

# Задачи астрофизики

## Задачи астрофизики (4<sup>h</sup>).

1. Практическая и теоретическая астрофизика.
2. Астрофотометрия.
3. Звёздные величины.
4. Излучение абсолютно чёрного тела.
5. Физика излучающего газа.
6. Спектральные серии.
7. Задача о переносе излучения.
8. Спектральная классификация звезд.

# Практическая и теоретическая астрофизика

Цель **астрофизики** – изучение физической природы и эволюции космических объектов, включая и всю Вселенную в целом. Таким образом, астрофизика решает наиболее общие задачи астрономии.

Этапы развития **практической астрофизики**:

- изобретение телескопа в начале XVII в.,
- открытие спектрального анализа и изобретение фотографии в XIX в.,
- возникновение фотоэлектрии, радиоастрономии и внеатмосферных космических исследований в XX в.

В середине XX в. астрономия стала **всеволновой**, т. е. получила возможность извлекать информацию практически из любого диапазона спектра электромагнитного излучения.

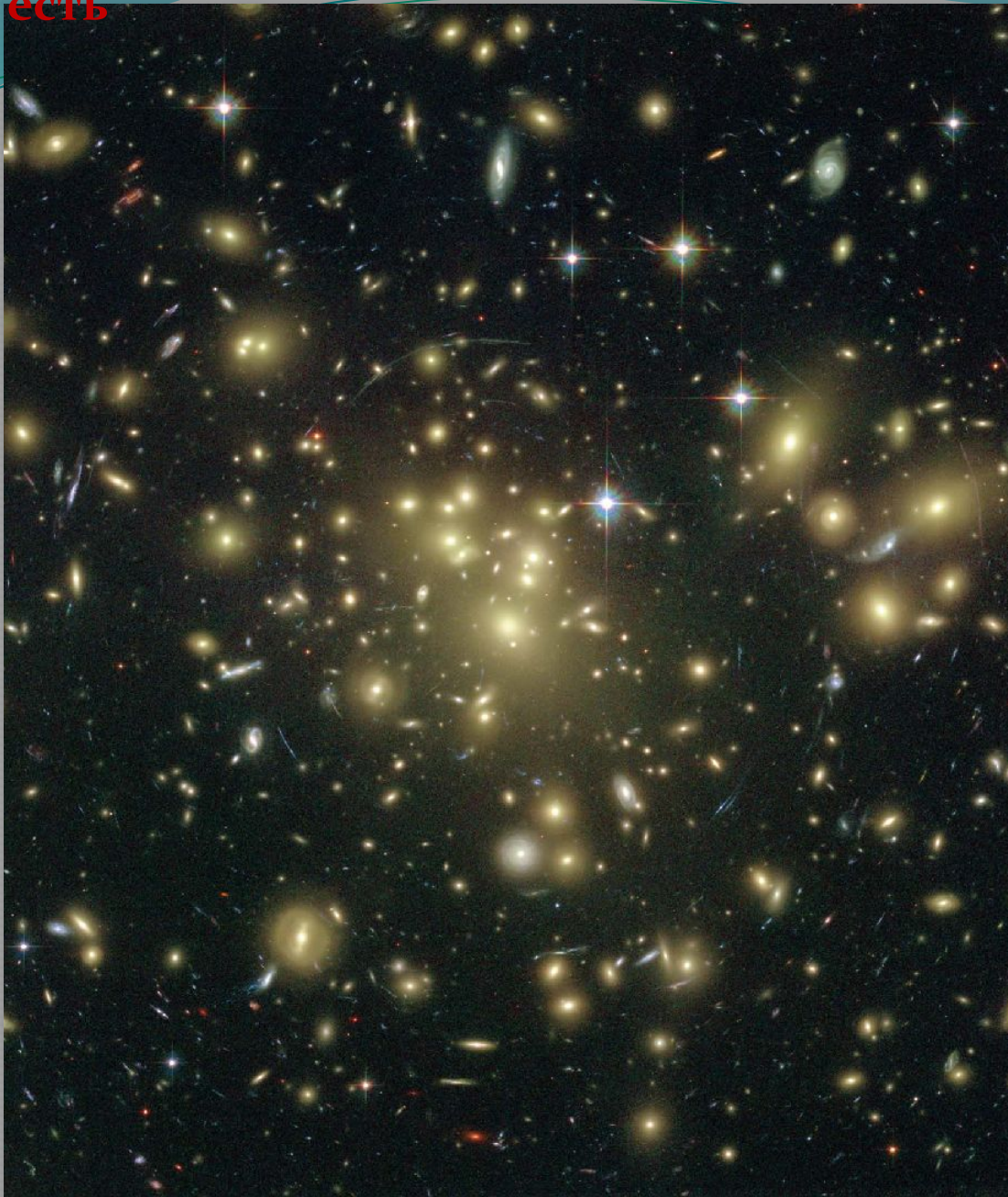
**Теоретическая астрофизика.** Ее цель – интерпретация результатов наблюдений, постановка новых задач исследований, а также обоснование методов практической астрофизики.

Разделение **теоретической астрофизики**, как правило, производится по объектам исследования: физика Солнца, планет, звезд, межзвездной среды, галактик, физика Вселенной (космология) и т.д.

Разделы **практической астрофизики** обычно отражают те или иные применяемые методы: астрофотометрия, астроспектроскопия, астрофотография, колориметрия и т.д.

Разделы астрофизики, основанные на применении принципиально новых методов, составившие эпоху в астрономии и, как правило, включающие соответствующие разделы теоретической астрофизики, получили такие названия, как радиоастрономия, баллонная астрономия, внеатмосферная астрономия (космические исследования), рентгеновская астрономия, гамма-астрономия, нейтринная астрономия.

# Объект изучения – Вселенная и все, что в ней есть



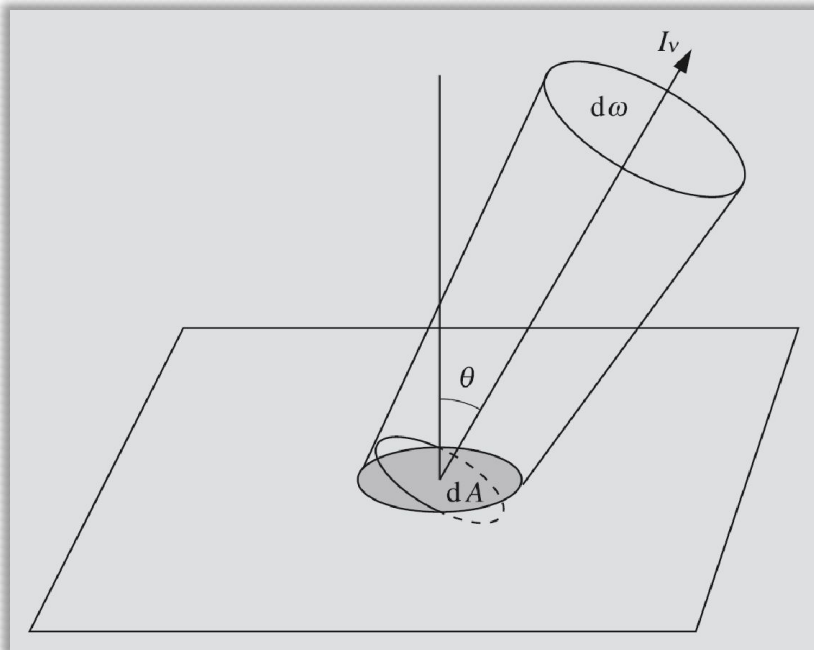
Наблюдения необходимо вести во всем диапазоне масштабов от субатомных, до горизонта событий ( $10 \text{ ГПк} = 3 \cdot 10^{28} \text{ см}$ ) и в максимально широком диапазоне длин волн электромагнитного излучения.

# Астрофотометрия

# Интенсивность излучения

Количество световой энергии, излучаемой телом, является одной из существенных его характеристик. Имеется два основных способа измерения этой величины: либо непосредственное определение количества световой энергии, дошедшей от данного тела до измерительного прибора, либо сравнение излучения исследуемого объекта с излучением какого-нибудь другого, излучательная способность которого известна.

Эти подходы требуют учета особенностей спектров излучения и поглощения тел и спектральный диапазон приемников излучения.



Рассмотрим энергию излучения  $dE_\nu$ , проходящего через площадку  $dA$  в телесном угле  $d\omega$  в направлении  $\theta$  к нормали к площадке, в диапазоне частот от  $\nu$  до  $\nu+dv$  за время  $dt$ .

$$dE_\nu = I_\nu \cos \theta dA dv d\omega dt$$

Коэффициент пропорциональности суть спектральная **интенсивность**

$I_\nu$  [эрг см<sup>-2</sup>с<sup>-1</sup>Гц<sup>-1</sup>страд<sup>-1</sup>].

$I_\nu = \text{const}$  в отсутствие поглощения или излучения в евклидовом пространстве

Полная (болометрическая) интенсивность

$$I = \int_0^\infty I_\nu dv$$

Если  $dA$  – элемент излучающей поверхности, то интенсивность называют **яркостью** ( $B$ ).

# Поток энергии излучения

Мощность световой энергии обычно характеризуют **потоком излучения** (световым потоком), являющимся основным понятием фотометрии. **Потоком излучения называется количество лучистой энергии  $dE$ , проходящей за единицу времени через данную поверхность со всех направлений** (например, входное отверстие телескопа).

$$dE = dA dv dt \int_{4\pi} I_\nu \cos \theta d\omega = F_\nu dA dv dt$$

$$F_\nu = \int_{4\pi} I_\nu \cos \theta d\omega, \quad F = \int_0^\infty F_\nu dv.$$

**Плотность потока энергии излучения**  $F_\nu$  [эрг  $\text{с}^{-1} \text{см}^{-2} \text{Гц}^{-1}$ ]. В радиоастрономии используется специальная единица измерения спектральной плотности потока излучения янский:

$$1 \text{ Jy} = 10^{-26} \text{ Вт м}^{-2} \text{ Гц}^{-1}.$$

Поток энергии  $L$ , излученный объектом в телесном угле  $d\omega$  выражается через плотность потока энергии от объекта на расстоянии  $r$  от него как

$$L = \omega r^2 F \text{ [Вт]}.$$

Поток определенный через всю замкнутую поверхность вокруг источника называют **светимостью источника**:

$$L_\nu = 4\pi r^2 F_\nu; \quad L = 4\pi r^2 \int_0^\infty F_\nu dv \text{ — для изотропного источника,}$$

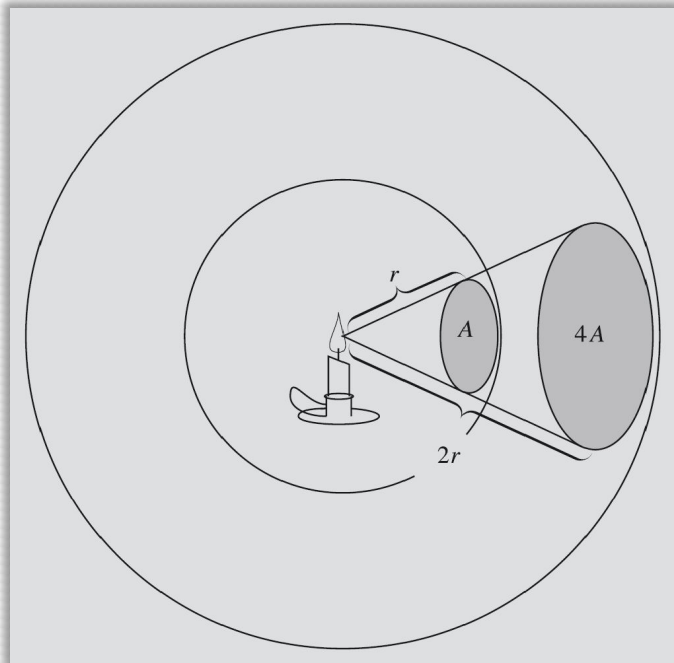
$$f_\nu = \frac{L_\nu}{4\pi r^2} = \frac{R^2}{r^2} F_\nu = \frac{R^2}{r^2} B_\nu \text{ — поток от объекта у наблюдателя}$$



# Освещенность

**Освещенность** (единственная реально измеряемая величина) называется плотность светового потока, т. е. световой поток, приходящийся на единицу площади освещаемой поверхности. Если световой поток  $L$  равномерно освещает площадь  $S$ , то освещенность составляет

$$E = \frac{L}{S}.$$



Если вершину некоторого конуса совместить с точечным источником, то все лучи, испускаемые в пределах этого конуса, будут всегда в нем оставаться, так что через любое сечение этого конуса пройдет один и тот же поток излучения. Рассматривая сечения, перпендикулярные оси конуса, можно показать, что из постоянства потока следует **закон обратной пропорциональности освещенности квадрату расстояния**.

Если яркость излучающего тела всюду одинакова или можно принять среднее ее значение, то получаем важное соотношение: **светящееся тело создает в месте наблюдения на нормальной площадке освещенность, равную его средней яркости, умноженной на телесный угол, под которым оно видно на небе**.

$$E = B\Omega$$

Полученное выражение можно принять за определение понятия яркости. Оно составляет основу астрофотометрии, так как позволяет определять излучательные свойства небесных объектов и в конечном счете их температуру на основании наблюдаемых величин: потока их излучения и телесного угла, под которым они видны.

- Плотность энергии излучения  $\rho_\nu$  [эрг см<sup>-3</sup> Гц<sup>-1</sup>]

$$\rho_\nu = \frac{1}{c} \int_0^{4\pi} I_\nu d\omega = \frac{4\pi}{c} J_\nu, \quad dt = \frac{ds}{c}$$

- Эффективная температура  $T_{\text{eff}}$

$$L = 4\pi R^2 \sigma_B T_{\text{eff}}^4 \text{ — если звезда излучает как АЧТ}$$

# Звёздные величины

# Глаз, как относительный приемник излучения

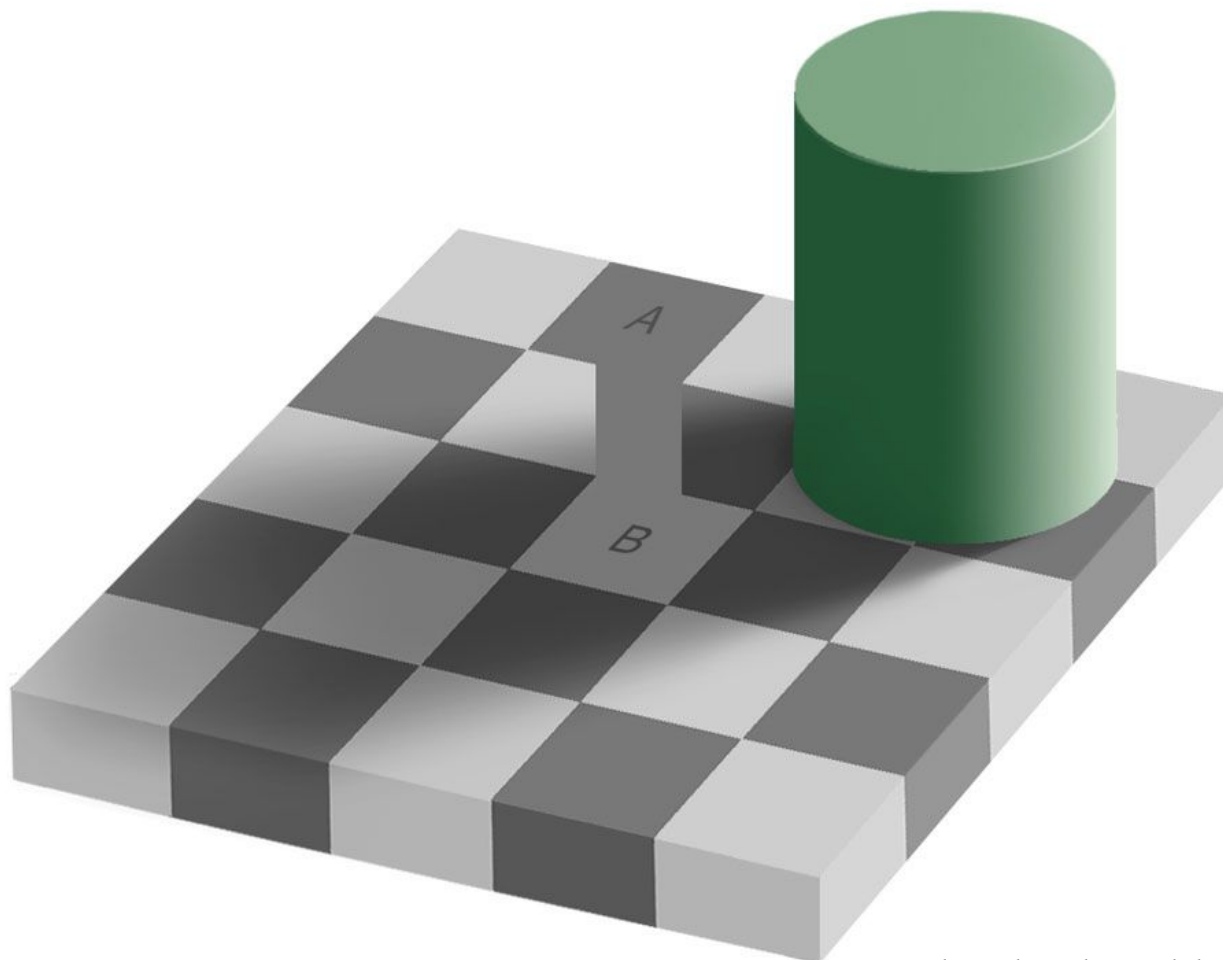


Image Credit: Edward H. Adelson

Неинструментальные наблюдения могут вносить большую субъективную погрешность. Аналогичная ошибка возникает, например, при наблюдении полной Луны вблизи горизонта.

В большинстве случаев **не удается непосредственно измерить угловые размеры звезд**. Поэтому создаваемая ими **освещенность – единственная фотометрическая информация** о них.

В качестве глазомерной оценки световой энергии, приходящей от звезд, Гиппарх еще во II в. до н .э. ввел специальную **звездную шкалу величин**. Самые яркие звезды он отнес к **первой** величине, а едва различимые невооруженным глазом – к **шестой** величине (по латыни *magnitudo* – величина; поэтому звездные величины обозначают индексом  $m$ , который ставят вверху после числового значения, как, например, градус Цельсия:  $5^m$  ).

Звездная величина – безразмерная физическая величина, характеризующая освещенность, создаваемую небесным объектом вблизи наблюдателя. Субъективно ее значение воспринимается как блеск (у точечных источников) или яркость (у протяженных). При этом блеск одного источника указывают путем его сравнения с блеском другого, принятого за эталон. **Видимая звездная величина** ( $m$ ; часто ее называют просто «звездная величина») указывает поток излучения вблизи наблюдателя, т. е. наблюдаемую яркость небесного источника, которая зависит не только от реальной мощности излучения объекта, но и от расстояния до него.

**Психофизический закон Вебера–Фехнера:** если раздражение возрастает в геометрической прогрессии, ощущение возрастает в арифметической прогрессии.

Поэтому в шкале, введенной Гиппархом, освещенности от звезд 1-, 2-, 3-, ... , 6-й величин получились в убывающей геометрической прогрессии. Тогда освещенность  $E_m$  от звезды, у которой звездная величина  $m$ , выразится через освещенность от звезды первой величины  $E_1$  при помощи формулы общего члена геометрической прогрессии

$$E_m = E_1 q^{m-1},$$

где  $q$  – знаменатель прогрессии, требующий определения.

Измерения, сделанные в середине XIX в., показали, что разности в 5 звездных величин в шкале Гиппарха соответствует отношение освещенностей почти 1 : 100.

