ФИЗИКА НАШИХ ДНЕЙ

523.82

ИЗМЕРЕНИЕ УГЛОВЫХ ДИАМЕТРОВ ЗВЕЗД*)

Р. Хэнбери Браун

Измерение чрезвычайно малых углов, под которыми с Земли видны звездные диски, представляет трудную задачу для наблюдательной оптической астрономии. Известны три метода решения этой задачи — метод звездного интерферометра Майкельсона, метод интерферометра интенсивностей звездного света (установленного в Наррабри) и метод покрытия звезд Линой. Первый из этих методов использовался при измерениях диаметров нескольких холодных гигантов и сверхгигантов, однако попытки усовершенствовать его до сих пор по техническим причинам не привели к успеху. Второму из этих методов присущи очень высокая разрешающая способность, а также то достоинство, что на результаты наблюдений не влияет состояние атмосферы; он использовался при всех проводившихся доныне измерениях диаметров горячих звезд. Современный инструмент в Наррабри (Австралия) ограничен измерениями на звездах величиной ярче 2.5 и температурой выше 6500 °К (спектральный класс К5). Постройка большого инструмента открыла бы перед астрономами много новых и интересных перспектив. Метод покрытия звезд Луной сравнительно простой и не дорогостоящий, однако точность полученных с его помошью резильтатов до сих пор неизвестна, поскольку нет достаточных данных, чтобы установить пределы погрешностей, связанные с неровностями края лунного диска. Этот метод как будто приемлем для измерения диаметров холодных звезд со сравнительно большими угловыми размерами и для сбора данных о распространенности двойных звезд.

1. ВВЕДЕНИЕ

Настоящая статья посвящена вопросу о том, сколь велики те яркие «булавочные головки», которые мы наблюдаем на ночном небосводе и называем звездами, и какова их форма. Иными словами, вопрос состоит в том, чтобы выяснить, чему равен угловой диаметр в звезды (рис. 1).

Взгляд в прошлое астрономии позволяет обнаружить несколько попыток ответить на этот вопрос; мы напомним о двух из них. Первая принадлежит Галилею, который решал эту задачу экспериментальным путем: он натянул тонкую нить, а затем измерил расстояние, на которое нужно было отойти от нити, чтобы казалось, что она точно перекрывает

^{*)} R. H a n b u r y B r o w n, Measuring the Angular Diameters of Stars, Con-temp. Phys. 12, 357 (1971). Перевод В. И. Рыдника. Р. Хэнбери Браун — австралийский астроном, член Королевского общества Великобритании, профессор астрономии Сиднейского университета.

⁹ УФН, т. 108, вып. 3

изображение Веги — звезды первой величины. Галилей пришел к заключению, что угловой диаметр Веги составляет примерно 5"; сегодня мы знаем, что на самом деле этот диаметр примерно в 1500 раз меньше. Вторая попытка, на сей раз теоретическая, была предпринята Ньютоном, который рассуждал так. Если Солнце считать подобным неподвижным звездам



Рис. 1. Угловой диаметр в звезды.

и удалиться от него на такое расстояние, на котором оно выглядело бы как звезда первой величины, то угловой диаметр Солнца тогда должен составить около 0,002"; эта величина равна уже примерно половине той, что мы можем оценить сегодня. Чтобы объяснить, почему звезды, если они имеют столь ничтожные угловые размеры, кажутся нам столь крупными, Ньютон выдвинул остроумное, но, как мы сегодня знаем, совершенно ошибочное предположение о рефракции света возле звезд. Первые уве-

ренные измерения угловых диаметров звезд были проведены Майкельсоном и Пизом 13 декабря 1920 г. с помощью 6-метрового интерферометра в обсерватории на Маунт-Вилсон. Эти исследователи установили¹, что угловой диаметр звезды Бетельгейзе (с Ориона) составляет 0,047".

Таким образом, мы видим, что подлежащие измерению углы чрезвычайно малы. На рис. 2 приведены оценки ожидаемых угловых диаметров

для звезд главной последовательности в спектральных классах от ВО до МО. Если поставить своей задачей провести измерения на достаточно представительной группе звезд каждого спектрального класса, состоящей, скажем, из 100 звезд, то предельная их звездная величина будет определяться числом звезд класса В, а среди них будут и звезды величиной 5, т. е. примерно на пределе видимости невооруженным глазом.

На рис. 2 видно, что для измерения звезд пятой звездной величины необходима 10^{-4} способность около разрешающая угл. сек. Вспомним, однако, что неоднородности земной атмосферы ограничивают разрешающую способность даже наибольтелескопов величиной примерно ших 0.5" — и это еще в лучшем случае. Отсюда видно, что одним из главных препятствий для подобных измерений является наличие атмосферы. Другим фактором, влияющим на разрешение, являются размеры инструмента. Элементарная теория гово-



Рис. 2. Рассчитанный угловой диаметр (в угл. сек) звезд главной последовательности в зависимости от их спектрального класса и звездной величины В.

Шкала справа указывает длину базы интерферометра (в м), необходимую для разрешения звезды.

рит, что разрешающая способность любого оптического прибора ограничена величиной примерно λ/D рад, где D — апертура и λ — длина волны. Таким образом, чтобы достичь разрешающей способности 10^{-4} угл. сек на длине волны 4000 Å, надо располагать инструментом с апертурой 1000 м!

Разумеется, наша задача состоит не только в том, чтобы найти угловой размер звезды, потому что сам по себе он мало о чем говорит нам. Чтобы получить важные сведения о звезде, результаты этих измерений надо скомбинировать с другими данными. Например, сопоставляя измерения углового диаметра θ с измерением светового потока f_{λ} от звезды, воспринятого нашими приемниками излучения, можно определить важный параметр F_{λ} —световой поток с единицы площади поверхности звезды:

$$F_{\lambda} = 4 f_{\lambda} / \theta^2$$

Эту величину можно сравнивать с теоретическими предсказаниями, основывающимися на различных моделях звездной атмосферы и внутренних областей звезды. Будучи основным видом проверки справедливости общих теоретических представлений, такое сравнение вместе с тем позволяет выбрать из множества моделей звезды ту, которая наиболее соответствует действительности. Полученные результаты можно также использовать для определения эффективной температуры звезды $T_{эф\phi}$ по соотношению

$$\int F_{\lambda} d\lambda = \sigma T_{\partial \Phi \Phi}^4,$$

где о — постоянная Стефана, если распределение энергии по спектру брать либо из наблюдательных данных, либо из расчетов по принятой модели звездной атмосферы. Другое элементарное применение результатов измерения угловых диаметров звезд состоит в определении их линейных размеров путем комбинирования с измерениями параллакса или расстояния до звезд. Более сложные задачи заключаются в измерении угловых размеров звезды в зависимости от времени и положения ее на небесном своде или же в измерениях ярких эмиссионных линий с тем, чтобы определить, в какой мере физические условия в звезде возмущаются ее вращением, что́ происходит, когда звезда пульсирует, а также каковы форма и размеры области, излучающей данную эмиссионную линию. Наконец, измерения угловых размеров двойных звезд при комбинировании данных этих измерений со спектроскопическими данными могут давать весьма богатую информацию. Из них можно найти все элементы орбиты двойных звезд,

расстояния, массы, величины, температуры и абсолютные светимости каждой из двух звезд.

