АСТРОФИЗИКА

ТОМ 34 АПРЕЛЬ, 1991 ВЫПУСК 2

УДК: 524.575

ПЫЛЬ ВОКРУГ МОЛОДЫХ ЗВЕЗД. МОДЕЛЬ ОБОЛОЧКИ Ae-ЗВЕЗДЫ ХЕРБИГА WW ЛИСИЧКИ

Н. В. ВОЩИННИКОВ, В. П. ГРИНИН

Поступила 6 февраля 1990

Для изолированной Ae-звезды Хербига WW Vul проведена интерпретация одновременных фотометрических и поляризационных *UBVRI*-наблюдений во время глубоких минимумов блеска 1987 г. и 1989 г. Показано, что диаграммы цвет/величина и зависимости от длины волны линейной поляризации можно объяснить, если считать, что звезда находится в несферической пылевой оболочке с отношением полуосей $A/B \simeq 3$. Мелкие пылинки в этой оболочке рассеивают излучение звезды: их масса составляет около 10^{25} г. В оболочке находятся пылевые облака, которые вращаются вокруг звезды и иногда создают алголеподобные минимумы блеска. Эти облака имеют плотные ядра с радиусом около одной десятой а. е. и более разреженные оболочки с радиусом в несколько десятых а. е. Масса пыли в ядре порядка 10^{19}—10^{20} г, а полная масса пыли в облаке $\simeq 10^{21}$ г. Характеристики пылинок в рассеивающей оболочке и в экранирующих облаках похожи. Они имеют более крутое распределение по размерам ($n(a) \propto a^{-5}$) и меньшее содержание силикатных частиц ($n_{Si}/n_C \sim 0.25$), чем в стандартной смеси MRN. Имеются основания предполагать, что пылевые облака, вращаясь вокруг звезды по вытянутым орбитам, поставляют мелкие частицы в ближайшие окрестности звезды.

1. *Введение.* Вопрос о характеристиках околозвездных пылевых оболочек и составляющих их частиц пока далек от окончательного решения. Это объясняется тем, что в большинстве случаев интерпретируют инфракрасные (ИК) наблюдения звезд с оболочками, не позволяющие получить надежные выводы. Примером сказанного могут служить модельные расчеты ИК-излучения пылинок в оболочках звезд типа Веги, в которых одни и те же наблюдательные данные хорошо воспроизводятся в моделях с радиусами пылинок от 0.5 мкм до нескольких миллиметров [1, 2].

Иначе обстоит дело, когда наблюдают излучение, прямо прошедшее через ансамбль пылинок или рассеянное ими. Тогда размеры частиц можно определить значительно увереннее, чем по ИК-избыткам. Такую возможность открывают фотометрические и поляризационные наблюде-

ния изолированных Ae-звезд Хербига с непериодическими алголеподобными ослаблениями блеска.

Природа фотометрической активности этого интересного подкласса звезд еще недавно была предметом оживленных дискуссий. Обсуждались два альтернативных механизма: переменная околозвездная экстинкция, обусловленная вращением вокруг молодых звезд остатков протозвездного пылевого облака (впервые эта идея была выдвинута Венцелем [3] и поддержана рядом других авторов), и бурная магнитная активность молодых звезд [4—6]. Последняя гипотеза была выдвинута в середине 70-х годов и быстро завоевала популярность. В известной монографии Протозвезды и Планеты II [7] она признана наиболее вероятной.

Этому способствовали два обстоятельства. Как показали Гётц и Венцель [8], Зайцева [9] и другие, покраснение излучения звезды в начале ослабления блеска сменяется уменьшением показателей цвета $U-B$ и $B-V$, и в глубоком минимуме звезда может стать более голубой, чем в ярком состоянии. Позднее выяснилось [5, 10], что при ослаблениях блеска эквивалентная ширина эмиссионной линии H_α растет, после чего практически не осталось сомнений в том, что наблюдаемое в минимумах голубое свечение возникает в горячем газе активной области, появляющейся над темным магнитным пятном.

Второе обстоятельство было связано с серьезным недостатком модели переменной околозвездной экстинкции и наиболее четко сформулирова о в обзоре Хербста [11]: если звезду закрывают от наблюдателя пылевые облака, то почему хотя бы изредка не фиксируются затмения с амплитудами 5^m или даже 10^m?.

Ответ на последний вопрос удалось получить лишь недавно, и он оказался удивительно простым [12]: источником голубого свечения является вовсе не горячий газ, а мелкая околозвездная пыль, рассеивающая излучение звезды. Прямые доказательства этого были получены в результате патрульных наблюдений, начатых в 1986 г. в Крыму и на Санглоке, в ходе которых была обнаружена высокая линейная поляризация в минимумах блеска четырех наиболее активных звезд данного подкласса: UX Ori [13], WW Vul [14, 15], BF Ori [16] и CQ Tau [17]. К аналогичному заключению пришли также Кардополов и Романов [18], наблюдавшие рост линейной поляризации при ослаблениях блеска классической Ae/Be-звезды Хербига RR Tau. Очевидно, что рассеянное пылью излучение и является тем ограничителем, который не позволяет наблюдать ослабления блеска с амплитудой, большей определенной величины, в моменты полных покрытий звезды пылевыми облаками.

Таким образом, синхронные фотометрические и поляризационные наблюдения молодых звезд в ходе глубоких минимумов, когда прямое излучение звезды сильно ослаблено, дают возможность получить уни-

кальные сведения о рассеянном околозвездном излучении, которое в обычном (ярком) состоянии звезды настолько слабо, что отделить его от фотосферного излучения не представляется возможным. Первые результаты теоретического анализа таких наблюдений [13, 19] показали, что путем численного моделирования параметров Стокса рассеянного излучения можно оценить ряд важных характеристик околозвездной пыли (диапазон изменения размеров и распределение частиц по размерам, отношение числа силикатных и графитовых частиц), а также глобальные свойства околозвездной пылевой оболочки (оптическую толщину и степень несферичности).

В данной статье приводятся результаты моделирования изменений поляризации и показателей цвета, наблюдавшихся в ходе глубоких минимумов звезды WW Vul в полосах *UBVRI* [14,15]. В разделе 2 содержатся необходимые сведения о WW Vul. В 3 и 4 разделах рассматривается модель околозвездной пылевой оболочки и анализируются свойства пылевых облаков, экранирующих звезду. Последние два раздела посвящены обсуждению результатов и выводам.