В 1857 г. английский астроном Н. Погсон предложил для шкалы звездных величин принять значение

$$q = \frac{1}{\sqrt[5]{100}} = 10^{-0.4} \approx \frac{1}{2.512}.$$

Число 2.512 – приближенное значение антилогарифма 0,4. Оно показывает, во сколько раз освещенность от объекта со звездной величиной  $m$  больше, чем от объекта со звездной величиной  $m + 1$ . Из этих формул получаем, что освещенности, создаваемые двумя объектами со звездными величинами  $m_1$  и  $m_2$ , связаны **формулой Погсона**, являющейся определением шкалы звездных величин: звездной величиной называется отсчитываемый от некоторого нуль-пункта десятичный логарифм освещенности, создаваемой данным объектом в месте наблюдения, умноженный на коэффициент -2.5

$$m_2 - m_1 = -2.5 \lg \left( \frac{E_2}{E_1} \right) \quad \text{Закон Погсона (E – освещенность) – соответствует шкале зв. величин Гиппарха: звезды 5-й величины в 100 раз слабее, чем звезды 0-й величины}$$

$$m_v = -2.5 \lg \left[ \frac{f_v}{f_v(\alpha Lyr)} \right] \quad \text{видимая звездная величина (в системе величин Веги (m=0))}$$

$$m_{AB} = -2.5 \lg \left[ \frac{f_v}{3.6308 \times 10^{-23} \text{ Вт Гц}^{-1} \text{ м}^{-2}} \right] \quad \text{видимая величина в АВ-системе (} m_{\text{Вега}} = m_{\text{Вега АВ}} \text{ на } \lambda = 550 \text{ нм)}$$

Звезда  $o^m$  создает на границе земной атмосферы освещенность,

$$E_o = 2,48 \cdot 10^{-12} \text{ Вт/м}^2 = 2,48 \cdot 10^{-8} \text{ эрг/(см}^2 \cdot \text{с)},$$

а для видимой области спектра можно принять спектральную плотность потока излучения

( $\lambda = 550 \text{ нм}$ )

$$E_{o,550} = 3,75 \cdot 10^{-12} \text{ Вт/(м}^2 \cdot \text{А)} = 3,75 \cdot 10^{-8} \text{ эрг/(см}^2 \cdot \text{с} \cdot \text{А)},$$

или

$$o^m = 10^3 \text{ квантов/см}^2/\text{с}/\text{А} ; F_V(o^m) \approx 10^6 \text{ квантов/см}^2/\text{с} \text{ в видимом диапазоне}$$

Звездная величина, полученная на основании определения полной энергии, излучаемой во всем спектре, называется **болометрической**. В отличие от нее, результаты визуальных, фотографических и фотоэлектрических измерений потока излучения позволяют установить соответственно системы визуальных, фотографических, фотоэлектрических и т. д. звездных величин.

$$m(\lambda_1) - m(\lambda_2) = -2.5 \lg(F(\lambda_1)/F(\lambda_2)) + C$$

оценка «цвета»

звезды



Credit & Copyright: Babak Tafreshi (TWAN)



$$m - M = -2.5 \lg \left[ \frac{f(r)}{f(10 \text{ пк})} \right] =$$

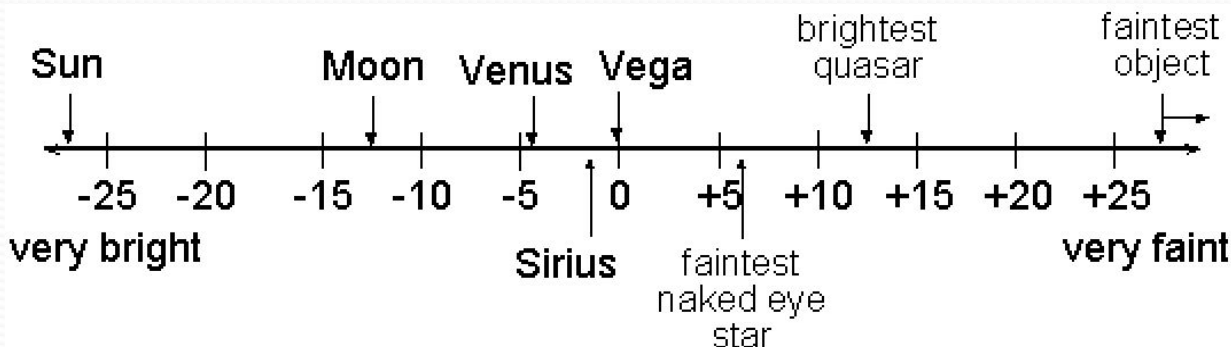
$$= \left[ f \propto r^{-2} \right] = 5 \lg [r(\text{пк})] - 5 + A(r)$$

$$M = m - 5 \lg \left[ \frac{r}{10 \text{ пк}} \right]$$

$$M - M_{Sun} = -2.5 \lg (L/L_{Sun})$$

$$L/L_{Sun} = 10^{-0.4(M - M_{Sun})}; \quad M_{V, Sun} = 4.83$$

**абсолютная звездная величина**  
 1 пк =  $3.0856 \times 10^{18}$  см



| Объект   | m                                      |
|--|--|
| Солнце   | -26,7 (в 400 000 раз ярче полной Луны) |
| Луна в полнолуние  | -12,74                                 |
| Вспышка Иридиума (максимум)                                  | -9,5                                   |
| Сверхновая 1054 года (максимум)                              | -6,0                                   |
| Венера (максимум)  | -4,67                                  |
| Международная космическая станция (максимум)                 | -4                                     |
| Земля (при наблюдении с Солнца)                              | -3,84                                  |
| Юпитер (максимум)  | -2,94                                  |
| Марс (максимум)  | -2,91                                  |
| Меркурий (максимум)  | -2,45                                  |
| Сатурн (максимум)  | +0,7                                   |
| Звёзды Большого Ковша  | +2                                     |
| Галактика Андромеды  | +3,44                                  |
| Спутники Юпитера   | +5-6                                   |
| Уран   | +5.5                                   |
| Самые слабые звёзды, наблюдаемые невооружённым глазом        | От +6 до +7.72                         |
| Нептун   | +7.8                                   |
| Проксима Центавра  | +11,1                                  |
| Самый яркий квазар   | +12,6                                  |
| Самый слабый объект, заснятый в 8-метровый наземный телескоп | +27                                    |
| Самый слабый объект, заснятый в космический телескоп Хаббл   | +31.5                                  |

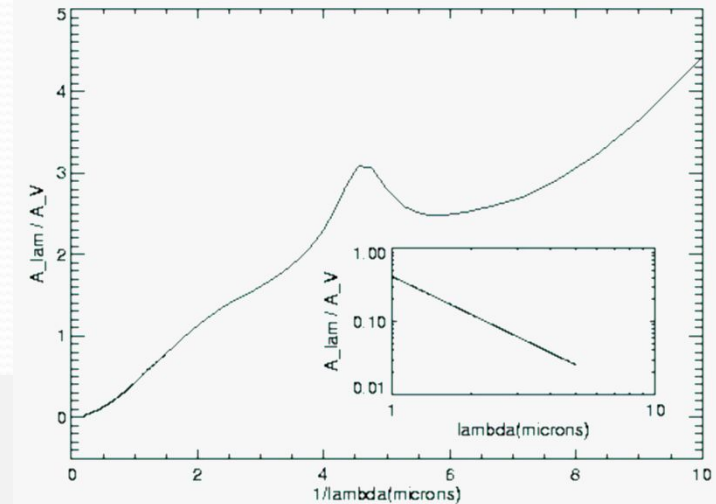
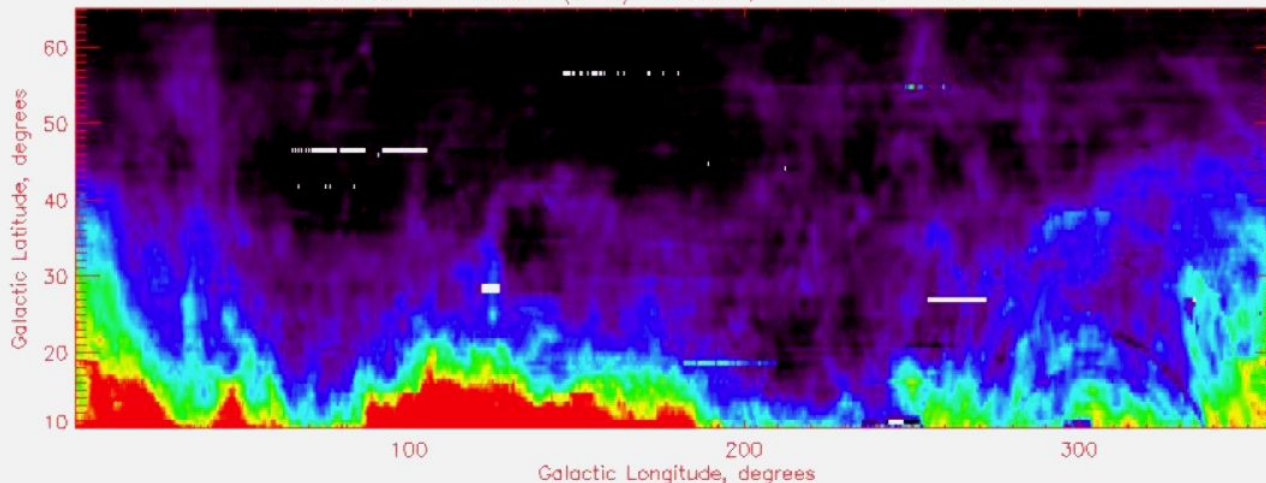
Диапазон видимых величин астрономических объектов

# Учет поглощения и рассеяния света

$$m_{\lambda}^{corr} = m_{\lambda}^{obs} - \epsilon_{\lambda}^z / \cos(z) \quad \text{учет поглощения в атмосфере Земли (0.1 < } \epsilon < 0.3)$$

Поглощение пылью и газом в межзвездной среде:

Absorption by gas and dust in the Milky Way



# Излучение абсолютно черного тела

**Тепловое излучение.** Всякое, даже слабо нагретое тело излучает электромагнитные волны (тепловое излучение). При низких температурах, не превышающих 1000 К, существует главным образом инфракрасное излучение и радиоволны. По мере дальнейшего нагревания спектр теплового излучения меняется; во-первых, увеличивается общее количество излучаемой энергии, во-вторых, появляется излучение все более и более коротких длин волн – видимое (от красного до фиолетового), ультрафиолетовое, рентгеновское и т.д.

**Излучение абсолютно черного тела.** Особую роль играет один частный случай, для которого законы теплового излучения имеют наиболее простой вид.

Если излучающее тело полностью изолировать от окружающей среды идеально теплонепроницаемыми стенками, то после того, как всюду в его пределах температура станет одинаковой, оно придет в состояние теплового равновесия (термодинамического равновесия). В этом случае его излучение определяется только температурой и называется равновесным. Фактически подобные условия нигде не осуществляются, так как нет идеальных теплоизоляторов. Однако часто встречаются условия, близкие к термодинамическому равновесию, например, когда излучающее тело (скажем, внутренние слои звезды) окружено сильно непрозрачным слоем газа – атмосферой. Тело, находящееся в условиях термодинамического равновесия, называется **абсолютно черным**: поскольку оно не может терять своей тепловой энергии, оно полностью поглощает всякое излучение

$$E = h\nu; \quad p = \frac{h\nu}{c}; \quad dp = \frac{h}{c} d\nu$$

интенсивность  $B_\nu$  – энергия, проходящая через единичную поверхность в единицу времени в единичном телесном угле

$$B_\nu = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{\exp(h\nu/kT) - 1}$$

функция Планка

$$B(T) = \int_0^\infty B_\nu(T) d\nu = \sigma_B T^4$$

закон Стефана-Больцмана

$$\frac{h\nu}{kT} \ll 1 \Rightarrow \exp\left(\frac{h\nu}{kT}\right) \approx 1 + \frac{h\nu}{kT}$$

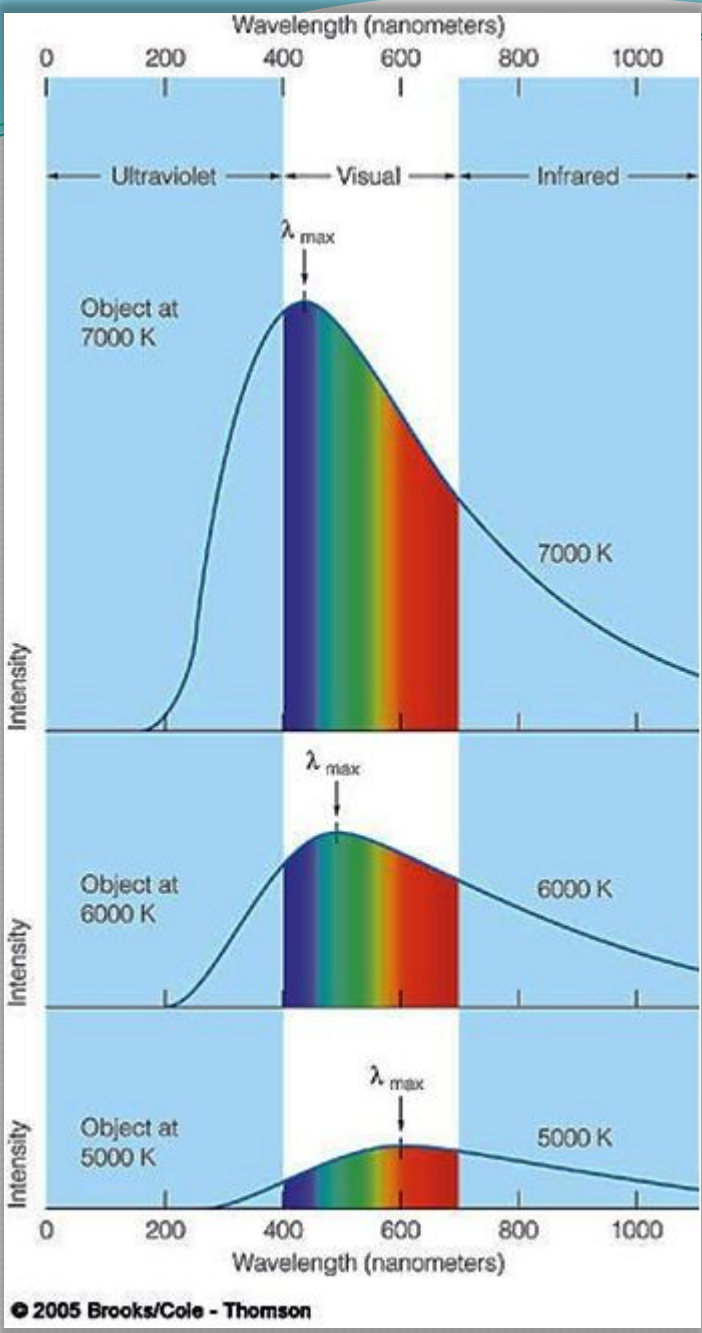
$$\Rightarrow B_\nu(T) = \frac{2\nu^2}{c^2} kT$$

приближение Рэля-Джинса

$$\frac{h\nu}{kT} \gg 1 \Rightarrow \exp\left(\frac{h\nu}{kT}\right) \gg 1$$

$$\Rightarrow B_\nu(T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \exp\left(-\frac{h\nu}{kT}\right)$$

приближение Вина



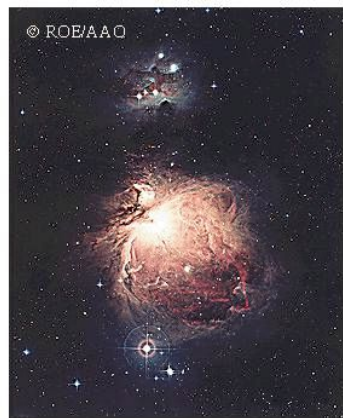
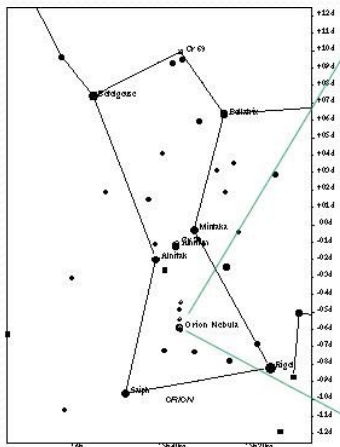
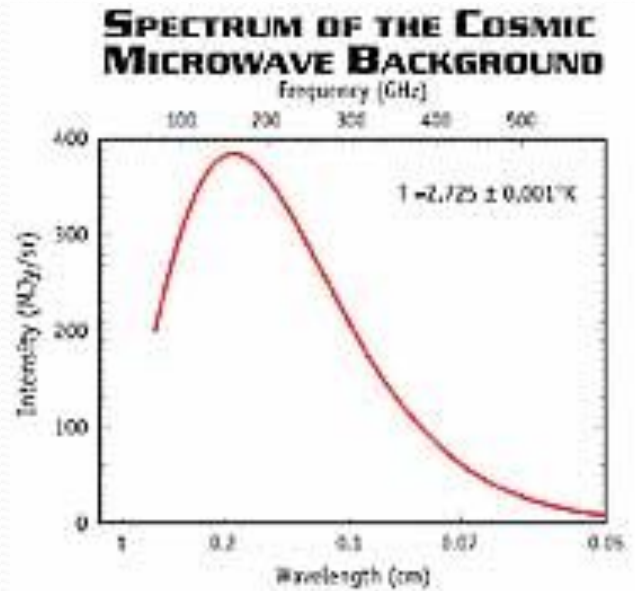
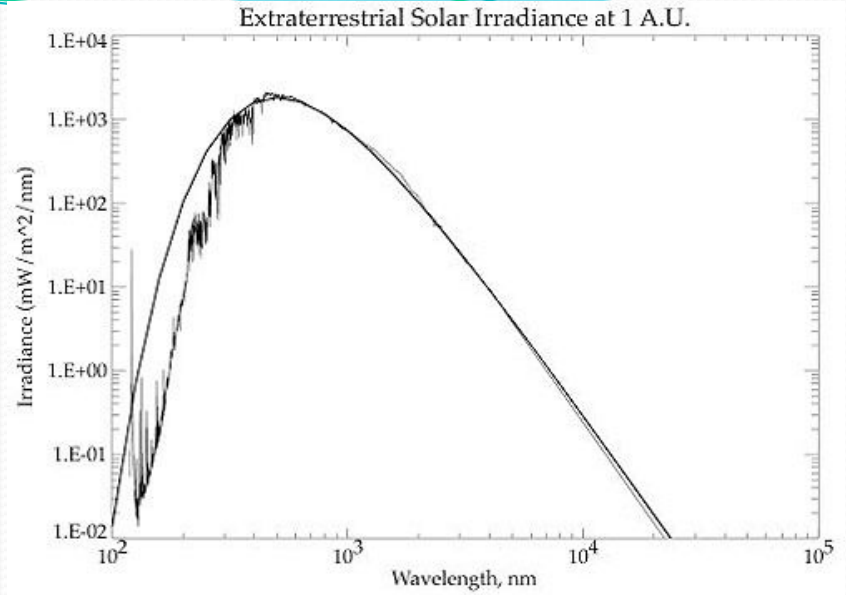
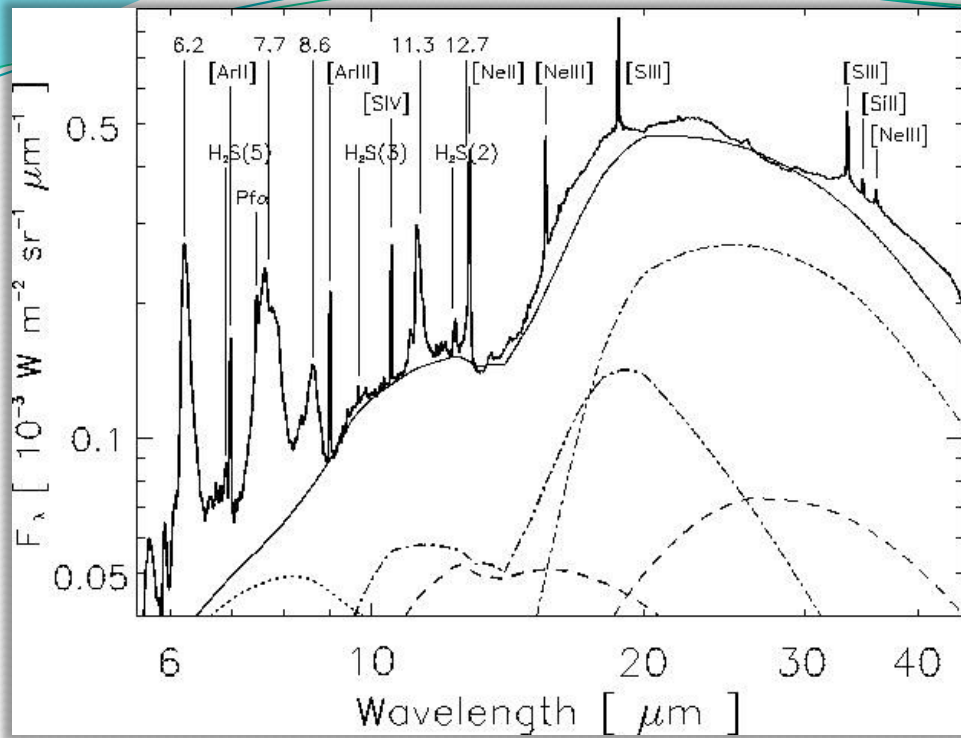
$$\lambda_{max} = \frac{0.00290}{T},$$

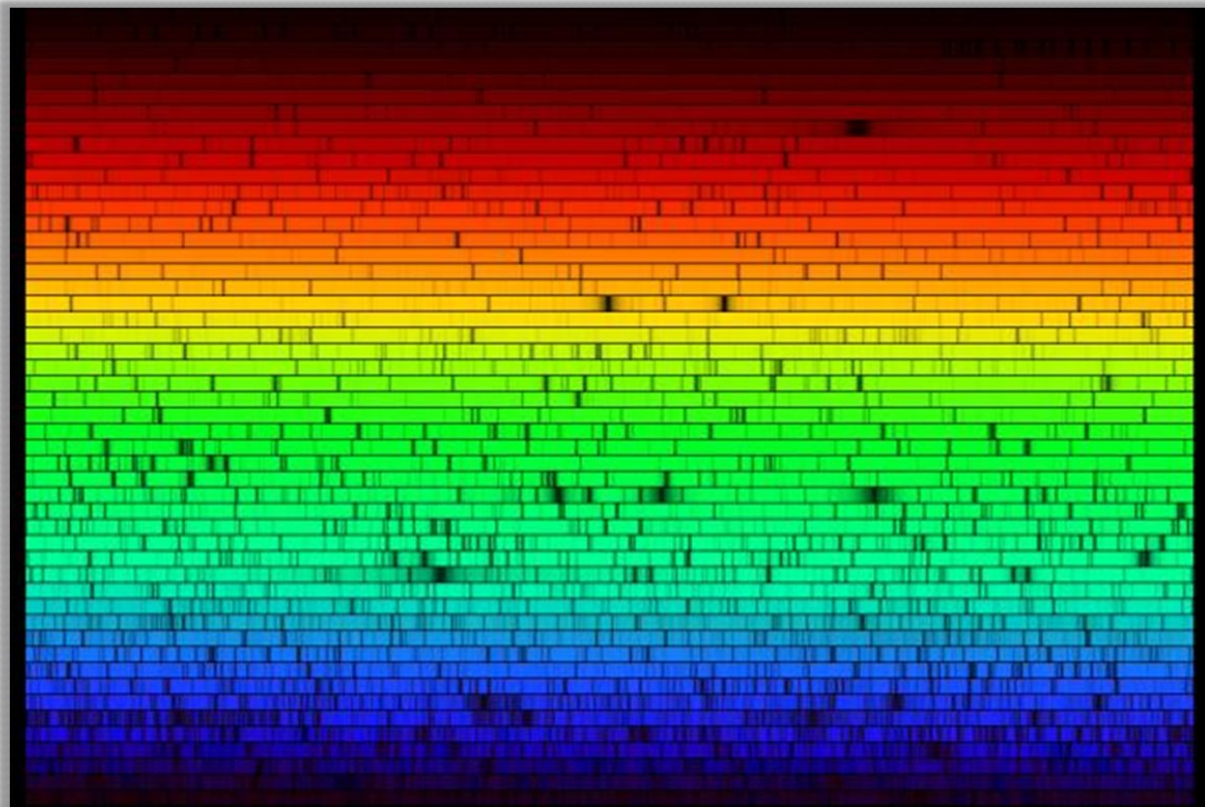
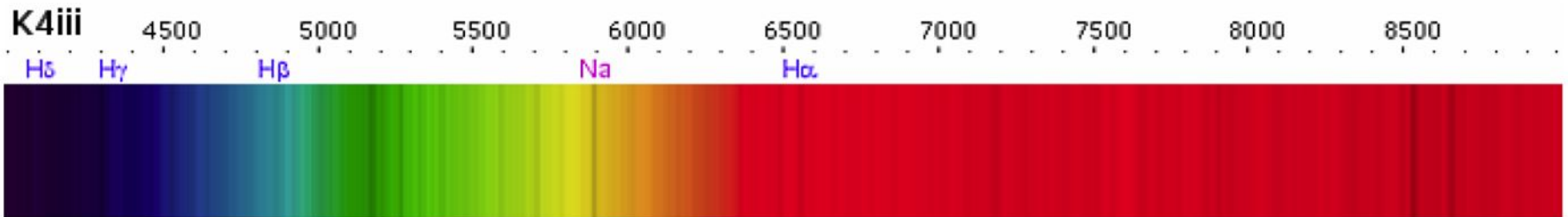
если ее выразить в метрах. Это **закон смещения максимума излучения Вина**: с увеличением температуры максимум излучения абсолютно черного тела смещается в коротковолновую область спектра.

