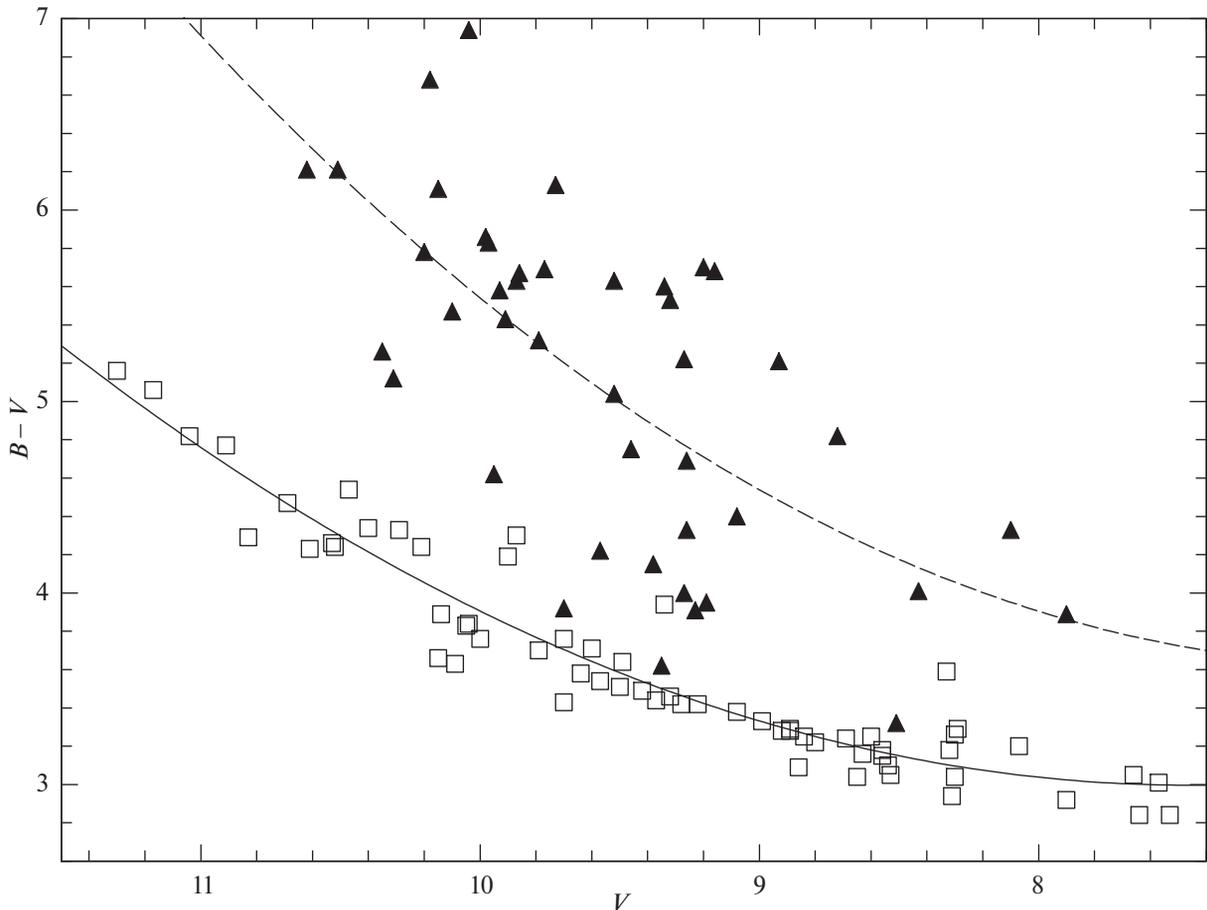


Рис. 2. Диаграмма (B , $B-V$) для оценок блеска, полученных до максимума (квадратики) и начиная с максимума (треугольники) блеска 2007 г. Линиями показаны полиномы 2-го порядка, аппроксимирующие соответствующие точки.

мама от цикла к циклу меняется больше глубины минимума. Однако это может быть связано и с эффектами наблюдательной селекции из-за близости периода пульсаций звезды к длительности года.

4. МОДЕЛЬ ОКОЛОЗВЕЗДНОЙ ПЫЛЕВОЙ ОБОЛОЧКИ V CRV

Моделирование околозвездной пылевой оболочки осуществлялось с помощью кода RADMC-3D (Дуллемонд и др., 2012) — программного обеспечения для расчета переноса излучения в астрофизической среде произвольной геометрической конфигурации. Вычисления основаны на методе Монте-Карло (Бьеркман, Вуд, 2001). RADMC-3D учитывает многократное рассеяние и поляризацию излучения при рассеянии.

Для построения распределения энергии (SED) в спектре V CrV использовались данные наших фотометрических $BVJHKLM$ наблюдений, спектры, полученные инфракрасной космической обсерваторией ISO (Кесслер и др., 1996) в 1997 г. на разных фазах кривой блеска, и наблюдения этой звезды спутником IRAS на 12, 25, 60 и 100 мкм.

Обсерваторией ISO было получено семь спектров V CrV в диапазоне 2.4–45 мкм. Для построения модели пылевой оболочки и ее дальнейшего исследования были выбраны 2 спектра (от 12.06.1997 и 11.01.1997), которые наблюдались на фазах изменения блеска звезды, наиболее близких к максимуму и минимуму (фазы $\varphi \approx 0.95$ и $\varphi \approx 0.53$ соответственно).

Оба используемых ISO спектра V CrV были получены внутри интервала наших фотометрических ИК-наблюдений. Поэтому оценка блеска в фильтрах $JHKLM$ была получена аппроксимацией наблюдаемых кривых блеска суммой долгопериодического тренда и средней кривой блеска (см. выше). Иначе дело обстоит с фильтрами B и V , наблюдения в которых начались уже после наблюдений ISO. Поэтому оценки блеска в B и V фильтрах были сделаны по средним фазовым кривым (рис. 5) и исправлены за межзвездное поглощение с $A_V = 0.04$ (Мензис и др., 2006). Из-за этого точность B и V данных в SED оказывается ниже по сравнению с $JHKLM$. Для пересчета звездных величин в потоки использовалась калибровка из работы Страйжиса (1977).

