

МИНИСТЕРСТВО ВЫСШЕГО И СРЕДНЕГО
СПЕЦИАЛЬНОГО ОБРАЗОВАНИЯ УССР

ВЕСТНИК
ХАРЬКОВСКОГО
УНИВЕРСИТЕТА
№ 223

**МЕТОДЫ ОБРАБОТКИ АСТРОНОМИЧЕСКИХ
И КОСМИЧЕСКИХ ИЗОБРАЖЕНИЙ**

ВЫПУСК 16

Основан в 1965 г.

ХАРЬКОВ
ИЗДАТЕЛЬСТВО ПРИ ХАРЬКОВСКОМ
ГОСУДАРСТВЕННОМ УНИВЕРСИТЕТЕ
ИЗДАТЕЛЬСКОГО ОБЪЕДИНЕНИЯ
«ВИЩА ШКОЛА»
1981

ИЗМЕРЕНИЯ УГЛОВЫХ ДИАМЕТРОВ ЗВЕЗД. ВОЗМОЖНОСТИ 6-МЕТРОВОГО ТЕЛЕСКОПА

Для решения определенного круга астрофизических задач требуется знать угловой размер звезды. Это одна из немногих характеристик, которая может быть получена непосредственно из наблюдений. Объединяя ее с другими наблюдательными данными, можно определить некоторые основополагающие параметры, характеризующие звезду. Так, имея угловой диаметр и измеряя интегральный поток от звезды, можно вычислить ее эффективную температуру. Если при этом известно расстояние до звезды, можно определить ее линейный радиус, который является одним из исходных параметров в теории внутреннего строения звезд. Кроме того, появляется возможность получить эмпирическую точку на диаграммах спектр-светимость и светимость-радиус, которые отражают эволюцию звезды. В случае переменных звезд, зная изменения размеров звезды и объединяя их с данными фотометрии и спектроскопии, можно попытаться выявить характер процессов, ответственных за переменность. Для этого требуются угловые диаметры, известные с точностью до 1—2%.

Методы определения угловых диаметров звезд подразделяются на прямые и косвенные. К прямым методам относятся все интерферометрические, например интерферометрия интенсивностей, амплитудная и спекл-интерферометрия и метод лунных покрытий. Косвенные — это, в основном, фотометрические методы.

Последние годы характеризуются обилием новых результатов, полученных прямыми и фотометрическими методами. Так, многократные наблюдения некоторых объектов (μGem , $RZ Ari$, ΥTau , ψVir) методом лунных покрытий позволили оценить их угловые диаметры с ошибкой не более 2% [1]. Самые последние спекл-интерферометрические измерения αOri и αHer также имеют беспрецедентную для этих звезд точность — 1—2% [2, 3]. Наряду с этим утверждается [4, 5], что результаты, полученные фотометрическими методами, не уступают, а в некоторых случаях и превосходят по точности прямые измерения.

В основе всех фотометрических методов лежит соотношение $E = (\theta/2)^2 H$ (1), где H — интегральный поток с поверхности звезды; E — освещенность от звезды на границе земной атмосферы в абсолютных единицах; θ — угловой диаметр в радианах. Основной источник ошибок в данном случае кроется в расчете H . Если $H = \sigma T_e^4$ (звезда излучает как абсолютно черное тело и T_e — эффективная температура), то задаваясь, скажем

2%-ной точностью в определении θ , мы должны знать T_e с точностью до 1%. Необходим также правильный учет межзвездного поглощения.

В действительности же пользуются соотношением $\theta = 2 (E_\nu H_\nu)^{1/2}$ (2), где H_ν — монохроматический поток, рассчитываемый на основе некоторой модели атмосферы звезды, а E_ν — монохроматическая освещенность. Наиболее перспективным представляется применение этого соотношения в инфракрасной области ($\lambda > 1$ мкм) [4, 5]. В этом диапазоне длин волны поток H_ν слабо зависит от принятого значения эффективной температуры. Поэтому считается, что даже весьма приближенное знание T_e дает возможность получить значение θ , близкое к истинному. В этой области незначительны эффекты бланкетирования линиями, более надежно определены источники непрозрачности и влияние межзвездного поглощения мало.

Однако для холодных звезд (с $T_e \leq 3600$ К) влияние бланкетирования, обусловленное молекулярным поглощением, становится в инфракрасной области уже значительным, а его интерпретация и учет, на основе имеющейся информации, не могут считаться уверенными. К тому же принятые для них в настоящее время модели атмосфер не являются надежными. В частности, классические предположения о ЛТР, плоско-параллельной и однородной атмосфере вряд ли справедливы.