# Физика излучающего газа

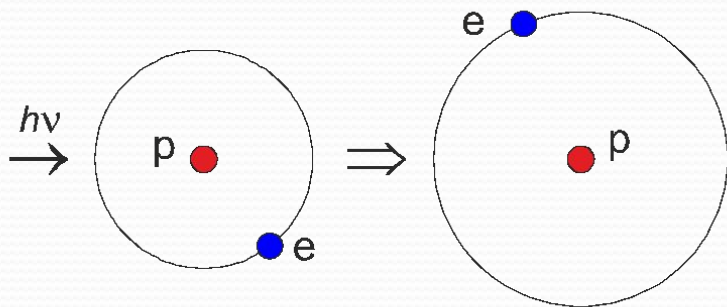
Разреженные газы (например, часто встречающиеся в Галактике диффузные туманности) дают **линейчатые спектры**, в которых излучение сосредоточено в узких участках – ярких (**эмиссионных**) спектральных линиях, характеризующихся определенными значениями длин волн. Расположение и число спектральных линий в различных участках спектра зависит от химического состава излучающего газа, а также от его температуры и плотности. В то же время, для атмосфер звезд характерен случай образования линейчатого спектра **поглощения** на фоне яркого непрерывного спектра звездной фотосферы.



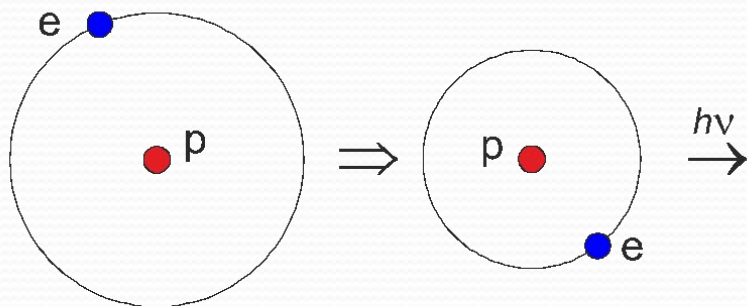




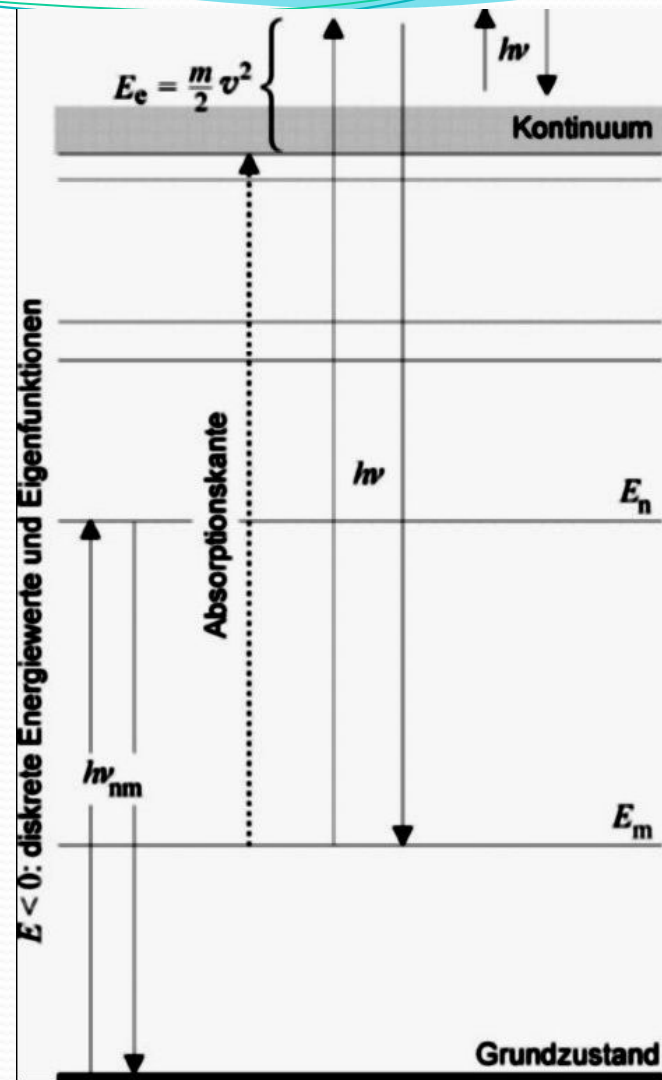
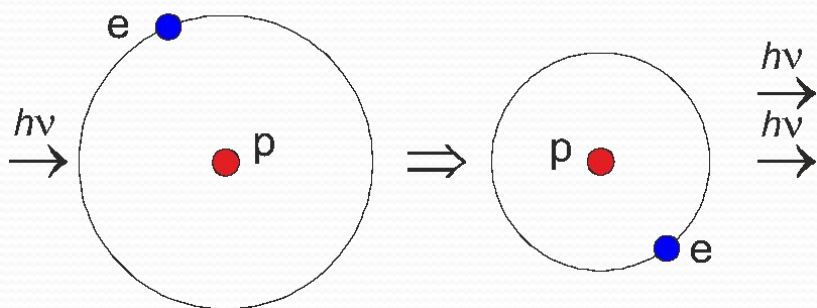
## Поглощение



## Спонтанное излучение



## Индукцированное излучение





Взаимодействия между фотонами и электронами (в т. ч. связанными в атомах и молекулах) ведут к

- поглощению ( $dn = n_l B_{lu} \rho_{lu} dt$ )
- спонтанному излучению ( $dn = n_u A_{ul} dt$ )
- вынужденному излучению ( $dn = n_u B_{ul} \rho_{lu} dt$ )

$$A_{ul} = \frac{3h\nu^3}{c^2} \frac{g_l}{g_u} B_{lu}$$

$$g_u B_{ul} = g_l B_{lu}$$

Возможные типы переходов:

- связано-связанные (спектральные линии)
- свободно-связанные (ионизационный/рекомбинационный континуум)
- свободно-свободные (тормозное излучение в поле ионов)

$$d^2W_{ul}^{sp} = A_{ul} \varphi(\nu) d\nu \frac{d\omega}{4\pi}$$

$$d^2W_{ul}^{stim} = B_{ul} I_\nu \varphi(\nu) d\nu \frac{d\omega}{4\pi}$$

$$d^2W_{lu}^{abs} = B_{lu} I_\nu \varphi(\nu) d\nu \frac{d\omega}{4\pi}$$

$$\int_0^\infty \varphi(\nu) d\nu = 1$$

$\varphi(\nu)$  – функция профиля линии

полные вероятности переходов

## Уширение и профиль

1) Естественная ширина:  $\Delta E \cdot \tau \geq h$ ;  $\tau_{natural} = A_{ul}^{-1}$

$$\varphi(\nu) = \frac{2}{\pi} \frac{A_{ul}/2}{(\nu - \nu_0)^2 + (A_{ul}/2)^2} \text{ лоренцев профиль}$$

2) Гауссов профиль (тепловое уширение)

$$\varphi(\nu) = \pi^{-1/2} \frac{1}{\Delta \nu_{therm}} \exp\left[-\left(\frac{\nu - \nu_0}{\Delta \nu_{therm}}\right)^2\right]; \quad \frac{\Delta \nu_{therm}}{\nu} = \sqrt{\frac{2kT}{m_{atom}c^2}}$$

3) Эффекты «давления»

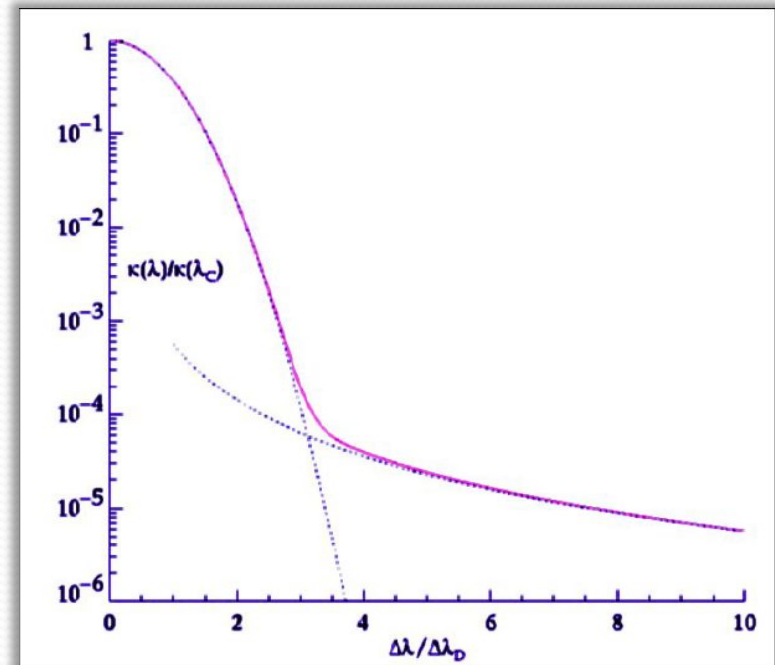
$$\varphi(\nu) = 2\pi^{-1} \frac{\gamma/2}{(\nu - \nu_0)^2 + (\gamma/2)^2}; \quad \gamma = \tau_{natural}^{-1} + \tau_{press}^{-1}, \quad \tau_{press}^{-1} \propto n^{-1}$$

4) Фойгтовский (Voigt) профиль

$$\varphi(\nu) = \frac{1}{\sqrt{\pi} \Delta \nu_D} \frac{\alpha}{\pi} \int_{-\infty}^{+\infty} \frac{\exp(-y^2)}{\alpha^2 + (x - y)^2} dy$$

$$\alpha = \frac{1}{4\pi} \frac{\gamma}{\Delta \nu_D}$$

$$x = \frac{\nu - \nu_0}{\Delta \nu_D}$$



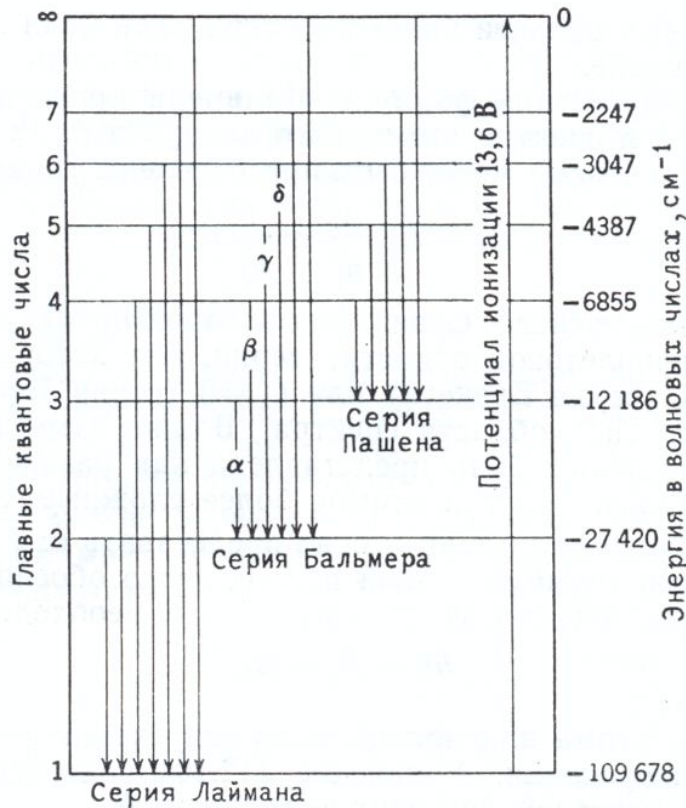
# Спектральные серии

Расположение спектральных линий, характерных для атома данного химического элемента, определяется зарядом его ядра и числом внешних, валентных электронов.

Поэтому спектры элементов, входящих в группы периодической системы Менделеева, равно как и спектры ионов с одинаковым числом валентных электронов, сходны между собой. Так, например, сходными оказываются спектры водорода и ионизованного гелия, натрия и ионизованного кальция, нейтральных кальция и магния и т.д.

# Линии водорода

В спектрах большинства астрономических объектов, в частности, почти у всех звезд, наблюдаются интенсивные линии водорода, **как правило в поглощении**.



- $\lambda^{-1} = R_H(1 - n^{-2})$ ,  $n = 2, 3, \dots$  — Лаймановская серия;
- $\lambda^{-1} = R_H(2^{-2} - n^{-2})$ ,  $n = 3, 4, \dots$  — Бальмеровская серия;
- $\lambda^{-1} = R_H(3^{-2} - n^{-2})$ ,  $n = 4, 5, \dots$  — Пашеновская серия;
- $\lambda^{-1} = R_H(4^{-2} - n^{-2})$ ,  $n = 5, 6, \dots$  — Брэкетовская серия;
- $\lambda^{-1} = R_H(5^{-2} - n^{-2})$ ,  $n = 5, 7, \dots$  — Пфундовская серия.

Длины волн астрофизически важных линий атомарного водорода указаны в табл. 4.2.

Таблица 4.2: Длины волн некоторых линий атома водорода

| Название        | $\lambda$               | Примечание                  |
|-----------------|-------------------------|-----------------------------|
| $Ly\alpha$      | 1 215.68 Å <sup>a</sup> | внеатмосферный ультрафиолет |
| $H\alpha$       | 6 562.73 Å <sup>b</sup> | красная линия               |
| $H\beta$        | 4 861.33 Å <sup>b</sup> | синяя линия                 |
| $H\gamma$       | 4 340.47 Å <sup>b</sup> | синяя линия                 |
| $H\delta$       | 4 101.47 Å <sup>b</sup> | фиолетовая линия            |
| $P\alpha\alpha$ | 1.875 мкм <sup>b</sup>  | слабый переход              |
| $Br\alpha$      | 4.051 мкм <sup>b</sup>  | наблюдение затруднено       |
| $Br\gamma$      | 2.166 мкм <sup>b</sup>  | инфракрасная K-полоса       |

<sup>a</sup>в вакууме

<sup>b</sup>в воздухе



В видимой области спектра расположены линии серии **Бальмера**, возникающие при переходах между вторым и всеми вышележащими энергетическими уровнями: красная линия, обозначаемая  $H\alpha$  ( $\lambda = 6563 \text{ \AA}$ ), голубая  $H\beta$  ( $\lambda = 4861 \text{ \AA}$ ) и две фиолетовые  $H\gamma$  ( $\lambda = 4340 \text{ \AA}$ ) и  $H\delta$  ( $\lambda = 4102 \text{ \AA}$ ).

Остальные линии этой серии вместе с бальмеровским континуумом, начинающимся около  $\lambda = 3646 \text{ \AA}$  и возникающим при рекомбинации электронов на второй уровень, расположены в ультрафиолетовой части спектра.

У всех элементов наиболее интенсивными, как правило, являются линии главной серии, возникающие в результате переходов на самый глубокий, основной уровень атома. Это связано с постоянным стремлением электрона в атоме к состоянию с наименьшей потенциальной энергией.

У водорода главная серия, называемая серией **Лаймана** ( $L\alpha, L\beta, \dots$ ), лежит в далеком ультрафиолете (длины волн 1216, 1026, 972  $\text{\AA}$  и т. д.). Первая линия главной серии называется резонансной. С длины волны 912  $\text{\AA}$  начинается лаймановский континуум. Переходы со всех вышележащих уровней на третий и четвертый дают соответственно серии **Пашена** и **Брэкетта**, расположенные в инфракрасной части спектра.

Спектральные линии, которые возникают в результате очень редких переходов атома из одного состояния в другое, называются запрещенными: во время этих переходов «нарушаются» устанавливаемые в квантовой механике правила. Линия 21 см – пример сильно запрещенной линии.

$$\sigma_c \approx 10^{-15} \text{ см}^{-2}; \quad l_c \approx (n_H \sigma_c)^{-1} = \frac{10^{15}}{n_H} \text{ см}; \quad \frac{3}{2} m_H v^2 = k_B T$$

$$\tau_c^{-1} = \frac{v}{l_c} = \left( \frac{2k_B T}{3m_H} \right)^{1/2} n_H \sigma_c = 7 \cdot 10^{-12} n_H T^{1/2} [\text{с}^{-1}] \quad \text{– частота столкновений}$$

При  $n_H \approx 1 \text{ см}^{-3}$ ,  $T \approx 100 \text{ К}$ ,  $\tau_c \approx 500 \text{ лет}$ . Энергия столкновений  $\leq 10^{-2} \text{ эВ}$ ,  $\rightarrow$  большинство частиц в самом нижнем энергетическом состоянии, либо на метастабильных уровнях сверхтонкой структуры (если есть).

HI:  $p \uparrow e^- \uparrow \rightarrow p \uparrow e^- \downarrow + \gamma (6 \cdot 10^{-6} \text{ эВ})$  переход ( $S = 1 \rightarrow 0$ ) с  $\lambda = 21$   
см

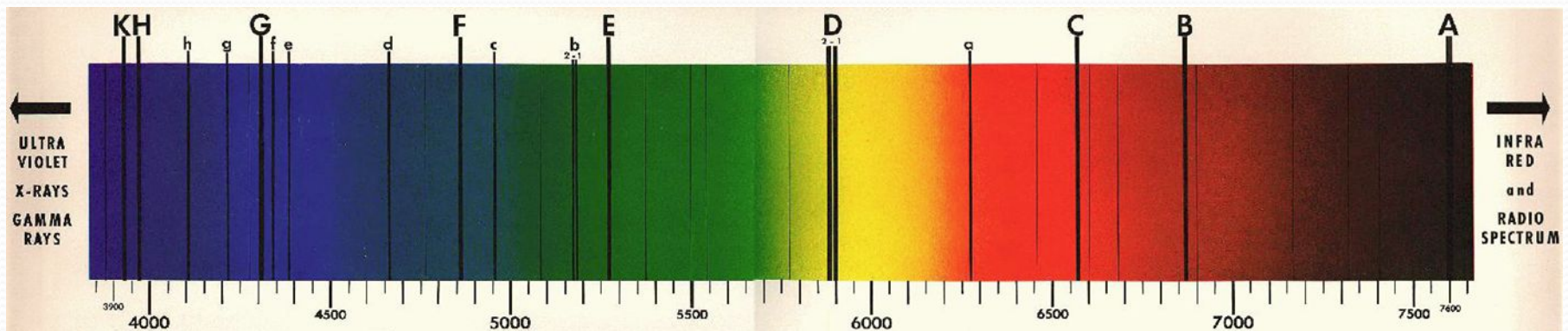
A-коэффициент равен  $2.869 \cdot 10^{-15} \text{ с}^{-1}$ , время жизни **11 млн лет!**

Естественная ширина линии очень мала, доплеровское уширение дает FWHM =  $2.02 T^{1/2}$  кГц.  
Доплеровский сдвиг частоты при движении облаков:  $4.74 V$  кГц,  $[V] = \text{км/с}$ .

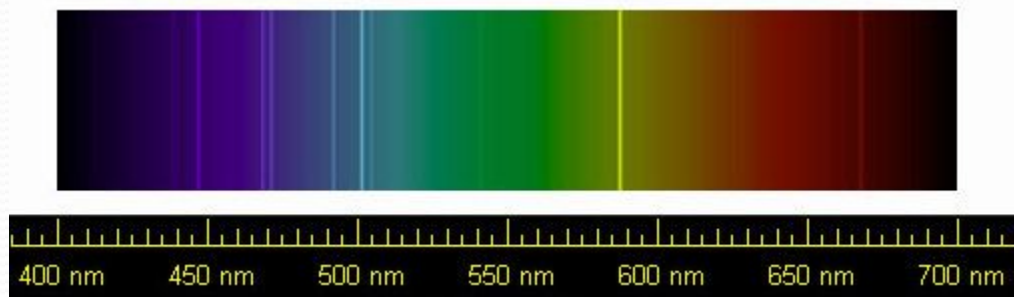
# Линии гелия и тяжелых элементов

В спектрах некоторых тел, особенно горячих звезд, наблюдаются линии гелия. Спектр ионизованного гелия очень похож на водородный и наблюдается у самых горячих звезд. Линии нейтрального гелия встречаются чаще. Еще до того, как гелий был обнаружен на Земле, наиболее интенсивная из его спектральных линий в видимой части спектра (желтая линия с  $\lambda = 5876 \text{ \AA}$ ) была замечена в спектре Солнца, что и послужило поводом к названию этого элемента (гелиос, по-гречески, Солнце).

Рядом с этой линией гелия, обозначаемой  $D_3$ , находятся две интенсивные линии  $D_1$  и  $D_2$  с длинами волн  $5896$  и  $5890 \text{ \AA}$ , часто наблюдаемые в спектрах звезд и межзвездной среды. Это резонансные линии натрия. Еще более интенсивными часто бывают резонансные линии ионизованного кальция, расположенные у фиолетовой границы видимого спектра. Они обозначаются H ( $\lambda = 3968 \text{ \AA}$ ) и K ( $\lambda = 3934 \text{ \AA}$ ). В спектрах небесных тел встречается также множество линий других атомов и некоторых простейших молекулярных соединений.