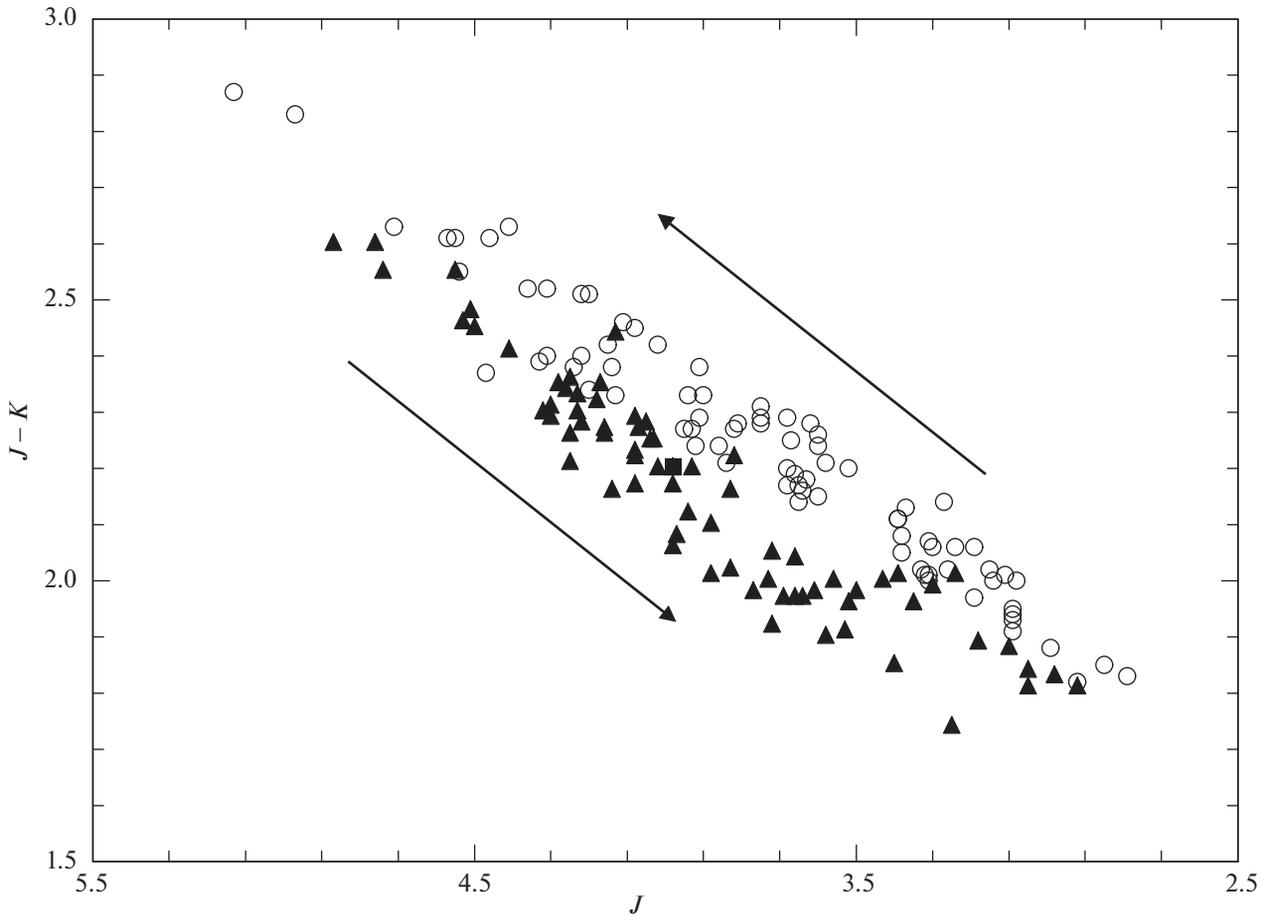


Рис. 3. Диаграмма $(J, J-K)$ для оценок блеска, полученных на восходящей (треугольники) и нисходящей (кружки) ветвях пульсационной кривой блеска. Стрелки показывают направление изменения блеска с ростом фазы.

Болометрический поток от звезды можно оценить интегрированием наблюдаемых SED: $F_{\text{bol.min}} = 2.64 \times 10^{-7}$ эрг/см²с, $F_{\text{bol.max}} = 5.13 \times 10^{-7}$ эрг/см²с. Расстояние 824 пк, полученное по параллаксу из каталога Gaia DR2 (Бейлер-Джонс и др., 2018), дает светимость $10\,800 L_{\odot}$ и $5560 L_{\odot}$ в максимуме и минимуме блеска соответственно. Эти значения были зафиксированы для дальнейших расчетов модельных SED.

При моделировании SED объекта, окруженного пылевой оболочкой, задавались спектр центрального источника излучения и такие параметры пылевой оболочки, как конфигурация, закон распределения плотности пыли, свойства пылевых частиц.

В качестве спектров центрального источника использовались синтетические спектры углеродных звезд из работы Арингера и др. (2009). Они характеризуются следующим набором параметров: T_{eff} , $\log g$, масса, металличность и отношение C/O. Как показано Арингером и др. (2009), влияние $\log g$ и массы на спектр звезды в ближнем ИК-диапазоне оказывается относительно невелико. Проведенный анализ зависимости спектра в

ближнем ИК-диапазоне от металличности и отношения C/O также показал, что для целей нашей работы влияние этих параметров можно не учитывать. Поэтому SED центрального источника определялось только температурой, а светимость задавалась перенормировкой спектра.

На рис. 6 представлены фрагменты синтетических спектров углеродных звезд с T_{eff} в диапазоне от 2400 до 3100 К, а также спектры V CгВ, полученные обсерваторией ISO вблизи фаз максимума и минимума ИК-блеска. Как в синтетических, так и в наблюдаемых спектрах присутствуют полосы поглощения вблизи 2.5, 3 и 3.8 мкм, связанные с молекулами C₂H₂ и HCN (Арингер и др., 2009). С увеличением температуры контраст этих полос снижается, и при $T_{\text{eff}} \geq 3000$ К полосы на 2.5 и 3.8 мкм исчезают, а центральная полоса становится малоконтрастной. Эта зависимость позволяет оценить эффективную температуру V CгВ и использовать соответствующий синтетический спектр в качестве спектра центрального источника при моделировании пылевой оболочки.

На рис. 6 видно, что в наблюдаемом на фазе минимума спектре V CгВ присутствуют все три

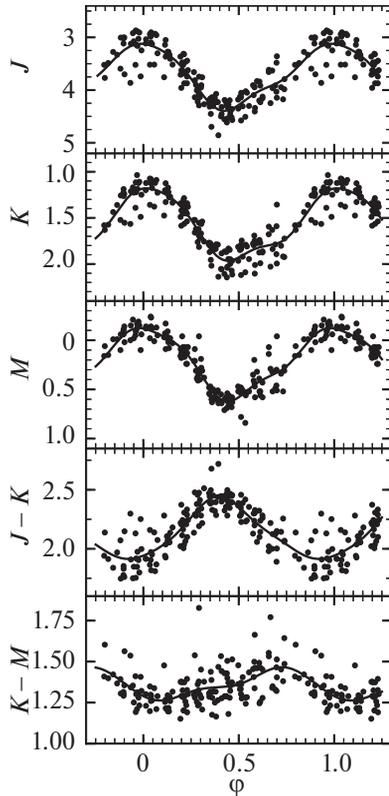


Рис. 4. ИК-кривые блеска V CrB, полученные сверткой с периодом 355^d.

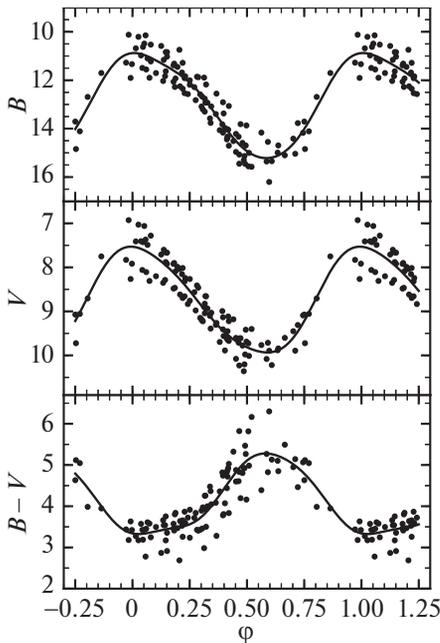


Рис. 5. Оптические кривые блеска V CrB, полученные сверткой с периодом 352^d.

полосы, но на фазе $\varphi = 0.95$ полосы 2.5 и 3.8 мкм исчезают, а полоса 3 мкм становится менее выраженной. Сравнить контраст полос в синтетических спектрах углеродных звезд и V CrB напрямую нельзя, так как излучение пылевой оболочки замы-

вает полосы. Окончательный выбор температуры осуществляется уже по результатам моделирования спектра системы “звезда + пылевая оболочка”.