Это краткое введение показывает, что даже вполне скромная программа измерения угловых диаметров звезд, видимых невооруженным глазом, является очень обширной. Эта программа все еще остается нереализованной. Правда, как мы увидим далее, сегодня мы знаем один путь, на котором эту задачу можно было бы решать по крайней мере для довольно горячих звезд. Однако мы прежде дадим краткий обзор трех основных названных выше методов, а затем обсудим их значение для астрономии в более общем аспекте.

2. ЗВЕЗДНЫЙ ИНТЕРФЕРОМЕТР МАЙКЕЛЬСОНА

2.1. Основы метода. Упрощенная схема звездного интерфероM3 M4 M2 B

Рис. 3. Схема звездного интерферометра Майкельсона.

метра Майкельсона приведена на рис. З. Свет от звезды падает на два маленьких подвижных зеркала M_1 и M_2 и отражается от них на неподвижные зеркала M_3 и M_4 , которые в свою очередь направляют его в кассегре-

новский фокус в точке O. Зеркала M_1 м M_2 устанавливаются на ферме, связанной с телескопом; расстояние между ними можно менять по желанию наблюдателя. Зеркала ориентируются так, чтобы оба изображения звезды накладывались друг на друга в их фокальной плоскости. Если рассматривать каждое из этих изображений по отдельности, то мы увидим характерный диск с дифракционной картиной на его краях, как это показано штриховой линией на рис. 4, а. При наложении же обоих изображений друг на друга и при правильной юстировке инструмента изображение пересекают чередующиеся светлые и темные полосы, показанные сплошной линией на рис. 4, а. Эти полосы суть обычные интерференционные полосы,



Рис. 4. a) Сечение изображения звезды, полученного в интерферометре Майкельсона, показывает интерференционные полосы; б) изменение гидности полос в зависимости от расстояния между зеркалами (длины базы) интерферометра Майкельсона (сплошная линия) и интерферометра интенсивностей (штриховая).

наблюдаемые в опыте Юнга с двумя щелями, и видность (или контраст) полос служит мерилом взаимной когерентности световых пучков, воспринимаемых двумя маленькими зеркалами M_1 и M_2 . В эксперименте наблюдатель регистрирует видность полос *) в зависимости от расстояния между подвижными зеркалами (базы), и, как мы сейчас покажем, из этих наблюдений можно определить угловой диаметр звезды.

Согласно Борну и Вольфу² интенсивность в любой точке изображения, образованного двумя зеркалами, может быть записана в виде

$$I = I_1 + I_2 + 2 \sqrt{I_1} \sqrt{I_2} \operatorname{Re} \gamma_{12}(\tau), \qquad (1)$$

где γ_{12} (т) называется комплексной степенью когерентности между полями в M_1 и M_2 и является просто мерой взаимодействия полей; эта величина определяется соотношением

$$\gamma_{12}(\tau) = \overline{V_1(t+\tau)V_2^*(t)}/\sqrt{I_1}\sqrt{I_2};$$

здесь V_1 и V_2 — мгновенные значения напряженностей полей на обоих зеркалах, τ — разность хода между двумя зеркалами и точкой изображения, I_1 и I_2 — средние интенсивности обоих полей, если бы они действовали независимо друг от друга. Определяя видность интерференционных полос на рис. 4, *a* соотношением

$$\mathscr{V} = (I_{\max} - I_{\min})/(I_{\max} + I_{\min}), \qquad (2)$$

находим простое соотношение

$$\mathcal{T} = |\gamma_{12}(\tau)|. \tag{3}$$

Теперь, чтобы получить соотношение между угловым размером источника излучения и измеренной видностью полос, используем известную

^{*)} См. ниже формулу (2). (Прим. ред.)

в оптике теорему Цернике — Ван-Циттерта (см. ², стр. 551). Эта теорема определяет комплексную степень когерентности между двумя точками поля изображения, создаваемого некогерентным протяженным источником. В интересующем нас случае, когда источник находится на очень большом расстоянии, комплексная степень когерентности равна нормированному фурье-образу распределения интенсивности по диску источника, так что источник сводится к эквивалентной полоске, параллельной линии, сеодиняющей две точки изображения.

В простейшем случае, когда звезда изображается круглым диском с однородной интенсивностью излучения, фурье-образ представляет собой функцию Бесселя первого рода (J_4) и тогда

$$|\gamma_{12}| = \frac{2J_1(\pi d\theta/\lambda_0)}{\pi d\theta/\lambda_0}, \qquad (4)$$

где d — расстояние между подвижными зеркалами M_1 и M_2 , θ — угловой диаметр источника и λ_0 — эффективная длина волны. Эта функция показана на рис. 4, δ , из которого видно, что | γ_{12} | или видность полос \mathscr{V} уменьшаются с ростом расстояния между зеркалами и обращаются в нуль при

$$d = 1,22 \lambda_0/\theta.$$

Таким образом, измерив расстояние между зеркалами, при котором интерференционная картина исчезает, мы получаем возможность определить угловой диаметр звезды.

2.2. Данные, полученные на интерферометре Майкельсона был сооружен в обсерватории Маунт-Вилсон в 1920 г. Максимальное расстояние между двумя подвижными зеркалами в нем составляло 6 м. Интерференционные полосы наблюдались через окуляр, и наблюдатель определял расстояние между зеркалами, при котором эти полосы пропадали. В то время были измерены шесть звезд; полная сводка этих результатов была опубликована Пизом³; они приведены в нижеследующей таблице^{*}). Для пяти из этих звезд расстояние между зеркалами измерялось непосредственно; однако для а Волопаса и а Тельца это расстояние превышало рабочий диапазон инструмента, и угловые размеры оценивались на основе экстраполяции данных о видности полос, полученных при достижимых расстояниях между зеркалами.

Критическая оценка этих результатов в печати никогда не появлялась, а сейчас трудно провести ее ретроспективно. Однако отмечалось, что для данной звезды при фиксированном расстоянии между зеркалами видность полос сильно варьирует за время наблюдения, и Пиз привел опытные кривые для этих вариаций. При изменении условий видимости от средних до плохих эти кривые говорят о чрезвычайно сильном ухудшении видности полос. Если к этому добавить еще трудности работы с инструментом и субъективные ошибки при оценке условий наблюдения и видности полос, то можно говорить о том, что надежные измерения абсолютного контраста полос так и не были осуществлены. Вместе с тем опубликованные величины угловых диаметров звезд определяются лишь измерениями *относительного* контраста, которые, будучи проведены при постоянных условиях наблюдения, должны давать более надежные результаты. Погрешность в угловом диаметре α Ориона была оценена Майкельсоном и Пизом ¹ в 10%. Однако анализ результатов измерений для упомянутых в таблице

^{*)} Из результатов Пиза ³ данные для α Геркулеса были впоследствии исключены Койпером ⁴.