абсорбционный спектр Солнца. H (C; F; f; h), Na (D-1,2), He (D-3)Mg (b-1,2), Ca (G; g; H; K), Fe (E; c; d; e; G), O<sub>2</sub> (telluric: A-, B-band; a-band)



Спектральные линии гелия

# Задача о переносе излучения

# Коэффициент

## поглощения

прохождение излучения через среду с поглощением

Если через слой среды с толщиной  $ds$  проходит излучение с начальной интенсивностью  $I$ , то среда поглощает долю исходной интенсивности пропорционально толщине слоя. Коэффициент пропорциональности  $\kappa$  – **линейный коэффициент поглощения**.

$$dI_\nu = -\kappa_\nu I_\nu ds$$

$$\kappa_\nu = n_l \frac{h\nu}{4\pi} B_{lu} \varphi(\nu) = n_l \sigma_{lu}$$

Связь между макро и микро параметрами среды

$$\kappa_\nu = \frac{h\nu}{4\pi} \varphi(\nu) (n_l B_{lu} - n_u B_{ul})$$

$$\kappa_\nu = \frac{h\nu}{4\pi} \varphi(\nu) B_{lu} \left( n_l - n_u \frac{g_l}{g_u} \right) = \sigma_{lu} \left( n_l - n_u \frac{g_l}{g_u} \right)$$

$$\kappa_\nu = \sum_\alpha \sum_\beta \left\{ \sum_\gamma \left[ n_\gamma^{\alpha,\beta} \sigma_{bf,\gamma}^{\alpha,\beta} \left( 1 - b_\gamma^{\alpha,\beta} e^{-\frac{h\nu}{kT}} \right) \right. \right.$$

$$\left. + \sum_{\delta > \gamma} \left( n_\gamma^{\alpha,\beta} - \frac{g_\gamma^{\alpha,\beta}}{g_\delta^{\alpha,\beta}} n_\delta^{\alpha,\beta} \right) \sigma_{\gamma,\delta}^{\alpha,\beta} \right]$$

$$\left. + n_i^{\alpha,\beta+1} n_e \sigma_{ff}^{\alpha,\beta} \left[ 1 - e^{-\frac{h\nu}{kT}} \right] \right\}$$

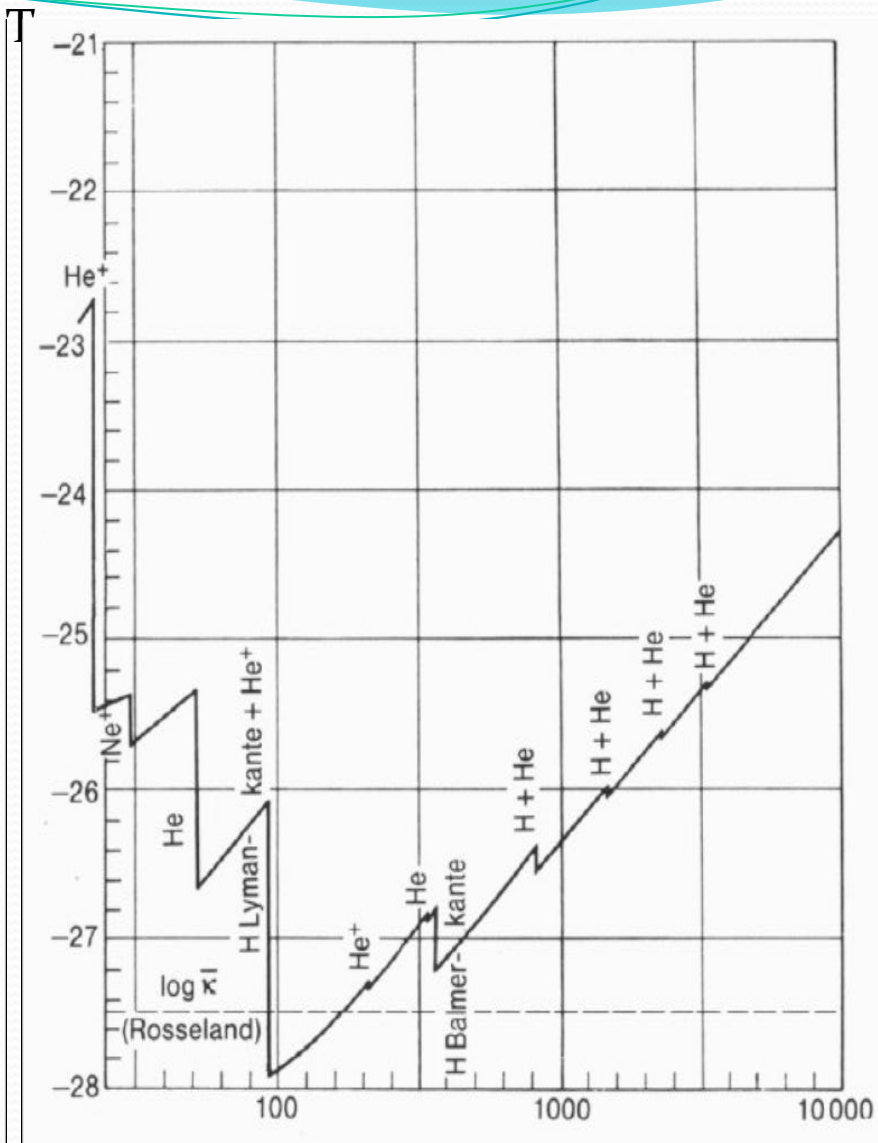
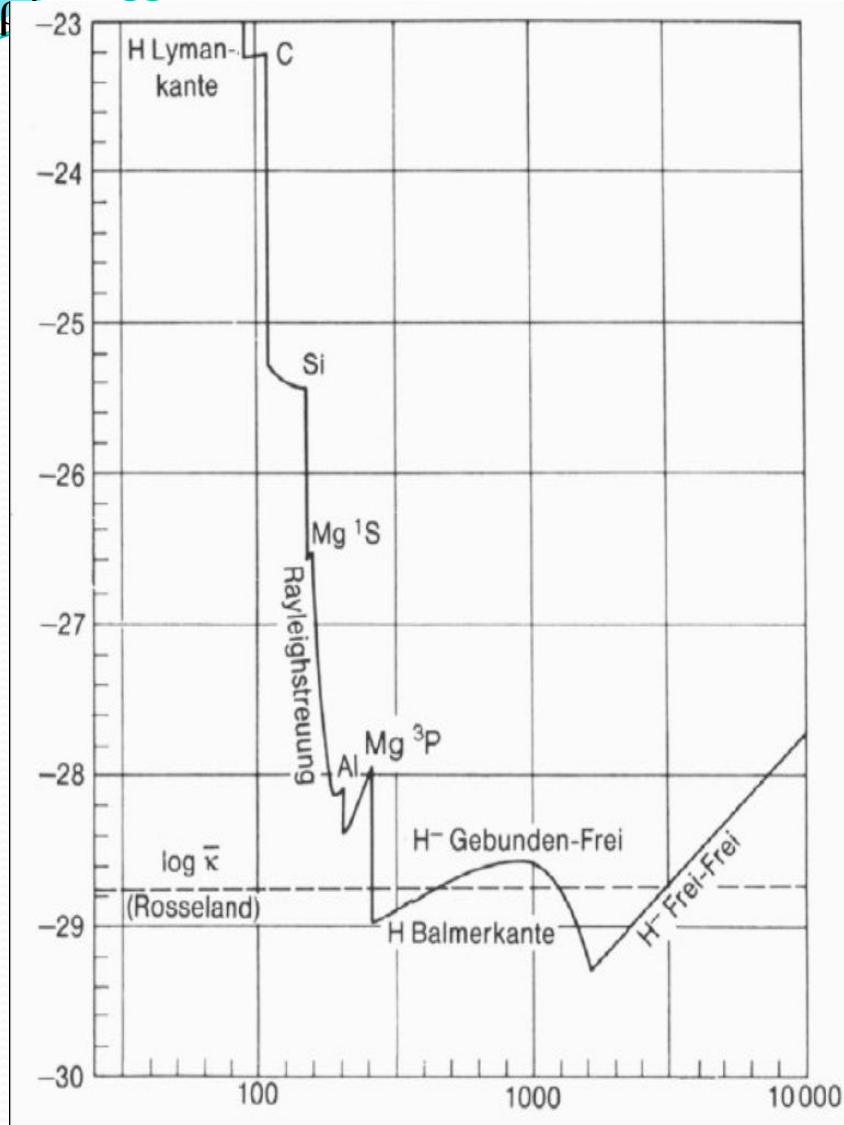
с учетом вынужденного излучения («просветление» среды)

$\alpha$  – элемент

$\beta$  – степень ионизации

$b_{\gamma}^{\alpha,\beta} = n_{\gamma}^{\alpha,\beta}(\text{NLTE}) / n_{\gamma}^{\alpha,\beta}(\text{LTE}) \approx 1$

$\kappa_{\nu}(T)$ , как  $\kappa_{\nu} = \rho^{1...2} \kappa_{\nu}(T)$  в сравнительно узких интервалах  $\rho$



$\kappa/\rho$  [ $\text{m}^2/\text{частицу}$ ] от длины волны в нм для Солнца (слева)  $T=5000$  K и  $\tau$ ScO,  $T=28000$  K

# Коэффициент излучения

$dI_\nu = \varepsilon_\nu ds$  порождение излучения в среде (не зависит от  $I_\nu$ )

$$\varepsilon_\nu = \frac{2h\nu^3}{c^2} \sum_\alpha \sum_\beta \left\{ \sum_\gamma \left[ n_{\gamma}^{\alpha,\beta} b_{\gamma}^{\alpha,\beta} \sigma_{\gamma}^{\alpha,\beta} e^{-\frac{h\nu}{kT}} + \sum_{\delta} n_{\delta}^{\alpha,\beta} \frac{g_{\gamma}^{\alpha,\beta}}{g_{\delta}^{\alpha,\beta}} \sigma_{\gamma,\delta}^{\alpha,\beta} \right] + n_i^{\alpha,\beta+1} n_{\gamma} \sigma_{\gamma}^{\alpha,\beta} e^{-\frac{h\nu}{kT}} \right\}$$

bound - free
lines
free - free

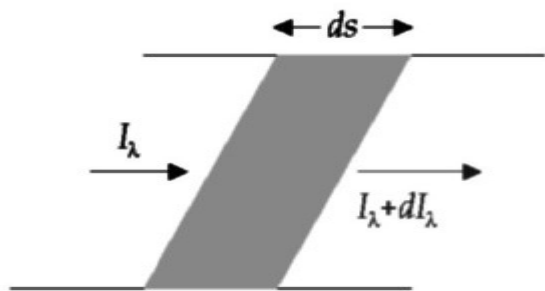
$$\varepsilon_\nu = \varepsilon_\nu(\rho, T)$$



# Уравнение переноса излучения

$$dI_\nu = \underbrace{\kappa_\nu I_\nu ds}_{\text{поглощение}} + \underbrace{\epsilon_\nu ds}_{\text{излучение}} \Leftrightarrow \frac{dI_\nu}{ds} = -\kappa_\nu I_\nu + \epsilon_\nu$$

однородное ДУ 1-го порядка, решается аналитически при известных  $\kappa$  и  $\epsilon$ , в том случае, если они не зависят от  $I_\nu$



$$d\tau_\nu = \kappa_\nu ds$$

оптическая толщина среды

$$\tau_\nu = \int_0^s \kappa_\nu ds'$$

(безразмерная характеристика

оптических свойств и геометрических размеров среды)

$$\frac{dI_\nu}{d\tau_\nu} + I_\nu = \frac{\epsilon_\nu}{\kappa_\nu} = S_\nu$$

$S_\nu$  – функция источника

Формальное

решение

$$I_\nu = \underbrace{I_\nu^0 e^{-\tau_\nu}}_{\text{поглощение}} + \int \frac{\epsilon_\nu}{\kappa_\nu} e^{-(\tau_\nu - \tau_\nu')} d\tau_\nu' \quad \underbrace{\hspace{10em}}_{\text{излучение}}$$

1-е слагаемое: начальное излучение

уменьшилось в  $\exp(-\tau)$  раз из-за

поглощения; 2-е слагаемое: источник,

проинтегрированный вдоль луча зрения с

учетом поглощения

$$S_v(T) = \frac{\varepsilon_v}{\kappa_v} = B_v(T) = \frac{2h\nu^2}{c^2} \frac{1}{e^{h\nu/kT} - 1}$$

закон  
Кихгофа

При ТР  $I_v = B_v(T)$  и  $dI_v/ds = 0$

Локальное термодинамическое равновесие (ЛТР):

- 1) Максвеллово распределение по скоростям с одним значением Т
- 2) Неупругие столкновения доминируют над радиативными процессами (числовая плотность не слишком мала, т. е. распределение по уровням энергии описывается соотношениями Больцмана и Саха,  $S_v = B_v(T) = \varepsilon_v/\kappa_v$ )

$$\frac{dI_v}{ds} \neq 0 \quad \Rightarrow \quad I_v \neq B_v(T)$$

$$\frac{dI_v}{ds} = -\kappa_v (I_v - B_v(T(s)))$$

Приближение ЛТР хорошо работает в звездных атмосферах, в сравнительно малых объемах среды ( $T = \text{const}$ )

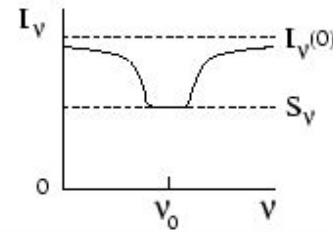
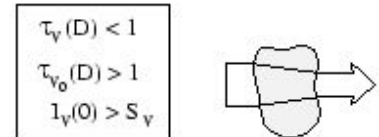
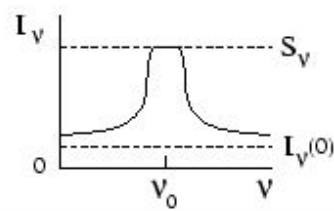
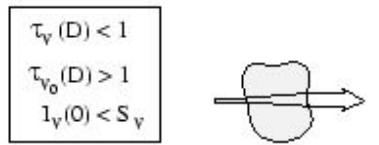
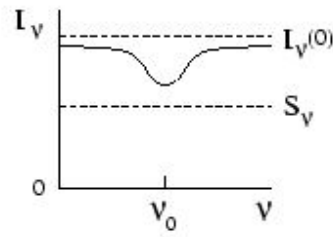
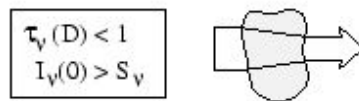
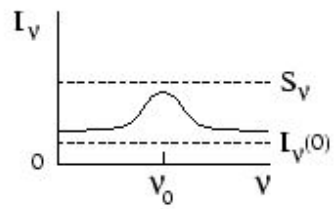
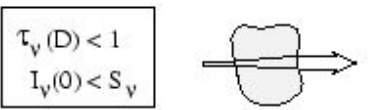
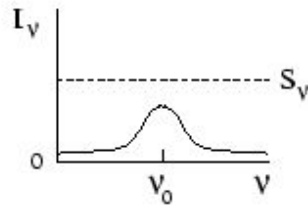
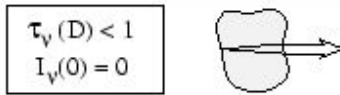
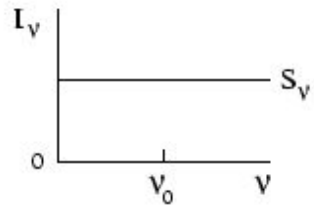
$$I_\nu = I_\nu^0 e^{-\tau_\nu} + S_\nu(T)(1 - e^{-\tau_\nu}) : \text{общее решение}$$

$$I_\nu = I_\nu^0 e^{-\tau_\nu} + B_\nu(T)(1 - e^{-\tau_\nu}) : \text{ЛТР – случай}$$

- 1) *в пределе больших оптических толщин*  $\tau_\nu \rightarrow \infty$  интенсивность излучения становится равной функции источника  $I_\nu \rightarrow S_\nu$ . (Осторожнее! Если в среде есть рассеяние, то интенсивность сама дает вклад в функцию источника, и картина сильно усложняется).
- 2) Если  $I_\nu > S_\nu$ , то  $dI_\nu/d\tau < 0$ ,  $I$  уменьшается вдоль луча.
- 3) Если  $I_\nu < S_\nu$ , то  $dI_\nu/d\tau > 0$ ,  $I$  возрастает вдоль луча.

**Заключение:** Интенсивность ВСЕГДА стремится к функции источника.

- 1) Среда оптически толстая на всех частотах  $\tau_\nu \gg 1$ . Линий нет, виден непрерывный спектр.
- 2) Среда оптически тонкая,  $\tau_\nu < 1$  на всех частотах, фоновой подсветки нет ( $I_\nu(0) = 0$ ). Наблюдается линия излучения на частоте  $\nu_0$ , причем ее максимальная интенсивность меньше функции источника  $I_{\nu_0} < S_{\nu_0}$ .
- 3) Ничего качественно не изменяется в случае, если есть фоновая подсветка  $I_\nu(0) < S_\nu$ .
- 4) Качественно иная картина, если фоновая подсветка больше функции источника  $I_\nu(0) > S_\nu$  – появляется линия поглощения.
- 5) Для случая большой оптической толщины в центре линии,  $\tau_\nu > 1$ , картина качественно не меняется, за исключением достижения в линии величины функции источника.



