

МИНИСТЕРСТВО ОБРАЗОВАНИЯ И НАУКИ РФ  
ФЕДЕРАЛЬНОЕ ГОСУДАРСТВЕННОЕ  
БЮДЖЕТНОЕ ОБРАЗОВАТЕЛЬНОЕ УЧРЕЖДЕНИЕ  
ВЫСШЕГО ОБРАЗОВАНИЯ  
«ВОРОНЕЖСКИЙ ГОСУДАРСТВЕННЫЙ  
УНИВЕРСИТЕТ»

## **АСТРОФИЗИКА ЗВЕЗД**

*Учебное пособие*

Воронеж  
Издательский дом ВГУ  
2018

## СОДЕРЖАНИЕ

ВВЕДЕНИЕ.....	4
1. ТЕОРЕТИЧЕСКАЯ ЧАСТЬ. Астрофизика звезд .....	7
1.1. Основные характеристики звезд и методы их определения.....	7
1.2. Стационарные звезды .....	12
1.2.1. Спектральная классификация .....	12
1.2.2. Диаграмма спектр–светимость .....	17
1.3. Кратные звезды .....	20
1.4. Переменные звезды.....	21
1.4.1. Затменные переменные звезды.....	22
1.4.2. Физические переменные звезды .....	24
1.5. Приборы для астрофизических исследований.....	33
2. ПРАКТИЧЕСКАЯ ЧАСТЬ .....	36
КОНТРОЛЬНЫЕ ВОПРОСЫ .....	43
БИБЛИОГРАФИЧЕСКИЙ СПИСОК .....	44
ПРИЛОЖЕНИЯ.....	46

Звезды – наиболее распространенные объекты известной нам Вселенной. В них сосредоточена большая часть массы космического барионного вещества, наблюдаемой в настоящее время с помощью электромагнитных волн. Остальная часть рассеяна в межзвездном пространстве в виде газа и пыли. По существующим представлениям с эволюцией звезд связано образование тяжелых элементов, возникновение нейтронных звезд и релятивистских объектов, таких как черные дыры. Другими словами, большая часть наблюдаемых явлений в Космосе в нашу эпоху определяется физическими процессами, протекающими в звездах.

Данное учебное пособие описывает методику проведения лабораторных работ при изучении основных характеристик стационарных и переменных звезд.

# 1. ТЕОРЕТИЧЕСКАЯ ЧАСТЬ

## Астрофизика звезд

Звезды отличаются большим разнообразием своих характеристик. В то же время их можно разделить на два больших класса:

- стационарные (нормальные);
- нестационарные (переменные, пульсирующие, взрывающиеся и т.п.).

В первый класс включены звезды, которые в течение большого времени практически не меняют своих характеристик. Во втором классе, наоборот, находятся звезды, которые в течение сравнительно короткого времени меняют эти свойства. Оба этих класса звезд весьма интересны с точки зрения изучения их строения и эволюции.

### 1.1. Основные характеристики звезд и методы их определения

Каждая звезда характеризуется:

- *светимостью*,
- *радиусом*,
- *массой*.

Эти величины определяют ее основные свойства.

**Светимость** звезды  $L$  есть вся энергия, проходящая в единицу времени через замкнутую поверхность, окружающую эту звезду. Другими словами, если расстояние до звезды  $r$ , то

$$L = 4\pi r^2 E, \quad (1)$$

где  $E$  – освещенность, создаваемая звездой на расстоянии  $r$  (т.е. на Земле).

**Освещенность**  $E$  равна отношению потока излучения, исходящего от звезды, к площади поверхности  $S$ , на которую он падает

$$E = \frac{\Phi}{S}. \quad (2)$$

В астрономии вместо этого термина применяется понятие *блеск*. Эта величина измеряется в специальной логарифмической шкале и выражается в особых единицах – *видимых звездных величинах*, которые ввел еще Гип-

парх. Непосредственно глазом видны звезды шести различных звездных величин. Самые яркие звезды относятся к нулевой, а самые слабые – к пятой звездной величине. Звезды нулевой звездной величины (обозначаются как  $0^m$ ) создают в 2,512 раз большую освещенность, чем звезды первой звездной величины ( $1^m$ ), которые в свою очередь дают световые потоки в 2,512 раза большие, чем второй звездной величины, и т.д. Освещенности  $E_1$  и  $E_2$ , создаваемые двумя объектами со звездными величинами  $m_1$  и  $m_2$ , соотносятся по формуле Погсона, как

$$\frac{E_1}{E_2} = 2,512^{-(m_1 - m_2)}, \quad \text{или} \quad \lg \frac{E_1}{E_2} = -0,4 (m_1 - m_2). \quad (3)$$

Нуль-пункт шкалы звездных величин принимается условно и определяется по данным для группы хорошо известных звезд. Если какой-либо небесный объект дает больше света, чем звезды с  $0^m$ , то в согласии с формулой (3) его звездная величина считается отрицательной. Таким образом, освещенности, создаваемые объектами с  $\dots -3^m, -2^m, -1^m, 0^m, +1^m, +2^m, +3^m, +4^m \dots$ , образуют геометрическую прогрессию со знаменателем 2,512. Из формулы (3) видно, что отношение освещенностей, равное 100, соответствует интервалу в 5 звездных величин. Невооруженным глазом видны звезды с  $+5^m$ . Звезды с  $+6^m$  видят люди только с исключительно острым зрением. Вооружившись телескопом с большим диаметром объектива, можно рассмотреть звезды и другие объекты до  $+19^m$ . В современных телескопах для регистрации применяют фотопластинки, ФЭУ и ПЗС-матрицы. Это позволяет исследовать объекты, имеющие  $+28^m$  и даже  $+30^m$ .