На основе приведенных выше рассуждений и оценок болометрического потока для моделирования спектра на фазе максимума блеска было принято, что звезда имеет температуру $T_{\text{eff}} = 3000$ К и светимость $10\,800L_{\odot}$. Отсюда радиус звезды $R_{\star} \approx 390R_{\odot}$. Более высокая температура не позволила бы получить достаточную глубину полосы на 3 мкм для воспроизведения наблюдаемого SED.

Пылевая оболочка считалась сферически симметричной. Как уже упоминалось, наличие в спектре эмиссионной особенности на 11.3 мкм указывает на присутствие в околозвездной среде пылинок, состоящих из SiC (Трефферс, Коэн, 1974). Помимо этого, считалось, что в оболочке присутствуют и углеродные пылинки. Для моделирования использовались рассчитанные в соответствии с теорией Ми коэффициенты непрозрачности сферических пылинок, состоящих из указанных веществ. Оптические константы для этих вычислений были взяты из работ Су (2000) по аморфному углероду и Пьегори (1988) по карбиду кремния.

При фиксированных параметрах центрального источника в максимуме блеска была построена модель, наилучшим образом воспроизводящая наблюдаемое распределение энергии (рис. 7).

Она имеет следующие параметры:

- оптическая толщина пылевой оболочки на длине волны 2.2 мкм $\tau_K = 0.33$,
- расстояние от центра звезды до внутреннего края $R_{\text{in}} = 8.0 \text{ a.e.} \approx 4.4R_{\star}$,
- расстояние от центра звезды до внешней границы $R_{\text{out}} = 40\,000 \text{ a.e.}$,
- плотность пылевого вещества убывает обратно пропорционально квадрату расстояния,
- радиус пылевых частиц $a_{\text{gr}} = 0.5 \text{ мкм}$,
- отношение полной массы углеродных пылинок и пылинок из SiC равно 3,
- температура пыли на внутреннем и внешнем краях оболочки $T_{\text{in}} \sim 1150 \text{ K}$, $T_{\text{out}} \sim 50 \text{ K}$,
- масса пылевой составляющей оболочки $M_{\text{dust}} \sim 2 \times 10^{-5} M_{\odot}$.

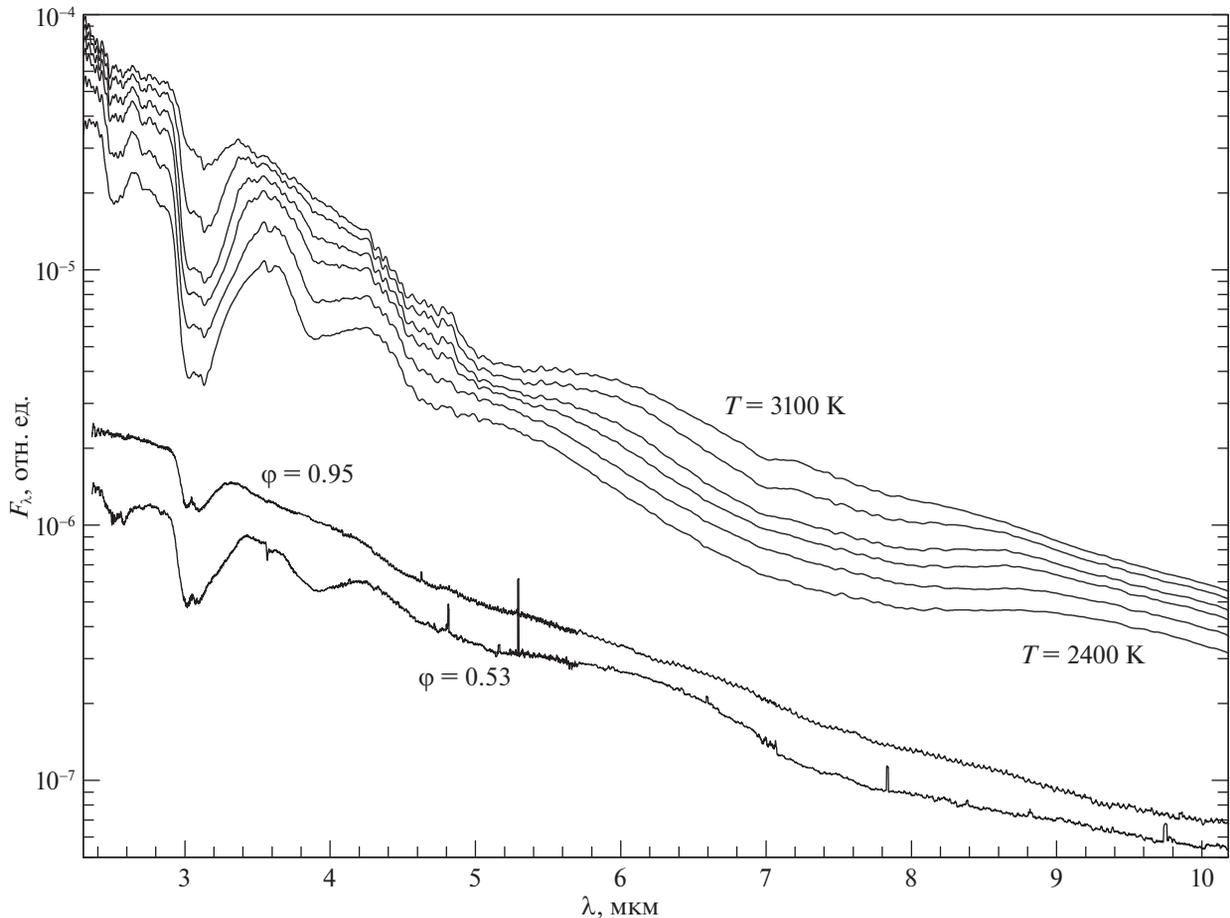


Рис. 6. Спектры V CrB, полученные спутником ISO (две нижние кривые), и синтетические спектры углеродных звезд из работы Арингера и др. (2009) при $T_{\text{эф}} = 2400, 2600, 2800, 2900, 3000$ и 3100 К (снизу вверх).

При этом закон распределения плотности вещества в оболочке $n(r) \sim r^{-2}$ считался заданным и не менялся в процессе перебора параметров, а температуры T_{in} и T_{out} и масса оболочки M_{dust} являются параметрами, вычисляемыми по готовым моделям. Оставшиеся параметры изменялись в ходе подбора модельного SED, показывающего минимальное отклонение от наблюдаемого.

С целью исследования, меняется ли пылевая оболочка звезды в течение пульсационного периода, был посчитан модельный спектр с уже определенными для максимума блеска параметрами оболочки ($R_{\text{in}}, R_{\text{out}}, \tau_K, a_{\text{gr}}$, содержание пыли). $T_{\text{эф}}$ считалась равной 2400 К, при этом радиус звезды $R_{\star} \approx 430R_{\odot}$. Результат моделирования показан на рис. 8.

Можно видеть, что глубина полосы на 3 мкм в модельном SED оказывается несколько меньше, чем в наблюдаемом спектре ISO. Как было показано на рис. 6, с уменьшением температуры контраст полос увеличивается. Именно по этой причине для моделирования была выбрана нижняя граница температурного диапазона доступных спектров из работы Арингера и др. (2009), равная 2400 К.