Звезда	Спект- ральный класс	Класс светимости	Угловой диаметр эквивалентного однородно излу- чающего диска, 10-3 угл. сек *)	Метод определения	Лите- рату- ра
ү ² Парусов **)	WC8	Вольф — Райе	0,44±11%	Интерферо- метр интен-	5
Вормы	05f	_	$0.42 \pm 7\%$	То же	6
е Опиона	BO	Сверхгигант	$0.70 \pm 7\%$	» »	7
в Южного Креста	B0.5	Субгигант	0.705 + 3.5%	» »	7
а Девы **)	B1,5	»	$0,87\pm4,5\%$	» »	8
є Большого Пса	B2	Яркий гигант	$0,78{\pm}6,5\%$	» »	7
ү Ориона	B2	Гигант	$0,74\pm7\%$	» »	7
α Павлина	B3	Субгигант	$0,77{\pm}8\%$	» »	7
α Эридана	B5	»	$1,86\pm4\%$	» »	7
α Журавля	B2	Главная последо- вательность	$0,98{\pm}7\%$	» »	7
а Льва	B7	То же	$1,33{\pm}5\%$	* * *	7
β Ориона	B8	Сверхгигант	$2,57{\pm}5,5\%$	» »	7
α Лиры	A 0	Главная последо- вательность	$3,31\pm4,5\%$	» »	7
α Большого Пса	A1	То же	$5,85{\pm}1,7\%$	» »	7
α Южной Рыбы	A3	» »	$1,98{\pm}6,5\%$	» »	7
α Орла	A7	Субгигант	$2,79{\pm}5\%$	» »	7
а Киля	$\mathbf{F0}$	Сверхгигант	$6,48{\pm}6\%$	» »	7
α Малого Пса	F5	Субгигант	$5,31\pm7\%$	» »	7
α Волопаса	K2	Гигант	$20 \pm (10 \div 20)\%$	Интерферо- метр Май-	3
	K5	Ň	$20 \pm (10 \pm 20)\%$	То жо	3
а Скорциона	M1-M2	Сверугигант	$20 \pm (10 \pm 20) / 6$ $40 \pm (10 \pm 20) \%$	IU ME	3
В Пегаса	M2	Гигант	$20 \pm (10 \pm 20)\%$	» »	3
о Кита	M6e	»	$47 \pm (10 \div 20)\%$	» »	3
α Ориона	M1-M2	Переменный сверх-	$34 \div 47 \pm$	» »	3
		гигант	$\pm (10 \div 20)\%$		
λ Водолея	M2	Гигант	$7,4{\pm}5,5\%$	Покрытие	9
и Близненов	М3		23+ 2	лунои То же	10
и Биналецов	110	~	$\begin{cases} 41+2.5\% \end{cases}$	10 //0	11 10
α Скорпиона	M1-M2	Сверхгигант	$\frac{13}{38\pm15\%}$	* *	11, 12
				l	
*) В процентах дана сверднеквадратичная относительная ошибка. **) Главный компонент.					

Сводка опубликованных результатов определения угловых диаметров звезд

шести звезд, разбросанных в литературе за многие годы, показывает существенные их колебания и говорит о том, что среднеквадратичная ошибка составляла не 10%, а, вероятно, была раза в два больше этой величины.

Вторая модель интерферометра Майкельсона с предельным расстоянием между зеркалами 15 *м* была построена примерно в 1930 г. Хейлом и Пизом (см. ³). Этот инструмент оказался чрезвычайно трудным в работе и требовал большого искусства для наблюдения интерференционных полос, позволяя лишь приблизительно оценивать их видность. Все же удалось увидеть эти полосы на изображениях нескольких звезд. Результаты измерений на этом интерферометре публиковались в ежегодниках Института Карнеги с 1930 по 1937 г. Интересно отметить, что результаты измерений угловых диаметров с Ориона и с Волопаса оказались в хорошем согласии с полученными на 6-метровом интерферометре. Однако окончательные данные измерений никогда не были опубликованы, и приходится заключить, что они оказались ненадежными. Можно лишь пожалеть, что никто систематически не описал трудностей работы с этим прибором.

2.3. У совершенствование интерферометра Майкельсона почти на пределе обладал разрешающей способностью, достаточной для измерения перечисленных в таблице шести звезд. Для измерений большего числа звезд требовался более крупный интерферометр. Первой попыткой в этом направлении явилась неудовлетворительная модель 15-метрового интерферометра Хейла и Пиза. Поскольку до сих пор удачная модификация оригинального интерферометра Майкельсона так и не разработана, целесообразно вкратце рассмотреть основные трудности, возникающие при создании подобного инструмента.

Первая и самая очевидная из них состоит в том, что необходимо обеспечить равенство оптических путей двух пучков света в приборе. При возникновении любой временной задержки взаимная когерентность пучков, приходящих в фокус, а значит, и видность интерференционных полос

будут уменьшаться. Это уменьшение можно вычислить, используя теорему Винера — Хинчина (см. ¹³), которая утверждает, что автокорреляционная функция есть нормированный фурьеобраз спектра мощности светового излучения. В данном случае, когда спектральные распределения света в обоих пучках одинаковы и однородны в полосе шириной Δv , степень когерентности определяется соотношением

 $\gamma_{12} (\tau) / \gamma_{12} (0) = \sin (\pi \Delta v \tau) / \pi \Delta v \tau.$ (5)

Если принять, что полная ширина спектрального диапазона равна 1000 Å и диапазон центрирован на 5400 Å, то мы получим изменение γ_{12} или \mathscr{V} в зависимости от временной задержки т, показанное на рис. 5. Видно,





что \mathscr{V} уменьшается до нуля, иными словами — полосы становятся совершенно неразличимыми, когда временная задержка достигает примерно 10^{-14} сек, что отвечает разности хода примерно в 5 длин световых волн. Поэтому если желательно проводить измерения видности полос с погрешностью менее 5%, то, как показывает рис. 5, необходимо, чтобы в интерферометре все разности хода между обоими пучками не превышали одной длины световой волны. Это накладывает чрезвычайно жесткие механические допуски на конструкцию крупного инструмента. Кроме того, следует учитывать, что прибор должен с очень высокой точностью следовать за видимым движением звезды. Так, если расстояние между двумя подвижными зеркалами равно d, а ошибка в наведении на звезду равна $\Delta\theta$, то относительное рассогласование во временах прихода света на зеркала равно $d\Delta\theta$, и оно не должно также превышать одной длины волны света. Отсюда вытекает, что для выбранного нами выше диапазона оптического спектра шириной 1000 Å интерферометр должен следовать за движением звезды с угловой точностью, примерно равной его угловой разрешающей способности. Ясно, что этому требованию трудно удовлетворить, и нет ничего удивительного в том, что на обоих интерферометрах — 6- и 15-метровом оказалось трудно работать.