2. *Основные сведения о WW Vul.* Исследования блеска WW Vul (A3e. $T_* = 8900$ K, $R_* = 3.6\,R_\odot$, $M_* = 2\,M_\odot$ [15, 20]) ведутся уже более 60 лет (см. [21]). Анализ фотографических наблюдений, проведенных в 1937—69 гг. [22], показал, что у звезды имеются активные состояния, в которых наблюдается значительное число глубоких минимумов. Эти состояния продолжаются 8—10 лет и сменяются спокойными эпохами, когда звезда находится преимущественно в ярком состоянии, фотоэлектрические *UBV*-наблюдения WW Vul в 1968—82 гг. [23, 24] показали, что за это время было 7 глубоких минимумов с амплитудой $\Delta V > 1^m.5$. С 1986 г. в Крыму и на Санглоке проводятся синхронные фотометрические и поляризационные наблюдения этой звезды, в ходе которых удалось исследовать два глубоких минимума: в 1987 г. ($\Delta V = 1^m.78$*) и в 1989 г. ($\Delta V = 1^m.9$) [14, 15]. Одновременно с уменьшением блеска наблюдалось значительное увеличение линейной поляризации, достигавшей 5—6% в полосе V.

Полная продолжительность минимумов блеска WW Vul составляет $30—100^d$, при этом в состоянии, когда блеск меньше максимального на $\Delta V \geqslant 1^m$, звезда может находиться $\simeq 3—10^d$. Минимумы, наблюдавшиеся в 1987 г. и 1989 г., имели асимметричную форму: скорость изменения блеска звезды при входе в минимум была больше, чем при выходе из

---

* Здесь и далее мы будем вести отсчет от одного из наиболее ярких состояний WW Vul ($V = 10^m.25$), наблюдавшегося 3/4.04.1989 [15].

него [14, 15]. Подобная форма минимумов наблюдалась и ранее у некоторых других звезд этого типа (см. например, [25]).

Анализ фотоэлектрических наблюдений WW Vul за последние 20 лет показывает отсутствие в этом интервале времени значимых периодов [26]. В самой глубокой части минимума происходит уменьшение наблюдаемых показателей цвета звезды (сначала $U—B$, затем $B—V$), которые до этого возрастали, т. е. «покраснение» излучения звезды сменяется его «поголубением». Однако для показателей цвета $V—R$ и $V—I$ подобный эффект не наблюдался ни разу [14, 15, 20, 21, 23].

Свойства околозвездной пылевой оболочки WW Vul анализировались с использованием данных об ИК-избытках Зайцевой и Чугайновым [20] и Бердюгиным и др. [15]. В последней работе использовались наиболее полные сведения, включая результаты со спутника IRAS. Было установлено, что: 1) инфракрасное излучение пылевой оболочки WW Vul составляет около 30% полного излучения звезды; 2) температура пыли T_d заключена в пределах от 1000 К—во внутренней части оболочки, до нескольких сотен кельвинов на ее периферии.

Спектральные наблюдения WW Vul [21, 24] показывают, что с уменьшением блеска звезды падает и поток излучения в линии H_α. Однако значительные вариации эквивалентной ширины линии H отмечались и в те моменты, когда звезда находилась вблизи максимума блеска [27].

Мы будем интерпретировать результаты наблюдений двух минимумов блеска WW Vul, зафиксированных в КрАО (1987 г. и 1989 г.) и на Санглоке (1987 г.). Суммарные данные о них приведены в табл. 1, а на рис. 1 показан ход минимумов в полосах *UBVRI*. Подробные таблицы наблюдений приведены в [15]. Там же обсуждается вопрос о межзвездной поляризации и отмечается возможность существования дополнительного поляризационного механизма, связанного с оптическим дихроизмом облаков, экранирующих звезду. Роль этого дополнительного фактора была отмечена в [14] при объяснении сильных изменений позиционного угла поляризации θ, наблюдавшихся при выходе звезды из минимумов. Однако в самых глубоких частях минимумов вклад оптического дихроизма незначителен и собственная поляризация звезды в этих состояниях обусловлена в основном рассеянным светом, о чем свидетельствует близость позиционного угла поляризации в минимумах WW Vul (см. табл. 1). С учетом этого ниже мы будем анализировать волновую зависимость собственной поляризации $P(\lambda)$ лишь для наиболее глубоких ослаблений блеска звезды.

3. Модель пылевой оболочки WW Vul. Как и в предыдущих работах [13, 19], для интерпретации наблюдений используем модель оптически

Таблица 1

ДАННЫЕ О МИНИМУМАХ БЛЕСКА WW Vul В 1987 г. И В 1989 г*

Характеристики минимума	Минимум	
	1987 г.	1989 г.
Полная продолжительность минимума, Δt_{ecl}	$\simeq 90^d$	$> 30^d$
Продолжительность глубокой фазы, Δt_{ecl}	$\simeq 20^d$	$\simeq 8^d$
Ослабление блеска на начальной и конечной стадиях затмения, ΔV_1	$\simeq 0\overset{m}{.}75$	$\simeq 0\overset{m}{.}65$
Ослабление блеска в глубокой фазе, ΔV_2	$\simeq 1\overset{m}{.}3$**	$\simeq 1\overset{m}{.}25$
Полное ослабление блеска, ΔV	$\simeq 2\overset{m}{.}05$	$\simeq 1\overset{m}{.}90$
Собственная поляризация		
P_U, ϑ_U	4.09%, 165°***	3.71%, 161°
P_B, ϑ_B	3.85%, 168°	4.18%, 164°
P_V, ϑ_V	3.60%, 165°	4.54%, 165°
P_R, ϑ_R	3.15%, 164°	4.42%, 164°
P_I, ϑ_I	3.05%, 163°	4.28%, 164°

* По наблюдениям в КрАО (подробные таблицы наблюдений см. в [15]).
** По наблюдениям на Санглоке [14] без синхронной поляриметрии.
*** По наблюдениям в КрАО (14/15.08.1987), $\Delta V = 1\overset{m}{.}78$ [15].

тонкой рассеивающей оболочки, содержащей плотные пылевые облака, экранирующие излучение звезды. Кратко опишем основные характеристики модели (более подробное обсуждение см. в [19]). Предполагается, что околозвездная оболочка в форме сплюснутого сфероида с отношением длин полуосей A/B наблюдается с ребра. В пользу такого предположения (помимо высокой линейной поляризации, наблюдавшейся в минимумах блеска) говорит тот факт, что эмиссионная линия H_α в спектре WW Vul имеет двухкомпонентный профиль, свидетельствующий, что эмиссионная область вокруг звезды быстро вращается и видна с ребра.