Обращает на себя внимание и наблюдающаяся в фазе минимума широкая эмиссионная особенность в области 6 мкм (см. врезку на рис. 8). С используемыми свойствами центрального источника и пылевых частиц в модели “звезда + пылевая оболочка” ее появление объяснить не удастся. Возможно, эта особенность SED также связана с более низкой температурой центрального источника, чем была использована при моделировании.

Стоит отметить, что данные наблюдений IRAS позволяют получить лишь оценку снизу величины R_{out} и соответственно массы оболочки. Положение внешней границы пылевой оболочки V CrB в полученной модели определяется потоком в полосах IRAS 60 и 100 мкм. На этих длинах волн излучает пыль с температурой несколько десятков К. Излучение более холодной, расположенной на больших расстояниях от звезды, пыли спутник не регистрирует. Точная дата наблюдений V CrB спутником IRAS неизвестна. Но предполагая, что данные были получены вблизи максимума блеска, и воспроизводя спектральное распределение энергии на 60 мкм и 100 мкм, получаем, что мини-

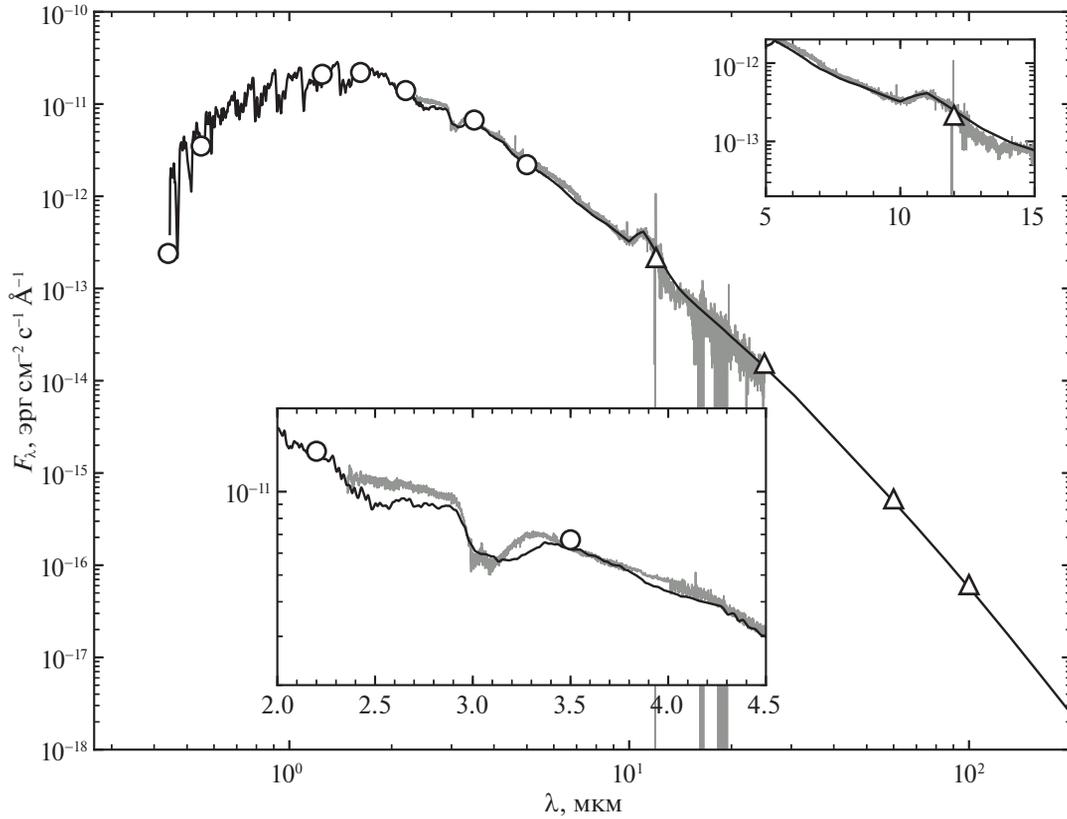


Рис. 7. Модельное SED для фазы максимума блеска V CrB (толстая линия) и наблюдаемое SED (кружки — BVJHKLM фотометрия, треугольники — данные IRAS, серая линия — спектр ISO от 12.06.1997).

мальное расстояние, на котором может находиться граница оболочки, равно 40 000 а.е.

Модельная кривая, полученная для фазы минимума блеска (рис. 8), проходит несколько ниже данных наблюдений IRAS на длинах волн 25, 60 и 100 мкм. Однако, если считать, что наблюдения IRAS проводились в фазе, отличной от минимума блеска, это расхождение выглядит естественным.

5. МОДЕЛИРОВАНИЕ РАССЕЯННОГО ИЗЛУЧЕНИЯ ОБОЛОЧКИ

Тепловое излучение — не единственный механизм, которым себя проявляет пылевая оболочка. Она также рассеивает видимое излучение звезды. Следовательно, можно ожидать наличие у звезды отражательной туманности, излучение которой должно быть поляризовано. Наложим ограничения на поляризованное излучение с помощью наблюдений методом ДСП, описанных нами в разделе 2.2.2.

Основной измеряемой величиной метода ДСП является отношение функций видности объекта в ортогональных поляризациях \mathcal{R} :

$$\mathcal{R}_Q(\mathbf{f}) = \frac{\tilde{I}(\mathbf{f}) + \tilde{Q}(\mathbf{f})}{\tilde{I}(\mathbf{f}) - \tilde{Q}(\mathbf{f})}, \mathcal{R}_U(\mathbf{f}) = \frac{\tilde{I}(\mathbf{f}) + \tilde{U}(\mathbf{f})}{\tilde{I}(\mathbf{f}) - \tilde{U}(\mathbf{f})}. \quad (1)$$

Здесь \mathbf{f} — вектор пространственной частоты, \tilde{I} , \tilde{Q} , \tilde{U} — преобразования Фурье от распределений параметров Стокса по небесной сфере для данного объекта. Величина \mathcal{R} была предложена ранее Норрисом и др. (2012). В данной работе мы будем рассматривать только модуль $|\mathcal{R}|$.

На рис. 9 в первой и второй колонках приведены \mathcal{R}_Q и \mathcal{R}_U для рассматриваемых звезд. Для неполяризованных объектов, таких, например, как звезды главной последовательности, ожидается, что $\mathcal{R} = 1$. Если объект обладает разрешенной структурой в поляризованном потоке, то эта величина будет отклоняться от единицы. Имея оценку погрешности определения \mathcal{R} , мы вычислили приведенную статистику хи-квадрат χ_r^2 в предположении, что $\mathcal{R} = 1$ (пример см. у Сафонова и др., 2019). Для HIP71251 $\chi_r^2 = 1.2$, в то время как для V CrB $\chi_r^2 = 3.4$. Таким образом, в первом случае значимых отклонений величины \mathcal{R} от 1 не имеется, что и ожидалось, а во втором случае $\mathcal{R} \neq 1$, что говорит о наличии разрешенной отражательной туманности. Компенсация за межзвездную поляризацию в данном случае не выполнялась, поскольку она ожидается не более 0.3% (исходя из величины A_V).