Второй основной трудностью является проведение измерений видности полос в присутствии атмосферных помех. Неоднородности атмосферы вызывают большие и нерегулярные изменения фазы и амплитуды света, достигающего двух разнесенных зеркал, а эти изменения перестают коррелировать уже на расстояниях, превышающих несколько сантиметров. Таким образом, влияние атмосферы вызывает «ползание» интерференционной картины и колебания ее контрастности. И все же тот факт, что интерференционные картины на обоих — 6- и 15-метровом — интерферометрах на Маунт-Вилсон вообще удалось непосредственно наблюдать глазом, говорит о том, что большая часть таких движений полос имеет частоты всего лишь в несколько герц. Правда, Пиз³ отмечал, что при плохих условиях наблюдения видность полос сильно уменьшается, и наиболее вероятной причиной этого является «размазывание» полос из-за быстрых их смещений. Другое серьезное усложнение связано с тем, что при наличии помех фазы и амплитуды надающего света могут оказаться неодинаковыми в пределах новерхности самих малых зеркал M_1 и M_2 . При этом полосы должны иметь искаженную форму и ослабленный контраст.

Отмеченные выше две главные трудности не позволяли до сих пор усовершенствовать интерферометр Майкельсона, и сейчас все еще предстоит выяснить, способна ли преодолеть их современная техника. Так, например, задачу достижения необходимой механической точности как будто можно решить с помощью сервосистемы, мониторируя длины оптических путей с помощью лазера; кроме того, нужду в столь высокой точности инструмента, возможно, удастся ослабить, сужая ширину спектральной полосы интерференционными фильтрами за счет потери чувствительности. Задачу слежения инструмента за звездой с достаточной точностью удалось бы решить, по крайней мере для ярких звезд, сузив ширину спектрального диапазона и используя автоматическое фотоэлектрическое гидирование. Затруднения, связанные с атмосферными помехами, можно свести к минимуму путем тщательного выбора места установки и точного монтажа прибора, хотя все равно останется техническая проблема измерения видности интерференционных полос или — более общо — проблема взаимной когерентности пучков при наблюдении сквозь атмосферу. И опять же, эту проблему можно было бы, по-видимому, решить, используя такие современные технические достижения, как фотоумножители, счетчики импульсов, компьютеры, методы распознавания изображений и т. д. Тем не менее еще никому не удалось решить все эти проблемы в действительности, так что делать уверенные предсказания чувствительности и разрешающей способности будущих усовершенствованных звездных интерферометров Майкельсона в настоящее время еще нельзя.

3. ЗВЕЗДНЫЙ ИНТЕРФЕРОМЕТР ИНТЕНСИВНОСТЕЙ

3.1. О с н о в ы метода. Существенно упрощенная схема интерферометра интенсивностей показана на рис. 6. Она радикально отличается от схемы интерферометра Майкельсона, и многим непонятно, как работает этот инструмент. Свет от звезды фокусируется двумя разнесенными зеркалами на фотокатодах фотоумножителей P_1 и P_2 . Фотоэлектроны, выбитые из них квантами света, после умножения создают флуктуирующие выходные токи. Эти флуктуации имеют не чисто статистический характер и не являются просто дробовым шумом, присущим любому потоку электронов,

а содержат также дополнительную компоненту, отвечающую флуктуациям интенсивности падающего на фотоумножители света от звезды. Два одинаковых фильтра f₁ и f₂ вырезают из спектра флуктуаций полосу частот, пропускаемую затем в коррелятор. Последний перемножает обе совокупности флуктуаций и регистрирует среднюю величину их произведения за период 100 сек. Это произведение, или корреляция, измеряется в зависимости от расстояния между двумя зеркалами. Из результатов измерений можно определить угловой диаметр звезды.

Описанный метод основывается на том, что если существует когерентность между световыми волнамм в двух точках, то флуктуации интен-

Свет от звезды

сивности в этих точках также должны быть коррелированными. Тем самым, если интенсивности колеблются вокруг средних значений I_1 и I_2 с флуктуациями $\Delta I_1 (t + \tau)$ и $\Delta I_2 (t)$, то $\overline{\Delta I_1(t+\tau)\,\Delta I_2(t)} = \overline{I_1(t+\tau)\,I_2(t)} - \overline{I_1}\overline{I_2},$

и тогда из соотношения (1) следует, что наблюдаемая корреляция равна

$$\overline{\Delta {I}_{1}\left(t+ au
ight)}\Delta {I}_{2}(t)=\overline{I}_{1}\overline{I}_{2}\left|\left. \gamma_{12}\left(au
ight)
ight|^{2}$$

Если нормировать эту наблюдаемую корреляцию на среднюю интенсивность света, воспринимаемую каждым из зеркал, то для нормированной корреляции С_п мы получим

$$C_n = \overline{\Delta I_1(t+\tau) \Delta I_2(t)} / \overline{I}_1 \overline{I}_2 = |\gamma_{12}(\tau)|^2.$$

Сравнивая этот результат с соотношением (3), мы видим, что нормирован-

ная корреляция между флуктуациями интенсивности просто-напросто равна квадрату степени когерентности и тем самым — квадрату видности

интерференционных полос в интерферометре Майкельсона при том же самом расстоянии между зеркалами. Следовательно, если наблюдаемая звезда представляла бы собой однородно излучающий круглый диск, то корреляция менялась бы в зависимости от расстояния между зеркалами как квадрат правой части (4) и следовала бы штриховой линии на рис. 4, б. Тем самым из измерений на таком интерферометре можно определить угловой диаметр звезды.

3.2. Преимущества интерферометра интенсивностей. Интерферометр интенсивностей имеет два принципиальных преимущества перед интерферометром Майкельсона. Первое из них состоит в сравнительной легкости, с которой можно достичь чрезвычайно высокой разрешающей способности, необходимой для измерения диаметров горячих звезд, причем нет необходимости в исключительной механической точности инструмента. Второе — и совершенно неожиданное состоит в том, что на результаты почти полностью не влияет состояние атмосферы во время наблюдения.

Эти важные свойства интерферометра интенсивностей обусловлены следующими причинами. Можно показать, используя простую аналогию с соотношением (5), что, когда на одном из оптических путей до или после фотоумножителя вводится временная задержка т, корреляция ослабевает по соотношению

$$C(\tau)/C(0) = \sin (\pi\tau\Delta f)/\pi\tau\Delta f, \qquad (6)$$



Рис. 6. Упрощенная схема интерферометра интенсивностей.