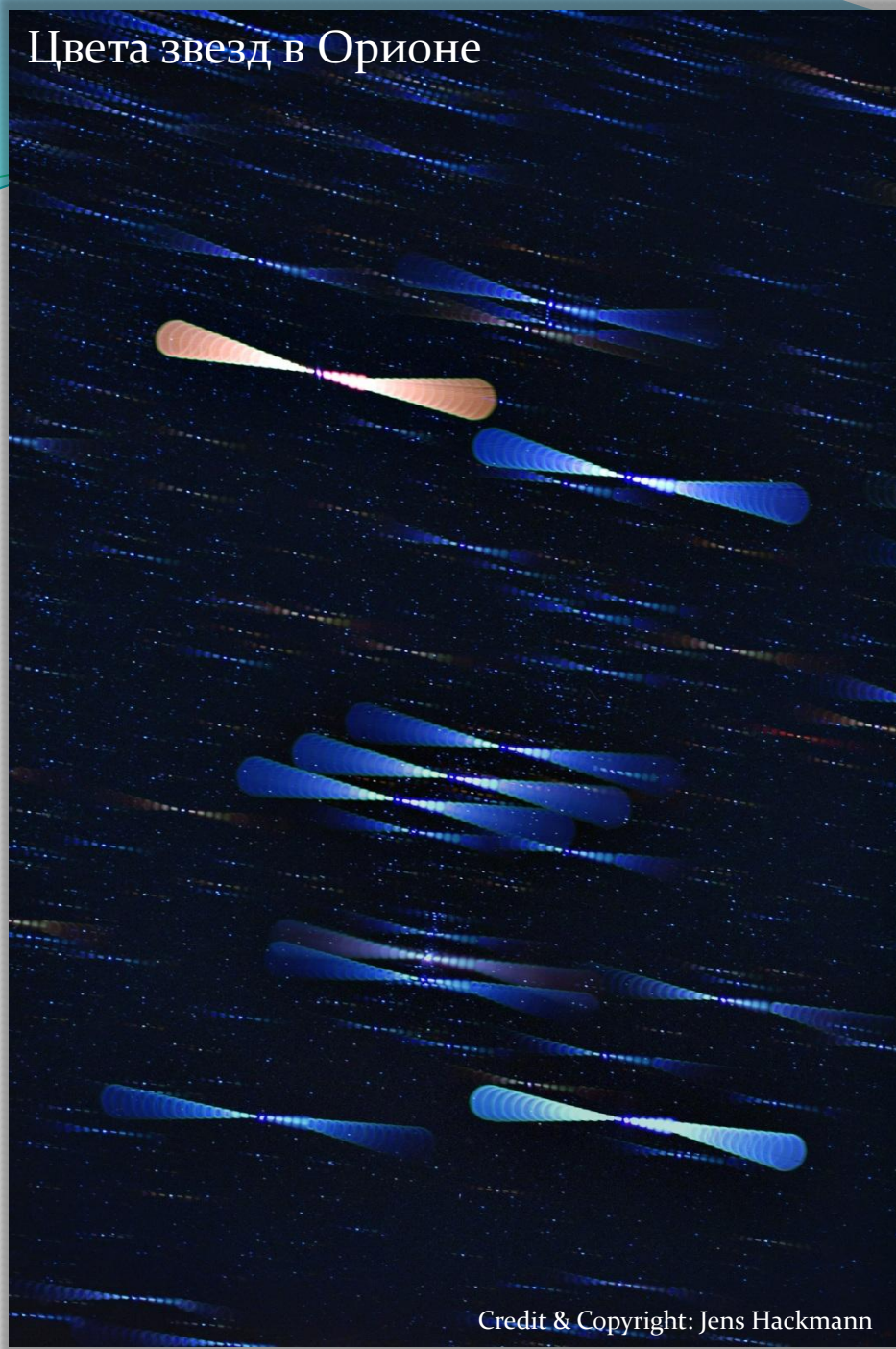
Continuum Spectrum

Emission Line Spectrum

Absorption Line Spectrum

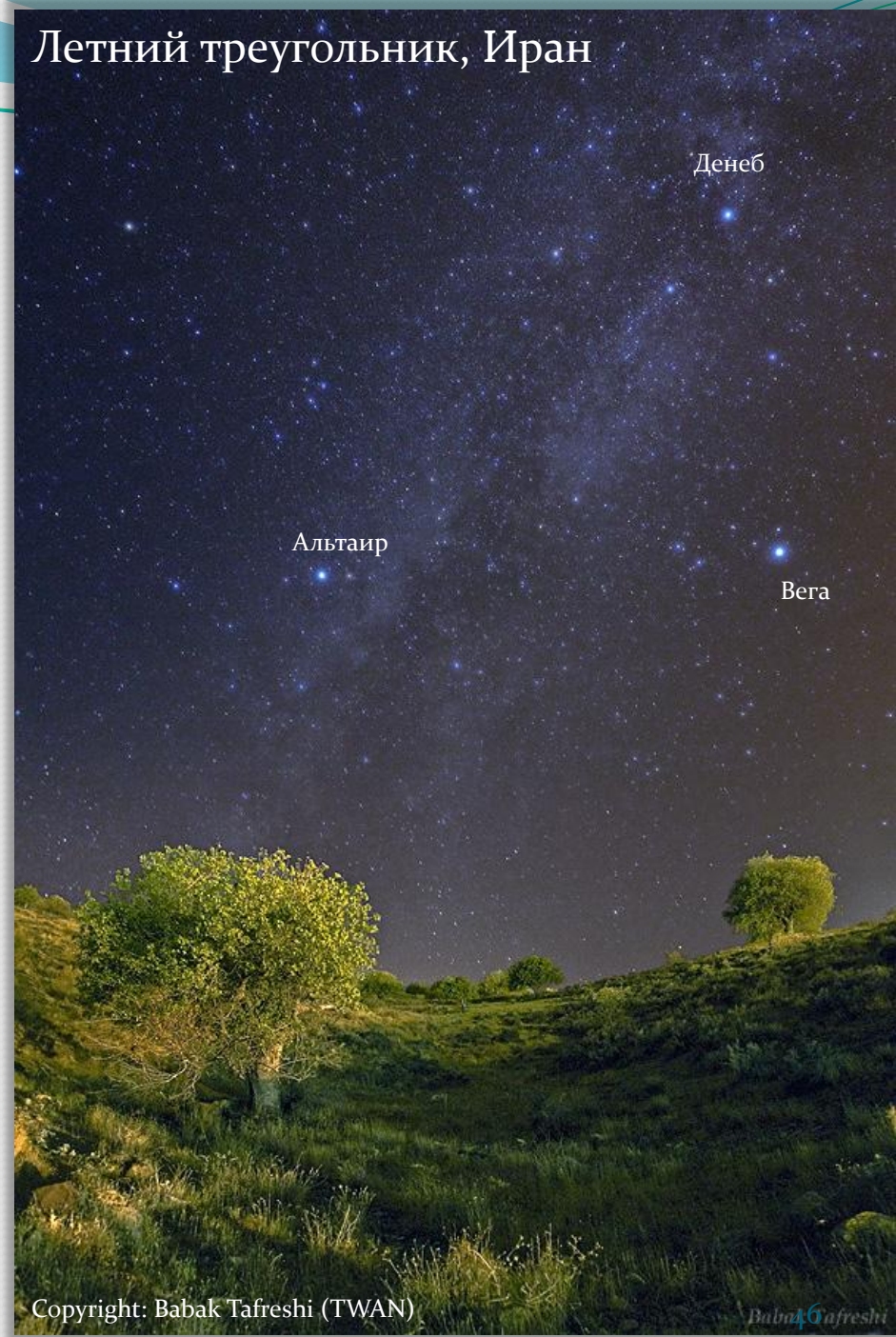
# Спектральная классификация звезд

# Цвета звезд в Орионе



Credit & Copyright: Jens Hackmann

# Летний треугольник, Иран



Денеб

Альтаир

Вега

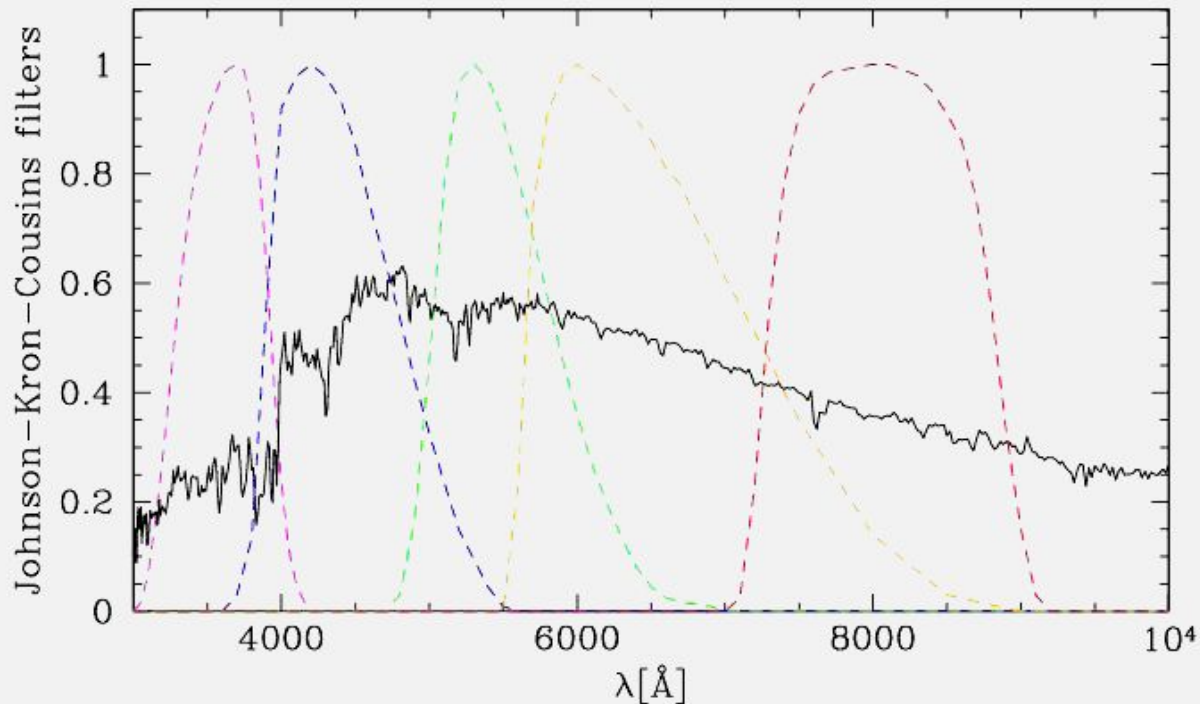
Copyright: Babak Tafreshi (TWAN)

Babak Tafreshi

Полоса  $\lambda$  [мкм]  $S_v$  [Вт м<sup>-2</sup>Гц<sup>-1</sup>]

|   |       |                        |
|---|-------|------------------------|
| U | 0.36  | $3.98 \times 10^{-11}$ |
| B | 0.44  | $6.95 \times 10^{-11}$ |
| V | 0.55  | $3.63 \times 10^{-11}$ |
| R | 0.70  | $1.70 \times 10^{-11}$ |
| I | 0.90  | $8.29 \times 10^{-12}$ |
| J | 1.25  | $3.03 \times 10^{-12}$ |
| K | 2.22  | $3.84 \times 10^{-13}$ |
| L | 3.60  | $6.34 \times 10^{-14}$ |
| M | 5.00  | $1.87 \times 10^{-14}$ |
| N | 10.60 | $1.03 \times 10^{-15}$ |

Потоки от звезды  
класса A0V и  $m_v = 0$



Полосы пропускания фильтров, в которых измеряется поток излучения от звезд. Черной линией показан спектр излучения звезды класса G5V (спектр близок к солнечному)

$$m_x = -2.5 \lg \left( \frac{\int f_v T_x(v) dv}{\int f_{v,Vega} T_x(v) dv} \right)$$

при наблюдении в конечной полосе частот ( $T_x$  – передаточная функция фильтра)

Johnson **UBVRIJHKLMN**

Kron-Cousins **RCIC**

Ströemgren **uvbyHβ**

Gunn **ugriz**

Sloan Digital Sky Survey filters: **u' g' r' i' z'**

**U** = near UV, **B** = blue, **V** = visual(green), **R** = red, **I** = near infrared, **JHKLMN** = infrared

$\Delta m \sim \Delta f_x / f_x \sim 0.01$  (узкая полоса = точность)

$$U - B = m_U - m_B$$

«цвета» или «цветовые индексы» звезд позволяют проводить классификацию звезд и оценить поглощение света пылью

$$B - V = m_B - m_V$$

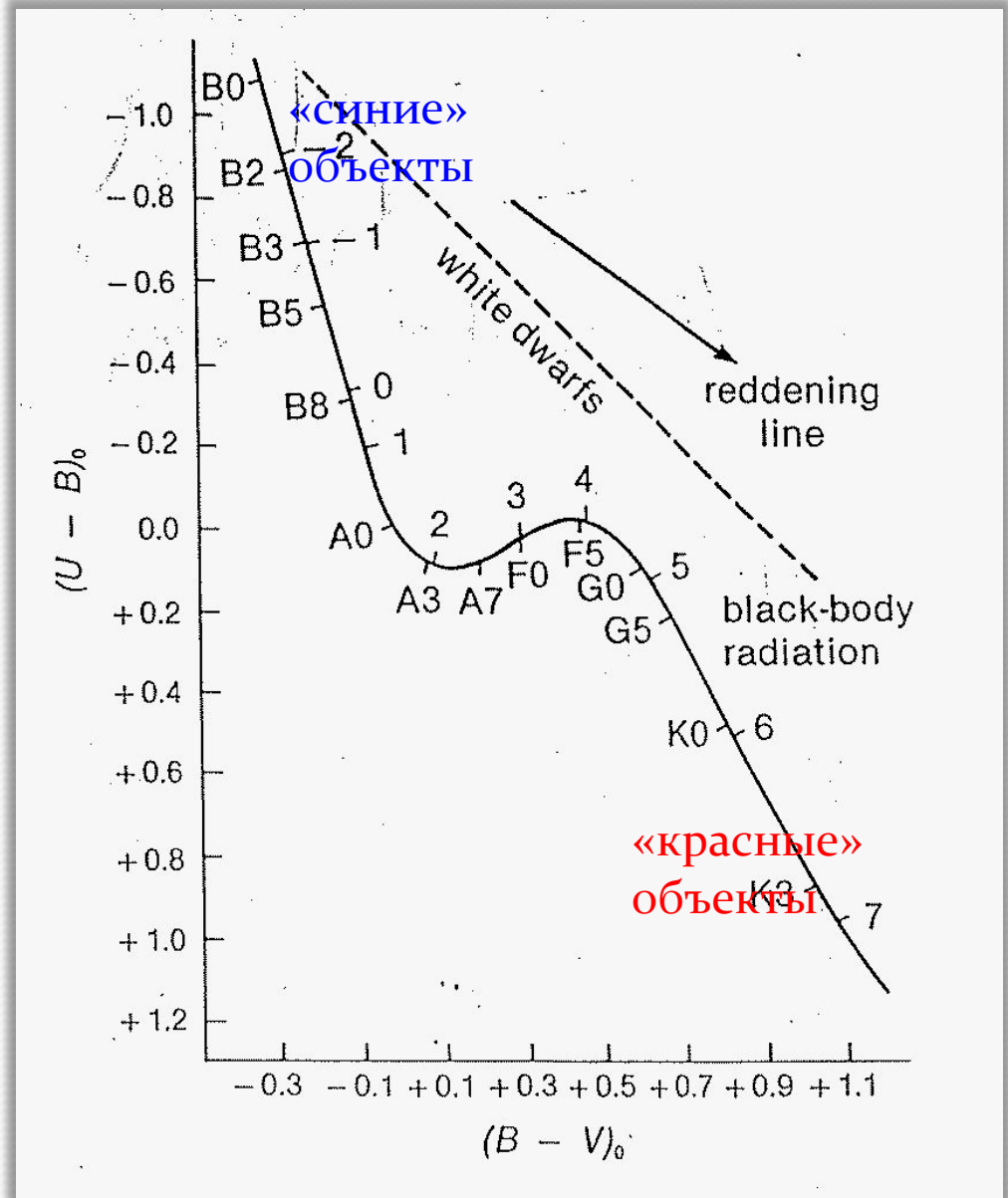
(«покраснение»)

избыток

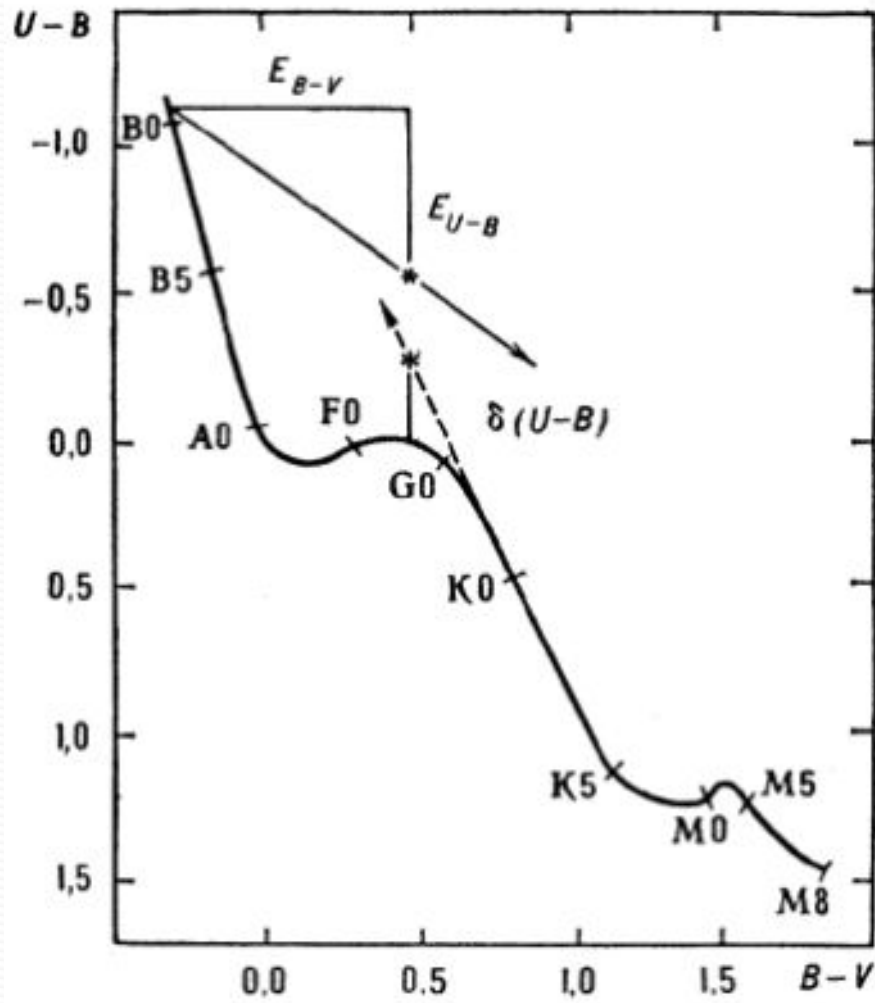
$$E_{B-V} = (B - V)_{obs} - (B - V)_0$$

$$m_V^{obs} = m_V^0 + A_V$$

$$A_V = 3.1 E_{B-V}$$



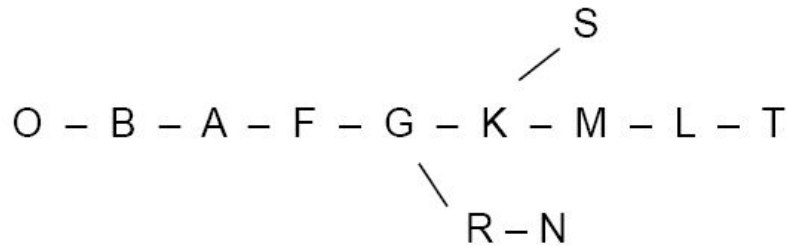




Двухцветная диаграмма (U-B), (B-V) приведена на рисунке. Сплошной линией здесь показана стандартная главная последовательность. Звёзды, излучение которых ослаблено межзвёздным поглощением, смещаются на двухцветной диаграмме в направлении, указанном на рисунке сплошной стрелкой (т.н. вектор покраснения). Соответствующее смещение измеряется избытками цвета  $E_{U-B}$  и  $E_{B-V}$ , а поглощение света в V-полосе ( $A_V$ ) определяется соотношением  $A_V = RE_{B-V}$ ;  $R \approx 3$ . Для F-G-звёзд ( $B - V \approx 0.4 - 0.8$ ) с помощью двухцветной диаграммы можно оценить долю тяжёлых элементов (металличность)  $Z$ . Штриховой стрелкой на рисунке показан т.н. вектор бланкетирования, вдоль которого располагаются звёзды с одинаковой температурой и светимостью, но разным значением  $Z$ . С уменьшением  $Z$  звёзды отклоняются от главной последовательности. Мерой металличности служит т.н. УФ-избыток.

А.В.Миронов  
 ПРЕЦИЗИОННАЯ ФОТОМЕТРИЯ (1997)

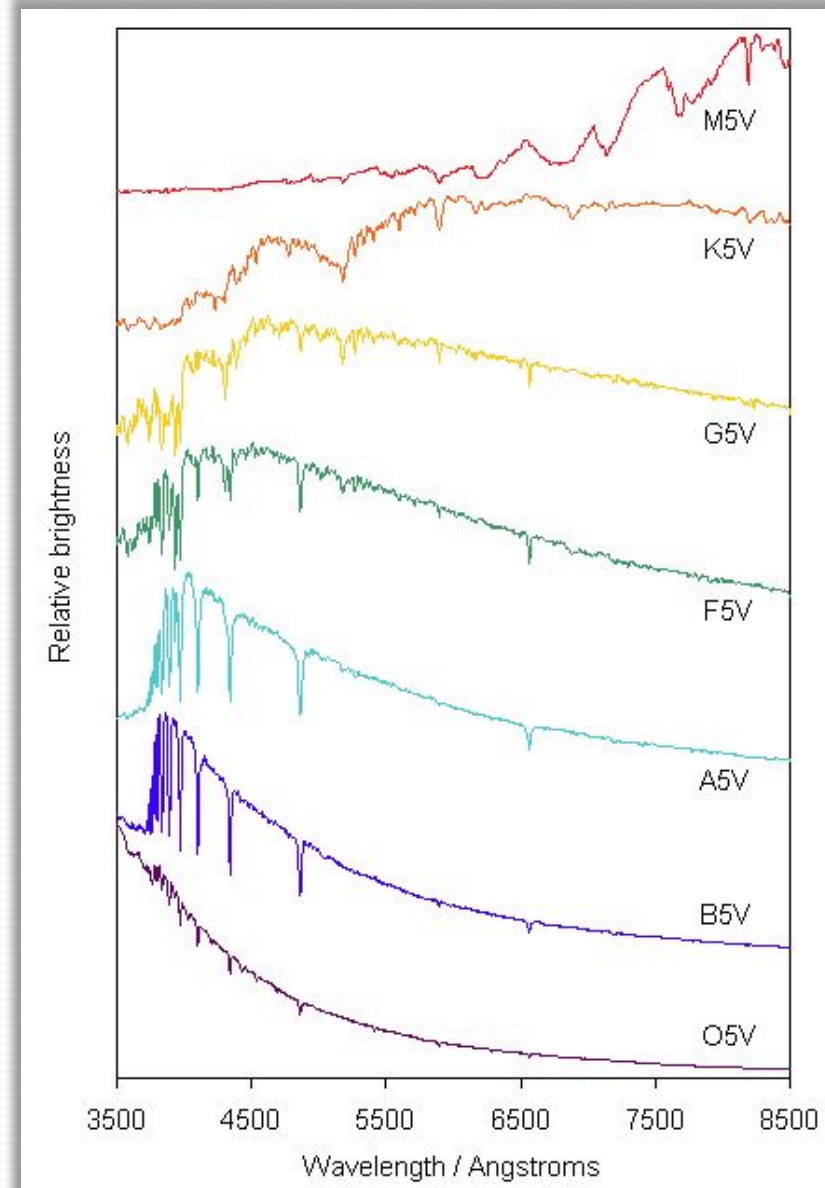
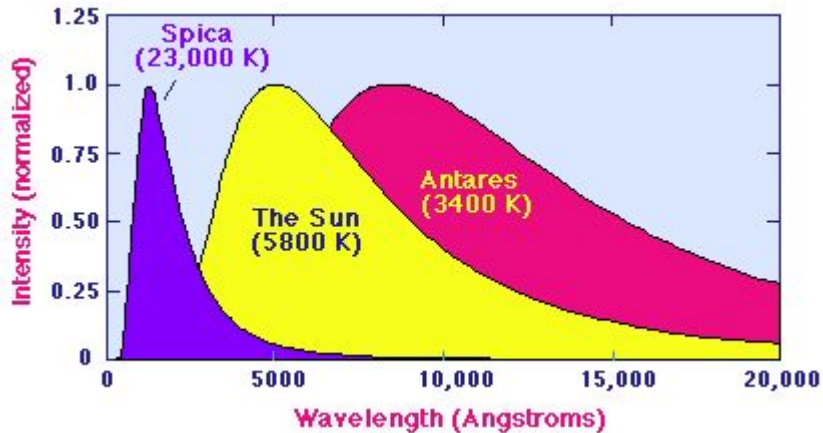
# Гарвардская спектральная классификация

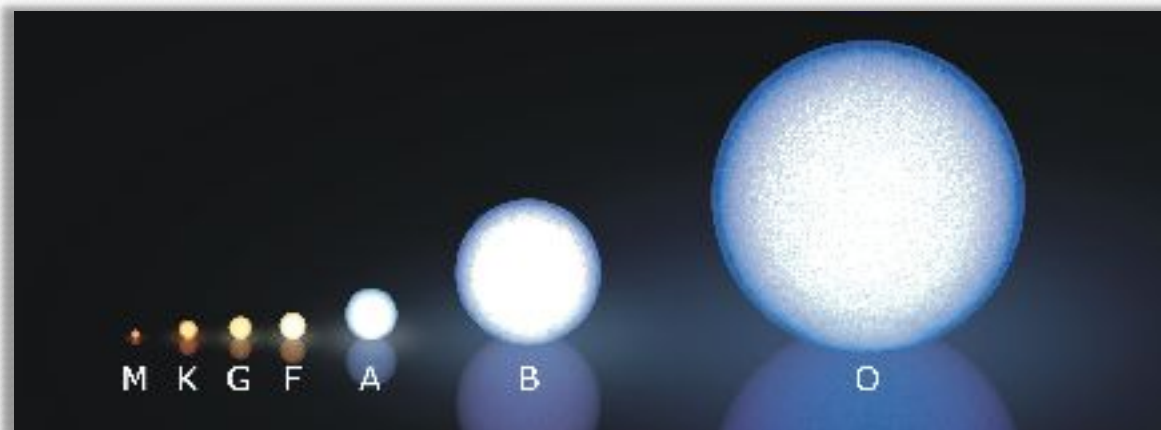


|         |      |       |        |     |          |
|---------|------|-------|--------|-----|----------|
| Colour: | blue | white | yellow | red | Infrared |
| B - V:  | -0.3 | 0.0   | 0.4    | 0.8 | 1.5      |

Зависимость от цвета, эффективной температуры и параметров линий поглощения

$$L = 4\pi R^2 \sigma_B T_{eff}^4$$





Спектральная классификация звезд (отражена также зависимость цвета звезды от ее светимости)

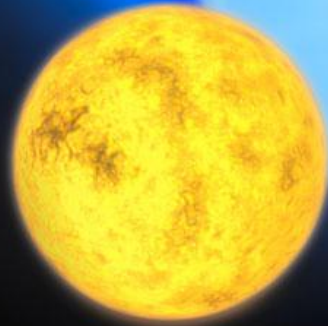


VY Canis  
Majoris

Sun

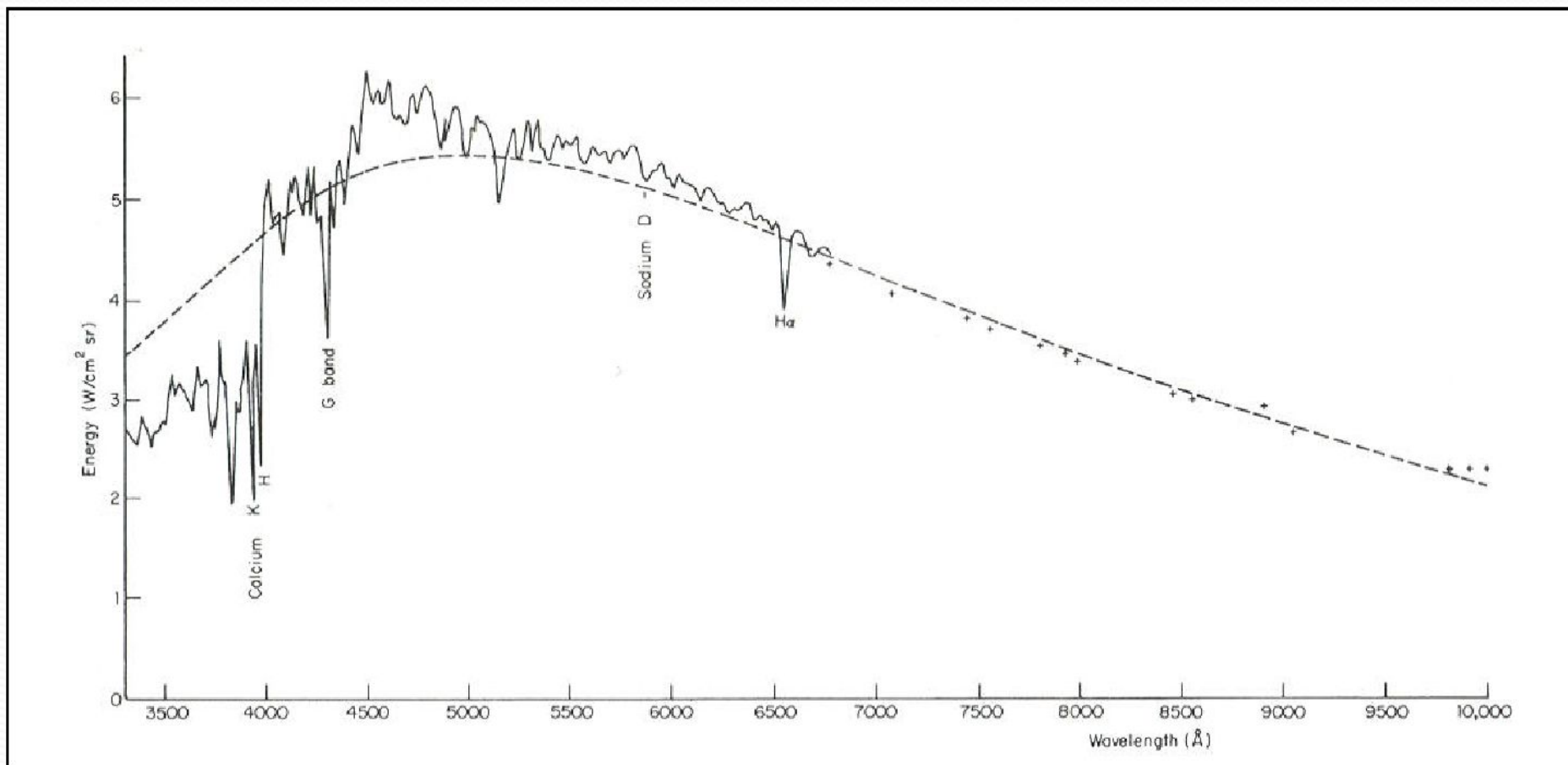
Одна из самых крупных и ярких звезд.  $R \sim 2000 R_{\odot}$  (18 а. е.).  $M \sim 30\text{-}40 M_{\odot}$ .  $T \sim 3000$  К. Светимость  $\sim 4.5 \times 10^5 L_{\odot}$ . Спектральный класс M3/M4II. Расстояние  $\sim 4900$  св. лет ( $\sim 1500$  пк). Видимая звёздная величина ( $V$ ) 7.9607 (варьирует от 6.5 до 9.6).