Из выражения (3) видно, что понятие «звездная величина» может быть применено как к полному излучению, испускаемому во всем спектре (*болометрическая* звездная величина), так и к какой-либо определенной спектральной области.

При наблюдении глазом (невооруженным или через телескоп) измеряется визуальная звездная величина ( $m_v$ ). По изображению звезды на обычной фотопластинке, полученному без дополнительных светофильтров, измеряется фотографическая звездная величина ( $m_p$ ). Поскольку фотоэмульсия чувствительна к синим лучам и нечувствительна к красным, на фотопластинке более яркими (чем это кажется глазу) получаются голубые звезды. Однако и с по-

мощью фотопластинки, используя ортохроматическую эмульсию и желтый светофильтр, получают так называемую фотовизуальную шкалу звездных величин ( $m_{pv}$ ), которая практически совпадает с визуальной. Сопоставляя яркости источника, измеренные в различных диапазонах спектра, можно узнать его цвет, оценить температуру поверхности (если это звезда) или альбедо (если планета), определить степень межзвездного поглощения света и другие важные характеристики. Поэтому разработаны стандартные фотометрические системы диапазонов, в основном определяемых подбором светофильтров. Наиболее популярна трехцветная система UBV: ультрафиолетовый (Ultraviolet), синий (Blue) и желтый (Visual). При этом желтый диапазон очень близок к фотовизуальному ( $B \approx m_{pv}$ ), а синий – к фотографическому ( $B \approx m_p$ ).

Для сравнения звезд по светимости можно использовать *абсолютную звездную величину* ( $M_{abc}$ ), которая была бы равна ее звездной величине на расстоянии 10 парсек (1 парсек (пк) равен  $30,86 \cdot 10^{12}$  км или 3,26 светового года (св. год), см. приложение № 2). Чтобы рассчитать эту величину, необходимо знать расстояние до звезды

$$M_{abc} = 5 + m - 5 \lg r. \quad (4)$$

**Радиус** звезд определяется интерферометрическим методом с использованием двух телескопов, расположенных на определенном расстоянии друг от друга. Кроме того, это можно сделать при затмении звезды Луной, астероидом или второй компонентой затменной переменной. В этом случае также надо знать расстояние до звезды. Размеры звезд варьируются в очень широких пределах – от  $10^3$  до  $10^{-2}$  радиуса Солнца. Нейтронные звезды имеют диаметр всего в несколько километров.

**Масса (M)** звезды надежно определяется только в системах физических двойных звезд. Определив по данным наблюдений истинную орбиту спутника двойной звезды и сравнивая движение спутника вокруг главной звезды с движением, например Юпитера, вокруг Солнца, для которых массы и большая полуось орбиты известны, можно по третьему обобщенному закону Кеплера вычислить сумму масс компонентов двойной звезды в массах Солнца

$$\frac{T_1^2}{T_2^2} \cdot \frac{M_1 + m_1}{M_2 + m_2} = \frac{a_1^3}{a_2^3}, \quad (5)$$

где  $T_1$  и  $T_2$  – периоды обращения масс  $M_i$  и  $m_i$  друг относительно друга в двойных системах ( $i = 1, 2$ );  $a_i$  – большие полуоси их орбит.

Для нахождения большой полуоси орбиты спутника двойной звезды необходимо знать расстояние до нее. При этом уравнение (5) даст только сумму масс двойной звезды.

Для нахождения масс каждой компоненты нужно дополнительно найти центр масс этой системы, т.е. точку, относительно которой вращаются обе компоненты. В этом случае

$$\frac{M_1}{m_1} = \frac{a_{11}^3}{a_{12}^3}, \quad (6)$$

где  $a_{11}$  и  $a_{12}$  – средние расстояния компонентов двойной звезды от общего центра их масс,  $a_1 = a_{11} + a_{12}$ .

Массы звезд могут быть в десятки раз больше или меньше массы Солнца.

Очевидно, что для определения основных характеристик звезд необходимо знать *расстояние* до них. Существует только один прямой метод определения расстояния до звезд – метод *триангуляции*. При этом в качестве базиса используется диаметр орбиты Земли. Угол между линией, соединяющей Солнце и какую-либо звезду, и направлением на ту же звезду со стороны Земли называется *годовым параллаксом* и обозначается обычно как  $\pi$ . Этот угол очень мал. Поэтому

$$r \approx \frac{1}{\pi}, \quad (7)$$

где годичный параллакс  $\pi$  выражен в секундах, а расстояние  $r$  в парсеках. Например, для ближайшей к Земле звезды Проксима Центавра  $\pi \approx 0'',762$ . Поэтому расстояние до нее равно около 1,31 *пк* или 4,27 *св. года*.

Для большинства звезд из-за их удаленности параллакс измерить невозможно. Но и для ближайших звезд определение этой величины связано со многими трудностями. Это прежде всего видимое смещение положений звезд из-за *астрономической рефракции* света в атмосфере Земли. Лучи света от небесного тела, прежде чем попасть в глаз наблюдателя, проходят сквозь атмосферу Земли и преломляются в ней, а так как плотность атмосферы увеличивается к поверхности Земли, то луч света проходит по кривой линии. В результате направление  $OM_1$ , по которому наблюдатель  $O$  видит светило, оказывается отклоненным в сторону зенита и не совпадающим с направлением  $OM_2$  (параллельным  $BM$ ), по которому он видел бы светило при отсутствии атмосферы (рис. 1). Угол  $M_1OM_2$  называется *углом рефрак-*