Свет от звезды

где Δf — ширина полосы пропускания электронной схемы фильтров f_1 и f_2 . При выводе (6) принято, что полоса пропускания электронной схемы имеет прямоугольную характеристику, т не имеет разброса и ширина оптического дианазона много больше ширины полосы пропускания фильтров. Сравнение (5) и (6) показывает, что в первом из них — для интерферометра Майширина кельсона — фигурирует оптического диапазона Δv , которая и определяет допустимое время задержки т; в интерферометре интенсивностей это время определяется уже шириной полосы пропускания электронной схемы. Беря $\Delta f = 10^8 \, \epsilon \mu$, мы видим, что та же потеря корреляции, или та же видность интерференционных полос в интерферометре интенсивностей, возникает при разности хода примерно в миллион раз больше, чем в интерферометре Майкельсона (рис. 7). Согласно соотношению (6) при разности хода 30 см, или задержке $\tau = 10^{-9}$ сек, в случае $\Delta f = 10^8$ сц корреляция ухудшается всего лишь на 2%. Построить очень большой инструмент, в котором оптические пути согласовывались бы в пределах нескольких





сантиметров, не очень трудно. Поэтому можно сконструировать интерферометр интенсивностей с очень большой базой, необходимой для измерения угловых диаметров горячих звезд.

Второе главное преимущество интерферометра интенсивностей — это независимость от эффекта атмосферного мерцания; его можно объяснить следующим образом. Атмосферные помехи вызывают случайные и некоррелированные изменения в интенсивностях, углах падения И временах прихода световых волн к обоим детекторам. Влияние этих изменений интенсивности в процессе измерений ослабляется, по крайней мере в первом порядке, нормированием наблюдаемой корреляции на среднюю интенсивность

света, регистрируемую каждым из детекторов. Случайные изменения угла падения света имеют порядок 1", и можно показать, что их влиянием на корреляцию, измеренную с помощью крупного прибора, можно совершенно пренебрегать. Наконец, случайные вариации времен прихода света к фотоумножителям чаще всего имеют порядок лишь 10⁻¹³ сек, и из рис. 8 видно, что такие вариации оказывают пренебрежимо малоевлияниена наблюдаемую корреляцию. Последнее основывается на том, что при работе интерферометра интенсивностей важны относительные фазы не самих световых волн, приходящих на детекторы, а фазы сравнительно низкочастотных флуктуаций интенсивности света в этих двух участках. В результате в оптические пути можно вносить разности хода, эквивалентные многим длинам световых волн, и это не повлияет на корреляцию, при одном только условии, что вносимая задержка во времени мала по сравнению с наименьшим периодом флуктуаций интенсивностей света, корреляция которых осуществляется в приборе. Существует также еще одно требование, всегда удовлетворяемое на практике и состоящее в том, что временная задержка не должна вызывать такой разброс в фазах света, который достигал бы ширины полосы пропускания электронной схемы. Наконец, как мы увидим далее, практический опыт работы со звездным интерферометром в Наррабри подтверждает, что влияние атмосферных мерцаний на измерения корреляции пренебрежимо мало.

3.3. Недостатки интерферометра интенсивностей. Интерферометру интенсивностей присущи два основных недостатка. Первый из них состоит в том, что этот прибор обладает малой чувствительностью по сравнению с другими астрономическими инструментами и поэтому требует очень больших приемников света; второй заключается в том, что прибор особенно плохо приспособлен для измерения холодных звезд. Чувствительность — иными словами, звездная величина наислабейшей звезды, которую еще можно измерить за не слишком длительное время экспозиции, --- определяется погрешностями в измеренной корреляции из-за статистических флуктуаций, или шумов на входе коррелятора. Эти шумы устанавливают принципиальный предел достижимой чувствительности, поскольку в основном они обусловлены статистическими флуктуациями самого светового потока, а не флуктуациями в приемнике и преобразователе света. Можно показать, что корреляция С, наблюдаемая при данном расстоянии между зеркалами d, равна

$$C(d) = K_1 \alpha^2 A^2 n^2 \left(\Delta f / \Delta v \right) | \gamma_{12} |^2 T_0, \tag{7}$$

где K_1 — постоянная, в которую входит коэффициент усиления преобразователя, α — квантовый выход детекторов (предполагается, что он один и тот же для всех длин волн света), A — светособирающая площадь зеркал, n — число фотонов света звезды, приходящих за 1 сек на единицу площади детекторов, Δf — ширина полосы пропускания электронной схемы (в предположении прямоугольной формы полосы), $\Delta \nu$ — ширина оптического диапазона (в предположении, что распределение по спектру также прямоугольное, причем $\Delta v \gg \Delta f$). Соответствующий среднеквадратичный уровень шумов N на выходе коррелятора равен

$$N = K_2 \alpha A n \Delta \nu \; (\Delta t/T_0)^{1/2}, \tag{8}$$

где K_2 — постоянная прибора, а T_0 — время наблюдения. Из (7) и (8) следует, что отношение сигнал/шум на выходе коррелятора равно $C(d)/N = (K_1/K_2) \alpha A (T_0 \Delta f)^{1/2} (n/\Delta v) |\gamma_{12}|^2$, (9)

т. е. прямо пропорционально площади зеркал A, квантовому выходу детекторов α и квадратному корню из произведения ширины полосы пропускания схемы на время наблюдения. Интересно, однако, заметить, что это отношение не зависит от ширины оптического диапазона Δv , поскольку $n/\Delta v$ есть просто число фотонов в единичном спектральном интервале, определяемое лишь характеристиками самого источника излучения.

На рис. 8 приведена зависимость звездной величины в голубых лучах наиболее слабых звезд, которые еще можно измерить, от размера зеркал. При расчете этой зависимости было принято, что параметры инструмента близки к тем, которые имеет интерферометр в Наррабри (например, $\Delta f = 10^8 \ zu$, $\alpha = 0.02$), звезда пол-

ностью неразрешена и предельная звездная величина отвечает отношению сигнал/шум для неразрешенной звезды меньше 3:1 за время наблюдения 1 час. Из рис. 8 ясно виден главный недостаток интерферометра интенсивностей, а именно, тот, что требуются огромные приемники света даже при измерениях самых ярких звезд.

Второй главный его недостаток, как уже говорилось, заключается в непригодности интерферометра для измерений холодных звезд. Мы уже



Рис. 8. Предельная звездная величина *В* слабейшей звезды, которую можно измерить на простом интерферометре интенсивностей (при указанных в тексте параметрах), в зависимости от размера зеркала. отмечали в связи с соотношением (9), что отношение сигнал/шум пропорционально числу фотонов на единицу спектрального интервала. Эта последняя величина резко возрастает с повышением температуры звездной поверхности, и, следовательно, для достижения такого же отношения сигнал/шум холодные звезды должны находиться относительно ближе, а значит, их угловой диаметр должен быть бо́льшим. Однако, когда угловой диаметр звезды становится сравнимым с разрешающей способностью отдельного зеркала, корреляция и тем самым отношение сигнал/шум ухудшаются. На практике это явление ставит нижний предел температурам звезд, диаметры которых еще могут быть измерены. Грубо говоря, в современном выполнении метод интерферометра интенсивностей неприменим к измерению угловых диаметров звезд с температурой поверхности ниже примерно 4000 °K.