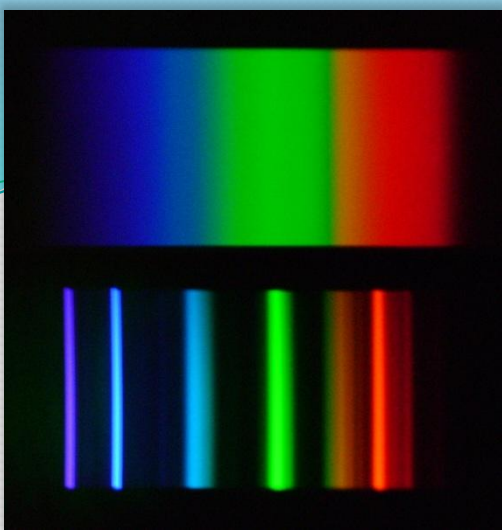
LMC



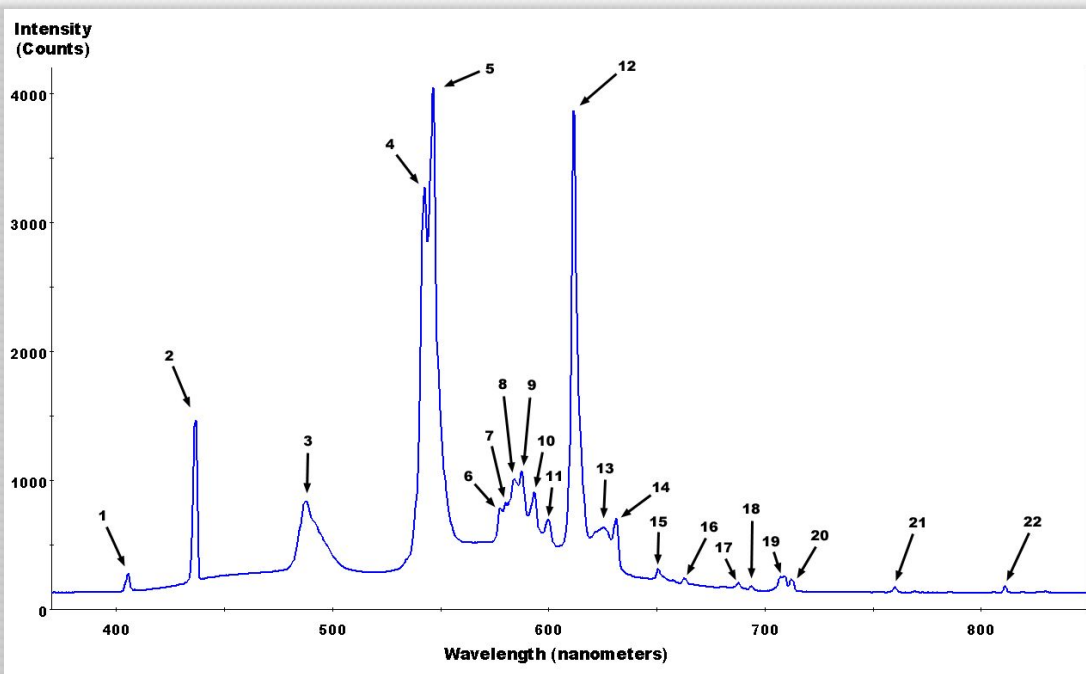
Слева направо: красный карлик, Солнце, голубой гигант, и R136a1. Радиус  $67 R_{\odot}$ . Масса  $265 M_{\odot}$ . Температура  $40\,000\text{ K}$ . Светимость  $\approx 8,7 \times 10^6 L_{\odot}$ . Расстояние 165 тыс. св. лет. Видимая звёздная величина ( $V$ ) 12,77.

# Спектр Солнца. $T_{\text{eff}} = 5780 \text{ K}$





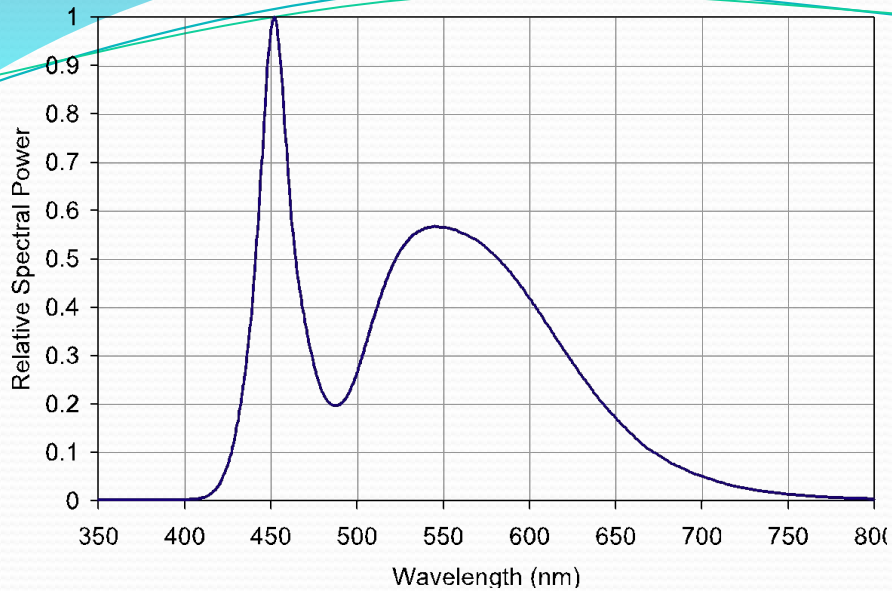
Спектр излучения:  
непрерывный 60-ваттной  
лампы накаливания  
(вверху) и линейчатый  
11-ватной компактной  
люминесцентной лампы  
(внизу)



| Peak number | Wavelength of peak (nm) | Species producing peak  | Actual line location (nm)     |
|-------------|-------------------------|---|-------------------------------|
| 1           | 405.4                   | mercury   | 404.656                       |
| 2           | 436.6                   | mercury   | 435.833                       |
| 3           | 487.7                   | terbium from Tb <sup>3+</sup>   | ~485 to 490                   |
| 4           | 542.4                   | terbium from Tb <sup>3+</sup>   | ~543 to 544                   |
| 5           | 546.5                   | mercury   | 546.074                       |
| 6           | 577.7                   | likely terbium from Tb <sup>3+</sup> or mercury   | 576.960 for Hg or ~578 for Tb |
| 7           | 580.2                   | mercury or terbium from Tb <sup>3+</sup>  | 579.066 for Hg or ~580 for Tb |
| 8           | 584.0                   | possibly terbium from Tb <sup>3+</sup> or europium in Eu <sup>+3</sup> :Y <sub>2</sub> O <sub>3</sub> | ~580                          |
| 9           | 587.6                   | likely europium in Eu <sup>+3</sup> :Y <sub>2</sub> O <sub>3</sub>                                    | ~587                          |
| 10          | 593.4                   | likely europium in Eu <sup>+3</sup> :Y <sub>2</sub> O <sub>3</sub>                                    | ~593                          |
| 11          | 599.7                   | likely europium in Eu <sup>+3</sup> :Y <sub>2</sub> O <sub>3</sub>                                    | ~598                          |
| 12          | 611.6                   | europium in Eu <sup>+3</sup> :Y <sub>2</sub> O <sub>3</sub>   | ~611                          |
| 13          | 625.7                   | likely terbium from Tb <sup>3+</sup>  | ~625                          |
| 14          | 631.1                   | likely europium in Eu <sup>+3</sup> :Y <sub>2</sub> O <sub>3</sub>                                    | ~630                          |
| 15          | 650.8                   | likely europium in Eu <sup>+3</sup> :Y <sub>2</sub> O <sub>3</sub>                                    | ~650                          |
| 16          | 662.6                   | likely europium in Eu <sup>+3</sup> :Y <sub>2</sub> O <sub>3</sub>                                    | ~661                          |
| 17          | 687.7                   | likely europium in Eu <sup>+3</sup> :Y <sub>2</sub> O <sub>3</sub>                                    | ~687-688                      |
| 18          | 693.7                   | likely europium in Eu <sup>+3</sup> :Y <sub>2</sub> O <sub>3</sub>                                    | ~693                          |
| 19          | 707 and 709             | likely europium in Eu <sup>+3</sup> :Y <sub>2</sub> O <sub>3</sub>                                    | ~707 and ~709                 |
| 20          | 712.3                   | likely europium in Eu <sup>+3</sup> :Y <sub>2</sub> O <sub>3</sub>                                    | ~712                          |
| 21          | 760.0                   | likely argon  | 758.9315 or 763.5106 (??)     |
| 22          | 811.0                   | likely argon  | 811.531                       |

Спектр излучения люминесцентной ртутной лампы

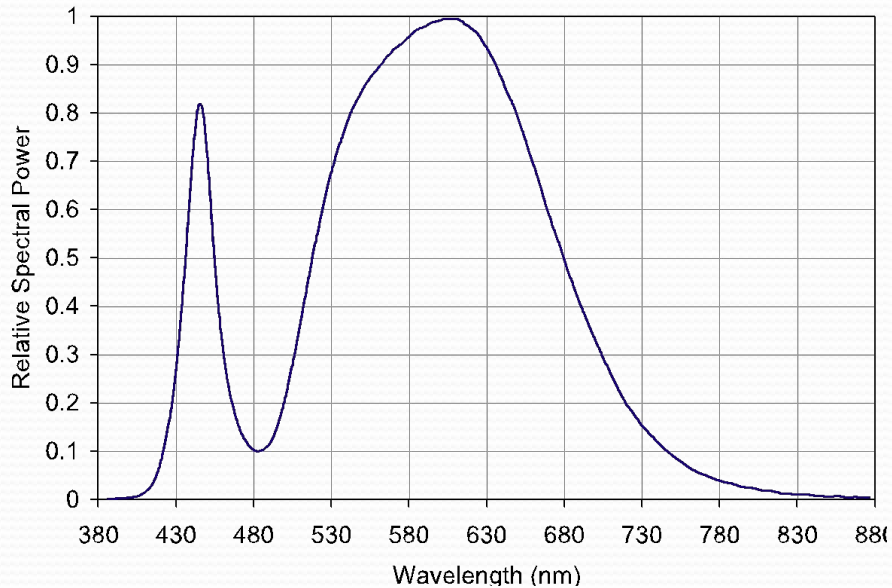
## Typical Relative Spectral Power Distribution



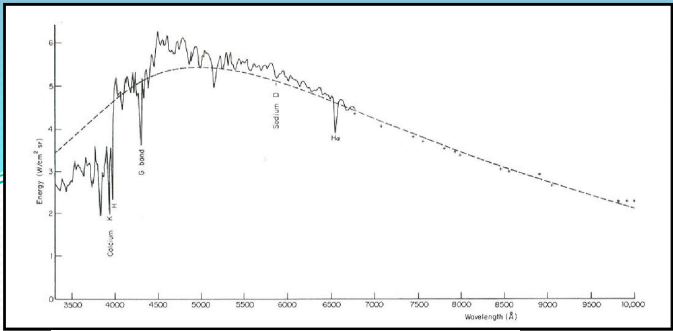
Спектры излучения сверхярких светодиодов белого свечения.  
Холодное свечение – верхний график  
Теплое свечение – нижний график

LedEngin, Inc  
Datasheet on  
LZ4-ooWW40,  
LZC-ooCW40

## Typical Relative Spectral Power Distribution







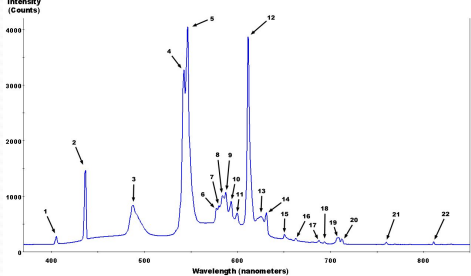
Сравнение спектров излучения различных источников света (сверху вниз):