Считается также, что в центре оболочки существует свободная от пыли сферическая полость радиусом r_0. Оптическую толщину оболочки на длине волны λ вдоль ее большой полуоси A обозначим через $\tau_0^{ext}(\lambda)$, а оптическую толщину экранирующего облака—через $\tau_1(\lambda, t)$. В первом приближении можно принять, что параметры пылевых частиц в разных частях каждого облака одинаковы. Об этом свидетельствует, во-первых,

существование прямолинейных участков на диаграммах «цвет/величина» (рис. 2, 4); во-вторых, тот факт, что, несмотря на сложную структуру минимума (рис. 1), вход и выход из него происходит на этих диаграммах практически по одному и тому же пути.

С учетом этого можно записать: $\tau_1(\lambda, t) = \tau_1^{max}(\lambda) \cdot t/t^{max}$, где t меняется от 0 до некоторого максимального значения t^{max} в минимуме блеска. Волновая зависимость $\tau_1^{max}(\lambda)$ при этом остается постоянной.

Зададим ее в виде степенной функции от λ. Тогда в каждый момент времени

$$\tau_1(\lambda_x, t)/\tau_1(\lambda_y, t) = (\lambda_x/\lambda_y)^{-\alpha_{xy}}. \quad (1)$$

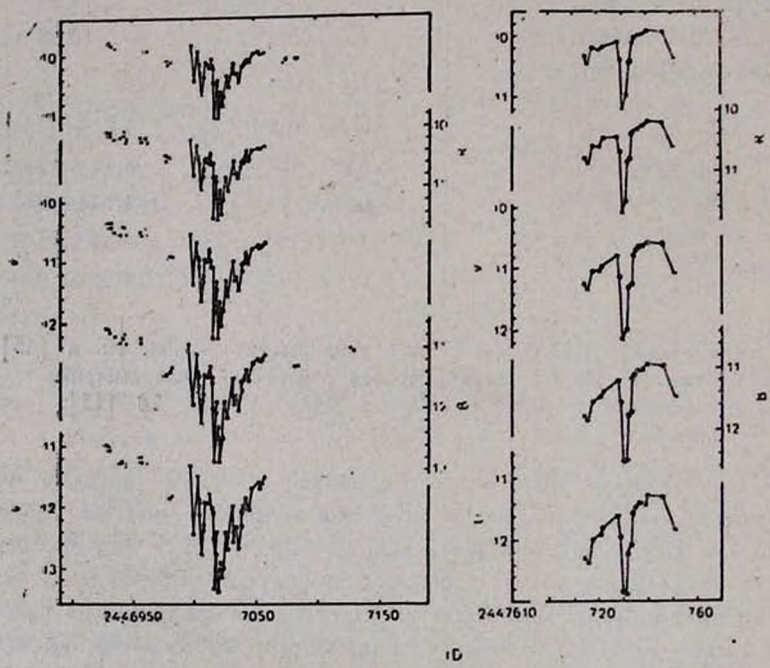

Рис. 1. Поведение блеска WW Vul в полосках *UBVRI* в минимумах блеска 1987 г. и 1989 г. по данным [14, 15].

Полагая значения λ_X и λ_Y равными эффективным длинам волн фотометрической системы *UBVRI* Джонсона: $\lambda_x = \lambda_U$, $\lambda_y = \lambda_B$ и т. д., мы можем найти коэффициенты α_{XY} в (1) из наблюдений по наклонам верхних (прямолинейных) участков цветовых треков (рис. 2, 4). Полученные таким путем значения α_{UB}, α_{BV} ... приведены в табл. 3.

Следует отметить, что, как показывает анализ результатов фотоэлектрических наблюдений WW Vul во время предыдущих минимумов [20, 21, 23, 27], соответствующие им диаграммы «цвет/величина» ведут себя похожим образом. Это означает, что дисперсия оптических свойств пылевых облаков хотя и существует, но не слишком велика.

Расчеты оптических характеристик пылевых частиц проводились по теории Ми для ансамблей графитовых и силикатных пылинок со степенным распределением по размерам:

$$n(a) = K_{Si,C}\, n_H\, a^{-q}, \qquad (2)$$

где a—радиус сферической частицы, n_H—концентрация атомов водорода. K_{Si}, K_C—коэффициенты, получающиеся с учетом космической распространенности кремния и углерода. Данная модель ансамбля пылевых частиц (ее обычно называют смесью MRN) была предложена Матисом и др. [28] для объяснения кривой межзвездного поглощения. Она характеризуется четырьмя параметрами: значениями a_- и a_+ определяющими соответственно минимальный и максимальный радиус пылинок, величиной показателя степени q и отношением $n_{Si}/n_C = K_{Si}/K_C$—числа силикатных и графитовых частиц в смеси. Их значения для стандартной смеси MRN приведены в табл. 2.

Таблица 2

ПАРАМЕТРЫ ПЫЛЕВОЙ ОБОЛОЧКИ ВОКРУГ WW Vul

Параметры	Модель	Стандартная смесь MRN
a_-, мкм	0.055	0.005
a_+, мкм	0.25	0.25
q	5.0	3.5
n_{Si}/n_C	0.25	1.07
A/B	3.0	
$\tau_0^{ext}(U)$	0.55	
r_0/A	0.05	
N_d, см$^{-2}$	$1.1\cdot10^{9}$	
M_d, г	$3.3\cdot10^{25}\left(\frac{A}{140\text{ а. е.}}\right)^2$	

Таким образом, исходная модель алголеподобного минимума, на основании которой предстоит определить параметры околозвездной пылевой оболочки, зависит как от оптических характеристик пылевого облака,

пересекавшего луч зрения (эти характеристики мы нашли выше по прямолинейным участкам наблюдаемых цветовых треков), так и от параметров межоблачной пыли, рассеивающей излучение звезды, которые предстоит определить путем подгонки к наблюдениям теоретических цветовых треков и спектров собственной поляризации звезды в минимуме блеска. Подчеркнем, что в нашей модели предполагается, что параметры околозвездной пылевой оболочки, приведенные в табл. 2, не меняются от минимума к минимуму.