В особенности это относится к звездам типа Миры Кита, которые имеют протяженные и сильно стратифицированные атмосферы. Это означает, что наблюдаемые спектры этих звезд обусловлены вкладами от многих атмосферных слоев с разной температурой, причем циклические изменения температуры в таких слоях до некоторой степени не зависят друг от друга [6].

Однако Скагл и Стрекер [5] применили соотношение (2) и к холодным звездам, вплоть до M9, включая три мириды (о *Cet*, *R Leo*, *NML Tau*) и две углеродные звезды (*Y CVn*, *TX Psc*). Полная неопределенность в эффективной температуре модели, принятой для данной звезды, может достигать, по мнению авторов, ± 150 К. Для получения углового диаметра использовался весь спектральный диапазон 1—5 мкм, в котором можно считать, что полный вычисленный поток пропорционален T_e^4 . Тогда значение θ для звезды с $T_e = 5000$ К, вследствие только переноса «ошибок модели», определяется с погрешностью 6%, но для звезды с $T_e = 2500$ К эта погрешность достигает уже 12%.

Точность же современных наблюдений (получение E_ν) определяется в основном точностью абсолютной калибровки, которая оценивается в 10% [7], а внутренние ошибки, по-видимому, не превышают 5%. В то же время может появиться дополнительная неопределенность в E_ν , обусловленная переменностью звезды.

Таким образом, суммарная ошибка в определении θ для очень холодных звезд может достигать 20%.

Обратимся теперь к прямым измерениям угловых диаметров, которые не зависят от теории моделей звездных атмосфер, от абсолютной калибровки E , от межзвездного поглощения.

При этом следует иметь в виду следующее. Все характеристики объекта, доступные наблюдениям с помощью приборов, которые регистрируют квадратичные по полю величины, адекватно описываются функцией взаимной когерентности. По определению $\Gamma(\vec{r}_1, \vec{r}_2; \tau) = \Gamma_{12}(\tau) = \langle A(\vec{r}_1, t + \tau) A^*(\vec{r}_2, t) \rangle$ (3),

где $A(\vec{r}, t)$ — комплексная амплитуда поля излучения объекта вблизи Земли (аналитический сигнал), а угловые скобки обозначают усреднение по ансамблю реализаций. Величина $\Gamma_{12}(0)$, представляющая собой значение функции корреляции в двух точках пространства в одно и то же время, однозначно, посредством пространственного преобразования Фурье, связана с распределением яркости по источнику. А временное преобразование Фурье величины $\Gamma_{11}(\tau)$, выражающей корреляцию в одной точке пространства для двух значений времени, дает спектральное распределение энергии объекта. Фотометрические методы сводятся к анализу этого измеренного распределения, на основе которого выбирается модель атмосферы звезды, к расчету согласно этой модели потока H , и определению углового диаметра по формуле (2). При достаточном количестве априорной (конкретно-физической) информации об объекте и ее надежности подобные методы могут претендовать на определенную точность, в противном случае можно получить самые неожиданные результаты, достаточно далекие от действительности. Таковым может оказаться применение фотометрических методов к самым холодным звездам, включая звезды типа Миры Кита. Прямые же методы основаны на измерении пространственной когерентности света, приходящего от звезды, так как величина $\Gamma_{12}(0)$ определяется размерами источника. Чтобы извлечь эту информацию о размерах, так же необходима, как и при всяких измерениях вообще, априорная информация об объекте. Но в данном случае она носит самый общий характер. Примерами могут служить предположения об ограниченности источника в пространстве, о круговой симметрии распределения яркости, и, наконец, о законе распределения яркости по объекту. Вот тогда и остается один неизвестный параметр — угловой размер. Правда, для всех интерферометрических методов требование круговой симметрии в принципе необязательно. Его, в случае необходимости, можно заменить требованием центральной симметрии распределения яркости по источнику. Наглядней всего это демонстрируется на примере спекл-интерферометрии, которая имеет дело с двумерными сигналами и позволяет сравнительно просто измерять сплюснутость звезды. Следует отме-

титель, что предположения о круговой симметрии и законе распределения яркости (ограниченность источника подразумевается безоговорочно) обязательны для всех фотометрических методов. Однако учет потемнения к краю происходит в данном случае естественным образом при вычислении потока H , на основе принятой модели атмосферы.