3.4. З в е з д н ы й и н т е р ф е р о м е т р в обсерватории Наррабри. Общий вид звездного интерферометра, сооруженного в австралийской обсерватории Наррабри, показан на рис. 9. Свет от звезды воспринимается двумя отражателями, установленными на тележках, которые могут перемещаться по кольцевому рельсовому пути диаметром 188 м. Рефлекторы собраны из мозаики стеклянных шестиугольников, выложенной по поверхности параболоида диаметром 6,5 м. Они фокусируют свет на фотоумножители; предварительно свет проходит через интерференционный фильтр, который обычно имеет ширину полосы пропускания 50 Å. Выходные токи с двух фотоумножителей обнаруживают флуктуации с частотами в диапазоне до 120 Мгц. Эти флуктуации усиливаются и перемножаются в корреляторе; среднее значение их произведения регистрируется каждые 100 сек одновременно с измерением полного количества света, воспринятого каждым фотоумножителем.

При измерениях оба зеркала перемещаются по кольцевому пути так, что расстояние между ними сохраняется неизменным, а соединяющая их прямая перпендикулярна к направлению на звезду. Движение по кольцевому пути и поворот зеркал вокруг горизонтальной оси позволяют все время следовать за звездой по азимуту и высоте. Расстояние между зеркалами можно менять в пределах от 10 до 188 м. Движения отражателей управляются фотоэлектрической следящей системой, установленной на каждой тележке, в комбинации с центральным компьютером. Здание в центре кольца — блок управления, в котором размещены коррелятор и компьютер. Установленное в этом блоке оборудование связано с тележками надземным кабелем, один конец которого оканчивается на мачте ввода в блок, а второй — на каждой из тележек. Такая симметричная система является важной характеристикой установки, поскольку обеспечивает равенство длин путей обоих сигналов от детекторов в коррелятор вне зависимости от окружающей температуры. Общая точность механического монтажа и движения тележек такова, что в любом случае разность хода световых лучей от звезды в каждый из детекторов всегда меньше 10 см. В тех же пределах поддерживаются возможные разности путей распространения сигналов от детекторов к коррелятору.

Угловой диаметр звезды определяется по измерениям зависимости корреляции от расстояния между зеркалами. Затем под результаты измерений подводится теоретическая кривая известного вида, они нормируются на результаты сопутствующих измерений светового потока, после чего находится такой угловой диаметр звезды, при котором подгонка оказывается наилучшей. Полное время наблюдения, необходимое для достижения заданной точности окончательного результата, зависит от яркости звезды и выбранных расстояний между зеркалами. После недавних небольших усовершенствований интерферометра теперь для измерения диаметра звезды с B = 1 при точности 5% требуется полное время экспозиции около 25 час.



Рис. 9. а) Вид звездного интерферометра обсерватории в Наррабри с птичьего полета; б) общий план интерферометра.

3.5. Результаты. До сегодняшнего времени (ноябрь 1970 г.) в Наррабри были измерены угловые диаметры 32 одиночных звезд. Результаты измерений первых 18 звезд были уже опубликованы, и краткая их сводка приведена выше в таблице (стр. 534). Из наблюдаемых значений нормированной корреляции в качестве первого шага были определены угловые размеры эквивалентного однородно излучающего диска; эти результаты затем для получения истинного углового диаметра звезд были исправлены с учетом уменьшения яркости к краю звезды. В принципе это ослабление яркости можно определить прямыми наблюдениями, однако на практике это не удалось, поскольку отношение сигнал/шум было слишком низким, за исключением одной-двух наиболее ярких звезд. Поэтому упомянутые поправки, составляющие, впрочем, лишь несколько процентов, основывались на современных теоретических моделях звезд соответствующего спектрального класса. На следующем этапе результаты комбинировались с измерениями абсолютного монохроматического светового потока $f(\lambda)$ от звезды с тем, чтобы определить фундаментальный параметр звездной атмосферы $F(\lambda)$ — абсолютный монохроматический поток света, излученный с единицы площади звездной поверхности. Эти эмпирические значения $F(\lambda)$ предназначались для определения места экспериментальной атмосферы в «сетке» модельных атмосфер, вычисленных для некоторого интервала эффективных температур. Полученные значения эффективной температуры $T_{эф\phi}$ затем использовались для установления предварительной температурной шкалы для горячих звезд 7.

Поскольку применение интерферометра интенсивностей представляет собой новый метод в астрономии, в Наррабри были предприняты большие усилия, чтобы удостовериться в надежности результатов измерений, приведенных выше в таблице. Из числа соответствующих проверок мы здесь упомянем лишь три. Первая из них состояла в том, чтобы убедиться в воспроизводимости результатов после годичного перерыва и существенных переделок аппаратуры; результаты этой проверки оказались удовлетворительными. Вторая проверка относилась к измерениям корреляции, проведенным за 126 ночей в широком диапазоне углов высоты и расстояний между зеркалами; статистическая обработка этих результатов с целью выявления существенного влияния на них условий наблюдения показала. что если и есть какое-то влияние, то оно слишком мало, чтобы сказаться на результатах. Наконец, в качестве последней проверки очень детально исследовался эффект коррелированных световых импульсов, вызываемых черенковским излучением от частиц космических лучей в детекторах 14, и было показано, что этот эффект не может внести сколько-нибудь заметный вклад в погрешности измерения корреляции.

3.5. Дальнейшие усовершенствования. Программа работ, проводимых на интерферометре в Наррабри, органичивается измерениями звезд лишь со звездными величинами В больше примерно 2,5. Для менее ярких звезд время экспозиции оказывается слишком длительным (более 100 час). Интересно выяснить, можно ли отодвинуть упомянутый предел. Соотношение (9) показывает, что при заданном времени экспозиции отношение сигнал/шум можно улучшить, расширяя полосы пропускания электронной схемы, повышая квантовый выход детекторов и увеличивая площадь зеркал; получить более широкую полосу пропускания можно, используя менее инерционные фотоумножители. Можно также, вилимо, несколько улучшить и квантовый выход фотоумножителей. Однако вряд ли в ближайшем будущем за счет этих двух факторов можно будет повысить чувствительность более чем на одну звездную величину. Однако вполне возможно, что за ту же цену удастся изготовить гораздо более крупные зеркала. Опыт работы с большими антеннами в диапазопе СВЧ показывает, что можно поставить задачу изготовления зеркал диаметром 15 или 20 м, причем нужного оптического качества. Такие крупные зеркала позволят отодвинуть существующий предел чувствительности инструмента на 2,5 звездной величины. В результате, используя более крупные зеркала в сочетании с расширенной полосой пропускания схемы и с фотоумножителями более высокого качества, можно было бы отодвинуть предельную чувствительность интерферометра от современной величины B=2,5по крайней мере до B = 6.