При вычислениях теоретических показателей цвета в качестве длин волн $\lambda_U, \ldots, \lambda_I$ выбирались эффективные длины волн системы *UBVRI* Джонсона, а при расчетах спектров поляризации—эффективные длины волн инструментальной системы *UBVRI*, используемой в КрАО: $\lambda\lambda =$ 0.36, 0.44, 0.53, 0.69 и 0.83 мкм. Расчетные формулы и методика вычислений приведены в [19]. Оптические постоянные графита и силиката (рассматривался, так называемый, «астрономический силикат») взяты из [29, 30].

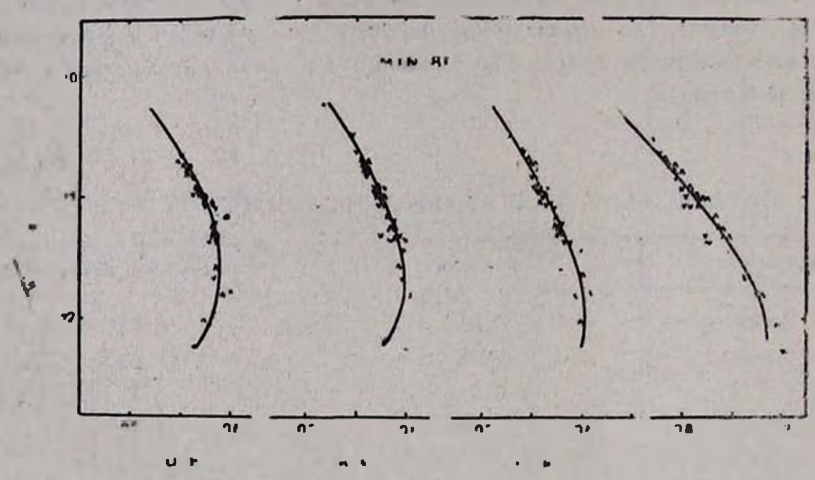

Рис. 2. Диаграммы цвет/величина для минимума 1987 г. Показаны результаты наблюдений при входе звезды в минимум ($\smile$) и при выходе из него ($\frown$). Кривые—результаты расчетов для модели с параметрами: $a_- = 0.055$ мкм, $a_+ = 0.25$ мкм $q = 5$, $n_{Si}/n_C = 0.25$, $A/B = 3$, $\tau_0^{est} = 0.55$, $r_0/A = 0.05$, $\alpha_{UB} = 1.1$, $\alpha_{BV} = 1.2$, $\alpha_{VR} = 1.5$, $\alpha_{VI} = 1.3$.

Как показали наши предыдущие модельные расчеты [13, 19], все указанные выше параметры модели (за исключением максимального размера пылинок a_+) существенным образом влияют на окончательные результаты. Приведенные в табл. 2 параметры модели, обеспечивающей

наилучшее согласие с наблюдениями WW Vul (см. рис. 2—5), были найдены в результате анализа нескольких десятков моделей, в которых эти параметры варьировались в широких пределах.

На рис. 3 и 5 нанесен также спектр максимальной поляризации для модели оболочки WW Vul с выбранными параметрами. Он соответствует предельному случаю полного затмения звезды во всех пяти полосах, которое, как показывают расчеты, должно наступить при значениях $\Delta U = 2^m51$, $\Delta B = 2^m41$, $\Delta V = 2^m39$, $\Delta R = 2^m46$ и $\Delta I = 2^m54$. Как видно из рис. 3 и 5, в полосе U собственная поляризация WW Vul уже близка к теоретическому пределу, при котором должно наблюдаться лишь рассеянное пылью излучение звезды.

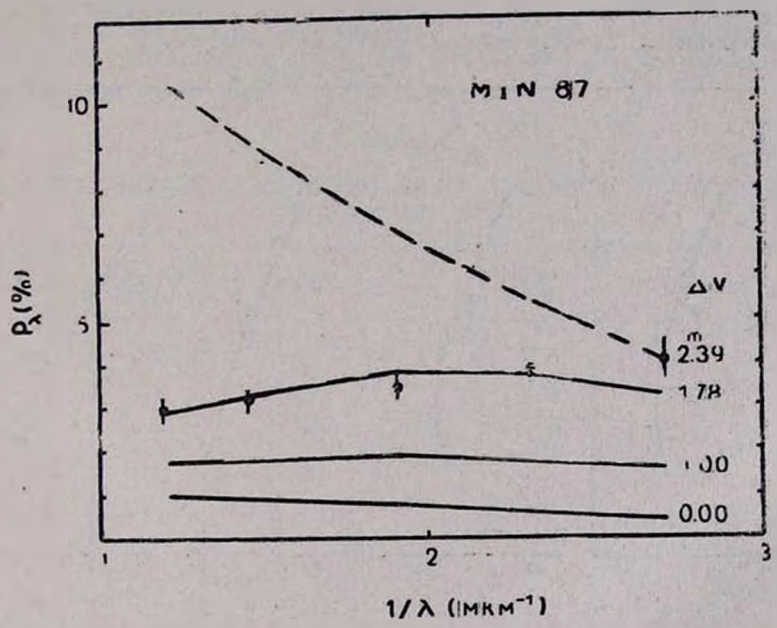

Рис. 3. Теоретические зависимости $P(\lambda)$ для минимума 1987 г. для разных значений ослабления блеска ΔV. Параметры модели такие же, как на рис. 2. Кружки — собственная поляризация WW Vul для $\Delta V = 1^m78$ по данным табл. 1. Пунктиром показан теоретический верхний предел поляризации WW Vul при полном затмении звезды.

Как следует из табл. 2, пылевая оболочка WW Vul довольно сильно сплюснута: $A/B \simeq 3$, и параметры составляющих ее пылинок отличаются от стандартной смеси MRN значениями a_-, q и отношением n_{Si}/n_C. В табл. 2 приведены также значения лучевой концентрации N_d и массы M_d рассеивающих пылинок в оболочке, вычисленные по формулам (15)

и (16) статьи [19]. Значение внешнего радиуса пылевой оболочки $A \simeq 140$ а. е. вычислено на основании оценки внутреннего радиуса оболочки $r_0 \simeq 7$ а. е., полученной в [31] из анализа ИК-наблюдений WW Vul, и значения r_0/A из табл. 2.