Наличие на звезде пятен также может привести к искажению величины θ . Причем фотометрические методы, игнорируя это явление, дадут заниженные значения углового диаметра, в то время как интерферометрические — завышенные. В последнем случае измеренный угловой диаметр определяется также пространственным распределением этих пятен по диску и может меняться во времени.

Фотометрическими методами можно оценить только видимый размер фотосферы. Но, если определить радиус звезды как расстояние от центра, на котором оптическая глубина принимает значение ~ 1 , то видимый размер должен зависеть от длины волны наблюдения. Этот эффект может быть заметным у холодных звезд, в спектрах которых присутствуют мощные молекулярные полосы поглощения [2, 8]. Только прямые измерения углового диаметра в этих полосах (а также в континууме для сравнения) могут установить эффективный уровень их образования.

Программа наблюдений на 6-метровом телескопе, осуществляемая в настоящее время АО ХГУ в сотрудничестве с САО АН СССР, как раз и предполагает определение методом спекл-интерферометрии угловых диаметров красных гигантов, сверхгигантов, звезд типа Миры Кита в континууме и полосах поглощения TiO . Для переменных звезд предусматриваются синхронные измерения блеска V и показателей цвета ($V-R$) и ($R-I$) в системе $UBVRI$.

Как известно, метод спекл-интерферометрии основан на сравнительном анализе функций спектральной плотности короткоэкспозиционных изображений исследуемой звезды и точного источника (звезды сравнения). Он позволяет измерять угловые диаметры звезд на дифракционном пределе крупных телескопов. Возможность экстраполяции за дифракционный предел определяется, в конечном итоге, точностью оценки спектральной плотности и априорной информацией о распределении яркости по диску звезды.

Чтобы определить объекты, угловые диаметры которых могут быть измерены со спекл-интерферометром на 6-метровом телескопе, была построена диаграмма (рис. 1). Для этого использовалась эмпирическая зависимость $F_V(V_0, \theta) - (V-R)_0$ (F_V — так называемый параметр визуальной поверхностной яркости), прокалиброванная Барнесом, Эвансом, (Б-Э) по 76 звездам, для которых имелись прямые измерения угловых диаметров [9, 10]. Полученные соотношения при известной VR фотометрии позволяют оценить угловой диаметр звезды

с точностью $\sim 15\%$. Однако, возможна дополнительная систематическая ошибка, которая, по оценкам Лэйси [11], не превышает 5%.

Хотя соотношения Б-Э предполагают использование непокрашенных звездных величин V_0 и колор-индексов $(V-R)_0$, влияние поглощения при выборе объектов не учитывалось. Но для холодных звезд $((V-R)_0 \geq 0,80^m)$: $\log \theta = 0,760 - 0,2V_0 +$

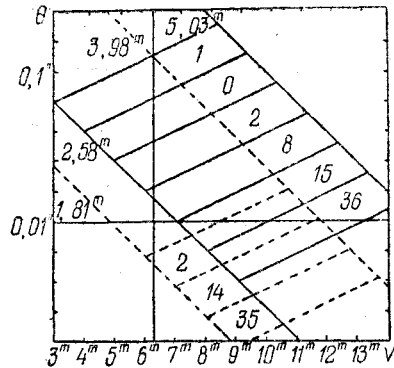
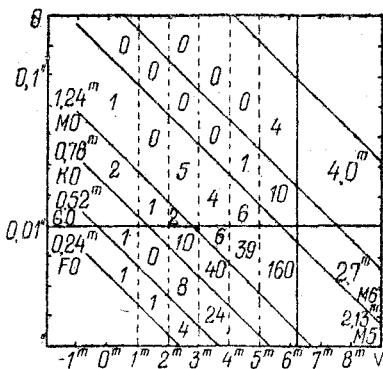


Рис. 1. Диаграмма, связывающая θ с V и $(V-R)$. Наклонные линии соответствуют соотношениям Б-Э при $(V-R) = \text{const}$. Сплошной вертикальной линией обозначен предел чувствительности спекл-интерферометра; сплошной горизонтальной линией — предел по разрешению. Числа в клетках соответствуют количеству звезд ($\delta \geq -15^\circ$), параметры V и $(V-R)$ которых заключены в пределах, ограниченных линиями

Рис. 2. Диаграмма, связывающая θ с V и $(V-R)$ для звезд типа Миря Кита. Остальные обозначения те же, что и на рис. 1. Штриховые линии относятся к миридам с $P < 300^d$.