Однако существует и другой путь повышения чувствительности инструмента. Мы уже видели, что отношение сигнал/шум не зависит от ширины оптического диапазона при условии, что эта ширина много больше ширины полосы пропускания электронной схемы. Поэтому в принципе можно было бы гораздо лучше использовать падающий свет, разлагая его в спектр и направляя на несколько независимых детекторов, работающих каждый в своем диапазоне длин волн. Например, если бы у нас было n каналов, каждый со своим детектором и коррелятором, то можно было бы получить выигрыш в отношении сигнал/шум в \sqrt{n} раз. Однако не вполне еще ясно, сколько нужно иметь независимых оптических каналов на практике. Рост числа каналов требует повышения качества оптической системы, и хотя при той же общей чувствительности можно взять меньшие зеркала, качество их обработки должно быть более высоким. В результате на одну чашу весов приходится класть стоимость меньших, но более качественных зеркал, а на другую — цену более крупных, но и менее тщательно обработанных зеркал. Пока что эта проблема изучается, и можно лишь предполагать, что экономичной окажется система по меньшей мере с 4 независимыми оптическими каналами, которая даст повышение чувствительности на 0,75 звездной величины.

Таким образом, используя более крупные зеркала, более широкополосные фильтры и 4 независимых оптических канала, можно было бы за разумную цену построить интерферометр интенсивностей, который смог бы измерять звезды примерно до звездной величины 7. Существующий интерферометр ограничен измерениями звезд с температурой поверхности выше 6500 °K, соответствующих спектральному классу F5. Можно показать, что для предложенного выше инструмента этот предел удастся снизить примерно до 4000 °K, тем самым расширив диапазон измерений до звезд более ранних, чем звезды спектрального класса K5. Наконец, можно отметить, что инструмент, который смог бы разрешать звезды класса О и звездной величины 7, должен был бы иметь базу примерно 2 км; построить интерферометр интенсивностей с такой базой не составит трудностей.

4. ПОКРЫТИЕ ЗВЕЗД ЛУНОЙ

Этот метод измерения угловых размеров звезд использует известное оптическое явление — дифракцию света на прямолинейном крае. По мере того как край Луны перекрывает свет от звезды, дифракционная картина,

созданная этим краем, переповерхности мещается щΟ Земли. Если считать звезду точечным источником света, а край Луны — гладким, то дифракционная картина будет отвечать классическому случаю фраунгоферовой дифракции на крае. При движении этой картины в поле зрения телескопа интенсивность света от звезды, воспринимаемого приемником, будет меняться во времени, как это иллюстрирует штриховая кривая на рис. 10.



Рис. 10. Изменение интенсивности света, приходящего в некоторую точку на Земле, при покрытии звезды Луной.

Период таких изменений интенсивности будет зависеть от длины волпы света и точной геометрии кажущегося движения звезды относительно края Луны. Если считать, что звезда имеет конечные размеры, то дифракционные полосы должны размыться и уменьшить свою амплитуду на величину, зависящую от угловых размеров звезды. Сплошная кривая на рис. 10 дает теоретическую зависимость для звезды с угловым диаметром 0,0074", наблюдаемой в лучах с эффективной длиной волны примерно 5500 Å; эта зависимость была вычислена для покрытия Луной с Водолея ¹¹. Для двойной звезды дифракционная картина более сложная и зависит от угловых диаметров, сравнительной яркости и углового расстояния между обоими компонентами звезды вдоль линии, перпендикулярной к краю Луны. В более общем случае дифракционная оптическая картина, возникающая на Земле при покрытии звезды Луной, представляет собой свертку картины для точечного источника и углового распределения яркости по действительному источнику вдоль прямой, перпендикулярной к краю Луны. Таким образом, в принципе, применяя фурье-преобразование к наблюдаемой дифракционной картине ¹⁵, из нее можно извлечь информацию о действительном распределении яркости по источнику.

Принципиальные ограничения на разрешающую способность этого простого метода накладываются конечными размерами телескопа, шириной используемого оптического диапазона и неровностями края Луны. Апертура телескопа усредняет принимаемый световой поток по некоторой части дифракционной картины и тем самым «размазывает» более тонкие детали. Можно показать, что этот эффект, грубо говоря, ограничивает разрешающую способность величиной d/D ра ∂ , где d — диаметр телескопа, а D — расстояние до Луны. Так, например, наивысшая разрешающая способность однометрового телескопа должна быть ограничена примерно 6.10-4 уел. сек. Влияние конечной ширины оптического диапазона аналогично, и полоса шириной примерно 500 Å, центрированная на 5400 Å, ограничивает разрешающую способность примерно 7.10⁻⁴ угл. сек. Кроме этих простых и легко рассчитываемых эффектов существуют и более сложные, вызываемые неровностями края лунного диска. Вычислить можно и эти эффекты на базе простых моделей, однако для выяснения того, слелует ли учитывать налагаемые ими пределы чувствительности, наблюдательных данных еще недостаточно.

Первые наблюдения покрытия звезд Луной были опубликованы Уитфордом еще в 1939 г., однако до сих пор было выполнено мало наблюдений, и интерес к этому методу возродился только в последние несколько лет. Возможно, что в этом возрождении сыграло роль успешное применение метода покрытия Луной в радиоастрономии. Сегодня целый ряд исследователей ведет наблюдения покрытия Луной в оптическом диапазоне, однако опубликованных результатов еще мало. Полученные результаты для трех звезд были приведены выше в сводной таблице.

Еще рано обсуждать сколько-нибудь подробно возможности этого метода; пока что накоплено еще мало практического опыта и не установлены пределы чувствительности, налагаемые неровностями края лунного диска. Возможно, что этот метод окажется пригодным для измерения холодных гигантов и сверхгигантов и, в частности, он может оказаться мощным средством обнаружения двойных звезд.

5. ОБЩЕЕ ОБСУЖДЕНИЕ

На рис. 11 показано, как звезды с измеренными угловыми диаметрами распределяются по спектральным классам и классам светимости. Кроме перечисленных в таблице, здесь приведены еще 14 звезд, которые либо еще не отражены в публикациях, либо вошли в программу исследований на 1971 г. Из рисунка ясно видно, что интерферометр интенсивностей, после завершения на нем программы измерений в 1971 г., даст некоторые, хотя и немногочисленные, результаты для звезд более ранних спектральных классов, чем F0. Для более поздних спектральных классов данные, полученные с помощью интерферометра Майкельсона и покрытий Луной, оказываются очень скудными. За исключением а Малого Пса (F5 IV — V), Солнца (G2V) и YY Близнецов (MIV), нет измерений на главной последовательности звезд спектральных классов F, G, K и M. На графике представлены гиганты классов M и K и сверхгиганты класса M, но результаты для них имеют малую точность. Все остальное — сплошное белое пятно.