4. *Пылевые облака, экранирующие звезду.* В проведенном выше анализе основным источником информации о свойствах околозвездной пыли WW Vul служило рассеянное этой пылью излучение звезды. Представляет интерес выяснить, может ли ансамбль пылевых частиц с параметрами, близкими к найденным в разделе 3, обеспечить также наблюдаемый закон селективного поглощения света пылевыми облаками. (Заметим при этом, что поскольку пылевые частицы в плотных пылевых облаках и в пространстве между ними находятся в разных физических условиях, их характеристики, вообще говоря, могут не совпадать).

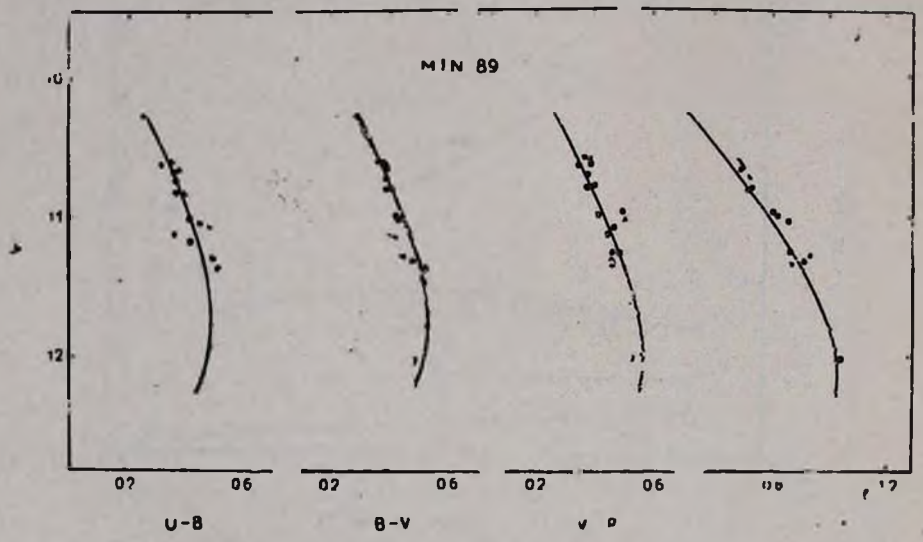

Рис. 4. То же, что на рис. 2, но для минимума 1989 г. Параметры модели такие же, как на рис. 2, но $\alpha_{UB} = 0.8$, $\alpha_{BV} = 1.0$, $\alpha_{VR} = 1.2$, $\alpha_{VI} = 1.1$.

Ответ на поставленный выше вопрос оказывается положительным. Как видно из табл. 3, сравнительно небольшие изменения максимального и минимального размеров пылинок в найденной в разделе 3 смеси пылевых частиц позволяют получить показатели α_{XY}, близкие к найденным выше из наблюдений. (Небольшое расхождение показателей α_{VR} обусловлено, по-видимому тем, что для определения коэффициентов α_{XY} использовались эффективные длины волн полос пропускания системы *UBVRI*, в которой, как известно, полоса *R* является самой широкой).

Из табл. 3 видно, что в облаке, закрывавшем звезду в 1989 г., пылинки крупнее (при этом зависимость поглощения от длины волны более плоская). Это наглядно проявляется, если с учетом (1) перейти от коэффициентов α_{XY} к коэффициентам R_{VX}, связывающим селективное поглощение с полным [32],

$$R_{VX} = \frac{A_V}{A_V - A_X} = \frac{1}{1 - (\lambda_X/\lambda_V)^{-n_{XV}}}. \qquad (3)$$

Тогда для рассматриваемых минимумов можно получить соответственно:

$$R_{BV}(\equiv R_V) = 3.26, \quad R_{VR} = 3.29, \quad R_{VI} = 2.19 - 1987 \text{ г.}$$
$$R_{BV} = 4.00, \quad R_{VR} = 3.98, \quad R_{VI} = 2.48 - 1989 \text{ г.}$$

Эти значения больше соответствующих значений для средней кривой межзвездного поглощения [32], что указывает на присутствие более крупных пылинок в экранирующих облаках.

Таблица 3

ХАРАКТЕРИСТИКИ ЭКРАНИРУЮЩИХ ОБЛАКОВ В ОБОЛОЧКЕ ВОКРУГ WW Vul

Параметры	Минимум 1987 г.	Модель*	Минимум 1989 г.	Модель**
α_{UB}	1.1	1.07	0.8	0.83
α_{BV}	1.2	1.23	1.0	1.08
α_{VR}	1.5	1.26	1.2	1.13
α_{VI}	1.3	1.30	1.1	1.18
N_d^{core}, см$^{-2}$		$8.2 \cdot 10^9$		$5.2 \cdot 10^9$
M_d^{core}, г		$1.8 \cdot 10^{20} \left(\frac{R_{core}}{0.15 \text{ a. e.}}\right)^2$		$1.9 \cdot 10^{19} \left(\frac{R_{core}}{0.05 \text{ a. e.}}\right)^2$
N_d^{cloud}, см$^{-2}$		$1.3 \cdot 10^{10}$		$7.9 \cdot 10^9$
M_d^{cloud}, г		$2.3 \cdot 10^{21} \left(\frac{R_{cloud}}{0.7 \text{ a. e.}}\right)^2$		$1.7 \cdot 10^{20} \left(\frac{R_{cloud}}{0.2 \text{ a. e.}}\right)^2$

*$a_- = 0.04$ мкм, $a_+ = 0.25$ мкм, $q = 5$, $n_{Si}/n_C = 0.25$
**$a_- = 0.045$ мкм, $a_+ = 0.5$ мкм, $q = 5$, $n_{Si}/n_C = 0.25$.

Оценки размеров облаков и массы пыли в них сделаем, рассмотрев динамику облаков. На основании наблюдательных данных, обсуждавшихся в разделе 2, а также результатов исследования других Ae-звезд Хербига (например, UX Ori [33]) можно предполагать, что облака, экранирую-

щие излучение звезды, имеют более или менее компактное центральное сгущение (ядро) и разреженную оболочку. Примем для простоты, что как ядро, так и оболочка имеют форму шаров. Через R_{core} и R_{cloud} обозначим их радиусы.