Солнце

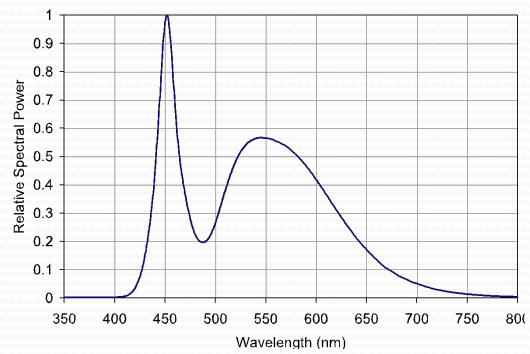
Люминесцентная лампа

Светодиодная лампа холодного света

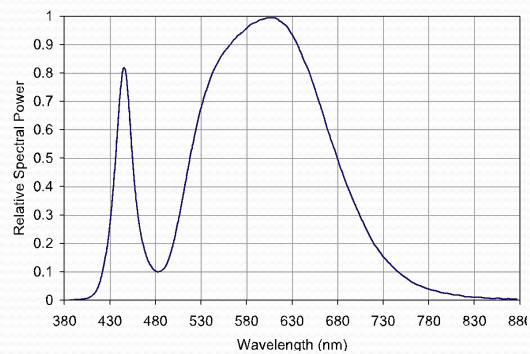
Светодиодная лампа теплого света

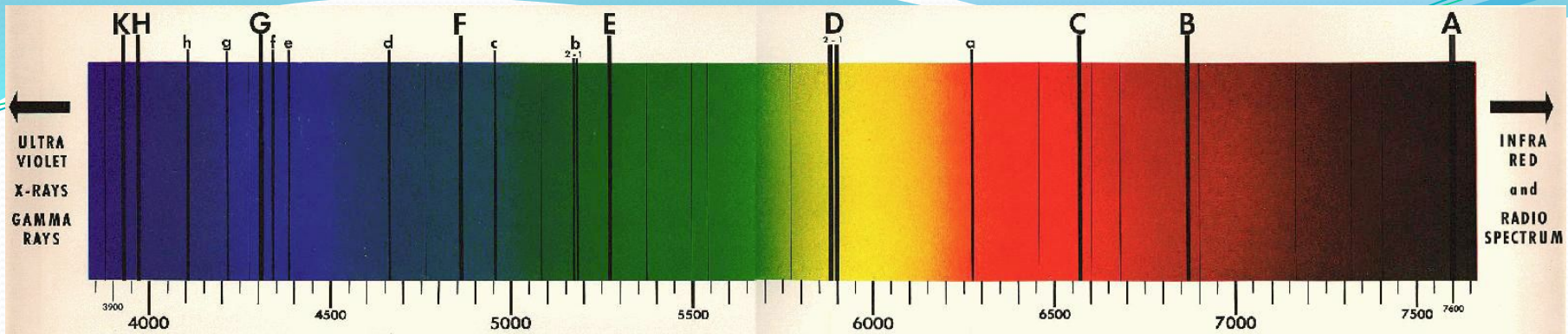


Typical Relative Spectral Power Distribution



Typical Relative Spectral Power Distribution

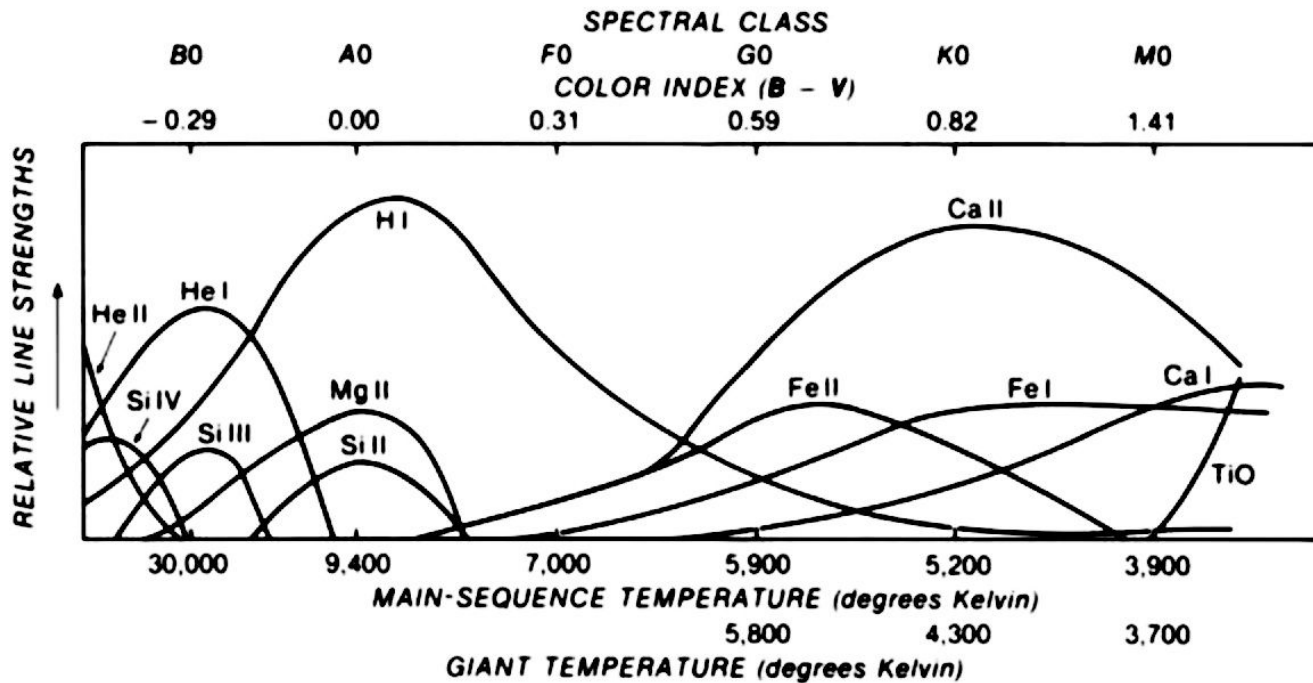


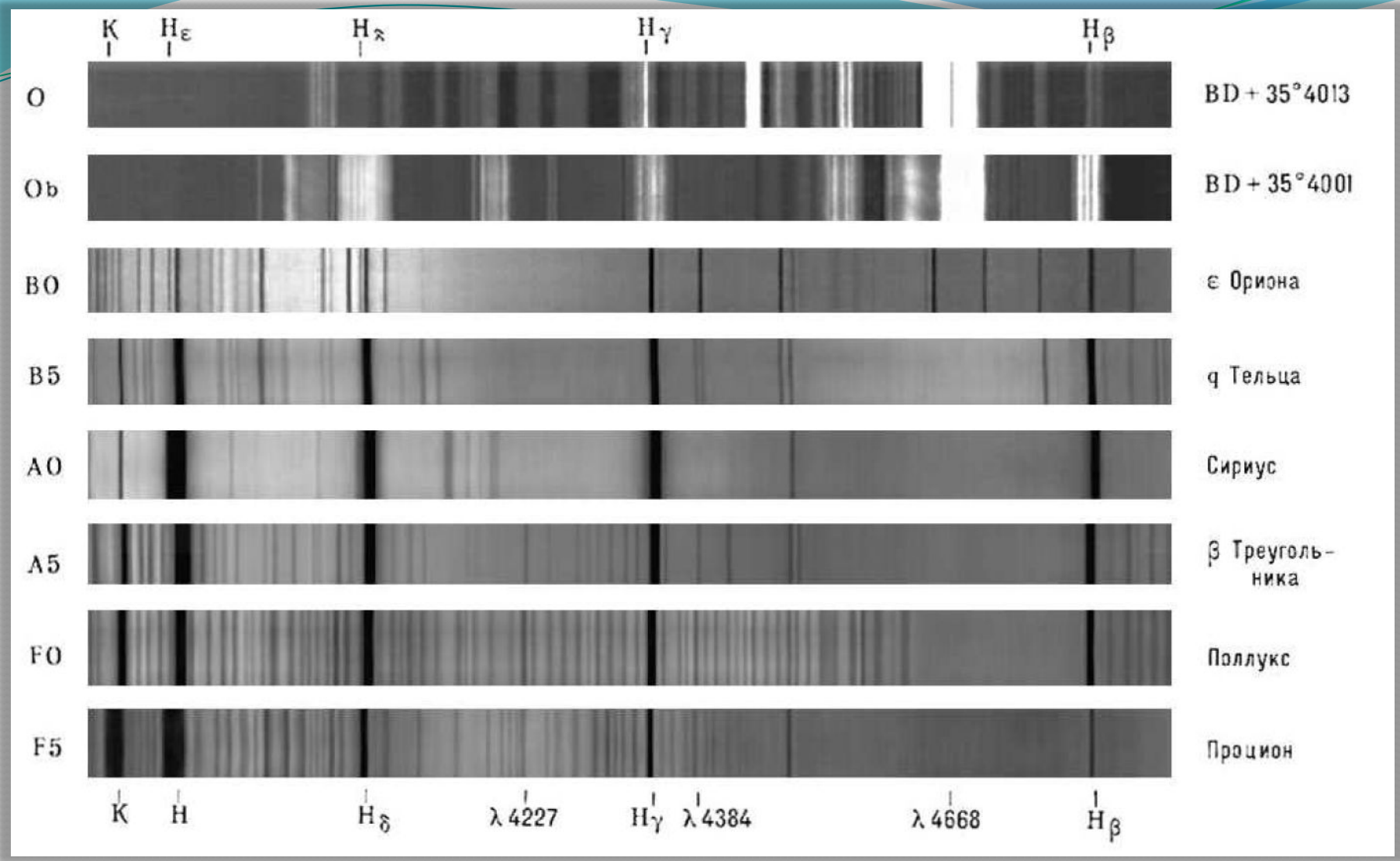


абсорбционный спектр

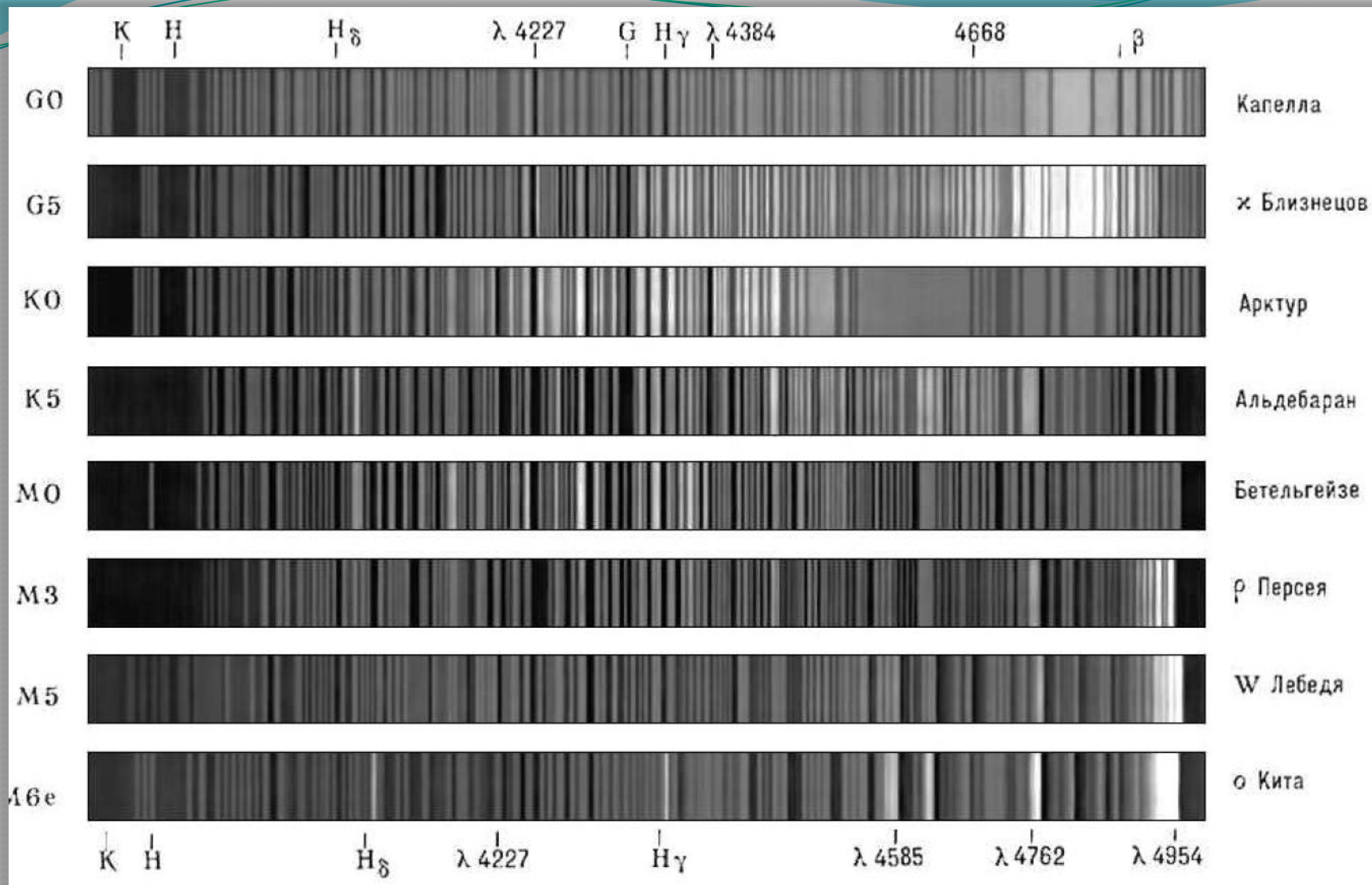
Солнца

H (C; F; f; h), Na (D-1,2), Mg (b-1,2), Ca (G; g; H; K), Fe (E; c; d; e; G), O<sub>2</sub> (telluric: A-, B-band; a-band)

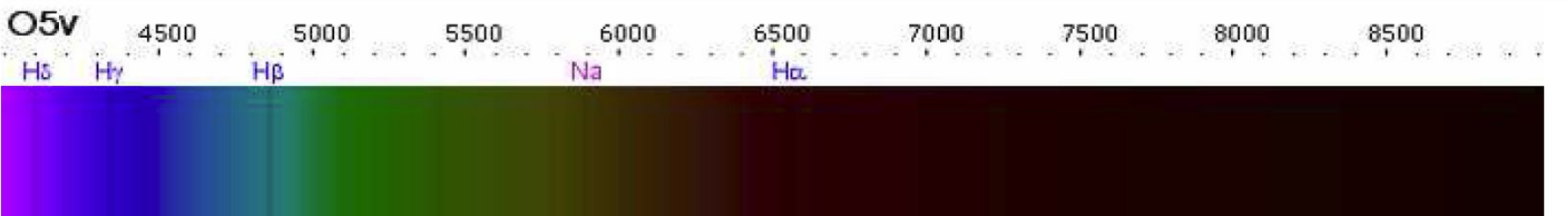
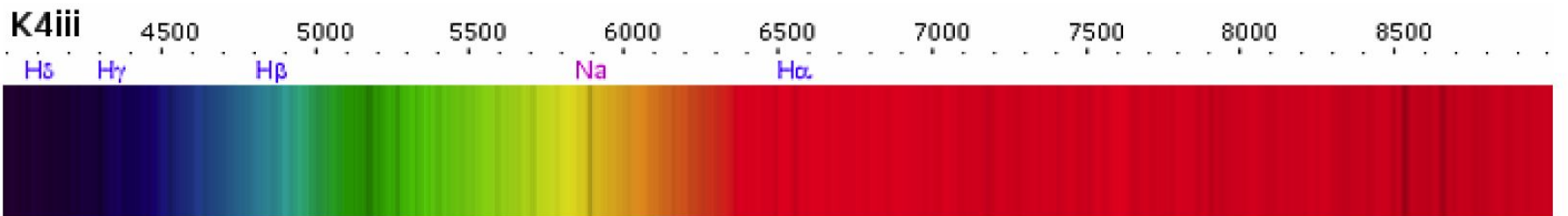
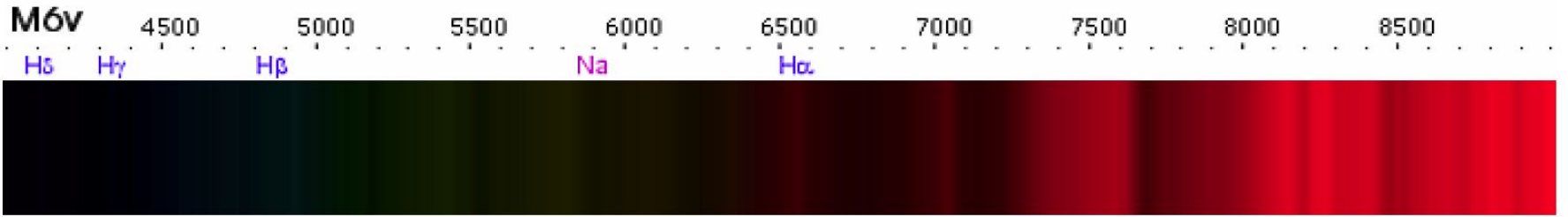


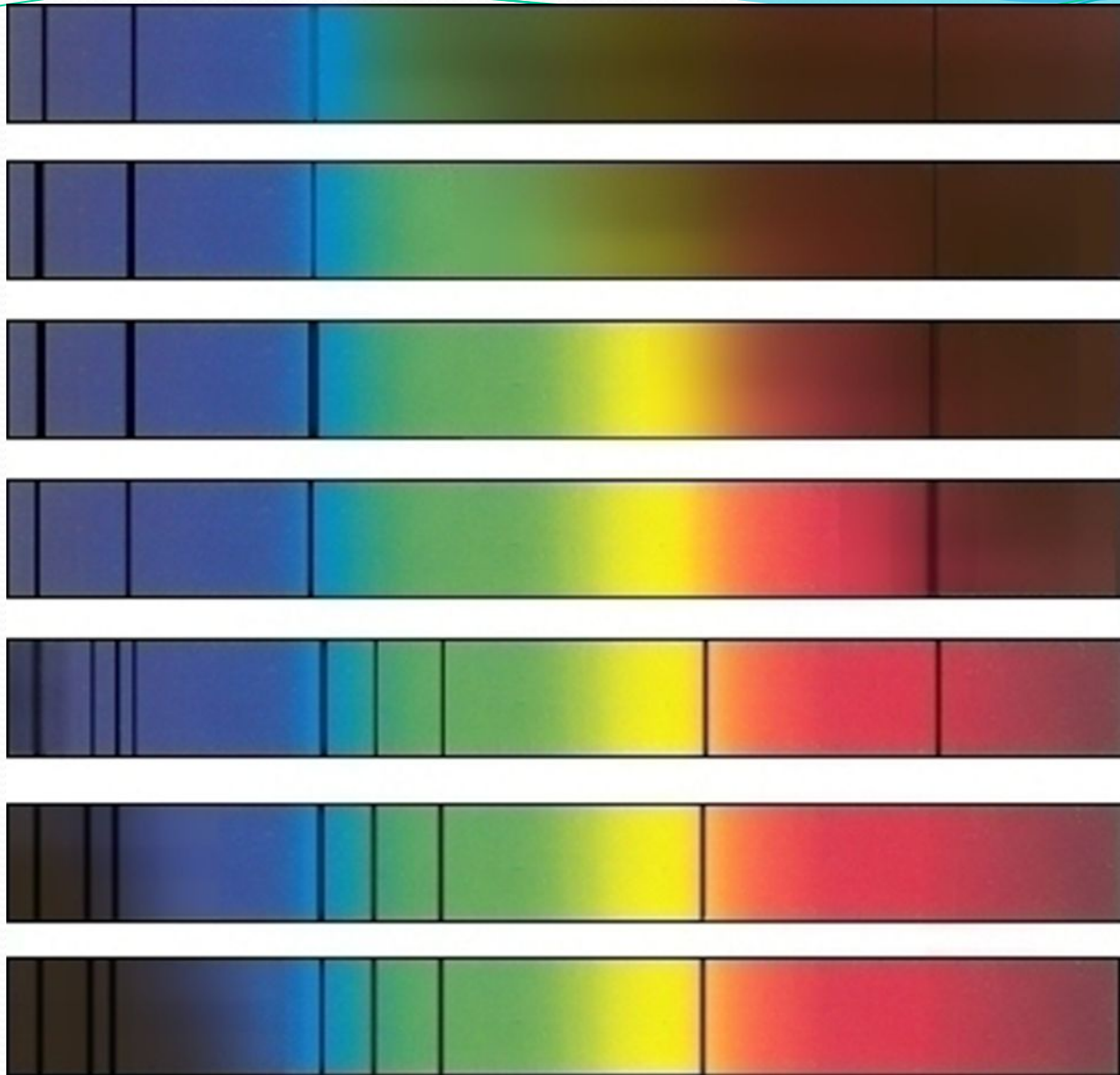


Спектры звезд ранних спектральных классов



Спектры звезд поздних спектральных классов





| Класс | Особенности спектров  | Темп-ра, К               | Типичные звезды  |
|-------|---|--------------------------|--|
| О     | Линии H I, He I, He II многократно ионизованных Si, S, N, O (Si IV, S IV, S III, N III и др.)   | $(28 - 40) \cdot 10^3$   | $\zeta$ Кормы, $\lambda$ Ориона, $\xi$ Персея, $\lambda$ Цефея           |
| B     | Линии поглощения He I, H I, усиливающиеся к классу A. Слабые линии H и K Ca II  | $(10 - 28) \cdot 10^3$   | $\varepsilon$ Ориона, $\alpha$ Девы, $\gamma$ Персея, $\gamma$ Ориона    |
| A     | Линии H I интенсивны; линии H и K Ca II, усиливающиеся к классу F; появляются слабые линии металлов (Fe, Mg)  | $(7 - 10) \cdot 10^3$    | $\alpha$ Большого Пса, $\alpha$ Лиры, $\gamma$ Близнецов                 |
| F     | Линии H и K Ca II и линии металлов, усиливающиеся к классу G. Линии H I ослабевают. Появляется линия Ca I 4227, а также полоса G 4310, образуемая линиями Fe, Ca и Ti   | $(6 - 7) \cdot 10^3$     | $\delta$ Близнецов, $\alpha$ Малого Пса, $\alpha$ Персея, $\alpha$ Кормы |
| G     | Линии H и K Ca II интенсивны. Довольно интенсивны линия Ca I и линии Fe I и Fe II. Многочисленны линии др. металлов. Интенсивна полоса G. Линии H I слабеют к классу K  | $(5 - 6) \cdot 10^3$     | Солнце, $\alpha$ Возничего, $\beta$ Южной Гидры                          |
| K     | Линии H и K Ca II достигают наибольшей интенсивности, интенсивны линия Ca I 4227, линии металлов и полоса G. С подкласса K5 становятся видимыми полосы поглощения TiO   | $(3.5 - 5) \cdot 10^3$   | $\alpha$ Волопаса, $\beta$ Близнецов, $\alpha$ Тельца                    |
| M     | Интенсивны полосы поглощения TiO и др. молекулярных соединений. Заметны линии металлов, H и K Ca II, линия Ca I 4227, полоса G слабеет. У долгопериодических переменных типа o Кита имеются линии излучения H I | $(2.5 - 3.5) \cdot 10^3$ | $\alpha$ Ориона, $\alpha$ Скорпиона, o Кита                              |

Наблюдаемые характеристики звезд различных спектральных классов

| Класс | T, K            | Истинный цвет | Видимый цвет         | Масса, $M_{\odot}$ | Радиус, $R_{\odot}$ | Светимость, $L_{\odot}$ | % из звезд главной последовательности |
|-------|-----------------|---------------|----------------------|--------------------|---------------------|-------------------------|---------------------------------------|
| O     | 30 000 – 60 000 | голубой       | голубой              | 60                 | 15                  | 1 400 000               | 0.00003                               |
| B     | 10 000 – 30 000 | бело-голубой  | бело-голубой и белый | 18                 | 7                   | 20 000                  | 0.13                                  |
| A     | 7 500 – 10 000  | белый         | белый                | 3.1                | 2.1                 | 80                      | 0.6                                   |
| F     | 6 000 – 7 500   | желто-белый   | белый                | 1.7                | 1.3                 | 6                       | 3                                     |
| G     | 5 000 – 6 000   | желтый        | желтый               | 1.1                | 1.1                 | 1.2                     | 8                                     |
| K     | 3 500 – 5 000   | оранжевый     | желтовато-оранжевый  | 0.8                | 0.9                 | 0.4                     | 13                                    |
| M     | 2 000 – 3 500   | красный       | оранжево-красный     | 0.3                | 0.4                 | 0.04                    | > 78                                  |

Фундаментальные характеристики звезд различных спектральных классов



# Диаграмма Герцшпрунга-Рэссела

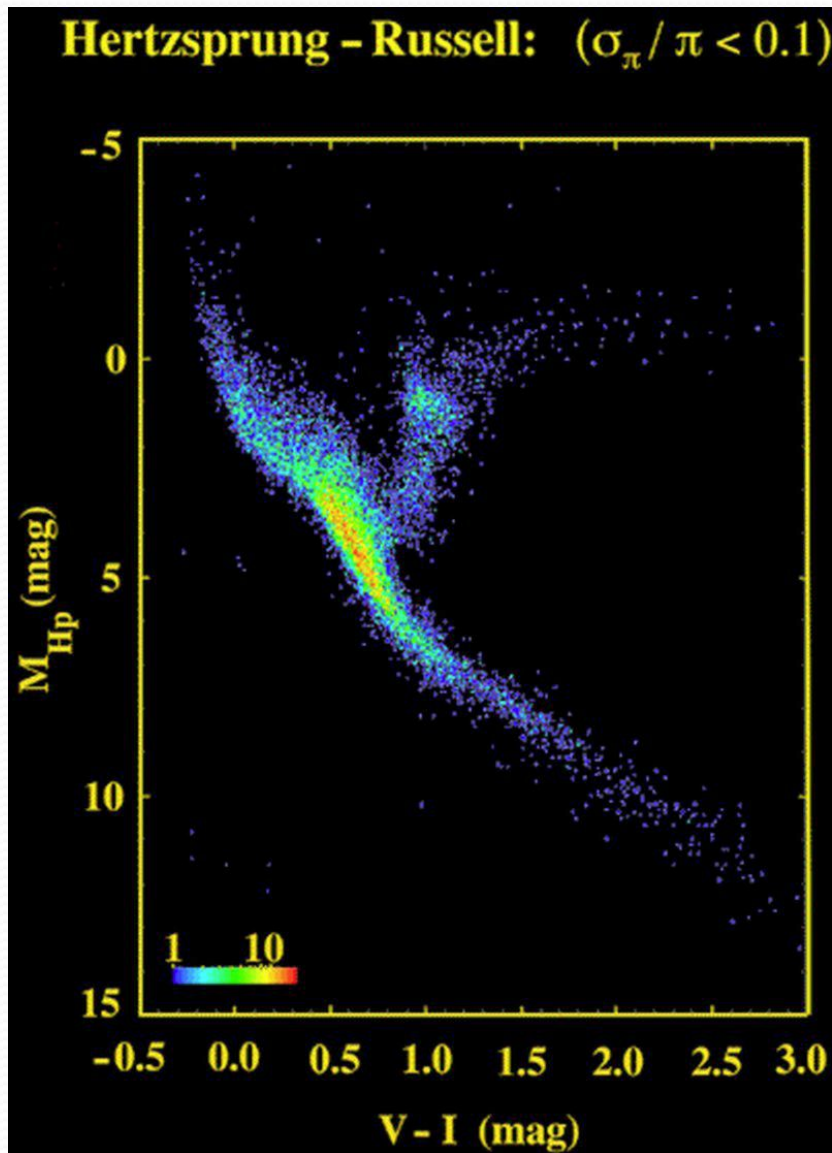
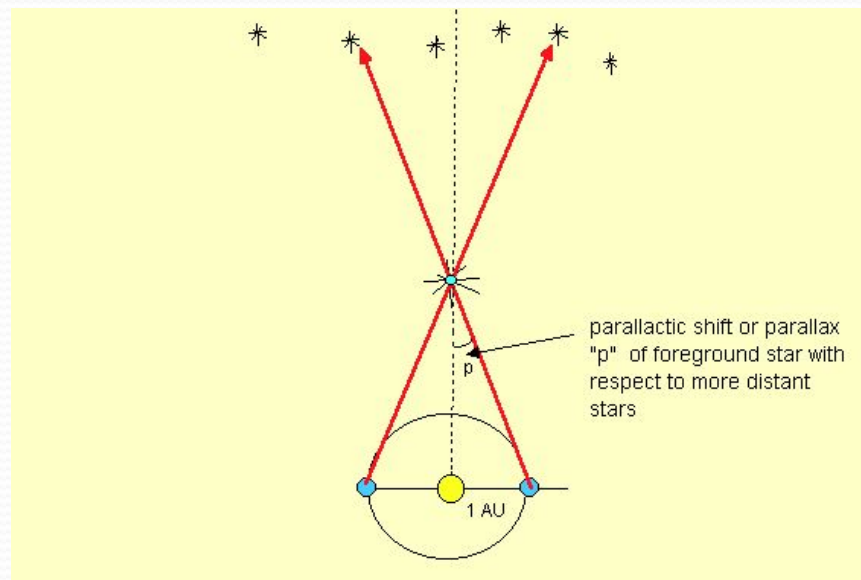
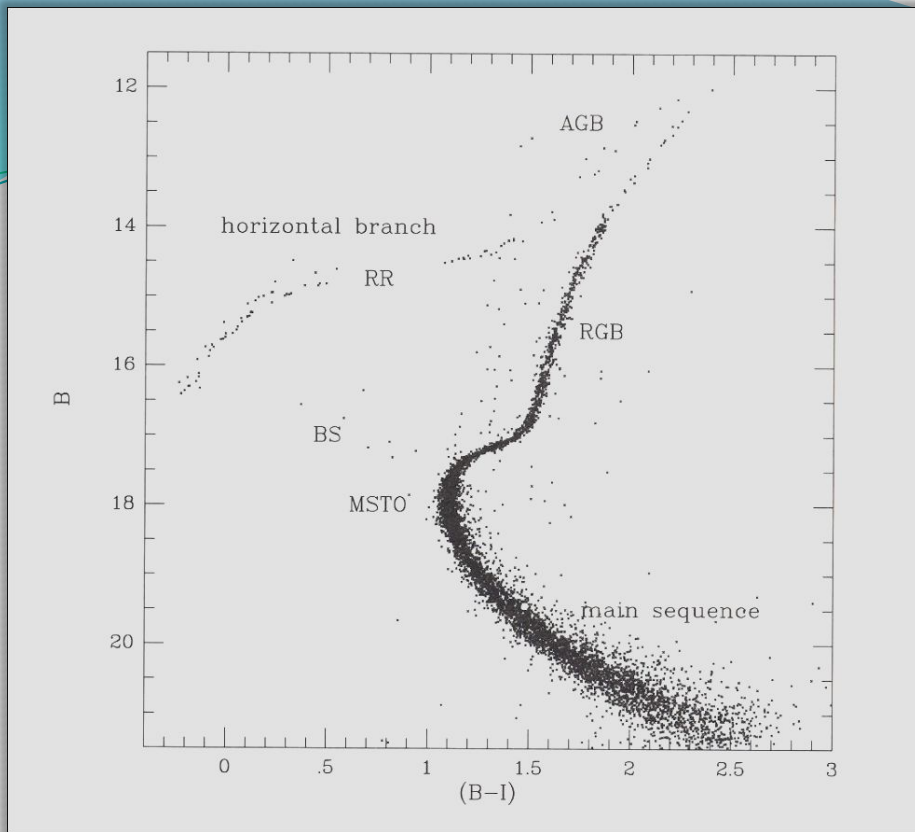
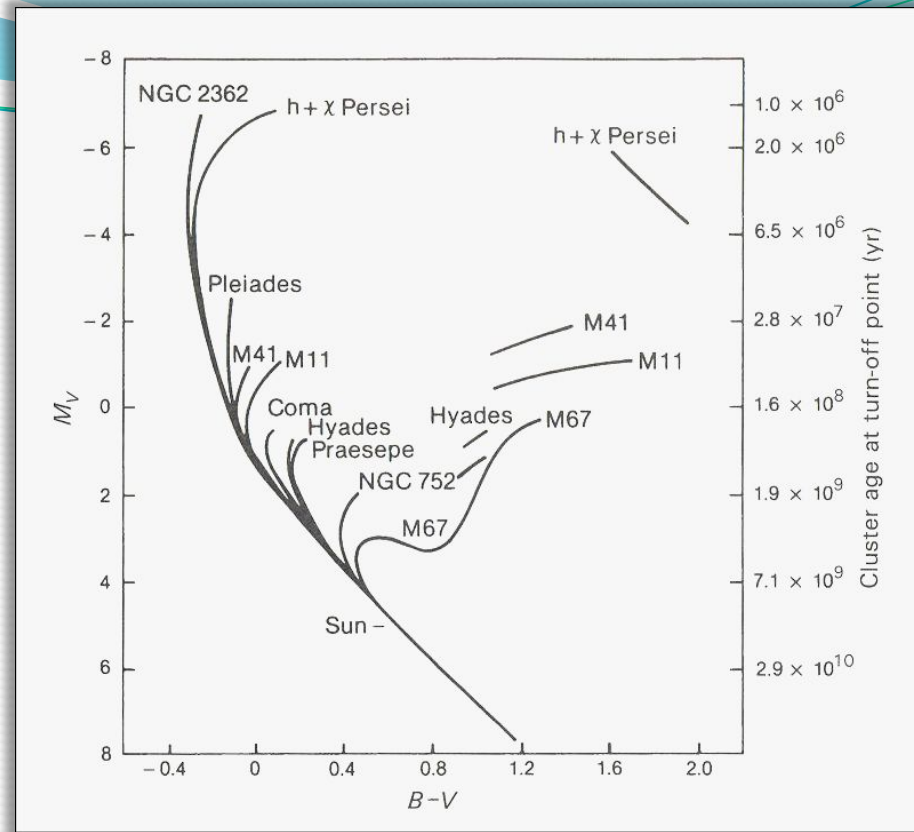