С помощью RADMC-3D мы вычислили вид оболочки в параметрах Стокса I, Q, U на центральной длине волны полосы R_c : $\lambda = 0.65$ мкм,

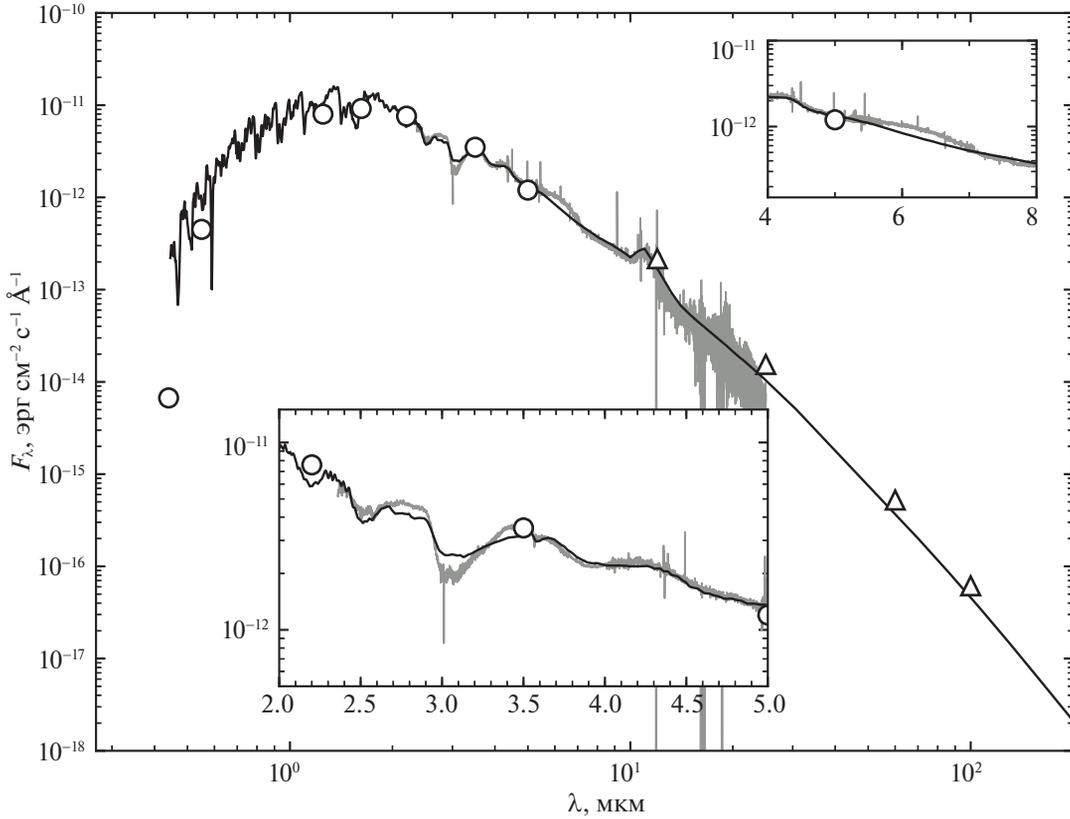


Рис. 8. Модельное SED для фазы минимума блеска V CrB (толстая линия) и наблюдаемое SED (кружки — BVJHKLM фотометрия, треугольники — данные IRAS, серая линия — спектр ISO от 11.01.1997).

для параметров, найденных в предыдущем разделе. Согласно результатам предыдущего раздела, геометрия оболочки не меняется с фазой пульсаций. При увеличении потока от звезды в x раз, поверхностная яркость оболочки в параметрах Стокса I, Q, U также возрастет в x раз. Из уравнения (1) видно, что получающаяся величина \mathcal{R} при этом не изменится. Следовательно, модельное \mathcal{R} , полученное для максимума блеска звезды, должно адекватно описывать наблюдения, выполненные на любой фазе.

Из распределений I, Q, U мы вычислили их Фурье-образы, последние были подставлены в уравнения (1). Результирующие величины \mathcal{R}_Q и \mathcal{R}_U представлены на рис. 9 в нижнем ряду.

Как видно, модельная величина \mathcal{R} имеет форму, характерную для отражательной туманности. В параметре Стокса Q в направлении север–юг значения меньше единицы, а в направлении запад–восток — больше единицы. В Стоксе U картина та же, но повернута на 45° по часовой стрелке. Аналогичная структура просматривается и в наблюдательных данных для V CrB.

\mathcal{R} такого вида удобно модифицировать следующим образом. Введем обозначение $\Delta\mathcal{R} = \mathcal{R} - 1$ и вычислим величины

$$\Delta\mathcal{R}_T = \Delta\mathcal{R}_Q \cos 2\phi + \Delta\mathcal{R}_U \sin 2\phi, \quad (2)$$

$$\Delta\mathcal{R}_S = \Delta\mathcal{R}_Q \sin 2\phi - \Delta\mathcal{R}_U \cos 2\phi, \quad (3)$$

где ϕ — полярная координата точки в пространстве частот: $\phi = \arctan(f_y/f_x)$. Эти величины напоминают так называемые радиальные параметры Стокса, они часто применяются в пространстве изображений для исследования отражательных туманностей (см. работы Авенхауса и др., 2014; Кановаса и др., 2015). Величину, аналогичную $\Delta\mathcal{R}_T$, недавно рассматривали в применении к Бетельгейзе, Гобуа и др. (2019).

Преимущество параметров (2, 3) заключается в том, что для центрально-симметричных отражательных туманностей $\Delta\mathcal{R}_S = 0$ для всех частот, а $\Delta\mathcal{R}_T$ всюду положительно и зависит только от модуля частоты $|\mathbf{f}|$. В этом можно убедиться, глядя на третью и четвертую колонку рис. 9.

Используя данное обстоятельство, можно значительно снизить влияние шума, усреднив $\Delta\mathcal{R}_T$ и $\Delta\mathcal{R}_S$ по позиционному углу, результирующие зависимости представлены на рис. 10. Как можно видеть, $\Delta\mathcal{R}_S = 0$, что естественно, а $\Delta\mathcal{R}_T$ растет с увеличением модуля пространственной частоты. Наблюдаемые величины для V CrB ведут себя похожим образом, однако видно, что наблюдаемая кривая $\Delta\mathcal{R}_T$ проходит значительно выше, чем модельная. Последнее говорит о том, что модель, построенная в предыдущем пункте, предсказывает