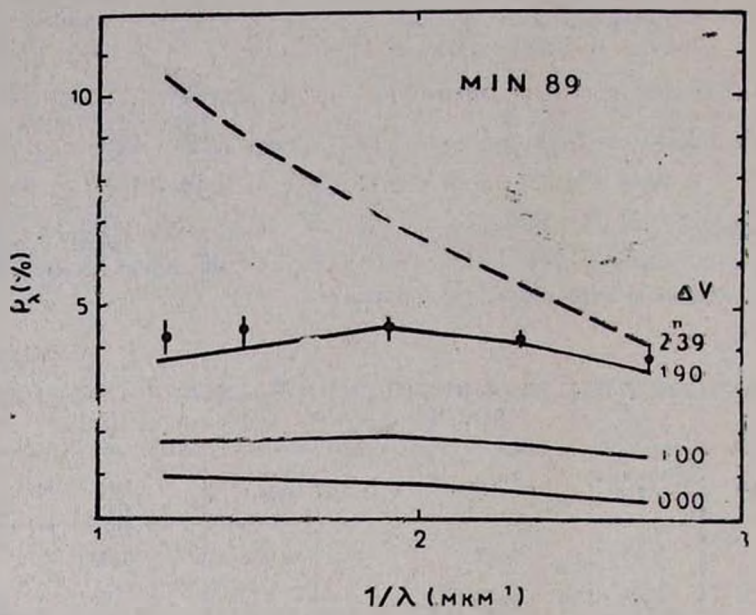

Рис. 5. То же, что на рис. 3, но для минимума 1989 г. Кружки—собственная поляризация W Vul для $\Delta V = 1^m90$.

Для их оценки воспользуемся следующими соотношениями, определяющими продолжительность затмений звезды пылевыми облаками:

$$2\cdot(R_* + R_{cloud}) = V_t \cdot \Delta t_{ecl}, \qquad (4)$$

$$2\cdot(R_* + R_{core}) = V_t \cdot \Delta t'_{ecl}. \qquad (5)$$

Здесь V_t—тангенциальная составляющая скорости движения пылевого облака в момент пересечения луча зрения, Δt_{ecl}—полная длительность минимума, $\Delta t'_{ecl}$—продолжительность его наиболее глубокой части (см. табл. 1).

Как видно из рис. 1, в центральной части обоих минимумов наблюдалось резкое падение блеска звезды на $\Delta V \simeq 0^m8 - 0^m9$ в течение суток. Это означает, что примерно за 10^5 с ядро облака, имевшее резкую

границу, закрыло от наблюдателя заметную часть ($\simeq 1/2$) диска звезды. Отсюда, зная радиус звезды (3.6 $R_\odot$), можно оценить тангенциальную скорость: $V_t \simeq 25$ км/с.

Подставляя это значение V_t в (4) и (5), получаем с учетом данных табл. 1:

$R_{cloud} \simeq 0.7$ а. е., $R_{core} \simeq 0.15$ а. е. — для минимума 1987 г.

и

$R_{cloud} \simeq 0.2$ а. е., $R_{core} \simeq 0.05$ а. е. — для минимума 1989 г.

Если предположить, что движения облаков происходят по круговым орбитам и, следовательно, $V_{cloud} = V_t \simeq 25$ км/с, то радиус орбиты облака R_0 будет равен:

$$R_0 = \frac{GM_*}{V^2_{cloud}} \simeq 2.8 \text{ а. е.}, \qquad (6)$$

а период обращения его вокруг звезды $T \simeq 3$ года. Тогда примерно каждые три года должны были бы наблюдаться похожие алголеподобные минимумы. Однако это противоречит результатам работы [26], в которой не найдено значимых периодов в наступлении алголеподобных минимумов у WW Vul за последние 20 лет. Отсюда можно заключить, что на самом деле облака, вызвавшие затмения, двигались по вытянутым обритам и, исходя из факта отсутствия периодов за время $\simeq 20$ лет, можно оценить большую полуось орбиты A [34]:

$$A = \left(\frac{T^2 GM_*}{4\pi^2}\right)^{1/3} \simeq 1.22 \cdot \left(\frac{T}{\text{лет}}\right)^{2/3} \text{а. е.} \geqslant 10 \text{ а. е.} \qquad (7)$$

Следует также отметить, что шаровое облако, движущееся по круговой орбите (либо находящееся во время затмения звезды вблизи периастра или апоастра), приводит к симметричной форме минимумов блеска. Асимметрия минимумов WW Vul 1987 г. и 1989 г., когда $\Delta m^- > \Delta m^+$ (т. е. скорость изменения блеска при входе в минимум больше, чем на выходе из него), может быть связана с кометообразной формой облаков (как это предполагалось в [14, 15]), либо с тем, что шарообразное облако двигается по вытянутой орбите. Согласно формулам, приведенным в [34], если облако закрывает звезду в то время, когда оно удаляется от нее, то скорость облака при входе в минимум больше, чем на выходе из него (т. е. $\Delta m^- > \Delta m^+$).

В табл. 3 с учетом сделанных выше оценок приведены значения массы пыли в облаках и в их ядрах, а также лучевые концентрации пылинок. Подчеркнем, что найденные таким путем массы следует рассматривать лишь как нижние пределы, поскольку в облаках могут быть

и более крупные частицы и тела, ослабление света которыми является неселективным в рассматриваемом диапазоне длин волн.

Еще одну оценку можно получить, если предположить, что облако является устойчивым образованием по отношению к приливным возмущениям. Тогда его масса должна составлять [35]:

$$M_{\text{cloud}} \geqslant 15 \cdot M_{\star} \left(\frac{R_{\text{cloud}}}{R_0}\right)^3 \simeq 9 \cdot 10^{32} \left(\frac{R_{\text{cloud}}}{0.7 \text{ a. e.}}\right)^3 \left(\frac{2.8 \text{ a. e.}}{R_0}\right)^3 \text{г} \simeq$$
$$\simeq 0.5 M_{\odot}, \qquad (8)$$

т. е. облако будет устойчивым, если в нем находится объект с массой сравнимой с массой карликовой звезды. Если условие (8) не выполняется, то облако будет разрушаться и при каждом его прохождении вблизи звезды некоторая часть пыли будет попадать в оболочку.

5. *Обсуждение.* Одним из главных вопросов, связанных с околозвездными пылевыми оболочками, является вопрос о происхождении и эволюции пылевых частиц за время жизни звезды. Для молодых горячих Ae-звезд Хербига, вокруг которых, как показывает анализ рассеянного света, существует мелкая пыль, возникает проблема удержания пылевых частиц в оболочке. В работе [31] показано, что воспрепятствовать выметанию пыли лучевым давлением звезды можно, если заряженные пылинки двигаются в достаточно запутанном околозвездном магнитном поле с напряженностью $\simeq 10^{-2}$ Гс.