$+0,642(V-R)_0$ (4), где θ — угловой диаметр в миллисекундах. При среднем поглощении в V , равном $1,6^m/\text{кпс}$, это приведет к систематической ошибке в угловом диаметре $\sim 15\%$ для звезд, находящихся на расстоянии ~ 1 кпс. Однако, для звезд более ранних спектральных классов, чем КО $((V-R)_0 < 0,80^m)$, эта ошибка может быть значительной, поэтому диаграмма для этих звезд носит скорее качественный характер.

Чувствительность спекл-интерферометра, установленного на БТА, в полосе 100 Å и накоплении до 200 кадров, позволяет пока регистрировать объекты до 6^m . С другой стороны, отсутствие достаточно полной фотометрической информации об объектах слабее $6,25^m$ ограничило наш анализ этим пределом (сплошная вертикальная линия на диаграмме). Рассмотрению подлежали только объекты с $\delta \geq -15^\circ$.

Опыт спекл-интерферометрии на 6-метровом телескопе показывает, что можно достаточно надежно измерить угловой диаметр, равный $0,015''$. При линейном размере $800 R_\odot$ звезда, имеющая такой угловой диаметр, находится на удалении 1 кпс.

Из-за влияния межзвездного поглощения соотношение (4) дает значение $\theta = 0,01275 \pm 0,00255''$, вместо $0,015''$. Поэтому, чтобы не потерять объекты, доступные измерению ($\theta \geq 0,015''$), предел по разрешению на диаграмме был принят равным $0,010''$ (сплошная горизонтальная линия).

На основании соотношений Б-Э были рассчитаны угловые диаметры всех звезд, находящихся на диаграмме выше этой линии. Результаты приведены в шестом столбце таблиц 1 и 2. В седьмом столбце приводятся результаты прямых измерений, исправленные за потемнение к краю [10], знаком «?» отмечены неуверенные данные.

Применимость соотношений Б-Э для долгопериодических переменных [9], позволяет провести аналогичный анализ и для звезд этого типа. Чтобы определить положение мирид на диаграмме, необходимо было установить связь $(V-R)$ с V на протяжении всего периода и пределы их изменения. Мы проанализировали кривые изменения $(V-R)$ в зависимости от величины V для 12 звезд с известной VR фотометрией на протяжении почти всего цикла [12]. Так как максимум в полосе R сдвинут по фазе на $0,01$ относительно максимума в полосе V [12], ход кривых для этапов возрастания и убывания блеска получается несколько различным. Мы пренебрегли этим различием и для каждой из 12 звезд методом наименьших квадратов получили связь V с $(V-R)$ в виде $(V-R) = kV + \text{const}$ и определили среднее значение коэффициента наклона k . Анализ был проведен отдельно для короткопериодических ($P < 300^d$) и долгопериодических ($P \geq 300^d$) мирид. Различие в k для этих групп оказалось сравнимым с внутренними ошибками, после чего обе группы были объединены и получено среднее значение k по всем 12 звездам — $0,46 \pm 0,06$.

Нижний предел изменения показателя цвета для короткопериодических (86 звезд) и долгопериодических (67 звезд) мирид был определен усреднением значений $(V-R)$ вблизи нулевой фазы, взятых из работы Барнеса [12]. Получены следующие значения: $1,81 \pm 0,40^m$ и $2,58 \pm 0,55^m$ соответственно.

Из-за отсутствия достаточного количества фотометрических наблюдений вблизи минимума, верхний предел изменения $(V-R)$ определялся следующим образом. Для звезд, по которым был определен нижний предел $(V-R)$, из каталога Киана [13] были взяты значения m_V в средних максимумах и минимумах, и для каждой из двух групп звезд была определена средняя разность этих значений m_V . Умножая ее на k и прибавляя к нижнему пределу, мы оценили верхний предел изменения $(V-R)$, равный $3,98 \pm 0,73^m$ и $5,03 \pm 1,29^m$ для первой и второй групп соответственно.

Таким образом, мы получили возможность построить для мирид диаграмму, аналогичную диаграмме на рис. 1 (рис. 2).