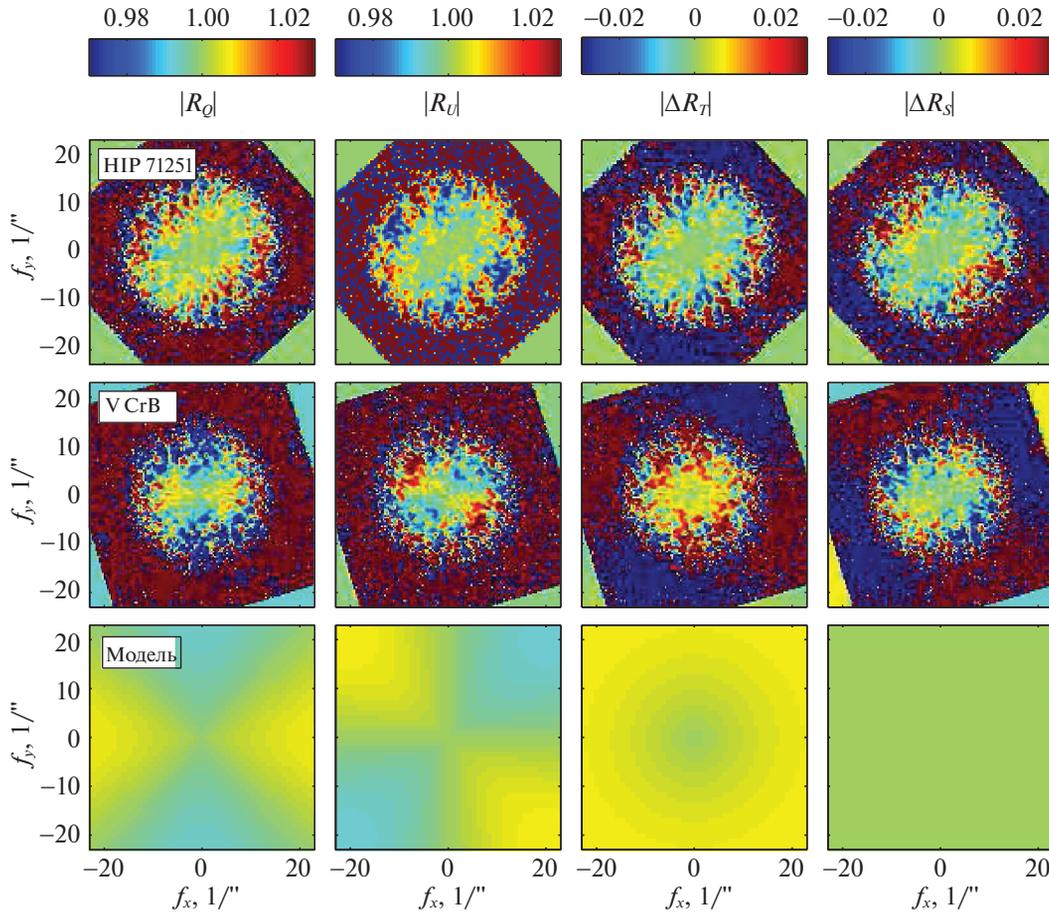


Рис. 9. Измерения величины $|R|$ для неполяризованной звезды HIP71251 и звезды V CrB с околозвездной пылевой оболочкой методом ДСП (первый и второй ряд). В нижнем ряду даны аналогичные наблюдаемые величины, но предсказываемые моделью. Описание колонок в тексте. Север вверху, восток слева. По осям отложена пространственная частота.

значительно меньшее количество поляризованного рассеянного света, чем реально наблюдается.

Это различие можно устранить, увеличив массу пыли в оболочке, не меняя при этом ее остальных характеристик. Однако для получения необходимого уровня поляризованного излучения при радиусе пылинок 0.5 мкм требуется столь большое увеличение массы пыли, что это приводит к завышенному уровню ИК-излучения в модельном SED по сравнению с наблюдаемым. Более эффективную генерацию поляризованного излучения можно получить при уменьшении размеров пылинок.

Рассмотрим способность частиц пыли преобразовывать падающее излучение в поляризованное за счет рассеяния. Для этого введем следующую величину:

$$\epsilon = 2\pi\sigma_{\text{ext}}^{-1} \int_0^\pi S_{12}(\theta) \sin\theta d\theta, \quad (4)$$

где θ — угол рассеяния, σ_{ext} — полное сечение экстинкции (сумма сечений поглощения и рассеяния), S_{12} — компонент матрицы рассеяния в со-

ответствии с определением, данным Мищенко и др. (2002). По своему смыслу ϵ является долей поглощенного и рассеянного излучения, которую пылинка рассеивает и поляризует. В тех случаях, когда $\epsilon < 0$, рассеянное излучение преимущественно поляризовано поперек плоскости рассеяния, если же $\epsilon > 0$, то поляризация, напротив, в плоскости рассеяния. Величина ϵ грубо характеризует то, насколько яркой в поляризованном свете будет отражательная туманность, состоящая из такой пыли.

Для пыли с химическим составом и размерами, определенными в предыдущем пункте, $\epsilon = -0.007$. Зафиксируем данный химический состав и рассмотрим, как эта величина зависит от радиусов пылинок, соответствующий график приведен на рис. 11. Как видно, наиболее эффективно рассеивает и поляризует излучение пыль с радиусом $a_{\text{gr}} = 0.1$ мкм. Для нее ϵ достигает -0.21 , что в 30 раз больше, чем для пыли радиусом 0.5 мкм.

Таким образом, уменьшив размер пылинок, мы могли бы получить гораздо более яркую отражательную туманность. Однако результирующая

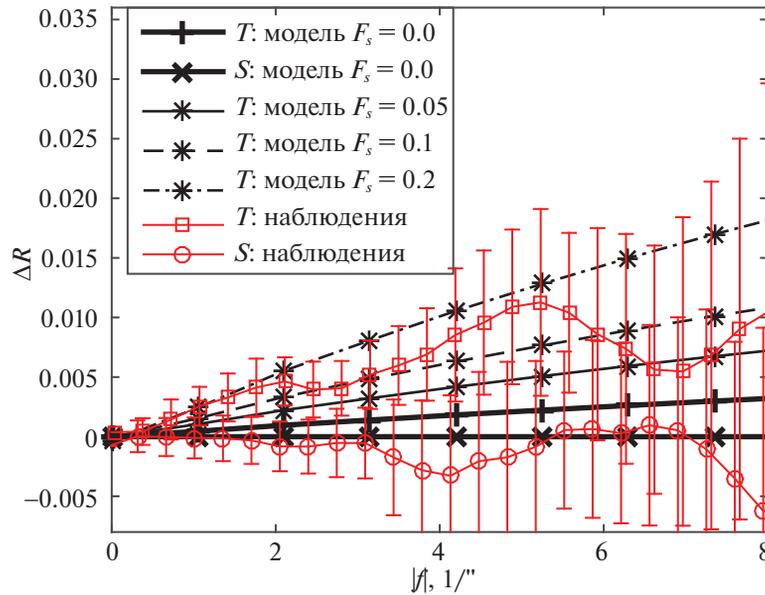


Рис. 10. Величины $\Delta\mathcal{R}_T$ и $\Delta\mathcal{R}_S$, усредненные по позиционному углу ϕ . Символы с интервалами ошибок — наблюдения V CгВ, жирная линия — величины, полученные по результатам моделирования с пылью радиусом $a_{gr} = 0.5$ мкм, тонкие линии — при добавлении пыли радиусом $a_{gr} = 0.1$ мкм, подробнее см. раздел 5. По оси Ox отложен модуль пространственной частоты $|f|$.

модель в таком случае уже не описывала бы SED. Поэтому мы предположили, что кроме крупных пылинок с радиусом 0.5 мкм в оболочке присутствует некоторое количество мелкой пыли с радиусом 0.1 мкм. Обозначим долю мелких пылинок по массе F_S . При этом мелкая пыль имеет тот же химический состав и распределение в пространстве, что и крупная.

Результирующие кривые $\Delta\mathcal{R}_T$ для разных F_S представлены на рис. 10 в сравнении с наблюдениями. Как видно, с ростом доли мелкой пыли количество поляризованного рассеянного света растет. При $F_S = 0.1$ модель адекватно описывает наблюдения, приведенное хи-квадрат в этом случае достигает минимума $\chi_r^2 = 1$.

Содержание мелкой пыли в количестве $F_S = 0.1$ от массы пылевой оболочки незначительно изменяет SED по сравнению со случаем $F_S = 0$. Это изменение оказывается незаметным в масштабе рис. 7 и 8.