Опираясь на результаты проведенного выше анализа, мы можем наметить другой путь решения этой проблемы. Поскольку есть основания предполагать, что характеристики частиц пыли в плотных облаках и в пространстве между ними близки, можно думать, что пыль непрерывно поставляется во внутренние части околозвездной оболочки самими пылевыми облаками, вращающимися вокруг звезды по сильно вытянутым орбитам.

Полученные выше характеристики пылевых частиц в оболочке WW Vul отличаются от стандартной смеси MRN значениями a_-, q и n_{Si}/n_C (см. табл. 2). Эти различия могут быть следствием как эволюции ансамбля пылинок в околозвездной оболочке за время жизни звезды, так и особенностей разрушения и образования частиц в протозвездной туманности. Наблюдательными проявлениями отсутствия очень мелких частиц ($a \leqslant 0.05$ мкм) должен быть слабый пик около λ 2200 и незначительный подъем кривой поглощения в далекой ультрафиолетовой области спектра (что и наблюдается для Ae/Be-звезд Хербига [36]). Уменьшенное отношение n_{Si}/n_C может сказываться при наблюдениях

10-микронной силикатной полосы, которая должна быть слабой или отсутствовать (такие наблюдения пока не проводились).

Основными физическими процессами, изменяющими характеристики ансамбля пылевых частиц в околозвездных оболочках, являются испарение пылинок, а также их столкновения с частицами газа и друг с другом. Испарение существенно лишь для силикатных частиц, поскольку их время жизни при $T \simeq 1000$ K составляет $t_{sl} \simeq 3 \cdot 10^4$ (a/0.01 мкм) лет [37].

Разрушение пылинок начинается, если относительные скорости столкновения частиц превышают $\simeq 3.5$ км/с для силикатов и $\simeq 13.5$ км/с для графита (при меньших относительных скоростях пылинки будут слипаться) [38]. Такая разность скоростей мелких и крупных пылинок возникает уже из-за различий их дрейфовых скоростей (см. соотношение (4) и таблицу в [31]), не говоря уже о разных циклотронных скоростях. Расчеты, выполненные в работах [38—40], показывают, что столкновения крупных частиц с мелкими происходят гораздо чаще, чем столкновения пылинок одинаковых размеров. Они ведут к дроблению крупных частиц, в результате чего, естественно, возрастает показатель степени q в распределении пылинок по размерам (2). (Заметим, что значение $q \simeq 5$ было получено и для распределения по размерам пылинок, образующихся в ветре холодных звезд [41]. При этом указывается, что процессы физического разрушения частиц при столкновениях с частицами газа и друг с другом могут приводить к еще большему увеличению значения q).

Найденная нами масса пыли в оболочке WW Vul (см. табл. 2), так же, как и ее оценки для UX Ori [13, 33], показывает, что $M_d \simeq 10^{-2}$, $M_* \simeq 10^{-8}\ M_\odot$. Если воспользоваться соотношением $M_0 \simeq (M_*/M_\odot)^{1.4} M_\odot \simeq 2.6 \cdot M_\odot$ для массы газопылевого облака, из которого образовалась звезда с массой M_* [42], то на массу рассеивающей пыли приходится лишь незначительная его часть. Это означает, что основная часть вещества сосредоточена в невидимых конденсациях в облаках, либо в невидимых облаках вне оболочки звезды (некий аналог облака Оорта). По-видимому, независимо от того, устойчивы отдельные облака, экранирующие звезду, или нет, в околозвездной среде идет активный обмен пылью между оболочкой и облаками, при котором вблизи звезды пыль попадает из облаков в межоблачную среду. Это напоминает процессы, происходящие в околосолнечном межпланетном пространстве, куда пылевые частицы поставляются в результате прохождения комет.

6. *Заключение.* Проведенные расчеты и оценки позволяют сделать ряд выводов о структуре оболочки вокруг WW Vul, которые, по-видимому, с не очень существенными изменениями могут быть распростра-

нены и на другие Ае-звезды Хербига с непериодическими минимумами блеска.

1. Излучение в видимой части спектра (полосы от U до I) исходит от звезды, находящейся в несферической оболочке, большая полуось которой составляет: $A \simeq 140$ а. е., а малая—$B \simeq 50$ а. е. ($A/B \simeq 3$). В центре оболочки имеется полость с радиусом $r_0 \simeq 7$ а. е., в которой температура пылинок $T_d \geqslant 1000$ К и они быстро испаряются. Масса пыли, дающей рассеянное излучение, составляет примерно 10^{25} г. В ярком состоянии звезды вклад рассеянного излучения в полное излучение системы звезда + оболочка невелик и составляет около 10%.

2. В оболочке двигаются пылевые облака, изредка экранирующие звезду и создающие алголеподобные минимумы блеска. Эти облака имеют плотные сгущения (ядра) с радиусом около одной десятой а. е. и более разреженную область с радиусом в несколько десятых а. е. Масса пыли в ядре облака составляет $\simeq 10^{19}$—10^{20} г., а полная масса резреженной области $\simeq 10^{21}$ г.

В глубоких минимумах блеска, когда прямое излучение звезды сильно ослаблено, рассеянный свет становится доминирующим источником излучения в ультрафиолетовой и голубой частях спектра, чем и объясняется наблюдаемый поворот цветовых треков на диаграммах «цвет/величина» (рис. 2 и 4).

3. Характеристики пылинок в рассеивающей оболочке и в экранирующих облаках похожи, однако отличаются от стандартных характеристик смеси MRN, часто используемой для объяснения межзвездного поглощения. Основные различия заключаются в более крутом распределении пылинок по размерам ($n(a) \propto a^{-5}$) и в уменьшенном содержании силикатных частиц по сравнению с графитовыми ($n_{Si}/n_C \simeq 0.25$). Диапазон изменения размеров рассеивающих пылинок составляет 0.05—0.25 мкм; в экранирующих облаках могут присутствовать и более крупные частицы.

Авторы благодарны В. Б. Ильину за полезное обсуждение.