Заглядывая в будущее, можно предвидеть, что расширение диапазона чувствительности интерферометра интенсивностей сделает возможным измерение звезд ярче седьмой величины в спектральных классах от О до К5 *). Расширение этого диапазона откроет ряд чрезвычайно интересных возможностей; эти возможности уже частично реализованы в исследованиях, проводимых в Наррабри. В качестве первого примера можно



Рис. 11. Распределение звезд с измеренными угловыми диаметрами по спектральным классам и классам светимости. 1 — интерферометр интенсивностей; 2 — интерферометр Майкельсона; 3 — покрытие Луной.

назвать изучение поверхностного светового потока и эффективной температуры достаточно представительных звезд на диаграмме спектр - светимость в зависимости от их возраста, содержания металлов, вращения и т. д. Для звезд, у которых известен параллакс, эти данные позволяют определять также линейные размеры. В качестве второго примера назовем возможное измерение распределения яркости по диску некоторых наиболее ярких звезд, что позволит провести и прямые измерения ослабления яркости к краю для звезд главной последовательности, гигантов и сверхгигантов. В случае быстровращающихся звезд эти измерения можно было бы распространить и на определение их формы. Третьим примером может быть определение угловых размеров и формы звезд, испускающих эмиссионные линии, как в непрерывном излучении, так и в лучах эмиссионных линий; эта возможность уже реализована в Наррабри, где было проведено измерение размеров протяженной оболочки вокруг звезды типа Вольф --Райе — у² Парусов³. Четвертый пример широкого диапазона возможных наблюдений отдельных звезд — это изучение радиальных пульсаций цефеид и, может быть, определение расстояний до них путем сопоставления данных по угловым размерам с результатами спектроскопических определений скорости движения их фотосфер.

Наконец, существуют заманчивые возможности измерения угловых размеров двойных звезд. В качестве примера можно привести недавние

10 уФН, т. 108, вып. 3

^{*)} Разработка фотоумножителей с высоким квантовым выходом в инфракрасной области может сделать возможным расширение диапазона измерений вплоть до звезд раннего класса М.

наблюдения двойной звезды Спика (« Девы), проведенные в Наррабри⁸. Результатом этой работы явилось определение углового размера большой полуоси, наклонения, позиционного угла орбиты, отношения яркостей компонентов и углового размера главного компонента. Путем комбинирования этих данных с обычными спектральными измерениями скорости удалось определить расстояние до звезды Спика, абсолютные светимости и массы обоих компонентов, а также эффективную температуру главного компонента. Здесь интересно отметить, что это измерение расстояния (84 ± 4 пс) проведено вне зависимости от каких бы то ни было предположений о межзвездном поглощении или абсолютной светимости, а точность измерения оставляет далеко позади достигнутую в классическом методе измерения расстояний по параллаксу. Распространение этого исследования на другие двойные звезды обещает дать ценные сведения о массах, абсолютных светимостях и радиусах горячих звезд, оно открывает новый путь измерения расстояний в Галактике.

Как уже отмечалось выше, в настоящее время нельзя предвидеть возможные усовершенствования звездного интерферометра Майкельсона. Если удастся решить технические проблемы и построить инструмент с базой порядка 50-100 м, то измерения на таком инструменте дадут ценный вклад в наши знания одиночных холодных звезд. Этот прибор можно будет также использовать для решения многих из указанных выше проблем, в том числе для измерений цефеид, уменьшения яркости к краям звезд, анализа двойных звезд и т. д. Далее, если удастся продвинуть исследования в инфракрасную область спектра, где технические проблемы могут оказаться более легко разрешимыми, то можно будет заняться очень интересными астрофизическими задачами, касающимися холодных звезд.

В заключение несколько слов о методе покрытия Луной. Этот метод привлекателен своей простотой, а так как уже имеется телескоп для исследований, метод оказывается еще и сравнительно дешевым. Правда, ему присуши недостатки, свойственные всем затменным методам; изучаемые объекты должны проектироваться на видимую траекторию Луны на небосводе, так что нельзя непрерывно исследовать какой-нибудь один объект или выбирать по желанию время его наблюдения. И все же, вероятно, этот метод окажется ценным для измерений холодных звезд, и, более того, он может оказаться вообще единственным пригодным на практике методом получения соответствующих данных. Наконец, можно полагать, что методом лунных покрытий удастся получить много данных о распространенности, отношениях яркостей и взаимных расстояниях компонентов двойных звезд.

Заканчивая эту краткую статью, отметим, что радиоастрономы уделили много сил достижению высокой разрешающей способности своих радиоинтерферометров и метода лунных покрытий. Так, в недавних наблюдениях ¹⁶ на длине волны 13,1 см была достигнута разрешающая способность 7.10-4 угл. сек при длине базы интерферометра 10 592 км. Подобные усовершенствования сопровождаются большой отдачей. Очевидно, в первую очередь они были стимулированы сравнительно низкой разрешающей способностью радиотелескопов. Тем не менее есть основания полагать, что аналогичное повышение разрешающей способности в оптической и инфракрасной астрономии даст столь же богатые результаты.

цитированная литература

- 1. А. А. Michelson, F. G. Pease, Astrophys. J. 53, 249 (1921). 2. М. Борн, Э. Вольф, Основы оптики, М., «Наука», 1970. 3. F. G. Pease, Ergebn. exakt. Naturwiss. 10, 84 (1931).
- 4. G. P. Kuiper, Astrophys. J. 88, 429 (1938).

- 5. R. Hanbury Brown et al., Mon. Not. Roy. Astron. Soc. 148, 103 (1970).
 6. J. Davis, D. C. Morton, L. R. Allen, R. Hanbury Brown, ibid. 150, 45 (1970).
- R. Hanbury Brown et al., ibid. 137, 393 (1967).
 B. D. Herbison-Evans, R. Hanbury Brown et al., ibid. 151, 161 (1970).

- (1970).
 9. R. E. Nather et al., Astrophys. J. 160, L181 (1970).
 10. D. S. Evans, Mon. Not. Roy. Astron. Soc. Southern Africa 18, 158 (1959).
 11. D. S. Evans, Mon. Not. Roy. Astron. Soc. 115, 468 (1955).
 12. J. H. Taylor, Nature 210, 1105 (1966).
 13. D. Middleton, An Introduction to Statistical Communication Theory, N. Y., McGraw Hill, 1960, p. 141 (пслед.).
 14. R. Hanbury Brown et al., Mon. Not. Roy. Astron. Soc. 146, 399 (1969).
 15. P. A. Scheuer, Austr. J. Phys. 15, 333 (1962).
 16. K. I. Kellerman et al., Astrophys. J. 161, 803 (1970).