Диаграмма Цвет(Температура)-Светимость  
получена спутником Hipparcos



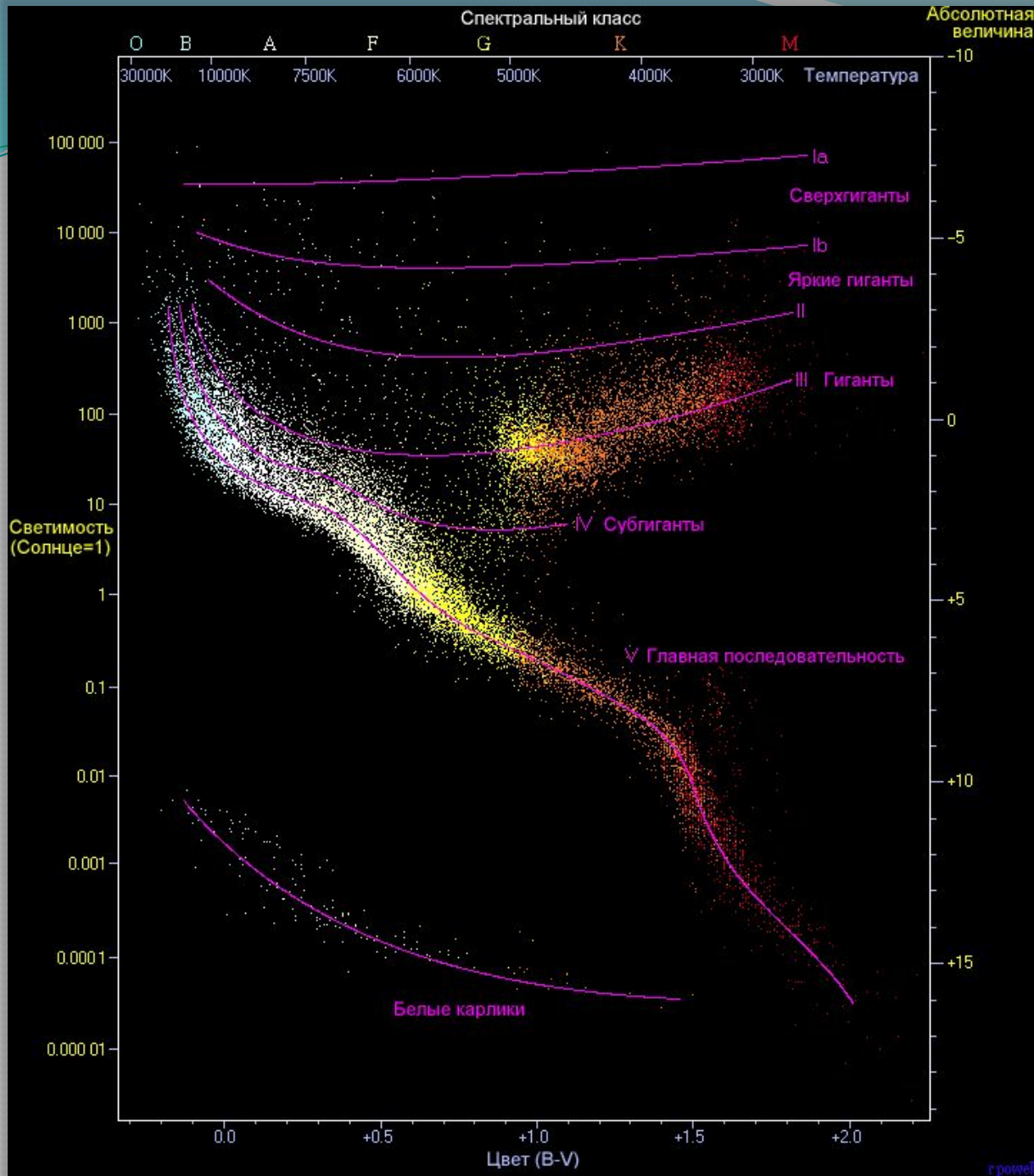


ГР-диаграмма для шаровых скоплений (старые объекты)



ГР-диаграмма для рассеянных скоплений (молодые объекты)



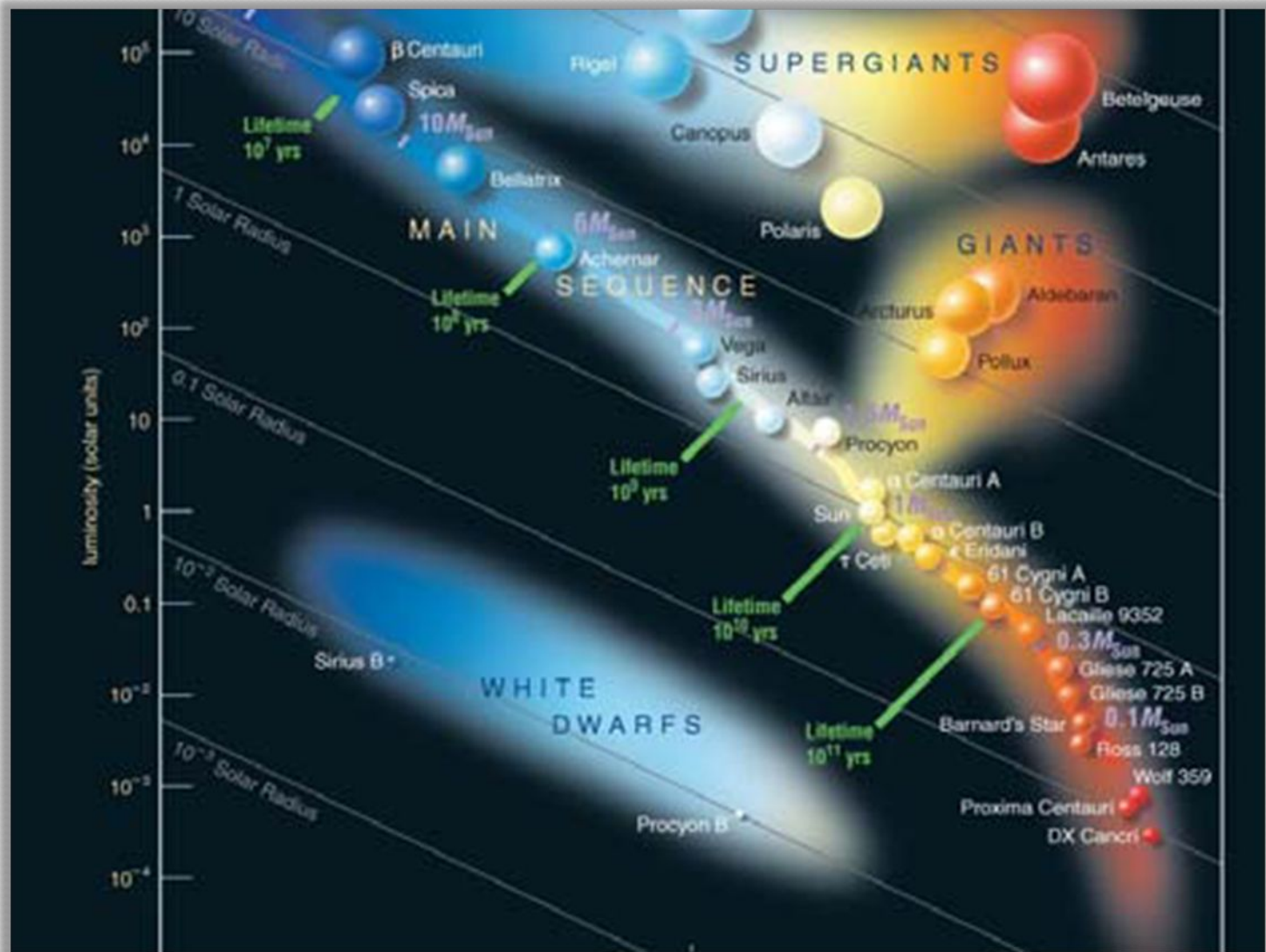


Одному значению температуры соответствуют различные светимости

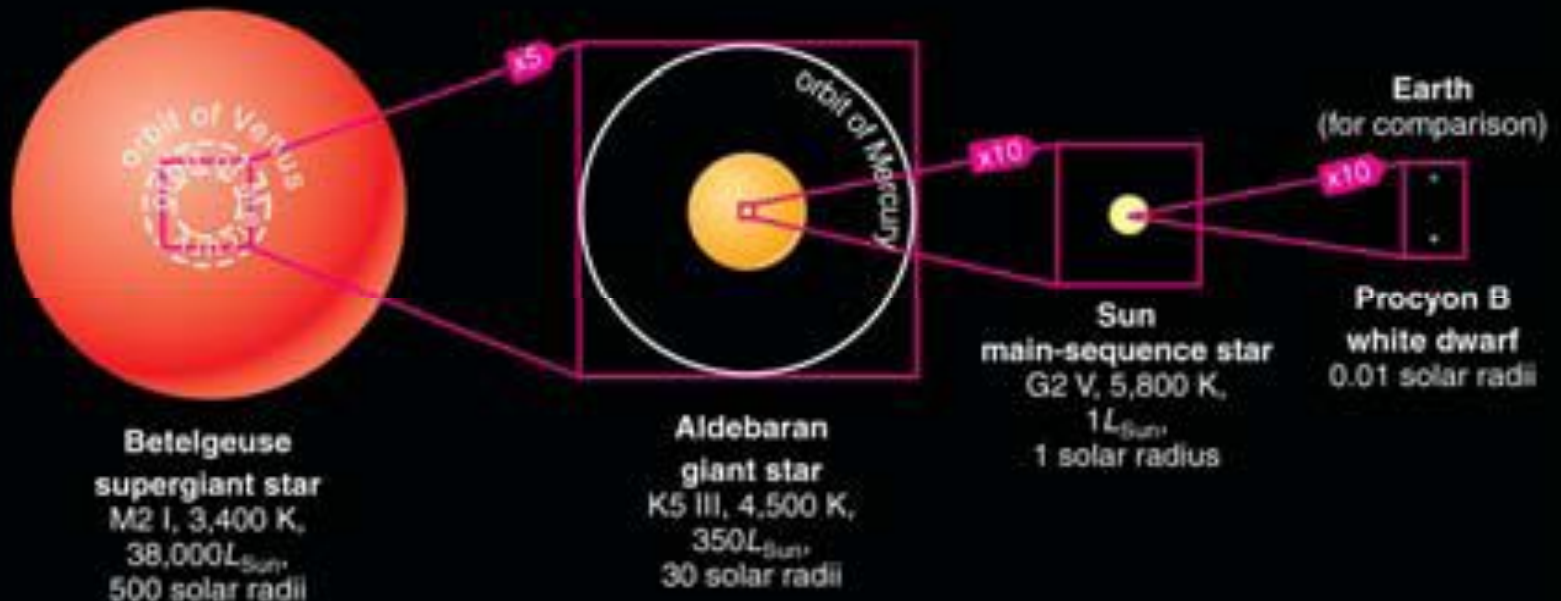


Гарвардская классификация требует дополнения **классами светимости** (Йеркская классификация)

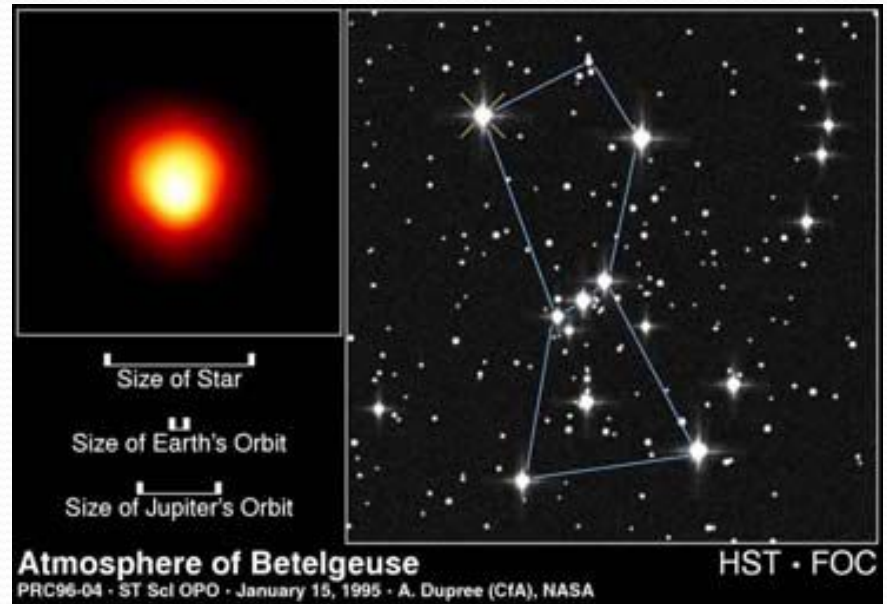
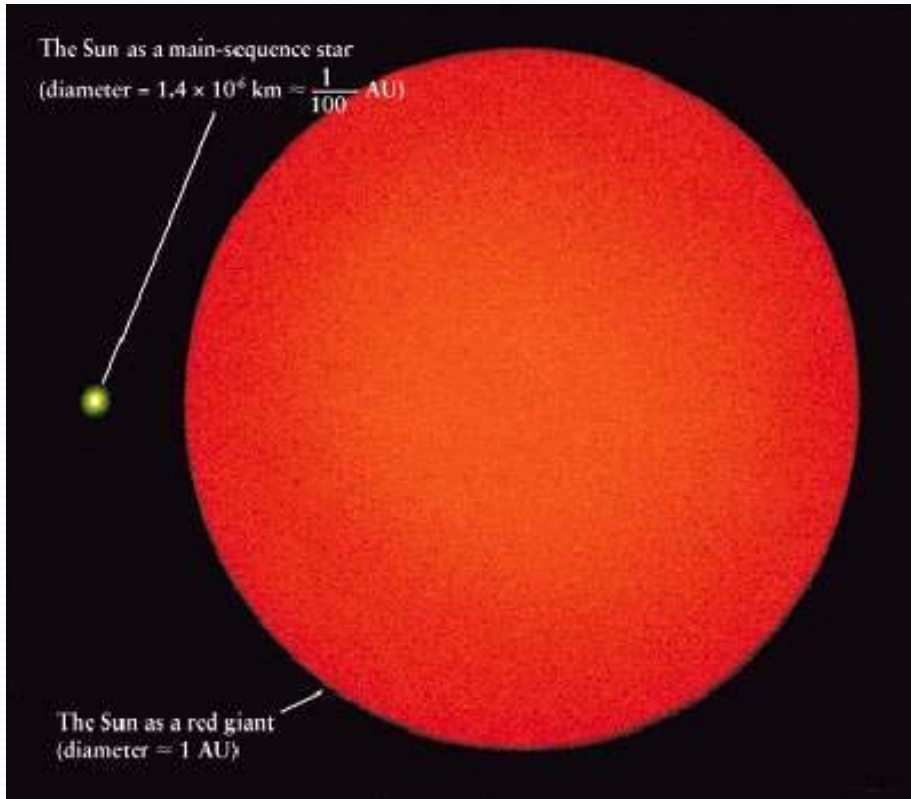
- Ia **яркие сверхгиганты**
- Ib **сверхгиганты**
- II **яркие гиганты**
- III **гиганты**
- IV **субгиганты**
- V **звезды главной последовательности** (карлики) 90% всех звезд
- VI **субкарлики**
- БК **белые карлики**



## Relative Sizes of Stars from Supergiants to White Dwarfs



Copyright © 2008 Pearson Education, Inc., publishing as Pearson Addison-Wesley



- I. Сверхгиганты.
  - Ia-о гипергиганты или очень яркие сверхгиганты.
  - Ia яркие сверхгиганты, такие как Денеб (спектр A2Ia).
  - Iab сверхгиганты средней яркости.
  - Ib менее яркие сверхгиганты, например, Бетельгейзе (спектр M2Ib).
- II. Яркие гиганты.
  - IIa, например: в Scuti (HD 173764) (спектр G4 IIa).
  - IIab, например: HR 8752 (спектр G0Iab).
  - IIb, например: HR 6902 (спектр G9IIb).
- III. Нормальные гиганты.
  - IIIa, например:  $\rho$  Persei (спектр M4IIIa).
  - IIIab, например: 6 Reticuli (спектр M2IIIab).
  - IIIb, например: Поллукс (спектр K2IIIb).
- IV. Субгиганты.
  - IVa, например:  $\epsilon$  Reticuli (спектр K1-2IVa-III).
  - IVb, например: HR 672 A (спектр G0.5IVb).
- V. Главная последовательность (карлики).
  - Va, например: AD Leonis (спектр M4Vae).
  - Vb, например: 85 Pegasi A (спектр G5Vb).
- VI. Субкарлики (редко).
- VII. Белый карлик (редко).

По мере того, как научные исследования дают все более детальную информацию, система классификации продолжает развиваться и уточняться. Другие классификации включают S-звезды и углеродные звезды, прежде называвшиеся R- и N-звездами, а теперь располагаемые в последовательности от  $S_0$  до  $S_9$ , что приблизительно соответствует неуглеродным звездам температурных классов от G4 до M. Выделяют также дополнительные спектральные классы для некоторых классов звезд:

- W – звезды Вольфа–Райе, очень тяжёлые яркие звезды с температурой порядка 70 000 К и интенсивными эмиссионными линиями в спектрах.
- L – звезды или коричневые карлики с температурой 1 500–2 000 К и соединениями металлов в атмосфере.
- T – метановые коричневые карлики с температурой 700–1 500 К.
- Y – очень холодные (метано-аммиачные?) коричневые карлики с температурой ниже 700 К.
- C – углеродные звезды, гиганты с повышенным содержанием углерода.
- S – циркониевые звезды.
- D – белые карлики.



|    |  |    |                                |
|----|--|----|--------------------------------|
| c  | резкие линии                                   | k  | межзвездные линии              |
| d  | карлик = звезда главной последовательности     | m  | сильные линии металлов         |
| D  | белый карлик                                   | n  | диффузные линии                |
| e  | эмиссия (эмиссия водорода в O-звездах)         | nn | очень размытые диффузные линии |
| em | эмиссия в линиях металлов                      | p  | пекулярный спектр              |
| ep | пекулярная эмиссия                             | s  | резкие линии                   |
| eq | эмиссия с поглощением на более коротких волнах | sd | субкарлик                      |
| f  | эмиссия гелия и неона в O-звездах              | wd | белый карлик                   |
| g  | гигант   | wk | слабые линии                   |

Дополнительные обозначения, применяемые в спектральной классификации звезд