Ленинградский государственный университет

Крымская астрофизическая обсерватория

DUST AROUND YOUNG STARS. THE MODEL OF ENVELOPE OF Ae-HERBIG STAR WW VULPECULA

N. V. VOSHCHINNIKOV, V. P. GRININ

For the isolated Ae-Herbig star WW Vul interpretation of the simultaneous UBVRI photometric and polarimetric observations during two deep minima in 1987 and 1989 are performed. It is shown that the color/magnitude diagrams and the wavelength dependence of linear polarization may be explained when the star is situated in nonspherical dust shell with the semiaxes ratio $A/B \simeq 3$. This shell contains small grains which scatter the star radiation. Their mass is about 10^{25} g. Within the shell there exist the dense clouds which rotate around the star and sometimes create Algol-type minima. These clouds have a dense core with radius about one tenth A. U. and more rarefied envelope with radius about some tenth A. U. The mass of the dust in the core is $\simeq 10^{19} - 10^{20}$ g and the whole dust mass of the clouds is $\simeq 10^{21}$ g. The characteristics of dust grains in the scattering shell and in the shielding clouds are similar. They have steeper size distribution ($n(a) \sim a^{-5}$) and the smaller abundance of silicate particles ($n_{Si}/n_C \simeq 0.25$) than for the standard mixture MRN which is often used for interpretation of the interstellar extinction. There are reasons to believe that the dust clouds, which revolve in elliptical orbits around the star, deliver the dust particles in the inner part of circumstellar envelope.

ЛИТЕРАТУРА

1. *R. D. Wolstencroft, H. J. Walker*, Phil. Trans. Roy. Soc. London, A325, 423, 1988.
2. *R. Chini, E. Krügel, E. Kreysa*, Astron. and Astrophys., 227, L5, 1990.
3. *W. Wenzel*, Non Periodic Phenomena in Variable Stars. IAU Coll. Acad. Press 1969, p. 61.
4. *Р. Е. Гершберг, П. П. Петров*, Письма в Астрон. ж., 2, 499, 1976.
5. *W. Herbst, J. A. Holtzman, R. S. Klasky*, Astron. J., 88, 1648, 1983.
6. *I. Appenzeller, D. S. Deaborn*, Astrophys. J., 278, 689, 1984.
7. *A. E. Rydgren, M. Cohen*, Protostars and Planets II, Eds. D. C. Black, and M. S. Mattews, Tucson, Univ. Arizona Press, 1985, p. 371.
8. *V. W. Götz, W. Wenzel*, Mitt. Veränd. Sterne, 5, 2, 1968.
9. *Г. В. Зайцева*, Перемен. звезды, 19. 33, 1977.
10. *Е. А. Колотилов*, Астрофизика, 13, 33, 1977.
11. *W. Herbst*, Publ. Astron. Soc. Pasif., 98, 1088, 1986.
12. *В. П. Гринин*, Письма в Астрон. ж., 14, 65, 1988.
13. *Н. В. Вощинников, В. П. Гринин, Н. Н. Киселев, Н. Х. Миникулов*, Астрофизика, 28. 311, 1988.

14. *В. П. Гринин, Н. Н. Киселев, Н. Х. Миникулов, Г. П. Чернова*, Письма в Астрон. ж., 14, 514, 1988.
15. *А. В. Бердюгин, В. П. Гринин, Н. Х. Миникулов*, Изв. Крым. астрофиз. обсерв., 1991 (в печати).
16. *В. П. Гринин, Н. Н. Киселев, Н. Х. Миникулов*, Письма в Астрон. ж., 15, 1028, 1989.
17. *А. В. Бердюгин, С. В. Бердюгина, В. П. Гринин, Н. Х. Миникулов*, Астрон. ж., 67, 812, 1990.
18. *В. И. Кардополов, Ф. К. Рспаев*, Кинемат. и физ. небес. тел, 5, 50, 1989.
19. *Н. В. Вощинников*, Астрофизика, 30, 509, 1989.
20. *Г. В. Зайцева, П. Ф. Чугайнов*, Астрофизика, 20, 447, 1984.
21. *Л. В. Тимошенко, Г. К. Филипьев*, Астрофизика, 19, 513, 1983.
22. *Л. В. Тимошенко*, Астрон. циркуляр., № 1285, 4, 1983.
23. *Г. В. Зайцева*, Перемен. звезды, 22, 1, 1983.
24. *Е. А. Колотилов, Г. В. Зайцева, В. И. Шенаврин*, Астрофизика, 13, 449, 1977.
25. *Г. У. Ковальчук*, Канд. диссертация, Киев, 1986.
26. *Н. А. Волчкова*, Астрофизика, (в печати).
27. *Г. В. Зайцева, А. Е. Тарасов, А. Г. Щербаков*, Изв. Крым. астрофиз. обсерв., 72, 85, 1985.
28. *J. S. Mathis, W. Rumpl, K. H. Nordsieck*, Astrophys. J., 217, 425, 1977.
29. *J. Bergeat, J. Lafevre, R. Kandel, M. Lunel, F. Sibille*, Astron. and Astrophys., 52, 245, 1976.
30. *B. T. Draine*, Astrophys. J. Suppl. Ser., 57, 587, 1985.
31. *Н. В. Вощинников, В. Б. Ильин*, Письма в Астрон. ж., 1991 (в печати).
32. *Н. В. Вощинников, В. Б. Ильин*, Письма в Астрон. ж., 13, 385, 1987.
33. *E. A. Bibo, P. S. The*, Astron. and Astrophys., 236, 155, 1990.
34. *А. Рой*, Движение по орбитам, Мир, М., 1981.
35. *К. Ленг*, Астрофизические формулы, т. 1, Мир, М., 365 1978.
36. *M. L. Sitko, B. D. Savage, M. R. Meade*, Astrophys. J., 245, 161, 1981.
37. *J. Leiknes, O. Havnes*, Astron. and Astrophys. Suppl. Ser., 57, 263, 1984.
38. *J. M. Shull*, Astrophys. J., 226, 858, 1978.
39. *C. G. Seab, J. M. Shull*, Astrophys. J., 275, 652, 1983.
40. *B. T. Draine*, Protostars and Planets II, Ed. D. C. Black, M. S. Mattews, Tucson, Univ. Arizona Press, 1985, p. 621.
41. *C. Dominik, H.—P. Gail, E. Sedlmyr*, Astron. and Astrophys., 223, 227, 1989.
42. *M. E Bailey*, Dust in the Universe, Ed. M. E. Bailey, D. A. Williams, Cambridge Univ. Press, 1988, p. 113.