1. Звезды постоянного блеска

GC	Звезда	Sp	V	V-R	$\theta_{B-\Delta}$	θ	Примечание
1096	—	M7III	6,19 ^m	3,00 ^{m?}	28?	—	1
1400	β And	M0III	2,05	1,24	14,0	—	2
3547	—	M6Y?	6,10	2,70?	19?	—	1
3643	α Cet	M2III	2,52	1,34	13,1	16,0	3
5605	α Tau	K5III	0,87	1,23	23,7	21,8	3
7554	π Aur	M3.5III	4,25	1,69	10,0	—	2
8208	μ Gem	M3IIIa	2,83	1,54	15,2	14,0	3
13044	α Hya	K3IIIa	1,97	1,04	10,8	—	2
15971	—	M5Y?	5,34	2,13?	11?	—	1
17543	δ Vir	M3III	3,38	1,53	11,6	—	2
19242	α Boo	K2IIIp	-0,06	0,97	24,8	24,9	3
20029	β uMi	K4III	2,08	1,11	11,4	—	2
21838	δ Oph	M1III	2,72	1,28	10,9	26,0	3
24428	—	M6III	6,22	2,70?	18?	—	1
24432	γ Dra	K5III	2,22	1,14	11,2	14,0	3
27294	—	M5III	5,35	2,13?	11?	—	1
30880	—	M5III	5,28	2,13?	12?	—	1
32401	—	M5III	5,03	2,13?	13?	—	1
32759	—	M5III	5,34	2,13?	11?	—	1

2. Переменные звезды

GC	Звезда	Sp	V	V-R	$\theta_{B-\Delta}$	θ	Примечание
2426	—	M5Y?	5,50 ^m	2,13 ^m	11?	—	1
3517	RZ Ari	M6III	5,60	2,34	13,9	10,3	3
3682	ρ Per	M4III	3,32	1,79	17,6	19,0	3
6841	CE Tau	M2Ib	4,30	1,78	11,0	—	4
7451	α Ori	M2Iab	0,37	1,59	50,9	52,0	3,12
7969	G aem	M3III	3,28	1,49	11,5	—	2
12657	RS Cnc	M6III	5,95	2,89	26,6	—	4
15032	VY Leo	M5IIIa	5,78	2,25	11,0	—	4
20170	RR UMi	M4.5III	4,59	1,86	10,8	—	4
22172	g Her	M6III	4,94	2,50	23,8	26,0	3
23277	α Her	M5II-Ib	3,07	2,16	34,1	37,1	3
25959	δ^2 Lyr	M4II	4,30	1,78	11,0	—	5
25996	R Lyr	M5III	3,93	2,02	18,6	21,0	3
28720	EU Del	M6III	5,84	2,32	12,0	—	6
28930	U Del	M5II	5,10	2,13?	13,0?	—	1
30440	μ Cep	M2Ia	4,17	2,10	17,9	—	5
32135	β Peg	M2II-III	2,41	1,51	17,7	20,6	3

В табл. 3 для самых ярких мирид приводятся угловые диаметры, вычисленные по соотношениям Б-Э, а также фотометрия для соответствующих фаз. В восьмом столбце помещены результаты прямых измерений.

Из диаграмм 1 и 2 видно, что, если для звезд спектральных классов, ранее чем К0, возможности спекл-интерферометрии на

3. Звезды типа Миры Кита

Звезда	Sp	m_x	Фаза	V	$V-R$	θ	θ	Примечание
α Cet	M5,5e—M9,0	3,4—9,3 ^m	0,09	3,50 ^m	2,55 ^m	50	63	3, 8, 9
R Leo	M7e—M9,0	5,8—10,0	0,38	7,00	4,00	85	66	3, 8, 9
γ Cyg	S 7,2e—M 8,2	5,2—13,4	0,99	4,30	2,41	28	—	7, 8, 11
T Cep	M 6,5e—M 8,5	6,1—10,1	0,98	5,38	2,86	33	—	7, 8, 11
R Aql	M 6,5e—M 9,0	6,2—11,5	0,01	6,19	2,66	17	—	7, 8, 11

Примечания к табл. 1, 2, 3

(1) Сп. кл. и кл. св., V из [14]; ($V-R$) определен по зависимости спектр-показатель цвета [15]. (2) Сп. кл. и кл. св., V и ($V-R$) из [16]. (3) Сп. кл., кл. св. и фотометрия для данной фазы из [10]. (4) Сп. кл., кл. св., V и ($V-R$) из [15]. (5) Сп. кл. и кл. св., V и ($V-R$) из [16]. (6) ОКПЗ для максимума дает: $m_v=5,84^m$ и $R=3,52^m$ [17]. (7) V и ($V-R$) из [12]. (8) Сп. кл. и звездные величины в среднем максимуме и минимуме из [13]. (9) Фазы взяты из [8]. (10) Фаза из [9]. (11) Фаза выч. по элементам из [18]. (12) Измеренный угловой диаметр взят из [2], так как он относится к континууму (см. в тексте) и определен с высокой точностью.