6. ЗАКЛЮЧЕНИЕ

Представленные в этой работе фотометрические $JHKL$ наблюдения получены за длительный промежуток времени, охватывающий почти 30 пульсационных периодов V CгВ. В диапазоне от фильтра B до фильтра K наблюдается долгопериодический тренд среднего уровня блеска с характерным периодом изменения ~ 8300 сут. Анализ кривых блеска показал, что период пульсаций мириды в ближнем ИК-диапазоне равен 355^{d2} . Приведенные Прайсом и др. (2010) данные о значительном

различии периодов в полосах 1.25, 2.2 мкм и 3.5, 4.8 мкм не подтверждаются.

Фазовые кривые блеска V CгВ показывают асимметрию: в ИК-диапазоне нисходящая ветвь имеет больший наклон, чем восходящая, а в оптическом диапазоне, наоборот, восходящая ветвь более крутая. В ИК-диапазоне на восходящей ветви наблюдается ступенька — замедление роста блеска на фазе ~ 0.75 . Амплитуда колебаний блеска звезды падает от $> 4^m$ в фильтре B , до $\sim 0^{m8}$ в фильтрах K , L , M . При этом болометрический поток от максимума к минимуму меняется примерно в 2 раза: от $\approx 2.6 \times 10^{-7}$ эрг/см²с до $\approx 5 \times 10^{-7}$ эрг/см²с.

Наблюдаемое распределение энергии (SED) V CгВ в диапазоне длин волн 0.5–100 мкм, построенное по данным нашей $BVJHKL$ фотометрии, спектров ISO и наблюдений IRAS, хорошо аппроксимируется суммой излучения построенной нами модели пылевой оболочки и звезды, окруженной ею. Светимость, температура и радиус звезды в максимуме блеска $L_{max} \approx 10\,800L_{\odot}$, $T_{max} \approx 3000$ К, $R_{max} = 390R_{\odot}$, а в минимуме блеска $L_{min} \approx 5560L_{\odot}$, $T_{min} \leq 2400$ К и $R_{min} \geq 430R_{\odot}$. SED звезды задавался в соответствии с моделями Арингера и др. (2009). При этом основные параметры модельной пылевой оболочки ($\tau_K = 0.33$, $n(r) \sim r^{-2}$, $R_{in} = 8$ а.е., $R_{out} = 40\,000$ а.е. и свойства пылинок) одинаковы в максимуме и минимуме блеска. В результате изменений параметров центрального источника в ходе пульсаций несколько меняется лишь распределение температуры пыли

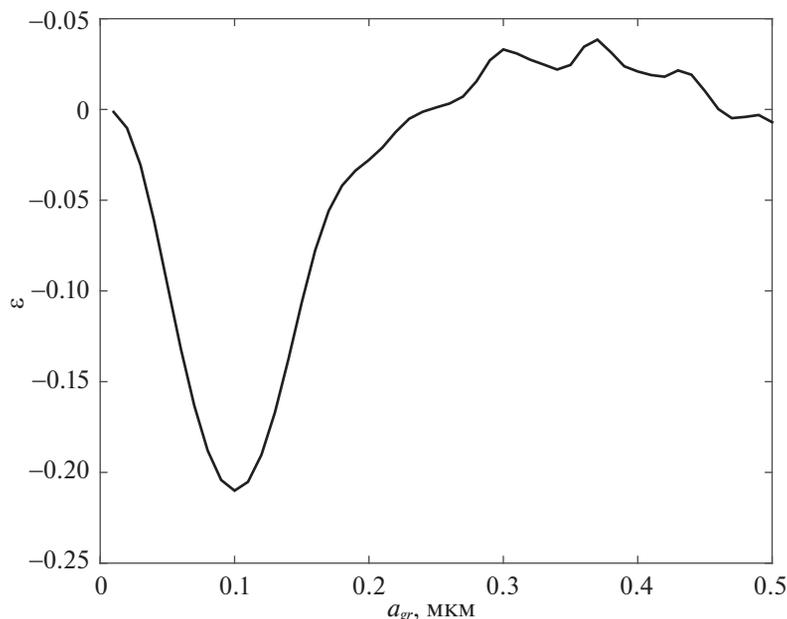


Рис. 11. Эффективность генерации поляризованного излучения при рассеянии для пыли с химическим составом из раздела 4 в зависимости от радиуса пылинок (в соответствии с уравнением (4)).

в оболочке. Для крупной пыли с $a_{gr} = 0.5$ мкм в максимуме блеска $T_{in} \approx 1150$ К, а в минимуме $T_{in} \approx 1000$ К. Температура мелких пылинок с $a_{gr} = 0.1$ мкм оказывается несколько выше — в максимуме блеска $T_{in} \approx 1250$ К, а в минимуме $T_{in} \approx 1100$ К.

Модельная пылевая оболочка содержит сферические углеродные пылинки (3/4 по массе) и пылинки из карбида кремния (1/4 по массе). Пылинки с радиусом 0.5 мкм составляют 90% массы оболочки. Оставшиеся 10% массы приходятся на более мелкую пыль с радиусом 0.1 мкм. Мелкие и крупные пылинки имеют одинаковый химический состав и пространственное распределение. Существование мелкой пыли позволяет объяснить сравнительно большую долю рассеянного света, разрешенного методом дифференциальной спекл-поляриметрии в видимом диапазоне.

На основе полученной модели околозвездной пылевой оболочки можно получить для величины внешнего радиуса R_{out} оценки полной массы газопылевой оболочки V СгВ (при $m_{gas}/m_{dust} = 150$, см. Зубко и др., 2004): $M = 3.3 \times 10^{-3} (R_{out}/40\,000 \text{ а.е.}) M_{\odot}$, и темпа потери массы: $2 \times 10^{-7} M_{\odot}/\text{год}$ (при характерной для мирид $V_{exp} = 10$ км/с). Для $R_{out} = 40\,000$ а.е. эти значения близки к данным Либерта и др. (2010), полученным ими по радионаблюдениям в линиях CO.

Приведенные выше значения радиусов звезды при расстоянии до нее 824 пк (Бейлер-Джонс и др., 2018) дают существенно меньшие угловые

размеры мириды V СгВ, чем те, которые были определены Хофманном и др. (2000) из интерферометрических наблюдений в фильтре K вблизи максимума блеска: 2.2 mas против 7.9 mas. При этом приведенная оценка расстояния, полученная на основе Gaia DR2, примерно соответствует оценке расстояния, получаемой по соотношению светимость—период для углеродных мирид Вайтлок и др. (2008). По всей видимости, при интерферометрических наблюдениях в фильтре K необходимо учитывать вклад достаточно плотной и горячей околозвездной пылевой оболочки ($\tau_K = 0.33$), максимум излучения которой находится на длине волны 3 мкм. Внутренний радиус пылевой оболочки виден с Земли под углом ~ 10 mas, что близко к оценке Хоффмана и др. (2000).

Полученные в работе оценки параметров углеродной мириды V СгВ и ее околозвездной оболочки могут быть использованы при уточнении зависимости "период—светимость" для мирид и при создании теоретических моделей пульсаций этих звезд, а оценки параметров околозвездной пылевой оболочки — при определении темпа потери вещества в ходе AGB стадии эволюции звезд умеренных масс и при проверке моделей образования и роста пылевых частиц.

Работа А.А. Федотьевой и А.М. Татарникова поддержана грантом Программы развития МГУ "Ведущая научная школа "Физика звезд, релятивистских объектов и галактик". Б.С. выражает признательность РНФ (проект 17-12-01241) за поддержку наблюдений методом дифференциальной спекл-поляриметрии и их интерпретации.

Спекл-поляриметр создан при финансовой поддержке Программы Развития МГУ.

СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. Авенхаус и др. (H. Avenhaus, S.P. Quanz, M.R. Meyer, S.D. Brittain, D. Sean, J.S. Carr, J.R. Najita), *Astrophys. J.* **790**, 56 (2014).
2. Аоки и др. (W. Aoki, T. Tsuji, and K. Ohnaka), *Astron. Astrophys.* **350**, 945 (1999).
3. Арингер и др. (B. Aringer, L. Girardi, W. Nowotny, P. Marigo, M.T. Lederer), *Astron. Astrophys.* **503**, 913 (2009).
4. Бейлер-Джонс и др. (C.A.L. Bailer-Jones, J. Rybizki, M. Fouesneau, G. Mantelet, R. Andrae), *Astron. J.* **156**, 58 (2018).
5. Берго и др. (J. Bergeat, A. Knapik, B. Rutily), *Astron. Astrophys.* **369**, 178 (2001).
6. Бьеркман, Вуд (J.E. Bjorkman, K. Wood), *Astrophys. J.* **554**, 615 (2001).
7. Вайгельт Г., Юдин Б.Ф. *Астрон. журн.* **78**, 594 (2001) [G. Weigelt, B.F. Yudin, *Astron. Rep.* **45**, 510 (2001)].
8. Вайтлок и др. (Whitelock P.A., Feast M.W., Floor van Leeuwen), *MNRAS* **386**, 313 (2008).
9. Геттер, Хьюитт (H.H. Guetter, A.V. Hewitt), *Publ. Astron. Soc. Pacific* **96**, 441 (1984).
10. Гоба и др. (X. Haubois, B. Norris, P.G. Tuthill, C. Pinte, P. Kervella, J.H. Girard, N.M. Kostogryz, S.V. Berdyugina et al.), *Astron. Astrophys.* **628**, A101 (2019).
11. Груневеген и др. (M.A.T. Groenewegen, P.A. Whitelock, C.H. Smith, F. Kerschbaum), *MNRAS* **293**, 18 (1998).
12. Дуллемонд и др. (C.P. Dullemond, A. Juhasz, A. Pohl, F. Sereshti, R. Shetty, T. Peters, B. Commercon, M. Flock), *Astrophysics Source Code Library*, ascl:1202.015 (2012).
13. Есипов и др. (V.F. Esipov, E.A. Kolotilov, G.V. Komissarova, V.I. Shenavrin, T.N. Tarasova, A.M. Tatarnikov, A.A. Tatarnikova), *Balt. Astron.* **21**, 47 (2012).
14. Зубко и др. (V. Zubko, E. Dwek, R.G. Arendt), *Astrophys. J. Suppl. Ser.* **152**, 211 (2004).
15. Кановас и др. (H. Canovas, F. Menard, J. de Boer, C. Pinte, H. Avenhaus, M.R. Schreiber), *Astron. Astrophys.* **582**, 7C (2015).
16. Кесслер и др. (M.F. Kessler, J.A. Steinz, M.E. Anderegg), *Astron. Astrophys.* **315**, L27 (1996).
17. Килстон (S. Kilston), *Publ. Astron. Soc. Pacific* **87**, 189 (1975).
18. Колотилов Е.А., Мунари У., Попова А.А., Татарников А.М., Шенаврин В.И., Юдин Б.Ф. Письма в *Астрон. журн.* **24**, 526 (1998). [E.A. Kolotilov, U. Munari, A.A. Popova, A.M. Tatarnikov, V.I. Shenavrin, B.F. Yudin, *Astron. Lett.* **24**, 451 (1998)].
19. Либерт и др. (Y. Libert, E. Gerard, C. Thum, J.M. Winters, L.D. Matthews, T. Le Bertre), *Astron. Astrophys.* **510**, A14 (2010).
20. Локвуд, Винг (G.W. Lockwood, R.F. Wing), *Astrophys. J.* **169**, 63 (1971).
21. Лютый В.М., *Сообщ. ГАИШ № 172*, 30 (1971).
22. Мищенко и др. (M.I. Mishchenko, L.D. Travis, A.A. Lacis), *Scattering, Absorption and Emission of Light by Small Particles* (Cambridge University Press, 2002).
23. Мензис и др. (J.W. Menzies, M.W. Feast, P.A. Whitelock), *MNRAS* **369**, 783, (2006).
24. Наджип А.Э., Шенаврин В.И., Тихонов В.Г., *Тр. Гос. астрон. ин-та им. П.К. Штернберга* **58**, 119 (1986).
25. Наджип А.Э., Татарников А.М., Шенаврин В.И., Вайгельт Г., Юдин Б.Ф. Письма в *Астрон. журн.* **27**, 376 (2001). [A. Nadzhip, A.M. Tatarnikov, V.I. Shenavrin, G. Weigelt, B.F. Yudin, *Astron. Lett.* **27**, 324 (2001)].
26. Новотный и др. (W. Nowotny, B. Aringer, S. Hofner, M.T. Lederer), *Astron. Astrophys.* **529**, 19 (2011).
27. Норрис (B.R. M. Norris, P.G. Tuthill, M.J. Ireland, S. Lacour, A.A. Zijlstra, F. Lykouet, T.M. Evans, P. Stewart et al.), *Nature* **484**, 220 (2012).
28. Прайс и др. (S.D. Price, B.J. Smith, T.A. Kuchar, D.R. Mizuno, K.E. Kraemer), *Astrophys. J. Suppl. Ser.* **190**, 203 (2010).
29. Пьерори (B. Pegourie), *Astron. Astrophys.* **194**, 335 (1988).
30. Самусь Н.Н., Казаровец Е.В., Дурлевич О.В., Киреева Н.Н., Пастухова Е.Н. *Астрон. журн.* **94**, 87 (2017). [N.N. Samus, E.V. Kazarovets, O.V. Durlevich, N.N. Kireeva, E.N. Pastukhova, *Astron. Rep.* **61**, 80 (2017)].
31. Сафонов Б.С., Лысенко П.А., Додин А.В., Письма в *Астрон. журн.* **43**, 383 (2017). [B.S. Safonov, P.A. Lysenko, A.V. Dodin, *Astron. Lett.* **43**, 344 (2017)].
32. Сафонов и др. (B. Safonov, P. Lysenko, M. Goliguzova, D. Cheryasov), *MNRAS* **484**, 5129 (2019).
33. Страйжис В., *Многоцветная фотометрия звезд (Вильнюс: Мокслас, 1977)*.
34. Су (K.W. Suh), *MNRAS* **315**, 740 (2000).
35. Таранова О.Г., Шенаврин В.И., Письма в *Астрон. журн.* **30**, 605 (2004). [O.G. Taranova, V.I. Shenavrin, *Astron. Lett.* **30**, 549 (2004)].
36. Треффферс, Коэн (R. Treffers, M. Cohen), *Astrophys. J.* **188**, 545 (1974).
37. Хофманн и др. (K.-H. Hofmann, U. Beckmann, T. Blocker, V. Coude du Foresto, M.G. Lacasse, R. Millan-Gabet, S. Morel, P. Pras et al.), *Proc. SPIE* **4006**, 688 (2000).
38. Шенаврин В.И., Таранова О.Г., Наджип А.Э., *Астрон. журн.* **88**, 34 (2011). [V.I. Shenavrin, O.G. Taranova, A.E. Nadzhip, *Astron. Rep.* **55**, 31 (2011)].