6-метровом телескопе ограничиваются предельным разрешением, то для холодных звезд более существенным ограничением является предел по чувствительности. Но у звезд поздних спектральных классов максимум кривой распределения энергии смещен в красную область, и переходом к наблюдениям в этом диапазоне можно расширить число объектов, доступных исследованию.

Табл. 1, 2, 3 содержат 41 объект. Диаметры 15 из этих объектов уже определены разными методами, но точность этих определений, за редким исключением, пока недостаточно высока. Кроме того, необходимы наблюдения в разных разумно выбранных участках спектра, а в случае переменных звезд — и в разных фазах. Крайне важны систематические измерения звезд типа Миры Кита, охватывающие возможно больший диапазон изменений блеска. В этом отношении метод спекл-интерферометрии находится пока вне конкуренции.

Комплексное изучение даже немногочисленной группы холодных звезд с привлечением синхронных фотометрических и спектроскопических наблюдений может дать много полезной информации о строении этих объектов.

Список литературы: 1. Ridgway S. T., Wells D. C., Joyce R. R. Angular diameters for 11 late-type stars by the lunar occultation technique. — *Astrophys. J.* 1977, 82, No 6, p. 414—430. 2. Wilkerson M. S., Worden S. P. Further speckle interferometric studies of α Orionis. — *Astron. J.*, 1977, 82, No 8, p. 642—645. 3. Worden S. P. The angular diameter of alpha Herculis A. — *Astrophys. J.*, 1975, 201, No 2, Part 2, L 69—L 70. 4. Blackwell D. E., Shal-

lis M. J. Stellar angular diameters from infrared photometry. Application to Arcturus and other stars; with effective temperatures. — Mon. Not. R. astr. Soc., 1977, 180, No 1, p. 177—191. 5. Scargle J. D., Strecker D. W. Cool stars: effective temperatures, angular diameters and reddening determined from 1—5 micron flux curves and model atmospheres. — Astrophys. J., 1979, 228, No 3, p. 838—853. 6. Wing R. F. Mira variables: an informal review. — Contributions from the Perkins observatory, 1979, ser. II, No 80, 34 p. 7. Johnson H. L. The absolute calibration of the Arizona photometry. — Comm. Lunar Planetary Lab., 1965, 3, No 53, p. 73—78. 8. Labeyrie A., Koechlin L., Bonneau D., Blazit A., Foy R. Strong Tio-related variations in the diameters of Mira and R. Leonis. — Astrophys., J., 1977, 218, No 2, L 75—L 78. 9. Barnes T. G., Evans D. S. Stellar angular diameters and visual surface brightness. I — Mon. Not. R. astr. Soc., 1976, 174, No 3, p. 489—502. 10. Barnes T. G., Evans D. S., Moffett T. J. Stellar angular diameters and visual surface brightness — III. An Stellar Angular diameters and visual surface brightness — III. An improved definition of the relationship. — Mon. Not., R. astr. Soc., 1978, 183, p. 285—304. 11. Lacy C. H., Radii of nearby stars: an application of the Barnes Evans relation. — Astrophys J. Suppl. Ser., 1977, 34, No 4, p. 479—492. 12. Barnes T. G. An observational study of Mira variables. I. The near — infrared photometry. — Astrophys. J. Ser., 1973, 25, No 221, p. 369—392. 13. Keenan P. C. A catalogue of spectra of Mira Variables of types Me and Se. — Contributions from the Perkins observatory, 1966, ser. I, No 70, 46 p. 14. Фотометрический и спектральный каталог ярких звезд/Н. С. Комаров, А. В. Драгунова, В. Ф. Карамыш, Л. Ф. Орлова. — К.: Наук. думка, 1979. — 536 с. 15. Lee T. A. Photometry of high — luminosity M-type stars. — astrophys. J., 1970, 162, No 1, Part 1, p. 217—238. 16. Куликовский П. Г. Каталог всех звезд ярче 4,5^m в системе V/Справочник любителя астрономии. — М.: Наука, 1971. — 632 с. 17. Второе дополнение к третьему изданию общего каталога переменных звезд/Б. В. Кукаркин, П. Н. Холопов, Ю. Н. Ефремов и др. — М.: Наука, 1974. — 413 с. 18. Астрономический календарь. Постоянная часть. — М.: Наука, 1973. — 728 с.

Поступила в редколлегию 05.08.80.